

ANKARA ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

DOKTORA TEZİ

SOĞUK YILDIZLARIN YÜZEY PARLAKLIK DAĞILIMLARININ
MODELLENMESİ: SpotDIPy

Engin BAHAR

ASTRONOMİ VE UZAY BİLİMLERİ ANABİLİM DALI

ANKARA
2023

Her hakkı saklıdır

ÖZET

Doktora Tezi

SOĞUK YILDIZLARIN YÜZEY PARLAKLIK DAĞILIMLARININ MODELLENMESİ: SpotDIPy

Engin BAHAR

Ankara Üniversitesi
Fen Bilimleri Enstitüsü
Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Danışman: Prof. Dr. Hakan Volkan ŞENAVCI

Yıldızlardaki manyetik alan kökenli aktivitenin doğası halen araştırma konusudur. Yıldız astrofiziği çalışmalarında önemli bir sorun olan manyetik aktivite dikkate alınmadığında oluşturulan modellerin geçerliliği önemli ölçüde etkilenebilir. Bununla birlikte gözlemsel verilerdeki bozucu etkileri hem yıldız parametrelerinin hem de günümüzde popüler olan ötegezegen araştırmalarında gezegen parametrelerinin hesaplanmasında belirsizliği arttırmaktadır. Yıldızlardaki manyetik aktivitenin araştırılması için literatürde pek çok teknik bulunmaktadır. Bunlar arasında öne çıkan en etkili teknik Doppler görüntülemedir. Literatürde Doppler görüntüleme tekniğini kullanan bilgisayar kodları olsa da bunların önemli bir kısmı başka araştırmacılara açık değildir. Bu bağlamda, bu önemli boşluğu doldurmak adına bu tez kapsamında Python programlama dilinde yazılmış kullanıcı dostu ve açık kaynak kodlu SpotDIPy kodu geliştirildi. Bu kod maksimum entropi yöntemi ile tek yıldızların hem iki sıcaklık yaklaşımı altında yüzey parlaklık hem de sıcaklık dağılımı haritalarını üretebilecek şekilde tasarlandı. Bununla birlikte, tez çalışması kapsamında geliştirilen SpotDIPy kodu, sonuçların görselleştirilmesinde de güçlü bir arayüze sahiptir. SpotDIPy kodu üzerinde yapılan performans testlerinde yüzey parlaklık ve sıcaklık dağılımı haritaları üretme konusunda oldukça başarılı olduğu görüldü. Ayrıca SpotDIPy kodu ile PW And ve V889 Her yıldızlarının yüksek çözünürlüklü tayfları kullanılarak Doppler görüntülemeleri gerçekleştirildi ve manyetik alan kaynaklı leke aktivitesi incelendi. Her iki yıldızda da kalıcı baskın bir yüksek enlemli leke ile birlikte orta enlemli lekelerin varlığı saptandı.

Ocak 2023, 125 sayfa

Anahtar Kelimeler: Soğuk yıldızlar, soğuk lekeler, yüzey parlaklık dağılımı, yüzey sıcaklık dağılımı, Doppler görüntüleme, manyetik aktivite

ABSTRACT

Ph.D. Thesis

MODELLING SURFACE BRIGHTNESS DISTRIBUTION IN COOL STARS: SpotDIPy

Engin BAHAR

Ankara University
Graduate School of Natural and Applied Sciences
Department of Astronomy and Space Sciences

Supervisor: Prof. Dr. Hakan Volkan ŞENAVCI

The nature of magnetic field-induced activity in stars is still a subject for active research. When magnetic activity, being an important problem in stellar astrophysics studies, is not taken into account, the validity of the models can be significantly affect. In addition, its distorting effects in observational data increase the uncertainty in the calculation of planetary parameters in today's popular exoplanet studies as well as stellar parameters. There are many techniques in the literature for the investigation of magnetic activity in stars. The most effective technique that stands out among these is Doppler imaging. Although there are computer codes using the Doppler imaging technique in the literature, most of them are not shared to other researchers. In this context, in order to fill this important gap, the user-friendly and open source SpotDIPy code was developed in the Python programming language within the scope of this thesis. This code is designed to generate both surface brightness (under the two-temperature approximation) and temperature distribution maps of single stars by using the maximum entropy technique. It also has a powerful graphical user interface for visualization. In performance tests on the SpotDIPy code, it was found to be quite successful in generating maps of surface brightness and temperature distributions. In addition, Doppler imaging was performed via SpotDIPy code using the high resolution spectra of PW And and V889 Her and magnetic field-induced spot activity was investigated in these stars. The results showed that both stars have a persistently dominant high-latitude spot as well as mid-latitude spots.

January 2023, 125 pages

Key Words: Cool stars, cool spots, surface brightness distribution, surface temperature distribution, Doppler imaging, magnetic activity

TEŞEKKÜR

Bu tezi hazırlarken maddi ve manevi desteklerini bir an olsun benden esirgemeyen, moral ve motivasyonumu sürekli yüksek tutmama yardımcı olan sevgili annem Nejla BAHAR'a, sevgili babam Necati BAHAR'a, sevgili abim Sinan BAHAR'a ve sevgili kardeşim Gizem BAHAR'a sonsuz teşekkürlerimi sunarım.

Değerli danışman hocam Prof. Dr. Hakan Volkan ŞENAVCI'ya tezimi hazırlama aşamasında verdiği önemli desteklerden ve sağladığı imkanlardan dolayı çok teşekkür ederim. Bana zaman ayırıp bilgi birikimlerini benimle paylaşmaktan çekinmeyen bölümümün değerli hocalarından Prof. Dr. Selim Osman SELAM, Doç. Dr. Özgür BAŞTÜRK, Doç. Dr. Mesut YILMAZ, Doç. Dr. Tolgahan KILIÇOĞLU ve Dr. İbrahim ÖZAVCI'ya teşekkür ederim. Ayrıca görüş ve önerileri ile tezime olan değerli katkılarından dolayı Prof. Dr. Sıtkı Çağdaş İNAM, Prof. Kadri YAKUT, Prof. Dr. Hakan Volkan ŞENAVCI, Prof. Dr. Selim Osman SELAM ve Doç. Dr. Özgür BAŞTÜRK hocalarıma teşekkürü borç bilirim.

Her ihtiyaç duyduğumda yardımlarını esirgemeyen sevgili dostlarım Doğan Tekay KÖSEOĞLU ve Tolga GÜNDAY'a içten teşekkürlerimi iletirim. Aynı bölümü paylaştığım arkadaşlarım Arş. Gör. Dr. Ekrem Murat ESMER ve Arş. Gör. Selçuk YALÇINKAYA'ya desteklerinden dolayı teşekkür ederim.

Engin BAHAR
Ankara, Ocak 2023

İÇİNDEKİLER

TEZ ONAY SAYFASI

ETİK	i
ÖZET	ii
ABSTRACT	iii
TEŞEKKÜR	iv
SİMGELER ve KISALTMALAR DİZİNİ	vii
ŞEKİLLER DİZİNİ	xi
ÇİZELGELER DİZİNİ	xii
1. GİRİŞ	1
2. KURAMSAL TEMELLER ve KAYNAK ÖZETLERİ	5
2.1 Soğuk Yıldızlarda Manyetik Aktivite.	5
2.2 Soğuk Lekelerin Gözlenmesinde Kullanılan Araçlar	9
2.2.1 Fotometrik gözlemler	9
2.2.2 Tayfsal gözlemler	10
2.2.3 Polarimetrik gözlemler	10
2.2.4 İnterferometrik gözlemler	11
2.2.5 Mikromerceklemeye gözlemleri	12
2.3 Soğuk Lekelerin İncelenmesi için Kullanılan Teknikler.	12
2.3.1 Işık eğrisi modelleme.	12
2.3.2 Moleküler bant modelleme	14
2.3.3 Çizgi derinliği oranı tekniği	15
2.3.4 Asterosismoloji	15
2.4 Doppler Görüntüleme Tekniği	16
2.4.1 Tarihçe	16
2.4.2 Tekniğin işleyişi	17
2.4.3 Matematiksel süreç	22
3. MATERYAL VE YÖNTEM	29
3.1 SpotDIPy Kodu	29
3.1.1 Genel bakış	29
3.1.2 Sentetik çizgi profillerinin oluşturulma süreci	30
3.1.3 Optimizasyon ve haritaların üretilme süreci	48
3.1.4 Performans testleri	50
3.1.5 Kodun yapısı ve kullanımı	61
3.2 Literatürdeki Doppler Görüntüleme Kodları	64
4. ARAŞTIRMA BULGULARI	69
4.1 SpotDIPy Kodu ile PW And Yıldızının Yüzey Anomalisinin İncelenmesi	69
4.1.1 Gözlemler ve verilerin indirgenmesi	70
4.1.2 Dönme döneminin belirlenmesi ve Doppler görüntüleme analizi	73

4.2 SpotDIPy Kodu ile V889 Her Yıldızının Yüzey Anomalisinin İncelenmesi	87
4.2.1 Gözlemler ve verilerin indirgenmesi	88
4.2.2 Dönme döneminin belirlenmesi ve Doppler görüntüleme analizi	91
5. TARTIŞMA VE SONUÇ	106
5.1 SpotDIPy Kodu	106
5.2 PW And Yıldızının Doppler Görüntüleme Sonuçları	107
5.3 V889 Her Yıldızının Doppler Görüntüleme Sonuçları	108
5.4 Sonuçların Değerlendirilmesi ve Gelecekte Yapılması Planlananlar	112
KAYNAKLAR	114
ÖZGEÇMİŞ	122



SİMGELER ve KISALTMALAR DİZİNİ

$\text{\AA}$	Angström
A	Alan
λ	Dalgaboyu
K	Kelvin
I	Yeğlilik
$M_{\odot}$	Güneş kütlesi, 1.99×10^{33} gr
T	Sıcaklık
i	Eksen eğikliği
$P_{\text{dön}}$	Dönme dönemi
r_d	Merkezden yüzey elemanına olan uzaklık
$\log g$	Yüzey çekim ivmesi
v_{mic}	Mikrotürbülans hızı
σ	Belirsizlik
$c, c1, c2$	Kenar kararma katsayıları
l	Kenar kararması çarpanı
g	Çekim kararması çarpanı
f_s	Leke dolum faktörü
R_{synt}	Sentetik çizgi profili
R_{obs}	Gözlemsel çizgi profili
M	Yüzey elemanının yüzeydeki konumu
θ	Gözlemcinin bakış doğrultusu ile yüzey normali arasındaki açı
Φ	Dönme evresi
N_{λ}	Çizgi profilinin nokta sayısı
N_{Φ}	Çizgi profili sayısı
p	olasılık
Λ	Lagrange çarpanı
φ	Enlem
δ	Boylam
π	Pi sayısı
x, y, z	Kartezyen koordinat sistemindeki eksenler
ω	Açısal dönme hızı
Fe/H	Metal bolluğu

Kısaltmalar

BJD	Barycentric Julian Date; Barisentrik Julyen günü
DoTS	Doppler Tomography of Stars
EW	Eşdeğer genişlik
LDR	Line Depth Ratio; Çizgi Derinliği Oranı
LSD	Least Squares Deconvolution; En Küçük Kareler Dekonvolüsyonu

ŞEKİLLER DİZİNİ

Şekil 2.1	Yıldız lekesinin tayf çizgisinde meydana getirdiği tümsek yapısının nasıl oluştuğunu gösteren şematik bir gösterim (Vogt ve Penrod 1983)	19
Şekil 2.2	Yıldız yüzeyinde iki farklı enlemde bulunan lekenin yıldızın kendi eksenini etrafında dönmesi ile çizgi profillerinde nasıl bir etkiye sebep olduğunu gösteren şematik bir gösterim (Rice 2002)	20
Şekil 2.3	Küresel koordinatlarda yıldız yüzeyi (Semenova 2006)	23
Şekil 2.4	Solda yamuksal bölmelendirme ile oluşturulan yüzey ızgarasının kutba yakın bölgesindeki boşluklar ve üst üste binme durumları görülmektedir. Sağda ise yine aynı bölge için birbirlerine tam olarak bağlı üçgenlerden oluşan yüzey görülmektedir. Kırmızı çarpılar yüzey elemanlarının merkezlerini göstermektedir (Prša 2018)	25
Şekil 2.5	Solda yamuksal bölmelendirme, sağda ise üçgenleme yöntemi ile üretilen yüzey ızgaraları görülmektedir	25
Şekil 2.6	Her bir farklı Λ değeri için elde edilen χ^2 ve S fonksiyonlarının değerlerinin oluşturduğu eğri. Kırmızı nokta maksimum eğriselliğin olduğu noktayı göstermektedir	28
Şekil 3.1	Makrotürbülansın çizgi profiline nasıl etki ettiğinin şematik gösterimi	35
Şekil 3.2	Farklı makrotürbülans hızlarının çizgi profiline etkisi	36
Şekil 3.3	Farklı doğrusal kenar kararması katsayılarının çizgi profiline etkisi	38
Şekil 3.4	Sıcaklık (T), eşdeğer genişlik (EW), $v \sin i$ ve uzay hızının dikine bileşeninin çizgi profiline etkisi	47
Şekil 3.5	Sol üstte yapay harita, sol altta SpotDIPy kodu kullanılarak yapay çizgi profillerinden üretilen parlaklık haritası görülmektedir. Orta sütunda yapay profiller (siyah noktalar), en iyi modeller (kırmızı düz çizgiler) ve lekесiz modeller (mavi düz çizgiler) görülürken, sağ sütunda artıklar görülmektedir. Yapay verilerin sinyal/gürültü oranı 250'dir	51
Şekil 3.6	Şekil 3.5'ten farklı olarak sinyal/gürültü oranının 500 olduğu durum	51
Şekil 3.7	Şekil 3.5'ten farklı olarak sinyal/gürültü oranının 750 olduğu durum	52
Şekil 3.8	Şekil 3.5'ten farklı olarak sinyal/gürültü oranının 1000 olduğu durum	52
Şekil 3.9	Şekil 3.5'ten farklı olarak sinyal/gürültü oranının 10000 olduğu durum	53
Şekil 3.10	Şekil 3.5'ten farklı olarak eksen eğikliği 30° ve sinyal/gürültü oranının 500 olduğu durum	53
Şekil 3.11	Şekil 3.5'ten farklı olarak eksen eğikliği 60° ve sinyal/gürültü oranının 500 olduğu durum	54
Şekil 3.12	Şekil 3.5'ten farklı olarak eksen eğikliği 90° ve sinyal/gürültü oranının 500 olduğu durum	54

Şekil 3.13	Sol sütunda, yapay harita (üstte), DoTS kodu ile üretilen harita (ortada) ve SpotDIPy kodu ile üretilen harita (altta) görülmektedir. Orta sütunda, yapay profiller için DoTS kodunun ürettiği en iyi modeller (mavi noktalar) ile SpotDIPy kodunun ürettiği en iyi modeller (kırmızı düz çizgiler), sağ sütunda ise bu modellerin birbirleri ile olan farkı çizdirilmiştir ve her bir artığın standart sapma değerleri de grafikte görülebilir. Yapay profiller eksen eğikliği açısı 30° olacak şekilde üretilmiştir	55
Şekil 3.14	Şekil 3.13'ten farklı olarak eksen eğikliği açısı 60°	56
Şekil 3.15	Şekil 3.13'ten farklı olarak eksen eğikliği açısı 90°	56
Şekil 3.16	Sol üstte yapay harita, sol altta SpotDIPy kodu kullanılarak yapay çizgi profillerinden üretilen sıcaklık haritası görülmektedir. Orta sütunda yapay profiller (siyah noktalar), en iyi modeller (kırmızı düz çizgiler) ve sadece fotosfer sıcaklığıdaki profil ile elde edilen modeller (mavi düz çizgiler) görülürken, sağ sütunda artıklar görülmektedir. Yapay verilerin sinyal/gürültü oranı 250'dir	58
Şekil 3.17	Şekil 3.16'dan farklı olarak sinyal/gürültü oranının 500 olduğu durum	59
Şekil 3.18	Şekil 3.16'dan farklı olarak sinyal/gürültü oranının 750 olduğu durum	59
Şekil 3.19	Şekil 3.16'dan farklı olarak sinyal/gürültü oranının 1000 olduğu durum	60
Şekil 3.20	Şekil 3.16'dan farklı olarak sinyal/gürültü oranının 10000 olduğu durum	60
Şekil 3.21	Willamo vd. (2019) tarafından üretilen V889 Her yıldızının sıcaklık haritası ile SpotDIPy kodu ile üretilen sıcaklık haritası. Sıcaklık ölçeği her iki haritanın sağ tarafında görülmektedir.	62
Şekil 3.22	SpotDIPy kodunda sonuçların görselleştirildiği arayüzde gözlemsel verilerin, en iyi modellerin, lekesiz modellerin ve artıkların görüldüğü pencere	64
Şekil 3.23	SpotDIPy kodunda sonuçların görselleştirildiği arayüzde elde edilen haritanın Mercator projeksiyonunun görüldüğü pencere	65
Şekil 3.24	SpotDIPy kodunda sonuçların görselleştirildiği arayüzde elde edilen haritanın Mollweide projeksiyonunun görüldüğü pencere	65
Şekil 3.25	SpotDIPy kodunda sonuçların görselleştirildiği arayüzde, elde edilen haritanın üç boyutlu gösterimi ile f_s değerinin evreye bağlı değişiminin görüldüğü pencere	66
Şekil 4.1	PW And yıldızının 17. (sol üstte) ve 57. (sağ üstte) sektörlerdeki TESS ışık eğrileri ve bu ışık eğrilerinden oluşturulan periodogram (sol altta). Bu periodogramdan hesaplanan dönem ile evrelendirilen 17. (siyah noktalar) ve 57. sektör (gri noktalar) ışık eğrileri sağ altta görülmektedir	73
Şekil 4.2	PW And yıldızının Set-1 verisi için $EW-v \sin i$ düzleminde 2D χ^2 taraması	75
Şekil 4.3	Şekil 4.2 ile aynı fakat Set-2 verisi için	76
Şekil 4.4	Şekil 4.2 ile aynı fakat Set-3 verisi için	76

Şekil 4.5	PW And yıldızının Set-1 verisinin Doppler görüntüleme ile yüzey parlaklık dağılımının modellenmesi. Sol sütunda gözlemsel çizgi profilleri (siyah noktalar), en iyi modeller (kırmızı düz çizgiler) ve lekesiz durumdaki modeller (mavi düz çizgiler) görülmektedir. Sağ sütunda ise artıklar mevcuttur. Evreler iki sütunda da şekillerin sağ tarafında yeşil renk ile belirtilmiştir	77
Şekil 4.6	Şekil 4.5 ile aynı fakat Set-2 verisi için	78
Şekil 4.7	Şekil 4.5 ile aynı fakat Set-3 verisi için	79
Şekil 4.8	PW And yıldızının Set-1 verisinden Doppler görüntüleme ile elde edilen Mollweide projeksiyonunda yüzey parlaklık haritası	80
Şekil 4.9	Şekil 4.8 ile aynı fakat Set-2 verisi için	80
Şekil 4.10	Şekil 4.8 ile aynı fakat Set-3 verisi için	81
Şekil 4.11	PW And yıldızının Set-1 verisinin Doppler görüntüleme ile yüzey sıcaklık dağılımının modellenmesi. Sol sütunda gözlemsel çizgi profilleri (siyah noktalar), en iyi modeller (kırmızı düz çizgiler) ve sadece fotosfer sıcaklığındaki çizgi profili kullanıldığı durumdaki modeller (mavi düz çizgiler) görülmektedir. Sağ sütunda ise artıklar mevcuttur. Evreler iki sütunda da şekillerin sağ tarafında yeşil renk ile belirtilmiştir	83
Şekil 4.12	Şekil 4.11 ile aynı fakat Set-2 verisi için	84
Şekil 4.13	Şekil 4.11 ile aynı fakat Set-3 verisi için	85
Şekil 4.14	PW And yıldızının set-1 verisinden Doppler görüntüleme ile elde edilen Mollweide projeksiyonunda yüzey sıcaklık haritası	86
Şekil 4.15	Şekil 4.14 ile aynı fakat Set-2 verisi için	86
Şekil 4.16	Şekil 4.14 ile aynı fakat Set-3 verisi için	87
Şekil 4.17	V889 Her yıldızının 26. (sol üstte), 40. (orta üstte) ve 53. (sağ üstte) sektörlerdeki TESS ışık eğrileri ve bu ışık eğrilerinden oluşturulan periodogram (sol altta). Bu periodogramdan hesaplanan dönem ile evrelendirilen 26., 40. ve 53. sektör ışık eğrileri sağ altta görülmektedir	92
Şekil 4.18	V889 Her yıldızının Set-1 verisi için $EW-v \sin i$ düzleminde 2D χ^2 taraması	93
Şekil 4.19	Şekil 4.18 ile aynı fakat Set-2 verisi için	94
Şekil 4.20	Şekil 4.18 ile aynı fakat Set-3 verisi için	94
Şekil 4.21	V889 Her yıldızının Set-1 verisinin Doppler görüntüleme ile yüzey parlaklık dağılımının modellenmesi. Sol sütunda gözlemsel çizgi profilleri (siyah noktalar), en iyi modeller (kırmızı düz çizgiler) ve lekesiz durumdaki modeller (mavi düz çizgiler) görülmektedir. Sağ sütunda ise artıklar mevcuttur. Evreler iki sütunda da şekillerin sağ tarafında yeşil renk ile belirtilmiştir	96
Şekil 4.22	Şekil 4.21 ile aynı fakat Set-2 verisi için	97
Şekil 4.23	Şekil 4.21 ile aynı fakat Set-3 verisi için	98
Şekil 4.24	V889 Her yıldızının Set-1 verisinden Doppler görüntüleme ile elde edilen Mollweide projeksiyonunda yüzey parlaklık haritası	99
Şekil 4.25	Şekil 4.24 ile aynı fakat Set-2 verisi için	99
Şekil 4.26	Şekil 4.24 ile aynı fakat Set-3 verisi için	100

Şekil 4.27	V889 Her yıldızının Set-1 verisinin Doppler görüntüleme ile yüzey sıcaklık dağılımının modellenmesi. Sol sütunda gözlemsel çizgi profilleri (siyah noktalar), en iyi modeller (kırmızı düz çizgiler) ve sadece fotosfer sıcaklığındaki çizgi profili kullanıldığı durumdaki modeller (mavi düz çizgiler) görülmektedir. Sağ sütunda ise artıklar mevcuttur. Evreler iki sütunda da şekillerin sağ tarafında yeşil renk ile belirtilmiştir	101
Şekil 4.28	Şekil 4.27 ile aynı fakat Set-2 verisi için	102
Şekil 4.29	Şekil 4.27 ile aynı fakat Set-3 verisi için	103
Şekil 4.30	V889 Her yıldızının Set-1 verisinden Doppler görüntüleme ile elde edilen Mollweide projeksiyonunda yüzey sıcaklık haritası	104
Şekil 4.31	Şekil 4.30 ile aynı fakat Set-2 verisi için	104
Şekil 4.32	Şekil 4.30 ile aynı fakat Set-3 verisi için	105
Şekil 5.1	PW And yıldızının yüzey parlaklık haritalarının karşılaştırılması. Üst panelde Set-1 (kırmızı) ile Set-2 (gri), alt panelde ise Set-3 (mavi) ile Set-2 (gri) verilerinden elde edilen haritalar üst üste görülmektedir . .	109
Şekil 5.2	V889 Her yıldızının yüzey parlaklık haritalarının karşılaştırılması. Üst panelde Set-1 (kırmızı) ile Set-2 (gri), alt panelde ise Set-3 (mavi) ile Set-2 (gri) verilerinden elde edilen haritalar üst üste görülmektedir . .	111

ÇİZELGELER DİZİNİ

Çizelge 3.1	Yüzey sıcaklık dağılımlarının modellenmesi için kullanılan Fe I çizgileri. λ dalgaboyunu, w ise ağırlığı göstermektedir (Semenova 2006) .	40
Çizelge 4.1	PW And yıldızının tayfsal gözlem bilgileri	71
Çizelge 4.2	PW And yıldızının Doppler görüntüleme sürecinde kullanılan parametreleri	75
Çizelge 4.3	V889 Her yıldızının tayfsal gözlem bilgileri	90
Çizelge 4.4	V889 Her yıldızının Doppler görüntüleme sürecinde kullanılan parametreleri	93



1. GİRİŞ

Yıldızların oluşumunu, gelişimini ve sonlarını ve bu süreç içerisinde ne tür değişimler (kütle, yarıçap, sıcaklık vb. gibi) geçirdiklerini konu alan yıldız evrimi, astrofiziğin en önemli alanlarından biridir. Yıldızların ömrü (kütlesine bağlı olarak birkaç milyon yıldan trilyonlarca yıla kadar) insanlara kıyasla çok uzun olmasından dolayı yıldız evriminin anlaşılabilmesi ancak farklı yaştaki pek çok yıldızın incelenmesiyle mümkün olabilmektedir. Yıldızlardaki manyetik alanın etkisi özellikle yıldız evriminde kendisini önemli ölçüde hissettirir. Yüksek manyetik alana sahip yıldızlarda yıldız evrimi için geliştirilen modeller bu etkiden bağımsız düşünülemez (Roettenbacher vd. 2016). Özellikle etkileşen çoklu yıldız sistemlerinde manyetik alan çok daha karmaşık bir hal alır ve sistemdeki yıldızların evriminde dramatik etkilere sebep olabilir (Dunstone vd. 2008). Manyetik alan sadece yıldız evriminde değil gezegenlerin oluşumu sürecinde ve bununla birlikte gezegenlerin evriminde de etkilidir (Tobias 2002, Poppenhaeger 2015). Manyetik alanın cisimler (yıldızlar ya da gezegenler gibi) üzerindeki doğrudan etkisinin yanında gözlemsel veriler (ışık eğrileri ve tayflar gibi) üzerindeki etkisinin de hesaplanmak istenen parametreler üzerinde bir belirsizlik oluşturması önemli bir sorundur. Tüm bunlar göz önünde bulundurulduğunda manyetik alanın oluşumunun ve gelişiminin doğasını anlamak; yıldız evrimini, gezegen oluşum ve evrimini de doğru bir şekilde anlamanın yolunu açar. Ayrıca gözlemsel veriler üzerindeki etkisi modellenerek bu verilerden elde edilecek parametrelerin hassasiyetinin de artmasına imkan verir.

Soğuk yıldızlarda ışıma donuk olan dış konvektif katmanda artan ışıma basıncı ile madde hareketleri başlar. Konvektif katmanda bulunan yüklü parçacıklar bu madde hareketlerinin yanında diferansiyel dönmenin de katkısı ile beraber elektrik ve manyetik alanın oluşmasına sebep olurlar. Bu yolla ortaya çıkan manyetik alan parçacıklara uygulayacağı kuvvetlerle bulunduğu bölgedeki sıcaklık, basınç ve yoğunluk gibi parametreleri etkiler ve bölgenin küresel simetrisini bozar. Bunların dışında konvektif katmanın tabanında başlayarak yıldız yüzeyine çıkan manyetik

alan çizgileri konvektif katmanda ısınarak yükselen yıldız maddesinin soğuyarak tekrar iç katmanlara inmesini engeller. Böylece yıldız yüzeyinde fotosferden daha soğuk bölgelerin yani lekelerin oluşmasına sebep olurlar (Babcock 1961). Aynı zamanda sıcak maddenin de dışarı yükselmesini engelleyerek konvektif hareketleri baskılar. Yıldız lekelerini manyetik alanın fotosferdeki yansımaları olarak düşünülebiliriz. Bu durum göz önünde bulundurulduğunda, yıldız lekelerinin yıldız yüzeyindeki konum, boyut ve sıcaklık değerleri ve bununla birlikte bu değerlerin zamanla değişimi bize manyetik alanın oluşumu ve evrimi hakkında önemli bilgiler sunmaktadır.

Ca II H&K, Ca II IRT ve H α gibi lekelerle duyarlı tayf çizgilerindeki merkezi salmaların incelenmesi, düşük sıcaklıklarda ortaya çıkan moleküler soğurma bantlarının incelenmesi, ışık eğrisi modelleme (ing. light curve inversion), interferometrik (doğrudan görüntüleme) ve Doppler görüntüleme gibi teknikler ile yıldız lekelerine ait parametreler elde edilebilir. İnterferometrik teknikler ancak yıldız diskinin doğrudan görüntülenmesine müsait çapta ve uzaklıkta olan yıldızlar için kullanılabilir ve bu yıldızların sayısı oldukça azdır. İnterferometrik teknikler dışında özellikle lekelerin konumlarının hassas belirlenebilmesi açısından en etkili teknik Doppler görüntülemedir. Doppler görüntüleme dolaylı yoldan yüksek çözünürlüklü görüntüleme yapılabilen tek tekniktir. Bu teknik, yıldız yüzeyinin her bir bölgesi için tayfsal çizgi şiddetini ve sürekliliğini değiştirecek tüm etkilerin (sıcaklık veya kimyasal bolluk farklılıkları gibi) ilgili yüzey bölgesinin yıldızın kendi eksenini etrafında dönmesiyle sahip olduğu dikine hız değeri üzerinden belirlenerek yüzeyin haritalanmasına dayanır. Sıcaklık ve kimyasal bolluk farklılıklarının yanında yüzey boyunca değişen manyetik alan farklılıkları (Zeeman Doppler görüntüleme) ve zonklama hız alanları da Doppler görüntüleme ile haritalanabilir. Literatürde bu teknik kullanılarak pek çok tek ve çift yıldızın yüzey haritaları ortaya çıkarılmış ve bu haritalar üzerinden yüzeydeki ilgili farklılıklar incelenmiştir (örn. Vogt vd. 1987, Strassmeier vd. 2003, Marsden vd. 2006, Şenavcı vd. 2018, Willamo vd. 2019). Yüzey anomalilerine sebep olan soğuk lekelerin incelendiği çalışmalar lekelerin tam olarak hangi süreçler ile oluştuğunun ve nasıl

evrimleştiklerinin ortaya çıkarılması açısından oldukça önemlidir. Çünkü ne kadar fazla sayıda farklı özelliklere ve yaşlara sahip yıldızlar incelenirse manyetik alanın doğasına ait o kadar bilgi sahibi olunabilir. Ayrıca farklı türden yıldızların incelenmesinin yanında aynı yıldızın uzun süreler boyunca incelenmesi de leke evriminin ve onu doğuran manyetik alanın evriminin anlaşılmasında anahtar rol oynar. Burada önemli hedeflerden biri soğuk yıldızlardaki leke aktivitesi çalışmalarının sayısının arttırılıp literatüre yeterli katkının sağlanmasıdır. Bu da çalışmalar için daha fazla verinin elde edilmesinin yanında bu verileri işleyebilecek, herkesin kullanımına açık ve kullanışlı bilgisayar programlarının sayısı ve çeşitliliği ile gerçekleştirilebilir.

DoTS (Collier Cameron 1997), Invers10 (Piskunov 1998), TempMap (Rice ve Strassmeier 2000), Invers12 (Kochukhov vd. 2004), Invers13 (Kochukhov vd. 2012), InversV (Kochukhov vd. 2017), InversLSD (Kochukhov vd. 2017), paparazzi (Luger vd. 2021) ve bayesDI (Asensio Ramos vd. 2022) gibi yıldızların sıcaklık, parlaklık, kimyasal bolluk, manyetik alan veya zonklama hız alanı dağılımlarını Doppler görüntüleme tekniği ile üreten bilgisayar programları literatürde mevcut olsa da bunların önemli bir kısmı herkese açık olmayan ve belirli araştırma gruplarının elinde olan programlardır. Yıldız lekeleri üzerinde çalışmak isteyen pek çok araştırmacı ilgili bilgisayar programlarının paylaşımlı olmaması veya kullanımı ile ilgili güçlükler nedeniyle ya başka alanlara yönelmekte ya da bahsedilen araştırma gruplarına bir şekilde dahil olmaya çalışmaktadırlar. Bu durum haliyle soğuk yıldızlarda leke aktivitesi çalışmalarını kısıtlamaktadır.

Bu tez çalışmasında, soğuk yıldızlarda leke aktivitesi çalışmalarına ivme kazandırmak adına Doppler görüntüleme tekniği ile soğuk yıldızların yüzey boyunca leke kaynaklı parlaklık ve sıcaklık anomalilerinin dağılımlarını modelleyen Python¹ programlama dilinde bir kod geliştirildi. SpotDIPy olarak adlandırdığımız bu kod açık kaynak kodlu bir kod olup herkesin kullanımına açıktır. Sonuç çıktıların görselleştirilmesinde kullanıcı dostu bir arayüze sahiptir ve kullanım

¹<https://www.python.org>

kolaylığı sayesinde de pek çok kullanıcı hatasının önüne geçmektedir. Ayrıca geliştirilen kod ile PW And ve V889 Her yıldızlarının yüzey haritaları elde edildi ve bilimsel sonuçlar tartışıldı.



2. KURAMSAL TEMELLER VE KAYNAK ÖZETLERİ

2.1 Soğuk Yıldızlarda Manyetik Aktivite

Yıldızın iç yapısı, yüzeyi ve atmosferi üzerinde etkisi olan tüm süreçler (örn. bileşenler arası kütle transferi, zonklamalar ya da manyetik alan gibi) yıldız aktivitesi olarak adlandırılır. Soğuk yıldızlarda yıldız aktivitesinden bahsedildiğinde çoğunlukla akla ilk manyetik aktivite gelir. Bunun temel sebebi manyetik aktivitenin, anakolun en soğuk ucundaki M türü yıldızlardan Güneş benzeri G türü yıldızlara ve hatta F türüne kadar önemli bir karakteristik özellik olmasıdır.

Yıldız aktivitesine sebep olan manyetik alanın, dış konvektif katmana sahip soğuk yıldızlarda bu katmanın tabanında ortaya çıktığı düşünülmektedir (Babcock 1961, Parker 1955). Bu bölgede yüklü parçacık yoğunluğu oldukça fazladır. Işınıma donuk olan bu konvektif katmanda ısıtım basıncı ile madde hareketleri başlar. Bununla ek olarak yıldız plazmasının diferansiyel dönmeden kaynaklı hareketi bu bölgede bulunan yüklü parçacıkların da hareketine sebep olmaktadır. Yüklü parçacıkların hareketi ile elektrik ve manyetik alan açığa çıkar ve manyetik alan ilmekleri konvektif katmanın tabanından yüzeye uzanarak yıldız lekeleri, plaj bölgeleri ve spiküller gibi yapıları doğurur. "Dinamo modeli" (ya da Güneş dinamosu) olarak bilinen bu mekanizma Babcock (1961) ve Leighton (1969) tarafından ortaya konmuştur. Bu model manyetik alanın ortaya çıkışı ile birlikte Güneş lekelerinin nasıl oluştuğunu ve Güneş'teki 22 yıllık manyetik çevrimi de açıklamaktadır.

Dinamo modeline göre Güneş'teki dış konvektif katmanın tabanında ortaya çıkan manyetik alan ilmekleri ilk başta (leke aktivitesinin görülmeye başladığı zamanda) boylamsaldır ve yaklaşık $\pm 55^\circ$ enleminde yüzeye çıkarlar. Yıldızın diferansiyel dönmesi ile birlikte bu alan çizgileri enlemsel hale gelmeye zorlanır ve bu yolla uzayarak zayıflayan manyetik alan çizgileri büyük boyutlu yerel konvektif

hareketler ile yüzeye taşınarak çift kutuplu aktif yapıları (soğuk lekeleri) oluşturur. Bu aşamada Güneş'in yüzeyindeki soğuk leke sayısı maksimuma ulaşır. Fakat bu aktif bölgeler sonsuza kadar yüzeyde barınamazlar. Konveksiyon hareketinin gereği olarak ısınarak yükselen yıldız maddesi, yüzeye yaklaştıkça soğur ve basıncı azalarak genişler. Manyetik alan çizgileri boyunca yüzeyde yükselen yıldız maddesi Coriolis kuvvetleri etkisi ile yükselme doğrultusu boyunca helikal hareketler yaparak enlemsel yapıdaki manyetik alan çizgilerinin tekrar boylamsal hale gelmesine sebep olur ve bu durum aktif bölgelerin bozulması ile sonuçlanır. Başlangıçtaki boylamsal manyetik alan ile zıt kutuplu olan bu yeni boylamsal manyetik alanın Güneş'te ortaya çıkması yaklaşık 11 yıl sürer. Bu aşamada Güneş yüzeyindeki leke aktivitesi minimuma ulaşır. Bu durumdan dolayı 11 yıllık bu süre aynı zamanda "leke çevrimi" süresi olarak bilinir. Benzer süreçler yeni manyetik alan için de geçerlidir ve nihayetinde yaklaşık 11 yıl sonra başlangıçtaki boylamsal manyetik alana geri dönmüş olunur. Bu çevrimsel yapı yaklaşık 22 yıl sürer ve "manyetik dinamo" çevrimi olarak adlandırılır.

Yıldızlarla ilgili diğer tüm konularda olduğu gibi manyetik alanın doğası da Güneş'teki etkisi üzerinden anlaşılmaya çalışılmaktadır. Bunun temel nedeni Güneş'in diğer yıldızlara göre bize oldukça yakın olması ve bu yüzden ayrıntılı bir şekilde incelenebilmesidir. Güneş'teki manyetik alanın Güneş'in yüzeyinde ve atmosferinde ne tür etkilere sahip olduğu detaylı bir şekilde incelenebilmektedir. Her ne kadar Güneş'in manyetik aktivitesinin nasıl olduğu bazı modeller yoluyla açıklanmaya çalışılsa da halen tam olarak anlaşılamayan durumların da olduğu bir gerçektir (Bushby ve Mason 2004). Gözlemsel veriler ışığında diğer yıldızlardaki manyetik alanın doğası, Güneş'te izlenen süreçler üzerinden anlaşılmaya çalışılmaktadır. Fakat yıldız evriminde de olduğu gibi manyetik alanın ortaya çıkışı ve etkileri yıldız parametrelerine (örn. dönme hızı, yaş ve tayf türü gibi) ve evrim aşamasına bağlı olarak önemli farklılıklar gösterebilmektedir. Böylece sadece Güneş örneğinden yola çıkarak Güneş'ten daha farklı yapıya sahip yıldızlardaki manyetik alan olgusunun anlaşılabilmesi güçleşmektedir. Öte yandan, Güneş ve Güneş'ten farklı diğer yıldızları manyetik aktivite açısından beraber incelemek Güneş

dinamosunun eksik yanlarının ortaya çıkarılması açısından oldukça önemlidir.

Günümüze kadar yapılan gözlemler manyetik aktivite gösteren ve farklı kategorilere ayrılan pek çok tür olduğunu göstermiştir. Bunlar genelde dört başlık altında toplanabilir: Güneş benzeri yıldızlar, M türü cüceler, hızlı dönen değişenler (örn. *BY Dra*, *FK Com*, *RS CVn* türü değişenler ve anakol öncesi yıldızlar), kırmızı devler ve süperdevler (Pagano 2013). Bu yıldızlar geniş bant optik bölgede dönme ile modüle olmuş belirgin ışık değişimleri gösterirler. Tayfları optik bölgede görülen ve kromosferlerinde oluşan Ca II H&K, Ca II IRT ve Balmer serisi çizgilerindeki merkezi salma yapıları ve bu yapılarda gösterdikleri değişimler ile karakterize edilir. Bunlardan ayrı olarak kırmızı ve süperdevler EUV-UV, ısısal X-ışın ve radyo bölgede, ısısal olmayan salma çizgisi üreten geçiş bölgesi ve koronaya sahiptir.

Güneş benzeri yıldızlar, geç F tayf türünden geç G tayf türüne kadar geniş bir aralıkta cüce ve altcüceleri içerisinde barındırır. Strobel ve Bentolila (1989) Güneş benzeri yıldızları iki sınıfa ayırır. İlki Güneş analogları (ing. solar analogs) olarak tanımladığı Güneş ile benzer özellikte fakat farklı yaşta olan Pop I yıldızlarıdır. İkincisi ise tüm özellikleri Güneş ile neredeyse aynı olan Güneş ikizleridir (ing. solar twins).

Parlama (ing. flare) yıldızları ya da UV Cet türü yıldızlar olarak adlandırılan aktif M türü cüceler, optik ve radyo bölgede gözlenen ani ışınmıgücü artışı gösteren kırmızı cücelerdir. Optik tayfın U bölgesinde artış 1-7 kadir mertebesine ulaşabilir. Birkaç dakika ile birkaç saat arasında sürelerle sahip parlamalar gösterirler. Ca II H&K, Ca II IRT ve Balmer serisi çizgilerde merkezi salma yapıları gözlenirken, parlama sırasında bu salmaların şiddeti önemli ölçüde artar. Çok düşük aktivite gösteren M yıldızlarında bile kromosfer bölgesinin olduğuna dair görüşler vardır (Mauas vd. 1997). Bununla birlikte X-ışın ve radyo parlamalarının tamamıyla konvektif zarfa sahip geç M cücelerinde ve kahverengi cücelerde gözlenmesi bu cisimlerde Güneş dinamosunun geçerli olmadığını göstermektedir.

Birkaç farklı tür çift yıldız sistemi zorunlu spin-yörünge eşleşmesi nedeniyle yüksek seviye manyetik aktivite gösterirler. dKe-dMe yıldızlarından oluşan *BY Dra* türü yıldızların ışık eğrilerinin değişim genliği yüzde birkaç kadir ile yarım kadire kadar değişiklik gösterebilir. Ayrıca dönemleri bir günün kesrinden yüzlerce güne kadar değişebilir. Parlama olayları bu tür yıldızlarda oldukça tipiktir. *RS CVn* türü değişen yıldızlar ayırık çift yıldızlardır ve çoğunlukla FV,IV - GV, IV ile KIV,III tayf türünden bileşenlerden oluşurlar. Sistemdeki her iki yıldız da orta ya da yüksek düzeyde aktiftir. Yörünge dönemleri bir günden onlarca güne kadar uzanır. %50'ye varan alanlara sahip, evrimsel süreçleri bir hafta ile bir ay arasında değişen kutba yakın lekeler bu sistemlerde gözlenmiştir (Pagano 2013). W UMa türü değişenler ise geç tayf türü yıldızlardan oluşan değen örten değişen sistemlerdir. Dolanma dönemleri beş ile yirmi saat arasında değişir. İzdüşümsel ekvatoryal dönme hızları 100 ila 200 km/s arasında değişir. W UMa türü değişenler, iki bileşeni de benzer sıcaklığa sahip olan A türü ile yüzeyindeki soğuk lekelerin varlığı nedeniyle ikinci bileşenden daha soğuk bir birinci bileşene sahip W türü olmak üzere iki alt türe sahiptirler (Binnendijk 1970, Barnes 2004). *FK Com* türü yıldızlar G-K III tayf türünden oluşan çok güçlü manyetik aktiviteye sahip dönen değişen yıldızlardır. Bu yıldızların W UMa türü yıldızların bileşenlerinin evrimsel süreçte birleşmesi ile oluştukları düşünülmektedir. Fakat bu senaryo genç yıldızlar olduğunu gösteren tayflarındaki lityum bolluğu ile çelişmektedir. Fekel ve Balachandran (1993) çekirdekten konvektif hareket ile lityumun yüzey taşınması sonucu böyle bir durumun ortaya çıktığını iddia etmektedir. Gözlemsel açıdan bakıldığında *FK Com* yıldızları *RS CVn* yıldızlarından çok farklı değildir. Algol türü değişenler ise birinci bileşeni B-F tayf türünden bir anakol yıldızı, ikinci bileşeni ise G-K tayf türünden soğuk bir altdev olan örten değişen sistemlerdir. Hızlı dönmelerinden dolayı *RS CVn* benzeri manyetik aktivite gösterirler. Bileşenler arasındaki sıcaklık farkları çok yüksek olduğundan ancak birinci minimum sırasında, yani sıcak olan bileşen örtüldüğünde, fotosferik lekeler gözlenebilmektedir. Çekimsel senkronizasyon (ing. tidal synchronization) sebebiyle lekeler soğuk bileşenin sadece bir yarı küresinde konumlanmaktadır.

Anakol öncesi genç T Tauri yıldızları, içerisinde gezegenlerin oluştuğu çevresel maddeye sahip olmakla birlikte önemli manyetik aktivite gösteren dönen değişen yıldızlardır. Yüzeylerinde büyük soğuk lekelerle sahip bu yıldızların tayfları yığılma diskleri ile birlikte parlama olaylarının etkileri ile karakterizedir.

Yukarıda özet olarak anlatılan manyetik aktivite olgusuna bakıldığında farklı tür tek ve çift yıldızlarda süreçlerin birbirlerinden farklı olduğu söylenebilir. Bu durum manyetik aktivitenin pek çok parametreye bağlı olarak şekillendiğinin görülmesi açısından önemlidir. Her ne kadar benzer süreçler ile manyetik alanın meydana geldiği düşünülse de sonrasında manyetik alanın evrimi yıldız parametreleri ve karşılıklı etkileşimler ile şekillenmektedir.

2.2 Soğuk Lekelerin Gözlenmesinde Kullanılan Araçlar

2.2.1 Fotometrik gözlemler

Fotometrik gözlemler ve bunların analizi, yıldız yüzeyindeki soğuk lekelerin incelenmesinde kullanılan en yaygın tekniktir. Bunun temel nedeni optik bölgedeki fotometrik gözlemlerin diğer tekniklere göre daha az maliyetli ve daha kolay uygulanabilir olmasıdır. Bireysel çabalarla birlikte lekeli yıldızların düzenli gözlemleri 1970'lere kadar geriye gidebilmektedir (Berdyugina 2005).

Yıldız yüzeyindeki soğuk lekeler yıldız fotosferinden daha düşük sıcaklığa sahiptirler. Dolayısıyla bu lekeler gözlemler sırasında gözlemcinin bakış doğrultusundaki yıldızın yarı küresinde bulundukları konum ve boyutları nispetinde ışık eğrisinde değişime neden olurlar. Yıldızların kendi eksenleri etrafında dönmesi ile bu etki ışık eğrisinde bir modülasyona sebep olur. Bu modülasyon incelenerek soğuk lekeler hakkında bazı bilgileri edinmek mümkündür. Fakat tek boyutlu ışık eğrilerinden (zamana karşı parlaklık değişimi) lekelerin yıldız yüzeyinde hangi boylamlarda konumlandığı belirlenebilirken hangi enlemlerde bulunduğunu kestirmek oldukça güçtür. Leke sıcaklıklarının tespiti için

ise çok renk (bant) ışık eğrilerine ihtiyaç duyulmaktadır. Fakat leke sıcaklıklarının fotosfer sıcaklıklarına yakın olduğu durumlarda belirsizlik oldukça artmaktadır.

Günümüzde uzay teleskoplarının sayısının artmasıyla birlikte uzun zaman aralığına dağılmış neredeyse kesintisiz ışık eğrilerine ulaşmak kolaylaşmıştır. Bu ışık eğrileri kullanılarak zamana bağlı olarak lekelerin boylamsal değişimleri izlenebilir ve leke göçleri ile ilgili önemli bilgilere ulaşılabilir (Özavcı vd. 2018).

2.2.2 Tayfsal gözlemler

Tayfsal gözlemler astrofiziğin tüm dallarında olduğu gibi manyetik aktivite kaynaklı soğuk lekelerin incelenmesinde de oldukça önemli bir yer teşkil eder. Yıldız aktivitesinin incelenmesinde araştırmacılara geniş bir yelpaze sunar. Kromosferik aktivite belirteci çizgiler (Ca II H&K, Ca II IRT ve Balmer serisi çizgiler gibi) kullanılarak manyetik alandan ileri gelen (soğuk lekeler ve plaj bölgeleri gibi) hangi yapılardan ne oranda aktiviteye katkıda bulunduğu ortaya çıkarılabilir (Berdyugina 2005). Ayrıca moleküler bant modellemesi, çizgi derinliği oranı (LDR) ve Doppler görüntüleme gibi tekniklerle yıldız lekelerinin konum ve sıcaklık gibi parametreleri hassas bir şekilde belirlenebilir. Bu teknikler çoğunlukla eş zamanlı olarak kullanıldığında en iyi sonuca ulaşılabilir. Bu da bazı durumlarda yüksek çözünürlüklü ($R > 30000$) tayfları gerektirir (Berdyugina 2005). Her ne kadar ışık eğrilerine göre leke parametreleri açısından çok daha iyi sonuçlara ulaşılsa da, tayfsal verileri elde etmek ışık eğrisi verilerine göre daha meşakkatlidir.

2.2.3 Polarimetrik gözlemler

Manyetik alan, ışığın kutuplanması üzerinde izlenebilir eşsiz izler bırakır. Herhangi bir gök cismi için elektromanyetik tayfın optik bölgesinden manyetik alanlarının yönünü ve şiddetini ölçmenin tek yolu polarimetrik gözlemlerden geçer. Bu gözlemler sayesinde ilgili gök cisimlerinin doğrudan detaylı manyetik alan özellikleri incelenerek bu cisimlerdeki manyetik alanın doğası hakkında önemli bilgilere ulaşılabilir.

Her ne kadar manyetik alan ile ilgili çok değerli bilgiler sunsa da, polarimetrik gözlemler diğer gözlem türleri arasında elde edilmesi en zor olanları arasında bulunmaktadır. Diğer yöntemlere göre uygulanması ve yorumlanması güçtür. Fotometrik, tayfsal ya da görüntüleme gibi yöntemlerin gerektirdiği optik arkaplandan farklı bir arkaplana sahiptir. Tayfsal gözlemlerde kullanılan optik elemanlara ek olarak iki dikey kutuplanma durumu için ışığın yoğunluğunun ayrı ayrı ölçülmesine izin veren optik elemanlara ihtiyaç vardır (Snik ve Keller 2013).

2.2.4 İnterferometrik gözlemler

Yıldız yüzeyindeki manyetik alan kaynaklı heterojenliğin doğrudan gözlenebilmesi açısından optik interferometri oldukça kullanışlı bir yöntemdir. İnterferometrik gözlemler yüzeydeki lekelerin konum ve sıcaklıklarının doğrudan gözlenebilmesi açısından manyetik aktivitenin doğasının anlaşılmasında anahtar rol oynar (Berdyugina 2005). İnterferometrik gözlemlerin diğer gözlem tekniklerinden farkı, ötegezegenlerin ışık eğrisi ve tayfsal veriler üzerinden keşfi ile doğrudan görüntüleme yoluyla keşfi arasındaki fark gibidir.

Aralarında önemli bir mesafe bulunan birden fazla teleskobun bir kaynaktan gelen ışığın eş zamanlı olarak analizine dayanan interferometrik gözlemler bu yolla hatırı sayılır açısal çözünürlüklere ulaşırlar. Böylece normal şartlarda nokta kaynak gibi davranan yıldızların belirli ölçüde disk halinde gözlenmesi söz konusudur. Bu sayede yüzeylerindeki manyetik alan kaynaklı yapıların doğrudan gözlenmesi mümkün hale gelir. Bu gözlemlerden elde edilen önemli bir başka durum ise yıldızların dönme eksenlerinin oryantasyonunun belirlenebilmesidir. Fakat polarimetrik gözlemlerdeki duruma benzer şekilde bu gözlemlerin de elde edilmesi diğer yöntemlere göre daha meşakkatlidir. Ayrıca interferometri ile çok yüksek açısal çözünürlüklere ulaşılsa dahi bu yolla doğrudan gözlenebilecek yıldız sayısı oldukça azdır. Fakat diğer gözlem tekniklerinden lekeler hakkında elde edilen bilgilerin ne kadar hassas olduğunun denetlenmesi açısından bu gözlemler oldukça değerlidir (Roettenbacher vd. 2017).

2.2.5 Mikromercekleme gözlemleri

Yıldız fotosferlerinin çekimsel görüntülenmesi kullanışlı bir araçtır ve önemli bir potansiyele sahiptir. Tayfsal çizgi profillerinin ya da yüzey parlaklığının dönme ile modülasyonu dışında lekelerin daha farklı bir yolla tespiti bize bu lekelerin parametreleri hakkında önemli bilgiler sunabilir. Örneğin mikromercekleme leke alanları ile sıcaklıkları arasındaki dejenerasyonun çözümü için kullanılabilir. Ek olarak, Doppler görüntüleme tekniğinin uygulanamayacağı yavaş dönen yıldızlarda lekelerin incelenmesinde önemli bir fırsat sunar.

Yıldızların mikromercekleme verileri kullanılarak bu yıldızlardaki lekelerin modellenmesi ilk olarak Guinan vd. (1997) tarafından gerçekleştirildi. Kütleçekimsel mikromercekleme ile yıldız lekelerinin olası tespitlerinin daha ileri teorik araştırması Heyrovský ve Sasselov (2000) ve Hendry ve Mochnacki (2000) tarafından gerçekleştirilmiştir. Teknik özetle, mercek etkisine sebep olan cismin yıldızın önünden geçmesiyle güçlenen yıldız ışığında leke kaynaklı sapmaların incelenmesine dayanır. Uygun mercekleme yörüngeleri için lekeler net bir şekilde tespit edilebilse de, bu etki yıldız diskine yakın noktalarda kenar kararması ile güçlü bir şekilde bastırılır. Mikromercekleme olaylarının etkili bir yıldız lekesi görüntüleme aracı olabilmesi için geçiş boyunca sık zamansal örneklemeye ihtiyaç duyulduğu da belirtilmektedir.

2.3 Soğuk Lekelerin İncelenmesi için Kullanılan Teknikler

2.3.1 Işık eğrisi modelleme

Soğuk leke kaynaklı ışık eğrisindeki değişimlerin modellenmesi için genelde iki tür yaklaşım söz konusudur. Bunlardan biri genellikle dairesel şekilden oluşan belirli çap ve sıcaklık faktörüne sahip bir ya da birden fazla leke kullanılarak gözlemsel ışık eğrisine uyan en iyi modelin bulunması prensibine dayanır. Bu yaklaşımı kullanan nümerik teknikler pek çok araştırmacı tarafından uygulanmıştır (Budding

1977, Vogt 1981, Rodonò vd. 1986, Dorren 1987, Strassmeier 1988 ve Kiurkchieva 1990). Strassmeier ve Bopp (1992) tarafından yıldız lekelerinin zaman içerisinde evrimini de dikkate alan bir yaklaşım önerilmiştir. Birkaç gün ila yüz gün arasında değişen zaman ölçeğinde lekelerin ortaya çıkışı ve kaybolması süreçleri bu yaklaşım ile izlenebilmektedir. Bahsedilen bu tekniklerin temel dezavantajları çok fazla serbest parametreye dayanmaları ve lekelerin belirli bir şekle sahip olduğunun varsayılmasıdır. Ek olarak bu teknikler ile eşsiz tek bir çözüme ulaşmak mümkün değildir. Yani farklı leke konfigürasyonlarına sahip yüzey haritaları ile aynı ışık eğrileri elde edilebilir.

Yukarıda bahsedilen tekniğe alternatif olarak tersinir ışık eğrisi (ing. light-curve inversion - LCI) tekniği geliştirilmiştir. Bu teknik iki sıcaklık yaklaşımını temel alır. Böylece yıldız yüzeyindeki her bir yüzey elemanının sahip olduğu ışınmada hem fotosfer sıcaklığı bileşeninin (I_p) hem de leke sıcaklığı bileşeninin (I_s) belirli oranlarda (f_i - leke dolum faktörü) katkısı vardır. Her bir yüzey elemanına ait ışınmı miktarı aşağıdaki gibi hesaplanır.

$$I_i = f_i I_s + (1 - f_i) I_p \quad (2.1)$$

f_i faktörü 0 ile 1 arasında değişir ve ilgili yüzey elemanında fotosfer ve leke sıcaklıklarının ne oranda temsil edildiğini tanımlar. İlgili evreler için gözlemcinin bakış doğrultusunda yıldız yüzeyinin görünür kısmındaki tüm yüzey elemanlarından gelen ışınmı katkısı toplanarak üretilen sentetik ışık eğrisinin, gözlemsel ışık eğrisi ile en iyi uyumunu sağlayan f_i dağılımı aranılan yüzey parlaklık dağılımıdır. Bu da yüzey haritasını oluşturur.

Işık eğrileri tek boyutlu zaman serileridir ve bu tür verilerden başka kısıtlamalar olmaksızın lekelerle ilgili sadece boylam bilgisi yeterli hassasiyette belirlenebilir. Enlemlerde ise önemli miktarda belirsizlik vardır ve lekeler yıldızın eksen eğikliğine bağlı olarak belirli enlemler etrafında dağılır. Bir kısıtlamanın varlığı durumunda

enlemler ve leke boyutları hakkında da bilgi edinilebilir. Bunun en iyi örneği örten değişen yıldızlarda görülür. Yıldızlar örtme ve örtülme sırasında birbirlerinin yüzeylerini tararlar ve bu yolla teknik üzerinde lekelerin enlemlerini kısıtlayıcı bir rol oynarlar.

Işık eğrisi modelleme tekniği her ne kadar lekeler ile ilgili diğer tekniklere nazaran az bilgi sunsa da, daha önce de belirtildiği üzere kesintisiz ve uzun zaman aralığında gözlenmiş ışık eğrileri lekelerin boylamsal göçlerinin incelenmesi açısından oldukça değerlidir ve yıldızın diferansiyel dönmesi ile ilgili de önemli bilgiler sunabilmektedir.

2.3.2 Moleküler bant modelleme

Moleküler bant modelleme, lekelerin bazı parametrelerinin belirlenmesinde oldukça başarılı bir tekniktir. İlk olarak Vogt (1979), normalde tayflarında görülmesi beklenmeyen TiO ve VO moleküllerinin bir K2 türü yıldızda görüldüğünü rapor etti. Daha sonraki analizlerde TiO moleküler bantlarının şiddetlerinin yıldızın dönme evresine bağlı olarak değişim gösterdiği ve bu değişimin yıldızın fotometrik değişimi ile anti-korele olduğu görüldü (Huenemoerder vd. 1989). Yani ışık eğrisinde parlaklığın azaldığı yerde TiO moleküler bantlarının şiddeti artmaktaydı. Bu durum etkinin doğrudan yıldız lekerinden geldiğinin kanıtı olarak yorumlandı.

Moleküler bant analizi ile yıldızların yüzeyindeki lekelerin görünen yarı küre boyunca kapladıkları alanları ve sıcaklıkları belirlenebilir. Bununla ilgili ilk çalışma Huenemoerder ve Ramsey (1987) tarafından yapıldı ve Neff vd. (1995) ve O'Neal vd. (1996) tarafından bu teknik geliştirildi. Teknik, hedef yıldız ile aynı tayfsal özelliklere (tayf türü, ışıyım sınıfı) sahip, fotosferi ve lekeleri temsil eden (yani fotosfer ve leke sıcaklığına sahip) iki adet aktif olmayan yıldız tayfının belirli bir oran nispetinde karıştırılarak hedef yıldızdaki moleküler bant bölgesinin modellenmesine dayanır. Bu oran lekeyi temsil eden tayfın sıcaklığa bağlı olarak lekelerin görünen yüzeyde ne kadar alan kapladığını gösterir. Modelleme işlemine

farklı leke sıcaklıkları ile devam edilerek sıcaklığa bağlı olarak değişen leke alanları belirlenir. Tüm bu işlemler elektromanyetik tayfta farklı sıcaklık hassasiyetine sahip iki moleküler bant bölgesi (örn. TiO için 7050 ve 8860 Å ile başlayan moleküler bant bölgeleri) için yapılır. Nihayetinde iki farklı moleküler bant bölgesi için elde edilen sıcaklığa karşılık leke alanları değişimi bir yerde kesişir ve buradan gözlemsel verinin elde edildiği yarı küre için lekelerin kapladığı alan ve ortalama leke sıcaklığı tespit edilir.

Bu teknik lekelerin ilgili yarı kürede lekelerin toplam alanını ve ortalama leke sıcaklığını hassas bir şekilde belirlese de leke konumları ile ilgili herhangi bir bilgi sunmaz.

2.3.3 Çizgi derinliği oranı tekniği

Yavaş dönen yıldızlarda fotometrik ve tayfsal moleküler çizgi teknikleri yüzeydeki lekelerin belirlenmesinde kullanılmaktadır. Leke parametrelerinin sadece ışık eğrilerinden belirlenmeye çalışıldığı durumda karşımıza çıkan leke sıcaklığı ve alanının dejenerasyonu, çok bant ışık eğrileri ile tayflardaki moleküler bantların birlikte analizi ile aşılabılır. Çizgi Derinliği Oranı (LDR) tekniği yıldız yüzeyindeki sıcaklık değişimini 10 K gibi oldukça düşük bir hassasiyet ile belirleyebilir (Gray 1996). Bu tekniğin ilk uygulaması Catalano vd. (2002) tarafından yapıldı. Teknik, biri sıcaklığa duyarsız diğeri ise sıcaklığa oldukça duyarlı iki tayf çizgisinin derinlik oranının analizine dayanmaktadır. Soğuk lekelerin varlığı durumunda bu lekelerin kapladığı alanlara ve sıcaklıklara bağlı olarak bu çizgilerin derinlik oranları değişecektir. Bu yolla yıldız yüzeyindeki lekeler incelenebilir. Frasca vd. (2005) ışık eğrileri modelleme tekniği ile LDR'yi birleştirerek leke sıcaklığı ve alanı arasındaki dejenerasyonu ortadan kaldıran önemli bir çalışma gerçekleştirdi.

2.3.4 Asterosismoloji

Manyetik aktivitenin yıldızın yüzeyi ve atmosferi üzerindeki etkisinin yanında iç yapısına da etkisi söz konusudur. Manyetik aktivitenin Güneş'in iç yapısı

üzerindeki etkisi Güneş salınımlarının radyal modlarının frekanslarında kaymaya sebep olması olarak ortaya çıkar. Mod frekansları manyetik aktivite ile beraber artış gösterir. 11 yıllık leke çevrimi için düşük dereceli mod frekansları 10^{-4} mertebesinde kayma gösterir. Yüksek dereceli modların incelenmesi ile frekanstaki kaymaların leke enlemleri ile ilişkili olduğu ortaya çıkarılmıştır (Libbrecht ve Woodard 1990). Böylece frekanslardaki kayma miktarlarının ölçülerek Güneş benzeri yıldızların yüzeyindeki lekelerin enlemlerinin belirlenmesi mümkün olabilmektedir.

2.4 Doppler Görüntüleme Tekniği

2.4.1 Tarihçe

Yıldızların kendi eksenini etrafında dönmesi ile ortaya çıkan ve tayf çizgilerinin merkezi dalgaboylarında kaymaya sebep olan Doppler etkisini kullanarak yıldızların yüzey anomalilerinin haritalarının oluşturulabileceği fikri ilk olarak Deutsch (1958) tarafından ortaya atılmıştır. Deutsch (1958) radyal harmonik genişleme üzerinden erken tür bir kimyasal tuhaf yıldız olan HD 125248 yıldızının yüzeyindeki kimyasal bolluk ve manyetik alan farklılıklarını inceledi. Deutsch (1958) yaptığı çalışmada eşdeğer genişlik, radyal hız ve manyetik alan değişimi eğrilerini, bu değişimlerin Fourier ile radyal harmonik genişleme katsayıları arasında doğrusal bir ilişki veren bir Fourier serisi olarak modelledi. Yaklaşık on yıl sonra yüzey anomalilerinin çizgi şiddetlerinin değişimi yerine çizgi şekillerinin değişimi üzerinden belirlenmesinin daha etkili olduğunu farkederek Pyper (1969), Rice (1970) ve Falk ve Wehlau (1974) yaptıkları çalışmalarda Deutsch (1958) yaklaşımını bu yönde güncellediler. Yıldız yüzeyindeki anomalileri haritalama ile ilgili bir başka girişim Khokhlova (1976) tarafından Ap yıldızlarını konu alan ve üretilen sentetik modeller üzerinden gerçekleştirilen bir deneme yanılma yaklaşımıydı. Yüzey anomalilerinin belirlenmesinde ilk matematiksel alt yapı Goncharskii vd. (1977) tarafından geliştirildi. Onlar haritalama sürecini bir tersinir problem olarak ele alıp yıldızların sıcaklık ve bolluk haritalarını zaman

serisi tayflardaki çizgi profillerinin değişimini modelleyerek elde ettiler. Tekniğin daha da geliştirilmesi ile beraber soğuk yıldızların ilk Doppler görüntülemesi Vogt vd. (1987) tarafından maksimum entropi metodu kullanılarak gerçekleştirildi. Sonraki yıllarda birkaç grup (Piskunov, Rice ve Wehlau ile Vogt, Penrod ve Hatzes gibi iki ana akım olmak üzere Cameron, Brown ve Kurster gibi diğer bir çok araştırmacı) Doppler görüntüleme tekniğini daha da geliştirerek farklı tür yüzey parlaklık anomalilerini de bu teknik ile ele aldılar. Doppler görüntülemede önemli bir gelişme 1991 yılında Brown vd. (1991) ve bundan 2 yıl sonra Piskunov ve Rice (1993) tarafından yapılan bağımsız çalışmalarda yaşandı. Onlar spektropolarimetrik gözlemlerle beraber Q, U ve V Stokes parametrelerini kullanarak Zeeman-Doppler görüntüleme olarak adlandırılan bir teknik ile yıldızların yüzey manyetik alan dağılımlarını elde ettiler. Bu gruplar ve sonrasında bu alana yönelen pek çok araştırmacı tekniğe önemli katkılar sunmakla beraber bu teknik vasıtasıyla görüntüleme yapan programlar da ürettirler. Günümüzde halen bu tekniği yeni yaklaşımlar ile geliştiren araştırmacılar mevcuttur (Luger vd. 2021, Asensio Ramos vd. 2022).

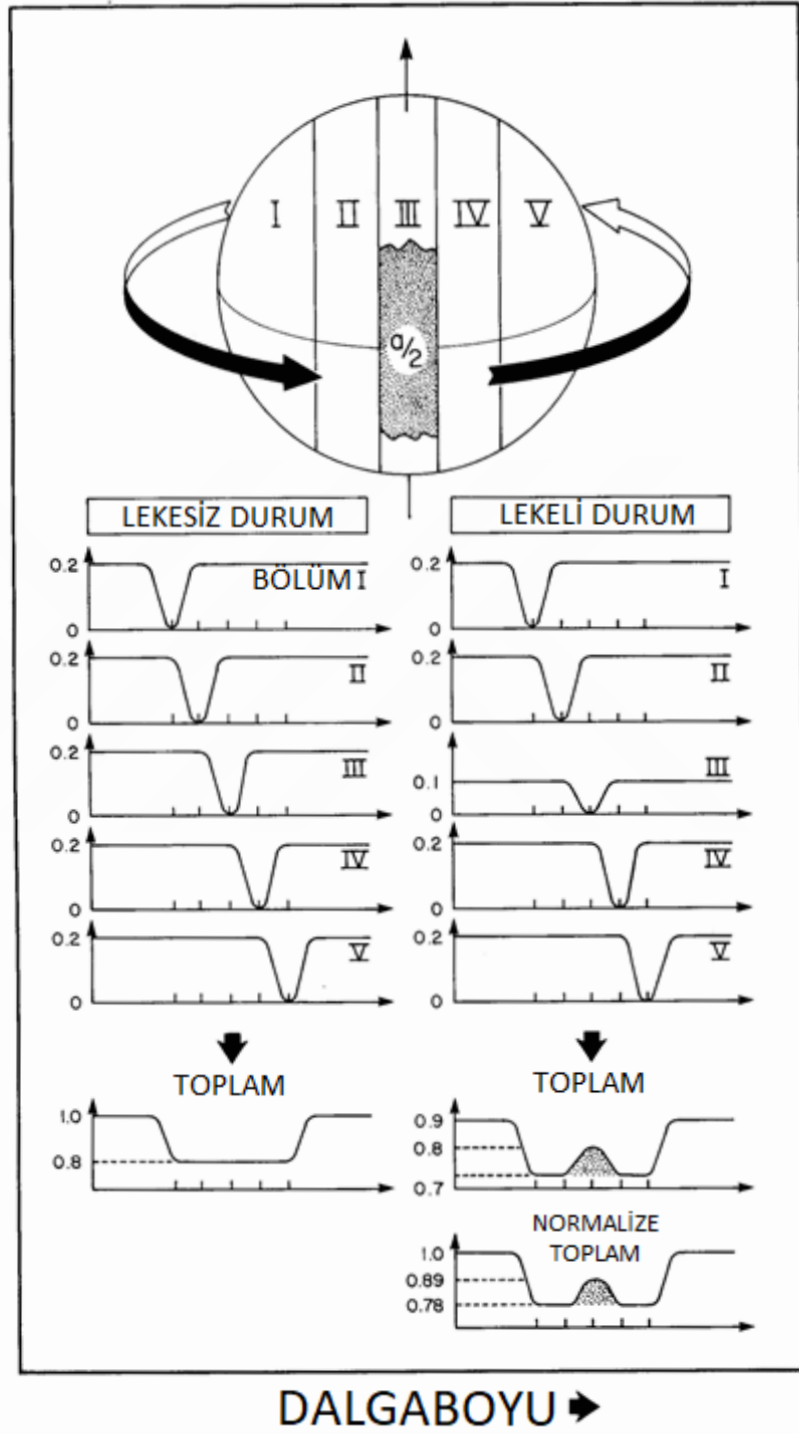
2.4.2 Tekniğin işleyişi

Doppler görüntüleme tekniği, tayfsal çizgi profilleri üzerinde bozulmalara sebep olacak her türlü yüzey anomalisinin (sıcaklık farklılıkları, kimyasal farklılıklar veya zonklamalar gibi) yıldızın kendi eksenini etrafında dönmesinden kaynaklı Doppler kaymaları yoluyla belirlenmesi prensibine dayanır. Bu teknik yardımıyla soğuk yıldızların sıcaklık (ya da parlaklık haritaları), kimyasal tuhaf yıldızların kimyasal dağılım haritaları, zonklayan yıldızların yüzey şekil haritaları ve spektropolarimetrik gözlemler ile doğrudan manyetik alan haritaları üretilebilir. Bu tezin konusu soğuk yıldızları kapsadığı için teknik soğuk yıldızların yüzey parlaklık anomali üzerinden anlatılmaktadır. Fakat tekniğin temelini diğer tüm durumlar için oldukça benzer olduğu söylenebilir.

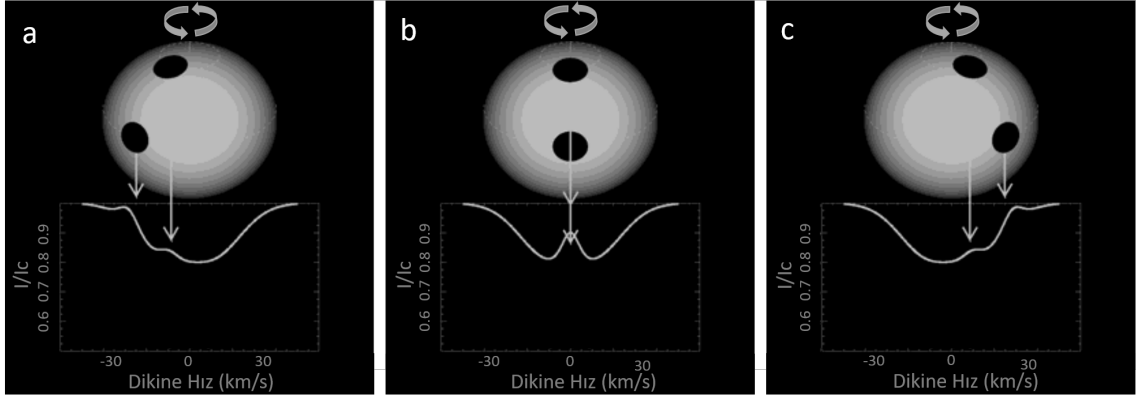
Bir yıldızdan elde edilen tayf, yıldız yüzeyinin gözlemciye bakan yarı küresinin her

bir parçasından gelen tayfların bileşkesi olarak düşünülebilir. Bu her bir parça, yıldızın kendi eksenini etrafında dönmesinden dolayı belirli bir dikine hız değerine sahiptir ve bu değer bu parçadaki tayfsal çizgi profilinin merkezi dalgaboyunu değiştirir. Yıldızın gözlemciye bakan yarı küresinin bir yarısı dönmeden kaynaklı gözlemciden uzaklaşırken diğer yarısı gözlemciye yaklaşır. Yani gözlemciden uzaklaşan bölgede bulunan tüm parçalardaki tayfsal çizgi profilleri uzun dalgaboylarına kayarken, yaklaşan bölgedekiler kısa dalgaboylarına kayarlar. Nihayetinde oluşan bileşke tayf yıldızın dönme hızına bağlı olarak genişler. Bu olay astrofizikte dönme ile genişleme olarak bilinir. Bir yıldızın yüzeyindeki karanlık lekeler yıldızın fotosferinden daha soğuk oldukları gerekçesiyle fotosfere göre daha düşük süreklilik seviyesine sahip daha sık bir tayfsal çizgi profilleri üretirler. Bu durum lekelerin yıldız yüzeyinde bulundukları hız alanına bağlı olarak bileşke tayftaki çizgilerde tümsek yapısına benzer bozulmalara sebep olurlar. Bu durumun şematik gösterimi şekil 2.1’de verilmektedir. Bozulma yapısının tümsek olması soğuk lekelerin daha düşük süreklilik seviyesine sahip olmalarındandır. Tümsek yapılarının tayf çizgileri üzerinde nerelerde bulunacağı lekelerin yıldız yüzeyinde bulundukları hız alanları ile ilişkilidir. Örneğin soğuk lekeler yıldızın gözlemciye yaklaşan kısmında ise tümsek yapıları bileşke tayf çizgisinin mavi kanadında (kısa dalgaboylarında) kendine yer bulur. Ters durumda ise kırmızı kanadında etkisini gösterir. Lekeler, gözlemcinin bakış doğrultusundaki boylamda iseler herhangi bir dikine hız katkısı göstermeyeceğinden tümsek yapısı tayf çizgisinin merkezindedir. Yüzeyinde soğuk lekeler barındıran bir yıldızın tayf çizgilerinde tümsek yapılarının yıldızın dönmesine bağlı olarak nasıl yer değiştirdikleri şekil 2.2’de görülmektedir.

Tümsek yapılarının tayf çizgileri üzerindeki konumları tayfın gözlemlendiği dönme evresine bağlı olarak doğrudan lekelerin boylamları hakkında bilgi verir. Örneğin tayf çizgisindeki bir lekeden kaynaklı tümsek yapısı tam çizgi merkezinde bulunuyorsa bu lekenin gözlemcinin bakış doğrultusundaki boylamda olduğu anlamına gelir ve bu tayfın alındığı tarih referans zamanı olarak seçilmişse (bu durumda evre 0’dır) leke 0° boylamındadır. Aynı referans zamanı için çizgi merkezindeki tümsek yapısı 0.5 evresinde gözlenmiş ise leke 180° boylamındadır.



Şekil 2.1 Yıldız lekesinin tayf çizgisinde meydana getirdiği tümsek yapısının nasıl oluştuğunu gösteren şematik bir gösterim (Vogt ve Penrod 1983)



Şekil 2.2 Yıldız yüzeyinde iki farklı enlemde bulunan lekenin yıldızın kendi ekseninde dönmesi ile çizgi profillerinde nasıl bir etkiye sebep olduğunu gösteren şematik bir gösterim (Rice 2002)

Boylamların belirlenmesinde yıldızın dönüş yönü saat yönünün tersi olarak seçilmiştir. Saat yönü de dönüş yönü olarak seçilebilir. Fakat lekelerin konumlarının başka çalışmalar ile karşılaştırılabilmesi için aynı dönüş yönünün seçilmesi gerekmektedir. Eğer kutupta merkezlenmiş dairesel bir leke söz konusu ise evreden bağımsız olarak tayf çizgilerinin tamamının merkezinde etkisini gösterecektir. Tümsek yapılarının tayf çizgileri üzerindeki hareketi ise lekelerin yıldız yüzeyinde bulundukları enlem ile ilgilidir. Eğer bir leke yıldızın ekvatorunda bulunuyorsa yıldızın dönmesi ile birlikte tayf çizgisinin mavi kanadının başından kırmızı kanadının sonuna kadar hareket edecektir. Leke enleminin 0° 'den farklı olduğu durumlarda mutlak maksimum dikine hız değeri azalacağından tümsek yapısı çizginin merkezine yakın bir bölgede hareket edecektir. Leke 90° enleminde ise tümsek yapısı çizgi merkezinde çakılı kalacaktır. Ayrıca eksen eğikliğine (gözlemcinin bakış doğrultusu ile dönme eksenindeki açı) bağlı olarak tümsek yapısının çizgi merkezinden maksimum ne kadar uzaklaşacağı da değişecektir. Bu bilgiler ışığında lekelerin tayf çizgilerinde oluşturduğu tümsek yapısının konumu ve hareketi incelenerek lekelerin yıldız yüzeyindeki konumları belirlenebilir. Fakat enlem bilgisinin ortaya çıkarılabilmesi için ilgili yıldızın bir dönme dönemi boyunca yeterli sayıda ve uygun evre aralığında tayf verisine ihtiyaç vardır. Lekelerin boyutları ve kontrastları (ya da sıcaklıkları) tümsek yapısının çizgi üzerindeki genişliği ve genliğini etkiler. Lekelerin kapladıkları boylam aralığı tümsek yapısının

genişliğini belirlerken, kontrastları ile birlikte boyutları da tümsek yapısının genişliğini belirler.

Yukarıda bahsedilen bilgiler kullanılarak yıldız yüzeyindeki lekelerin enlemleri, boylamları, boyutları ve kontrastları belirlenebilir. Ancak bu her zaman mümkün değildir. Tayf çizgilerindeki leke kaynaklı bozulmaların ölçülebilir olabilmesi için;

- Yıldızın kendi eksen etrafındaki dönmesinden ileri gelen genişlemenin diğer süreçler (doğal genişleme, basınçla genişleme gibi) ile ortaya çıkan genişlemeden büyük olması gerekir. Aksi takdirde lekelerin etkisi çizgilerde yeterli derecede hissedilemez. Dolayısıyla görel olarak yüksek $v \sin i$ değerine sahip yıldızlar en iyi sonucu verir. Fakat çok yüksek $v \sin i$ durumunda da çizgilerin aşırı genişlemesinden dolayı lekelerin bu çizgilerdeki etkisi gürültüde kaybolabilir.
- Yüksek çözünürlüklü tayflara ihtiyaç vardır. Dönme ile genişleme diğer genişleme süreçlerinden baskın olsa bile, tayfın çözünürlüğü düşük olduğu durumda tayf çizgilerini oluşturan anlamlı nokta sayısı azalacağından görel olarak küçük boyutlu lekeler tespit edilemez.
- Eksen eğikliğinin çok düşük ya da çok büyük olmaması gerekir. Çok düşük olduğu durumda dikine hız çözünürlüğü azalacağından (farklı eksen eğikliği aynı yarıçap durumunda) lekelerin de tespiti zorlaşır. Çok yüksek olduğu durumda yıldızın kuzey yarı küresi ile güney yarı küresindeki hız alanları benzer olacağından çizgi profillerindeki etkilerin kuzey yarı küreden mi yoksa güney yarı küreden mi geldiğinin anlaşılması zorlaşır. Eksen eğikliği açısı 90° olduğunda artık kuzey ve güney yarım küre ayrımı yapılamaz. Bu durum literatürde ayna dejenerasyonu (ing. mirror degeneracy) olarak bilinir.
- Tayfların yüksek sinyal/gürültü oranına sahip olması gerekir. Lekeler boyutça çok büyük olmadığı ya da düşük kontrasta sahip olduğu durumda düşük sinyal/gürültü oranında lekelerin etkisi farkedilemez. Ayrıca lekeler

gürültüden ayrılabilir durumda olsa dahi gürültü lekelerin özellikle enlemlerinin belirlenmesi üzerinde önemli bir belirsizlik oluşturur.

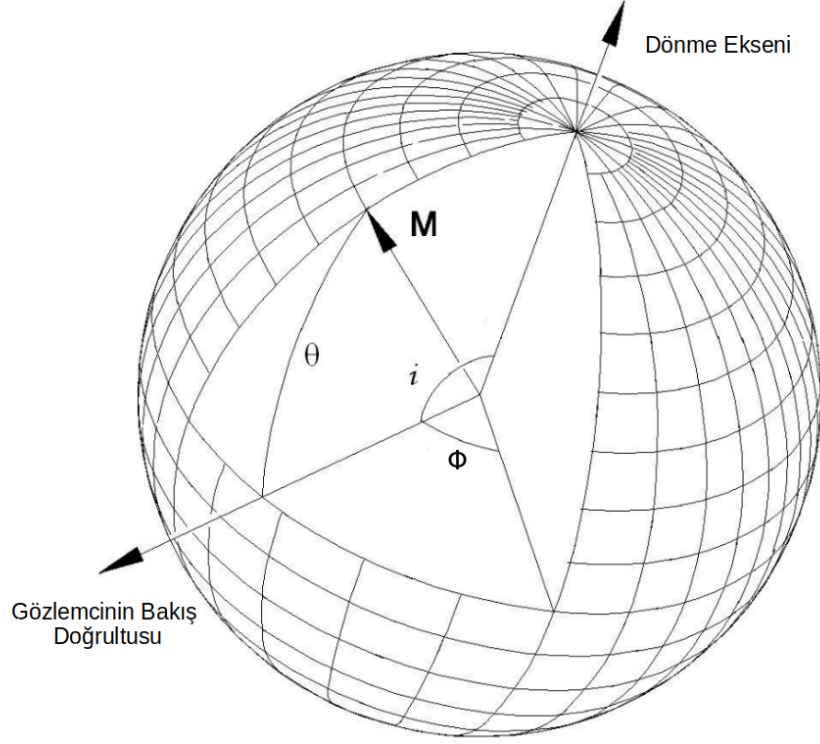
Doppler görüntüleme, yukarıda detayları verilen, soğuk lekelerin tayf çizgileri üzerindeki etkilerinin modellenmesi ile yıldız yüzeyindeki parlaklık (leke) dağılımının haritasını üreten bir yüksek çözünürlüklü dolaylı görüntüleme tekniğidir. Teknik temelde yapay olarak üretilen yüzey parlaklık dağılımından elde edilen sentetik çizgi profilleri ile gözlemsel çizgi profillerini karşılaştırarak en iyi uyumun sağlandığı yüzey parlaklık dağılımını bulma sürecine dayanır.

2.4.3 Matematiksel süreç

Doppler görüntüleme tekniğinde sentetik çizgi profilleri, R_{synt} , uygun şekilde yüzey elemanlarına ayrılmış yıldız yüzeyindeki her bir elemanın karşılık geldiği dikine hız değerleri göz önünde bulundurularak bu elemanların tayftaki ışıma katkılarının yüzey boyunca integrasyonu ile elde edilir. Denklem 2.2’de integrasyon ifadesi verilmektedir.

$$R_{synt}(\lambda, \phi) = \frac{\iint I_l(M, \theta, \lambda + \Delta\lambda(M, \phi)) \cos \theta dM}{\iint I_c(M, \theta) \cos \theta dM} \quad (2.2)$$

Denklem 2.2’de $R_{synt}(\lambda, \phi)$, ilgili dalga boyu aralığında ϕ evresindeki sentetik çizgi profilini, I_c ve I_l sırasıyla süreklilik ve çizgi akısını, M , yıldız yüzeyinde ilgili enlem ve boylama karşılık gelen pozisyonu (yüzey elemanının merkezi), θ , M pozisyonunun yüzey normalinin gözlemcinin bakış doğrultusu ile yaptığı açısı, $\Delta\lambda(M, \phi)$, yıldızın kendi eksenine etrafındaki dönmesinden ileri gelen M pozisyonundaki Doppler kaymasını göstermektedir. ϕ evresinin karşılık geldiği boylam, yıldızın dönüş yönünün saatin tersi yönde olduğu varsayımına göre hesaplanır. Şekil 2.3’te M pozisyonu ile ilgili diğer açıların ve doğrultuların gösterildiği küre yüzeyi görülmektedir.



Şekil 2.3 Küresel koordinatlarda yıldız yüzeyi (Semenova 2006)

Denklem 2.2, her bir yüzey elemanına ait tayfsal katkı ya analitik bir ifade ile hesaplanarak ya da hedef yıldız parametrelerinde önceden oluşturulmuş tayf çizgilerinin yerel çizgi profilleri olarak kullanılması ile nümerik yolla işletilebilir. Analitik ifadeyi kullanmanın optimizasyon sırasında gradyent hesabının net bir şekilde yapılabilmesi açısından önemli bir avantaj sağlamaktadır. Fakat optimizasyon sırasında önemli derecede işlem yükü oluşturabilir. Nümerik yol daha az işlem gücü gerektirdiğinden genellikle daha çok tercih edilir. Bu tezde de matematiksel süreç nümerik yol üzerinden anlatılacaktır.

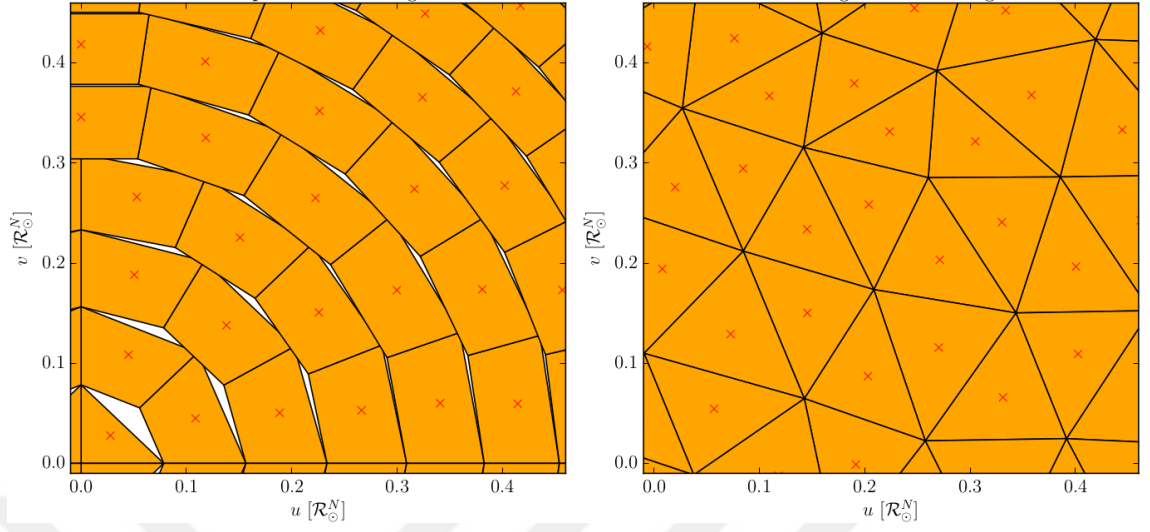
Sentetik çizgi profilleri yüzey boyunca yerel çizgi profillerinin integrasyonu ile oluşturulduğundan her bir yüzey elemanının izdüşümsel alanının, yıldızın dönmesinden kaynaklı dikine hız değerinin, kenar kararma etkisinin hesabı için gerekli olan θ değerinin ve çekim kararması etkisinin hesabı için gerekli olan yerel çekim ivmelerinin hesaplanması gerekmektedir. Bunun için öncelikle uygun bir yüzey ızgarasının oluşturması gerekmektedir. Yüzey ızgarasının yapısı, oluşturulacak sentetik çizgi profillerinde herhangi bir yapay bozulmanın meydana

gelmemesi açısından oldukça önemlidir. Eşit enlem ve boylam aralıkları ile oluşturulmuş bir yüzey ızgarası, her bir enlem kuşağında eşit sayıda yüzey elemanı barındırır. Fakat bu yüzey elemanlarının alanları enlem değiştikçe değişir. Bu durumdan dolayı Doppler görüntüleme kodlarında tercih edilmez. Ayrıca kutuplara doğru gidildikçe birim alandaki yüzey elemanı sayısı artar ve bu da üretilen sentetik çizgi profillerinde yapay bozulmalara sebebiyet verir. Bunun yerine tüm enlem kuşaklarında kabaca eşit alanlara sahip yüzey elemanlarından oluşan yamuksal bölmelendirme (ing. trapezoidal discretization) yaklaşımı ile oluşturulan yüzey ızgaraları tercih edilir. Ancak bu yüzey ızgarasında ise yüzey hücrelerinin bir düzlemsel yamuk olması nedeniyle kutuplara doğru gidildikçe artan boşluklar söz konusudur (bkz. Şekil 2.4). Bir başka yüzey ızgarası yaklaşımı ise küresel yüzeyin üçgenlere ayrıldığı üçgenleme (ing. triangulation) şeklindedir. Üçgen şeklindeki yüzey elemanları yaklaşık eşkenar üçgendir ve her üçgenin alanı aynıdır. Bu yaklaşımda üçgenler belirli enlem kuşakları boyunca dizili değildir. Her bir üçgen farklı enlem ve boylam aralıklarında bulunmaktadır. Böyle bir durum her bir hücrenin farklı dikine hız alanlarını işgal edeceği için üretilen sentetik çizgi profillerinde yapay bozulmalara sebebiyet verebilir. Fakat bahsedilen her iki yüzey ızgarası yaklaşımının eksiklikleri yıldız yüzeyindeki yüzey elemanları sayısı arttırılarak önemli ölçüde giderilmektedir. Şekil 2.5'te her iki yüzey ızgarası görülmektedir.

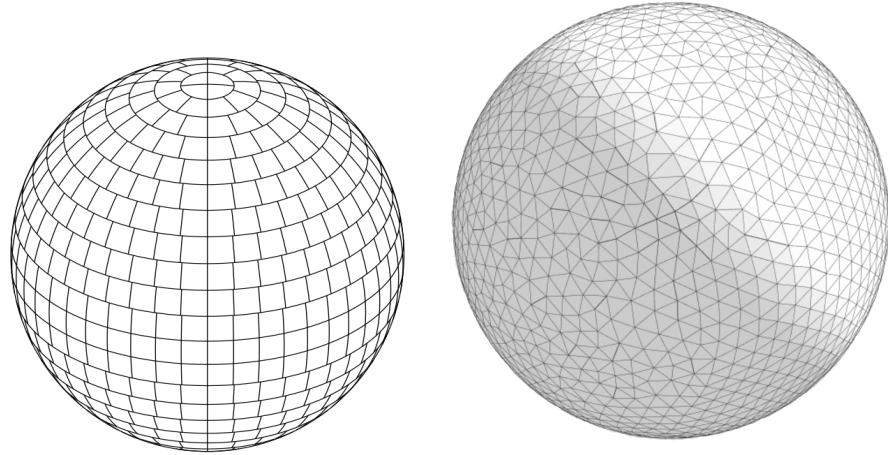
Gözlemsel çizgi profillerine en iyi uyumu sağlayacak sentetik çizgi profillerini (R_{synt}) üreten yapay yüzey parlaklık dağılımı haritası aranılan haritadır. Yani denklem 2.2'deki her bir yüzey elemanına ait I değerlerini arıyoruz. En iyi uyumu denklem 2.3'te verilen χ^2 fonksiyonunu minimize etmeye çalışarak bulabiliriz.

$$\chi^2 = \sum_{\phi} \sum_{\lambda} \frac{1}{N_{\phi} N_{\lambda}} \left[\frac{R_{synt}(\lambda, \phi) - R_{obs}(\lambda, \phi)}{\sigma_{\lambda, \phi}} \right]^2 \quad (2.3)$$

Denklem 2.3'te, $R_{obs}(\lambda, \phi)$, ϕ evresindeki gözlemsel çizgi profilini, R_{synt} , ϕ evresinde üretilen sentetik çizgi profilini, N_{ϕ} toplam gözlemsel çizgi profili sayısını, N_{λ} her



Şekil 2.4 Solda yamuksal bölmelendirme ile oluşturulan yüzey ızgarasının kutba yakın bölgesindeki boşluklar ve üst üste binme durumları görülmektedir. Sağda ise yine aynı bölge için birbirlerine tam olarak bağlı üçgenlerden oluşan yüzey görülmektedir. Kırmızı çarpılar yüzey elemanlarının merkezlerini göstermektedir (Prša 2018)



Şekil 2.5 Solda yamuksal bölmelendirme, sağda ise üçgenleme yöntemi ile üretilen yüzey ızgaraları görülmektedir

profili oluşturan nokta sayısını ve $\sigma_{\lambda,\phi}$ ise ϕ evresindeki gözlemsel çizgi profillerinin hatasını göstermektedir.

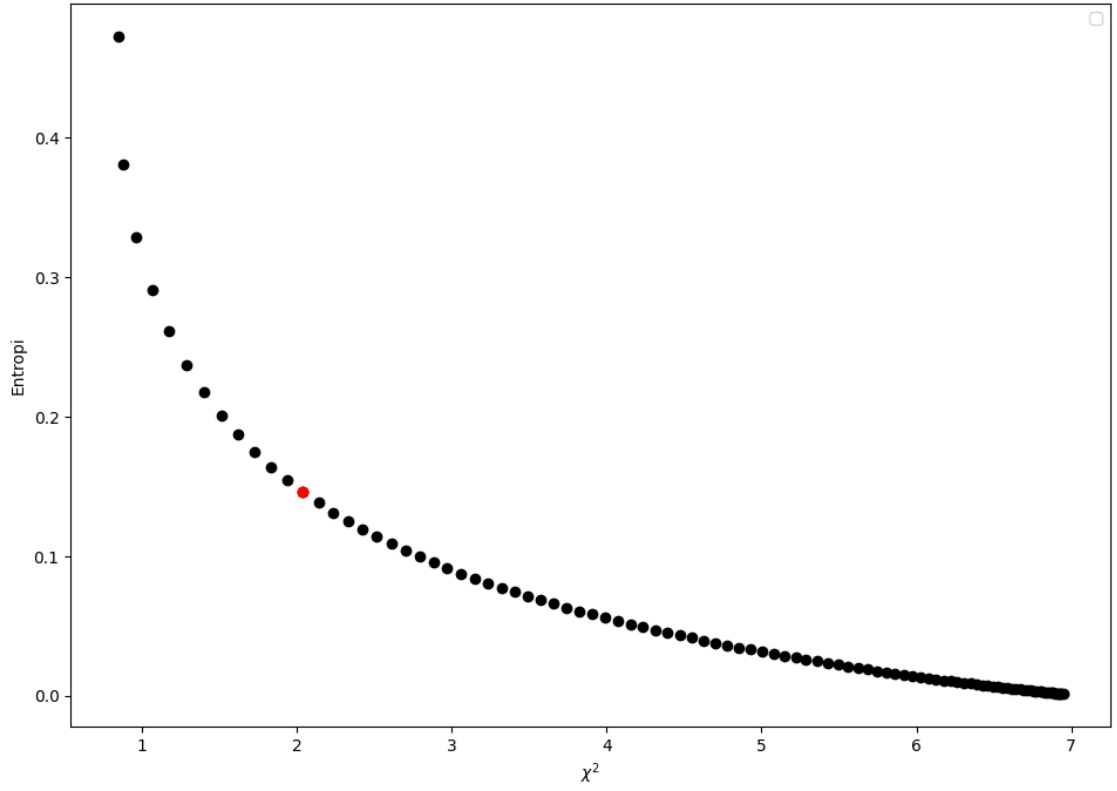
Doppler görüntüleme tekniği tersinir kötü konulmuş bir problemdir (ing. inverse ill-posed problem). Gözlemsel çizgi profillerinin belirli bir gürültüye ve limitli bir çözünürlüğe sahip olması bu profillere en iyi uyumu sağlayacak benzersiz bir yüzey parlaklık dağılımının olmadığı anlamına gelir. Yani farklı pek çok yüzey parlaklık dağılımından üretilen sentetik çizgi profilleri ile gözlemsel çizgi profilleri iyi derecede modellenabilir. Buradaki temel sorun hangi parlaklık dağılımının doğru dağılım olduğunu bulmaktır. Bunu bulabilmek için ise bir kısıtlayıcıya ihtiyaç vardır. Literatürde kısıtlamanın nasıl yapılacağı ile ilgili pek çok yaklaşım bulunmaktadır. Bunlardan en çok kullanılanları Tikhonov ve maksimum entropi metodudur. Tikhonov metodu tüm yüzey boyunca minimum gradyente sahip olan haritayı arar. Maksimum entropi metodu ise parçaları arasında en düşük korelasyonun olduğu haritayı arar. En yüksek entropi yüzeyde hiç leke bulunmadığı durumda ortaya çıkar. Yani maksimum entropi metodu veriler talep etmedikçe yüzey parlaklık dağılımında bir anomali oluşmasına engel olur. Bu tez çalışması kapsamında kısıtlayıcı olarak maksimum entropi metodu kullanıldı. Denklem 2.4'te maksimum entropi fonksiyonu verilmektedir.

$$S = - \sum_i p_i \log(p_i) \quad (2.4)$$

Denklem 2.4'te p normalize boyutsuz bir niceliktir. Bu nicelik, detayları ileriki bölümlerde verilecek olan parlaklık dağılımı için leke dolum faktörüken, sıcaklık dağılımı için normalize sıcaklıklardır. Optimizasyon işlemi ile minimize edeceğimiz ifade maksimum entropi kısıtı ile birlikte artık denklem 2.5'teki halini alır.

$$Q = \chi^2 + \Lambda S \quad (2.5)$$

Denklem 2.5'te Λ Lagrange çarpanı olarak adlandırılmaktadır. En iyi çözüm için Q fonksiyonu minimize edileceğinden maksimum entropi fonksiyonu negatiflikten kurtarılmıştır. Λ , Q fonksiyonundaki S fonksiyonunun ağırlığını belirler. Bu çarpan oldukça önemli bir parametredir. Yanlış Λ değeri ya gürültünün de modellenerek haritada yapay lekelerin oluşmasına ya da yeterli modellemenin yapılamamasından dolayı yıldız yüzeyinde gerçekte var olan bazı lekelerin tespit edilememesine sebep olur. Λ değerinin belirlenmesi için literatürde belirli çalışmalar mevcuttur. Bu tez çalışması kapsamında, ayrıntıları Chiang vd. (2005) tarafından verilen, her bir Λ değeri için ulaşılan χ^2 fonksiyonunun değerlerine karşılık S fonksiyonunun değerlerinin oluşturduğu eğrinin, maksimum eğrisellik kriteri ile belirlenen noktaya karşılık gelen değerin seçilmesi yaklaşımı kullanıldı. Bu yönetime ilişkin bir görsel şekil 2.6'da görülmektedir. Şekil 2.6 incelendiğinde artan χ^2 fonksiyonunun değeri ile birlikte S fonksiyonunun üstel olarak azaldığı görülmektedir. Yani Λ değeri arttıkça χ^2 fonksiyonunun değeri artmakta fakat S fonksiyonunun değeri azalmaktadır. Λ değeri azaldıkça ise durum tam tersidir. Dolayısıyla iki fonksiyonu da dengeleyecek Λ değeri bir nevi "L-eğrisi (ing. L-curve)" şeklinde olan değişimin maksimum eğriselliğinin olduğu yerdir.



Şekil 2.6 Her bir farklı Λ değeri için elde edilen χ^2 ve S fonksiyonlarının değerlerinin oluşturduğu eğri. Kırmızı nokta maksimum eğriselliğin olduğu noktayı göstermektedir

3. MATERİYAL VE YÖNTEM

3.1 SpotDIPy Kodu

3.1.1 Genel bakış

SpotDIPy, Python programlama dilinde bu tez kapsamında yazılmış bir Doppler görüntüleme kodudur. Bu kod tek yıldızların gözlemsel zaman serisi tayflarından hem yüzey parlaklık (iki sıcaklık yaklaşımı altında) hem de yüzey sıcaklık dağılımlarının haritasını üretebilmektedir. Bu haritaların SpotDIPy koduyla hangi süreçler ile üretildiği bölüm 3.1.2 ve 3.1.3'te detaylı olarak ele alınmaktadır. SpotDIPy kodunun Doppler görüntüleme sürecinde dikkate aldığı unsurlar ile birlikte kullanıcılara sunduğu özellikler aşağıdaki gibidir.

- Tayfsal çizgi profilleri üzerinde ciddi etkisi olan kenar kararmasını 3 farklı yasa altında (doğrusal, ikinci dereceden ve karekök) dikkate alır.
- Özellikle hızlı dönen yıldızlarda etkisi önemli derecede artan çekim kararmasını hesaba katar.
- Detayları bölüm 2.4.3'te verilen yamuksal bölmelendirme ve üçgenleme olmak üzere iki farklı yüzey ızgarası seçeneğine sahiptir.
- Çizgi profillerinde genişlemeye sebep olan yıldız fotosferindeki büyük ölçekli madde hareketlerini (makrotürbülans) göz önünde bulundurur.
- Diferansiyel dönmeyi dikkate alır.
- Yerel hız profillerinin sentetik tayflardan oluşturulduğu durumda gözlemsel tayfların çözünürlük değerini kullanarak aletsel profilin etkisini yerel hız profillerine ekler.
- Doppler görüntüleme ile oluşturulacak olan haritanın doğruluğu yıldız parmetrelerinin hassasiyeti ile yakından ilişkilidir. Bazı yıldız

parametrelerinin net bir şekilde bilinemediği durumda mevcut olan χ^2 taraması özelliği ile uygun parametreleri belirler.

- Kolay bir kullanıma sahiptir. Yüzey haritasının elde edilmesi için hedef yıldız ile alakalı parametreleri ve gözlemsel ortalama hız profilleri ile yerel ortalama hız profillerinin koda girilmesi süreci oldukça basittir.
- Sonuç çıktılarını görselleştiren etkili bir arayüze sahiptir.

3.1.2 Sentetik çizgi profillerinin oluşturulma süreci

Doppler görüntüleme tekniği ile elde edilen haritaların kalitesi verilerin sinyal/gürültü oranına oldukça bağlıdır. Dolayısıyla ya yüksek sinyal/gürültü oranına sahip tayfsal çizgiler ya da En Küçük Kareler Dekonvolüsyonu (LSD) (Donati ve Collier Cameron 1997) tekniği kullanılarak gözlemsel tayflardan üretilen yüksek sinyal/gürültü oranına sahip ortalama hız profilleri kullanılmalıdır. LSD tekniği temel olarak manyetik alandan etkilenmeyen tüm çizgilerdeki leke kaynaklı bozulmaların benzer olduğu varsayımı ile, ilgili tüm çizgilerin doğrusal olarak toplanmasına dayanır. Ortalama hız profilleri yüksek sinyal/gürültü oranına sahip olmasının yanında isminden de anlaşılacağı üzere dalgaboyu alanından hız alanına taşınmıştır ve bu da Doppler görüntüleme sürecinde işlem kolaylığı sağlar. Bu sebeplerden dolayı SpotDIPy kodu girdi verisi olarak bireysel tayf çizgilerini kullanmak yerine ortalama hız profillerini kullanmaktadır. Dolayısıyla çizgi profilinden kasıt artık ortalama hız profilidir.

Parlaklık haritaları iki sıcaklık yaklaşımı altında oluşturulmaktadır. Bu yaklaşım fotosfer ve leke sıcaklığına sahip yerel çizgi profillerinin yıldız yüzeyindeki her bir yüzey elemanında hangi oranda (f_s - leke dolum faktörü) yer aldığı mantığına dayanır. Her bir yüzey elemanına ait f_s değerleri aranılan yüzey parlaklık dağılımıdır. Optimizasyon sürecinde, farklı f_s dağılımları ile üretilen sentetik çizgi profilleri gözlemsel çizgi profilleri ile karşılaştırılır ve en uygun f_s dağılımı belirlenir. Dolayısıyla sentetik çizgi profillerinin doğru bir şekilde oluşturulması

oldukça önemlidir. Aksi taktirde elde edilen yüzey haritasında yapay lekeler ortaya çıkabilir. Yıldız yüzeyi boyunca değişen tüm astrofiziksel etkiler ile birlikte küresel yıldız yüzeyinin geometrisinden ileri gelen etkiler de dikkate alınarak denklem 2.2 iki sıcaklık yaklaşımı altında denklem 3.1'deki gibi nümerik bir hal alır.

$$R_{synt}(\phi) = \frac{\sum_{i=1}^n [cp_i lp_i f s_i Rp(\nu + \Delta\nu_i) + cs_i ls_i (1 - f s_i) Rs(\nu + \Delta\nu_i)] A_i \mu_i g_i}{\sum_{i=1}^n [cp_i lp_i f s_i + cs_i ls_i (1 - f s_i)] A_i \mu_i g_i} \quad (3.1)$$

Denklem 3.1'deki katsayılar ve ifadelerin tanımları aşağıdaki gibidir.

- **n** : ϕ evresinde gözlemcinin bakış doğrultusundaki görünür yüzey elemanlarının sayısı
- **R_p** : fotosfer sıcaklığına sahip yerel çizgi profili
- **R_s** : leke sıcaklığına sahip yerel çizgi profili
- **cp** : fotosfer sıcaklığı ile ilişkili süreklilik çarpanı
- **cs** : leke sıcaklığı ile ilişkili süreklilik çarpanı
- **μ_i** : i 'inci yüzey elemanının $\cos \theta_i$ değeri. θ gözlemcinin bakış doğrultusu ile ilgili yüzey elemanının yüzey normali arasındaki açıdır.
- **lp_i** : fotosfer sıcaklığına ve i 'inci yüzey elemanının θ açısına bağlı olarak hesaplanan kenar kararma çarpanı
- **ls_i** : leke sıcaklığına ve i 'inci yüzey elemanının θ açısına bağlı olarak hesaplanan kenar kararma çarpanı
- **g_i** : i 'inci yüzey elemanına ait çekim kararması çarpanı
- **$\Delta\nu_i$** : i 'inci yüzey elemanının merkezindeki dikine hız değeri
- **A_i** : i 'inci yüzey elemanının alanı

- fs_i : i 'inci yüzey elemanına ait leke dolum faktörü

fs dağılımı iteratif işlemler sonucunda gözlemsel verilerin modellenmesiyle elde edilir. Yerel çizgi profilleri üzerindeki diğer tüm etkiler ise birer sabit olarak düşünülebilir ve dolayısıyla önceden hesaplanmaları gerekmektedir. Yerel çizgi profillerinin nasıl oluşturulduğu ile astrofiziksel ve yüzey geometrisinden kaynaklı yerel çizgi profillerini etkileyen durumlar sırayla aşağıda verilmiştir.

- (i) **Yerel çizgi profillerinin oluşturulması:** Yerel çizgi profilleri, hedef yıldızın yüzey çekim ivmesi ($logg$) ve mikrotürbülans hızı (v_{mic}) ile birlikte fotosfer ve leke sıcaklığı ile aynı sıcaklığa sahip aktif olmayan yavaş dönen yıldızlardan oluşturulur. Bu yıldızların tayfları gözlemsel tayflar ile aynı tayfçekerde gözlendiğinden aletsel profilin etkisinin dikkate alınması gerekmez. Eğer yerel çizgi profilleri sentetik tayflardan oluşturulmuş ise aletsel profili bu profillere konvole etmek gerekir. Ayrıca, yerel çizgi profillerinin yıldız yüzeyi boyunca integrasyonu ile elde edilen sentetik çizgi profillerinin doğru bir yüzey haritası oluşturulması için gözlemsel çizgi profilleri ile aynı ölçeğe getirilmesi gerekmektedir. Bu ölçeklendirme işlemi eşdeğer genişlik (EW) parametresi ile gerçekleştirilir.
- (ii) **Görünür yüzey elemanlarının belirlenmesi:** Oluşturulan yüzey ızgarasında ilgili her bir evre için gözlemcinin bakış doğrultusunda bulunan yüzey hücreleri $\mu(\cos\theta)$ değeri üzerinden hesaplanır. θ yüzey elemanlarının yüzey normali ile gözlemcinin bakış doğrultusu arasındaki açıdır ve denklem 3.2 ile hesaplanır.

$$\theta = \arccos(\sin\varphi \cos i + \cos\varphi \sin i \cos(\delta + 2\pi\phi)) \quad (3.2)$$

Denklem 3.2'de φ ve δ sırasıyla ilgili yüzey elemanlarının merkezlerinin enlem ve boylam değerlerini, i eksen eğikliği açısını ve ϕ evreyi göstermektedir. Hangi yüzey elemanlarının gözlemci tarafından görüldüğü evreye göre farklılık gösterir. Dolayısıyla δ boylamı evreye göre kaydırılarak hesaplara

katılır. İlgili evre için θ değeri 90° 'den küçük olan ya da μ değeri sıfırdan büyük olan tüm yüzey elemanları yıldız yüzeyinin görünen tarafındadır.

(iii) **Görünür yüzey elemanlarının dikine hız değerlerinin hesaplanması :**

Yıldızın kendi eksenini etrafındaki dönüşünden kaynaklı Doppler etkisi ile her bir yüzey elemanında bulunan yerel çizgi profilleri hız ya da dalga boyu alanında kaymaktadır. Bundan dolayı kayma miktarının her bir görünür yüzey elemanı için hesaplanması gerekmektedir. Diferansiyel dönmenin olmadığı varsayımı altında yıldızın kendi eksenini etrafında dönmesinden kaynaklı basılaşma da dikkate alınarak dikine hız değeri denklem 3.3'teki ifade ile hesaplanır.

$$\Delta\nu = \frac{2\pi r_d \cos \varphi}{P_{\text{dön}}} \sin \delta \sin i \quad (3.3)$$

Denklem 3.3'te r_d ilgili hücrenin merkezinin yıldızın merkezine olan uzaklığı, $P_{\text{dön}}$ ise yıldızın dönme dönemidir. Hesaplanan dikine hızlar ile her bir yüzey elemanında bulunan yerel çizgi profilleri hız ekseninde kaydırılır.

(iv) **Görünür yüzey elemanlarının alanlarının hesaplanması :**

Her ne kadar oluşturulan yüzey ızgarasındaki tüm yüzey elemanlarının alanları kabaca eşit olsa da yüzey parlaklık dağılımını daha hassas bir şekilde elde etmek için yerel çizgi profilleri bulundukları yüzey hücrelerinin alanları ile ölçeklendirilir. Üçgenleme türü yüzey ızgarası bir Python kütüphanesi olan PHOEBE2¹'de kullanılmaktadır. SpotDIPy kodu bu yüzey ızgarasını PHOEBE2 kütüphanesinden çekmektedir. Bu ızgara ile ilgili üçgenlerin alanları da olmak üzere tüm bilgiler hazır gelmektedir. Fakat yamuksal bölmelendirme ızgarası SpotDIPy kodunun bünyesinde mevcuttur. Yamuksal bölmelendirme ızgarasında her bir yamuk işlem ve çizim kolaylığı sağlamak adına iki üçgene ayrılır ve her bir üçgenin alanı denklem 3.4-3.7'deki ifadeler ile hesaplanır.

¹phoebe-project.org

$$nx = ((y_2 - y_1)(z_3 - z_1) - (y_3 - y_1)(z_2 - z_1)) \quad (3.4)$$

$$ny = ((z_2 - z_1)(x_3 - x_1) - (z_3 - z_1)(x_2 - x_1)) \quad (3.5)$$

$$nz = ((x_2 - x_1)(y_3 - y_1) - (x_3 - x_1)(y_2 - y_1)) \quad (3.6)$$

$$A = \frac{\sqrt{nx^2 + ny^2 + nz^2}}{2} \quad (3.7)$$

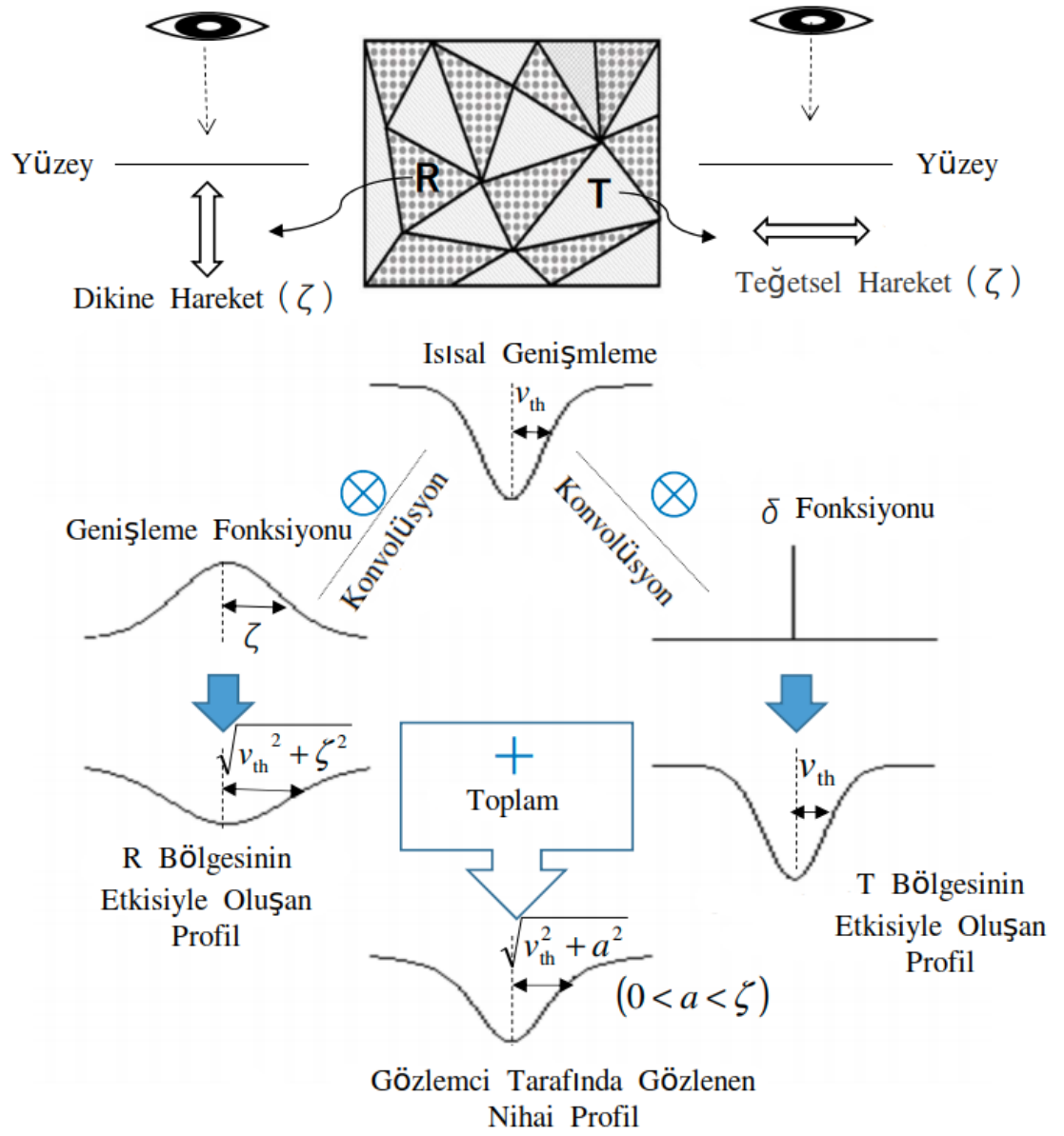
Denklem 3.4-3.7’de x , y ve z ilgili üçgenin kartezyen koordinat sistemindeki köşe koordinatlarıdır.

- (v) **Makrotürbülansın etkisi:** Makrotürbülans, türbülanslı hücrenin boyutunun fotonun ortalama serbest yolundan daha büyük olduğu yıldız atmosferindeki türbülans ölçeği olarak tanımlanır. Ortalama serbest yoldan daha küçük olduğu durumda ise mikrotürbülans olarak adlandırılır. Makrotürbülans hücre hareketinden dolayı tayf çizgilerinde genişlemeye sebep olurken çizginin şiddetinde herhangi bir değişime sebep olmaz. Makrotürbülansla madde hareketi yıldız merkezine göre dikine ve teğetsel olarak ele alınabilir. Dikine bileşen gözlemcinin bakış doğrultusuna göre yıldız merkezinde baskınken kenarlara doğru etkisi azalır. Teğetsel bileşen ise tam tersi şekilde davranır. Buradan da anlaşılacağı üzere makrotürbülansın etkisi yüzey boyunca değişir. Dikine-teğetsel makrotürbülansın şematik gösterimi şekil 3.1’de görülebilir. Makrotürbülans profilleri yerel çizgi profilleri ile konvole edilerek makrotürbülansın etkisi bu profillere eklenir. Yüzey elemanının konumuna göre değişen μ değerine bağlı olarak makrotürbülans profillerini oluşturan algoritma IDL² programlama dilinde Prof. Oleg Kochukhov tarafından yazılmıştır (rds3v.pro³) ve herkese açıktır. Bu kod Python programlama diline çevrilerek **SpotDIPy** koduna eklenmiştir. Makrotürbülansın çizgi profiline etkisine bir örnek şekil 3.2’de görülmektedir.

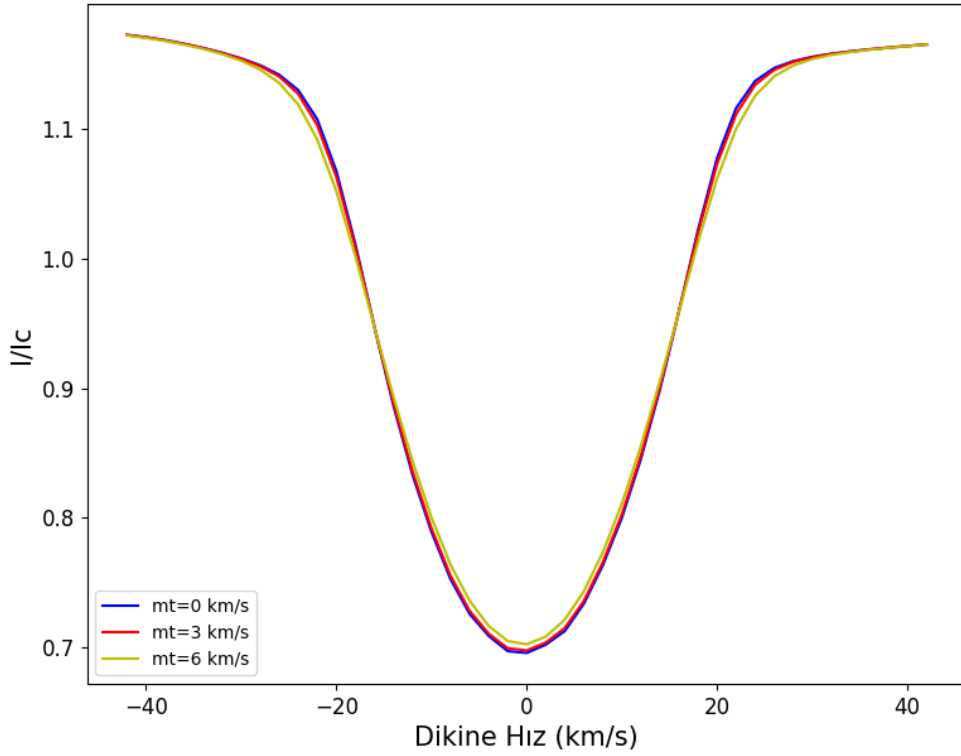
- (vi) **Diferansiyel dönmenin etkisi:** Diferansiyel dönme yıldız maddesinin farklı enlemlerde farklı açısal dönme hızına sahip olduğu durumları ifade

²<https://www.l3harrisgeospatial.com/Software-Technology/IDL>

³<https://www.astro.uu.se/~oleg/files/synth3/rds3v.pro>



Şekil 3.1 Makrotürbülansın çizgi profiline nasıl etki ettiğinin şematik gösterimi



Şekil 3.2 Farklı makrotürbülans hızlarının çizgi profiline etkisi

eder. Ekvator bölgesinin kutup bölgesinden daha yüksek açısal dönme hızına sahip olduğu durum Güneş benzeri diferansiyel dönme olarak adlandırılır. Tüm yıldızlar Güneş benzeri diferansiyel dönme göstermezler. Bazı yıldızlarda tam tersi durum söz konusudur. Yıldızlardaki diferansiyel dönme, konvektif katmanda manyetik alanın üretilmesinde önemli rol oynar. Dolayısıyla bu olgunun araştırılması da oldukça önemlidir. **SpotDIPy** kodu diferansiyel dönmeyi denklem 3.8 üzerinden dikkate alır.

$$\Omega(\varphi) = \Omega_0 - \Delta\Omega \sin^2 \varphi \quad (3.8)$$

Denklem 3.8’de φ enlemi, Ω_0 ekvatordeki açısal dönme hızını ve $\Delta\Omega$ ise kutup ve ekvatordeki açısal dönme hızları arasındaki farkı göstermektedir.

- (vii) **Süreklilik çarpanları:** Gözlemsel çizgi profillerinde lekenin tümsek yapısı şeklindeki etkisi temelde lekenin fotosferden farklı sıcaklıkta olmasından dolayı farklı bir süreklilik seviyesine sahip olmasıdır. **SpotDIPy** kodunda

kullanılan yerel çizgi profilleri normalizedir. Dolayısıyla bu profillerin sıcaklıklarına ve merkezi dalgaboylarına karşılık gelen süreklilik seviyelerine çekilmeleri gerekmektedir. Süreklilik değeri karacisim yaklaşımı altında bu profillerin sıcaklıkları ve merkezi dalgaboyları üzerinden hesaplanır.

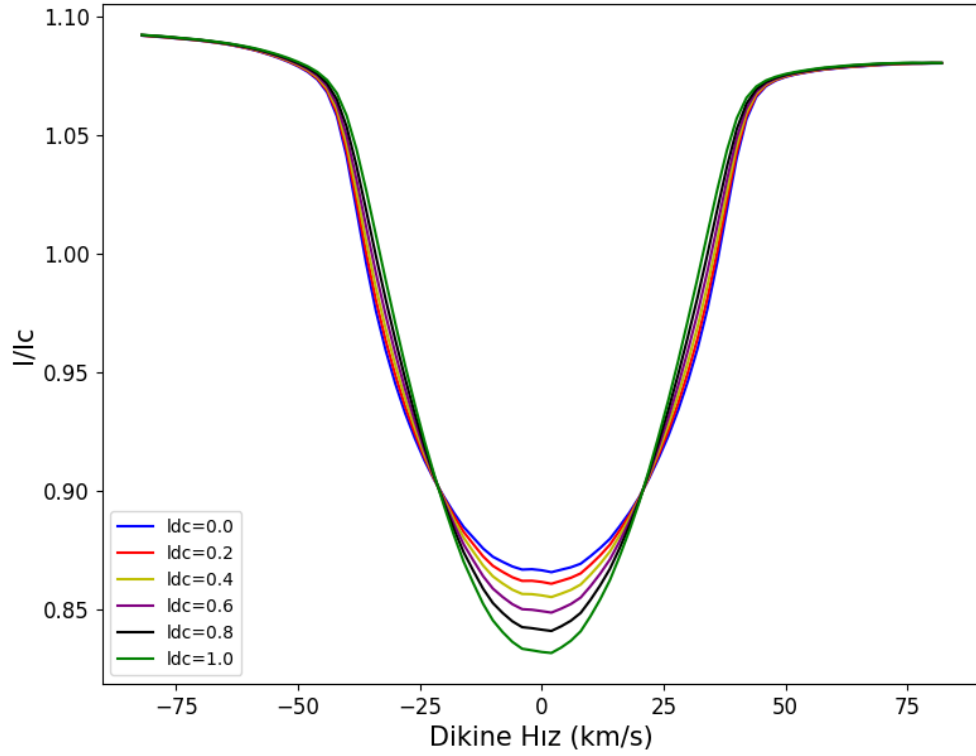
- (viii) **Kenar kararmasının etkisi:** Yıldız diskinin merkezinden kenarlara doğru bakıldıkça sıcaklıkta ve parlaklıkta bir azalma söz konusudur. Bunun sebebi gözlemcinin yıldız merkezine ya da kenarına baktığında fotosferin farklı sıcaklığa sahip farklı katmanlarını gözlüyor olmasıdır. Yıldız diskinin merkezine doğru bakıldığından fotosferin daha derin ve sıcak katmanı gözlenirken, kenarına doğru bakıldığında durum tam tersidir. Bahsedilen bu durum optik bölge için geçerlidir. Elektromanyetik tayfın farklı bölgelerinde durum farklılaşır. Kenar kararması Doppler görüntülemeye dikkate alınması gereken önemli etkilerden biridir. Çizgi profillerinin yapısı üzerinde ciddi etkileri vardır (bkz. Şekil 3.3). Doppler görüntüleme işleminde tayfın optik bölgesiyle ilgilendiğimiz için kenar kararmasının etkisini optik bölgedeki davranışı ile ele aldık. Kenar kararmasından dolayı yıldızın diskinden kenarlarına doğru azalan akı gradyenti $\cos \theta$ değeri üzerinden pek çok farklı yasa ile hesaplanmaktadır. Denklem 3.9-3.11’de sırasıyla doğrusal, ikinci dereceden ve karekök yaklaşımı ile kenar kararmasının ifadeleri verilmektedir.

$$\frac{I(\theta)}{I(0)} = 1 - c(1 - \cos \theta) \quad (3.9)$$

$$\frac{I(\theta)}{I(0)} = 1 - c1(1 - \cos \theta) - c2(1 - \cos \theta)^2 \quad (3.10)$$

$$\frac{I(\theta)}{I(0)} = 1 - c1(1 - \cos \theta) - c2(1 - \sqrt{\cos \theta}) \quad (3.11)$$

Denklem 3.9-3.11’de c , $c1$ ve $c2$ kenar kararma katsayılarıdır. Bu katsayılar model atmosferler ile belirlenen gradyentin yukarıdaki yasalar ile modellenmesi ile elde edilir. SpotDIPy kodu bu katsayıları hedef yıldızın $\log g$ ve Fe/H değeri



Şekil 3.3 Farklı doğrusal kenar kararması katsayılarının çizgi profiline etkisi

ile fotosfer ve leke sıcaklığı için *ldtk*⁴ Python kütüphanesi kullanılarak elde etmektedir.

- (ix) **Çekim kararmasının etkisi:** Yıldızın kendi eksenini etrafındaki dönüşü küresel yapısını bozar. Yıldız küresi ekvatorunda şişik kutuplarda basık bir hal alır. Bu durum yüzey boyunca çekim ivmesinin de değişmesine yol açar. Çekim ivmesinin arttığı durumda hidrostatik dengenin korunması için o bölgedeki basınç ve sıcaklık da artar. Bu durumda kutup bölgelerinde artan çekim ivmesi ile birlikte sıcaklık artarken ekvatorunda ise durum tam tersidir. İlk olarak von Zeipel (1924) tarafından bu etki üzerinde yapılan çalışmada etkin çekim ivmesinin etkin sıcaklık ile ilişkili olduğu sonucuna varıldı. Espinosa Lara ve Rieutord (2011) tarafından hızlı dönen bazı yıldızların interferometrik gözlemleri üzerinden yapılan çekim kararması çalışmasında ise von Zeipel yasasının bu etkiyi tanımlamakta yetersiz kaldığı ve bu yıldızların ekvator ile kutupları arasındaki sıcaklık farklarını olması

⁴github.com/hpparvi/ldtk

gerekenden fazla hesapladığı sonucuna varıldı. SpotDIPy kodu çekim kararmasının etkisini Espinosa Lara ve Rieutord (2011)'un yaptığı çalışmadaki denklem 31'i dikkate alarak hesaplar.

- (x) **Leke dolum faktörü (fs)**: Leke dolum faktörü iki sıcaklık yaklaşımı ile ele alınan Doppler görüntülemenin temelini oluşturur. Bu faktör esasında yüzde olarak yerel çizgi profillerinin ilgili yüzey elemanındaki ağırlığını belirler. Örneğin fs değerinin 1 olması durumunda ilgili yüzey elemanında sadece fotosferi temsil eden yerel çizgi profilinin tayfsal katkısı, 0 olması durumunda ise sadece lekeyi temsil eden yerel çizgi profilinin tayfsal katkısı olduğu anlamına gelir. Yani her bir yüzey elemanından gelecek olan tayfsal katkı o elemanda bulunan yerel çizgi profillerinin fs değeri nispetinde ağırlıklı ortalamasıdır. Ağırlıklar fotosfer yerel çizgi profili için fs iken leke yerel çizgi profili için ise $(1 - fs)$ 'dir. Bu ağırlıklar aynı zamanda fotosfer ve leke bölgelerinin yüzey elemanında kapladıkları alanın kesirsel ifadesidir.

Yüzey sıcaklık dağılımlarının modellenmesi yukarıda anlatılan iki sıcaklık yaklaşımı altında oluşturulan yüzey parlaklık dağılımlarının modellenmesi sürecinden çok da farklı değildir. Burada en önemli fark yerel çizgi profillerinde ortaya çıkar. İki sıcaklık yaklaşımında adından da anlaşılacağı üzere sadece fotosfer ve leke sıcaklığı için üretilen yerel çizgi profilleri kullanılır. Sıcaklık dağılımının modellenmesinde ise her bir iterasyonda geniş bir sıcaklık aralığında yerel çizgi profilleri oluşturulur. Dolayısıyla parlaklık dağılımlarının modellenmesinde serbest parametre fs iken sıcaklık dağılımının modellenmesinde ise doğrudan sıcaklıktır (T). Fakat pekçok farklı sıcaklık için hem katsayıları hesaplayıp hem de yerel çizgi profili üretilip bu profilleri tüm yüzey boyunca integre ederek sentetik profilleri oluşturmak oldukça fazla işlem gücü isteyen bir süreçtir. Genelde bu işlemler için yüksek işlem gücüne sahip küme bilgisayarları kullanılır. Elimizde böyle bir imkan olmadığı için bu tez kapsamında yüzey sıcaklık dağılımlarının modellenme süreci yerel çizgi profillerinin her bir sıcaklık için oluşturulması yerine belirli bir sıcaklık aralığında ve sıcaklık adımında (örn. 250 K) oluşturulmuş yerel çizgi profilleri arasından optimizasyon sırasında en uyumlu olanları seçmek suretiyle

gerçekleştirilmiştir. Bu yaklaşım altında yüzey sıcaklık dağılımından üretilen sentetik çizgi profili denklem 3.12 kullanılarak elde edilir.

$$R_{synt}(\phi) = \frac{\sum_{i=1}^n c_i l_i T_i^4 R(T_i, \nu + \Delta\nu_i) A_i \mu_i g_i}{\sum_{i=1}^n c_i l_i A_i \mu_i g_i} \quad (3.12)$$

Denklem 3.1'deki katsayılar denklem 3.12'deki katsayılar ile aynıdır. Yüzey parlaklık dağılımlarının modellenmesinde kullanılan yerel çizgi profilleri ilgili tayfların manyetik alandan doğrudan etkilenmeyen çizgileri kullanılarak üretilmekteydi. Yüzey sıcaklık dağılımlarının modellenmesi için gerekli olan yerel çizgi profilleri ise ilgili sıcaklıklarda oluşturulan sentetik tayfların belirli çizgileri kullanılarak üretilmelidir. Bu çizgiler sıcaklığa farklı oranda duyarlı Fe I çizgileridir. Çizelge 3.1'de Semenova'nın (2006) çalışmasından alınan 808 adet Fe I çizgisinin karşılık gelen merkezi dalgaboyları ve ağırlıkları verilmektedir.

Çizelge 3.1 Yüzey sıcaklık dağılımlarının modellenmesi için kullanılan Fe I çizgileri. λ dalgaboyunu, w ise ağırlığı göstermektedir (Semenova 2006)

λ (Å)	w	λ (Å)	w	λ (Å)	w	λ (Å)	w
4489.7393	1.49	4737.5933	0.5	5016.4761	2.678	5326.1401	0.661
4490.083	1.156	4737.6348	1.26	5018.4199	0.954	5328.0376	1.271
4490.499	0.476	4740.3398	2.508	5019.7319	1.47	5328.5308	1.353
4490.7622	0.585	4741.0688	2.562	5020.8159	0.772	5329.9873	0.578
4490.8081	0.526	4741.5288	2.714	5021.6753	1.126	5332.6631	0.399
4492.6768	0.334	4744.6357	1.842	5021.9331	4.226	5332.8994	1.644
4493.3711	0.874	4744.9399	0.998	5022.2358	1.178	5333.1421	0.577
4494.4697	0.474	4745.1279	1.06	5025.0801	0.262	5333.7656	0.49
4494.563	1.135	4745.7998	1.293	5027.1201	1.78	5339.4033	1.284
4495.3892	0.657	4749.5928	0.219	5027.2261	1.982	5339.9277	1.588
4495.4238	0.598	4749.9482	1.093	5027.7559	1.158	5341.0229	1.024
4495.5659	1.189	4757.582	2.24	5028.126	1.596	5349.7334	2.498
4495.9531	1.168	4760.0679	2.676	5029.6211	2.282	5353.373	2.806

Çizelge 3.1 Yüzey sıcaklık dağılımlarının modellenmesi için kullanılan Fe I çizgileri.

λ dalgaboyunu, w ise ağırlığı göstermektedir (Semenova 2006) (devamı)

λ (Å)	w	λ (Å)	w	λ (Å)	w	λ (Å)	w
4496.271	0.366	4765.48	1.968	5030.7793	1.588	5361.6216	1.668
4498.5332	0.719	4766.8647	1.986	5031.0391	1.85	5365.396	1.798
4498.5933	0.662	4768.3193	1.232	5031.0391	1.85	5369.958	1.111
4502.5908	1.178	4768.397	1.656	5031.2129	1.452	5371.4302	0.71
4504.8301	0.591	4769.103	1.412	5031.915	1.574	5371.4893	0.683
4509.3052	0.239	4771.6958	2.476	5036.9219	2.298	5371.5962	0.988
4510.8208	1.007	4772.8032	1.404	5039.25	1.436	5379.5742	1.02
4511.042	0.481	4772.8301	1.312	5040.252	0.289	5382.4736	0.95
4513.7139	0.543	4776.0688	1.266	5040.853	0.647	5383.3691	1.158
4514.1841	1.031	4776.3613	1.522	5040.9009	0.377	5386.335	0.885
4515.165	1.124	4779.4429	1.342	5041.0708	1.606	5386.959	0.73
4516.272	0.753	4780.811	1.406	5041.7271	0.325	5389.4785	0.952
4516.4492	0.446	4785.7212	0.921	5041.7549	1.126	5391.4609	1.312
4517.5259	0.854	4785.957	1.397	5041.8467	1.042	5393.167	1.576
4517.6001	0.521	4786.8062	1.15	5044.21	1.657	5397.127	1.83
4518.4321	0.519	4787.8271	1.427	5048.1689	0.386	5397.1929	1.42
4518.5771	1.755	4789.6553	0.938	5048.4331	1.271	5397.6191	0.688
4520.2451	0.628	4790.7461	0.692	5049.8188	1.196	5398.2769	1.53
4523.4009	1.612	4791.25	0.614	5051.2759	1.452	5400.502	2.282
4523.9268	0.8	4793.9609	0.538	5051.6338	1.447	5400.6563	0.636
4525.1411	1.254	4794.355	0.972	5052.9658	0.584	5401.2642	1.532
4525.1411	1.254	4795.103	0.258	5054.6421	1.033	5403.8179	1.482
4525.8633	2.236	4798.2651	1.82	5055.9932	2.134	5404.1118	1.434
4526.562	2.376	4798.731	1.922	5056.8413	1.978	5404.1494	1.31
4527.7827	2.13	4799.4063	2.05	5057.498	2.208	5405.3477	1.92
4528.6128	2.366	4799.769	0.782	5058.0342	1.524	5405.7739	1.722
4528.7568	0.87	4800.1279	3.192	5058.4961	1.332	5406.332	1.954
4528.8149	1.04	4800.6479	2.282	5060.0493	0.45	5406.77	1.172

Çizelge 3.1 Yüzey sıcaklık dağılımlarının modellenmesi için kullanılan Fe I çizgileri.

λ dalgaboyunu, w ise ağırlığı göstermektedir (Semenova 2006) (devamı)

λ (Å)	w	λ (Å)	w	λ (Å)	w	λ (Å)	w
4531.147	2.508	4802.876	0.912	5060.0781	1.486	5407.3809	1.648
4531.582	0.786	4802.876	0.912	5064.5811	0.72	5407.478	1.268
4531.625	0.992	4802.8809	1.356	5064.9551	1.262	5409.1333	2.496
4531.6353	0.466	4802.8809	1.356	5065.0142	1.176	5410.9102	1.97
4533.1299	1.262	4804.5171	1.284	5065.1943	1.604	5417.1055	1.696
4533.9609	1.834	4804.5942	0.516	5067.1509	2.276	5421.8486	0.812
4536.4883	0.362	4807.708	2.246	5068.7651	3.518	5423.7402	0.883
4537.6709	1.322	4808.147	2.036	5069.4219	1.238	5424.0693	1.25
4538.749	2.014	4809.1367	1.196	5072.0762	1.428	5428.6987	0.426
4538.9458	1.246	4809.9399	1.314	5072.668	2.464	5429.4189	0.39
4539.6909	1.288	4813.1162	1.534	5074.748	2.01	5429.5039	1.125
4540.6582	0.426	4815.231	2.124	5075.1689	2.964	5429.6963	1.58
4541.3159	2.184	4816.668	1.276	5076.2617	1.05	5429.8271	0.582
4541.9429	1.46	4817.7778	0.836	5078.9717	3.764	5432.9463	0.429
4542.4111	1.656	4820.999	1.704	5079.2241	2.97	5436.2969	0.946
4542.6973	0.598	4823.23	1.154	5079.7393	3.196	5437.083	0.039
4546.6802	0.512	4824.167	0.686	5083.3379	1.34	5445.042	1.234
4547.0171	2.132	4826.5649	0.795	5084.5459	0.854	5446.5747	0.276
4547.8462	1.832	4832.728	0.858	5094.9648	0.666	5446.8706	1.122
4549.4629	1.138	4834.5059	1.287	5096.4067	0.838	5446.916	0.764
4551.6489	2.054	4835.8691	1.107	5096.998	1.207	5448.269	1.776
4553.4839	1.444	4837.9409	1.358	5098.5698	1.399	5452.0923	0.792
4554.4512	1.204	4838.0889	1.6	5098.6992	1.517	5455.4414	2.704
4555.75	0.337	4838.5127	2.632	5099.0752	0.768	5455.6094	1.71
4556.0879	0.545	4839.5449	1.898	5100.9009	1.42	5461.5503	2.11
4556.126	0.801	4839.7661	1.106	5102.6489	2.194	5462.9531	1.554
4556.9248	0.713	4840.3218	2.16	5104.0288	2.462	5464.2778	1.724
4560.0879	0.503	4840.894	2.706	5104.436	0.914	5466.9873	2.136

Çizelge 3.1 Yüzey sıcaklık dağılımlarının modellenmesi için kullanılan Fe I çizgileri.

λ dalgaboyunu, w ise ağırlığı göstermektedir (Semenova 2006) (devamı)

λ (Å)	w	λ (Å)	w	λ (Å)	w	λ (Å)	w
4560.2593	1.177	4842.7881	1.206	5107.4458	2.146	5466.9873	2.136
4564.8237	1.17	4843.144	2.686	5107.6411	3.182	5472.71	2.23
4565.312	1.72	4843.3857	1.434	5109.6499	1.778	5473.1641	0.946
4565.355	1.096	4844.0132	1.656	5110.3569	1.034	5473.9004	1.405
4565.6631	3.388	4844.0801	0.818	5110.4131	1.864	5476.2871	0.996
4566.5142	1.656	4845.647	0.568	5113.251	1.52	5476.563	1.489
4566.9917	1.016	4845.647	0.568	5115.7759	1.436	5478.4561	1.089
4568.7642	3.606	4845.6499	1.578	5121.6411	1.784	5480.8643	1.292
4568.8408	1.262	4845.6499	1.578	5125.1123	2.588	5481.2422	1.229
4571.437	2.236	4847.7153	1.844	5125.8359	0.942	5481.438	1.534
4572.8604	2.06	4848.2041	2.772	5126.1919	2.022	5482.2651	0.583
4573.3882	1.816	4848.8823	3.566	5127.3579	3.206	5483.0981	1.511
4574.2148	3.106	4849.668	2.086	5127.6812	1.892	5487.144	0.72
4574.7173	2.688	4851.8691	1.704	5129.6299	0.969	5487.481	0.544
4575.7817	1.574	4854.876	1.51	5131.4697	2.438	5487.7632	0.732
4576.52	1.032	4855.6719	2.704	5131.4697	2.438	5487.7666	0.478
4579.8208	2.656	4858.2412	0.228	5136.0908	0.222	5492.0728	0.696
4580.46	2.42	4859.1191	2.098	5139.251	1.875	5493.3242	0.447
4580.5752	1.354	4859.7407	1.512	5139.4624	1.788	5493.4966	1.3
4581.5068	1.708	4860.9771	2.174	5141.7388	1.02	5494.4609	0.392
4581.5068	1.708	4862.5947	0.786	5142.4932	0.456	5497.5156	2.596
4582.9399	2.432	4867.5283	1.85	5142.542	0.698	5501.4644	4.326
4583.7212	2.46	4868.373	1.813	5142.9272	1.654	5505.7471	1.316
4584.7148	2.66	4869.4619	1.023	5143.7217	0.305	5505.8818	2.642
4586.9917	1.66	4870.0371	0.613	5145.0938	1.73	5506.7778	4.61
4587.1279	1.77	4871.3174	1.034	5145.7271	0.783	5512.2539	1.868
4587.7158	0.99	4871.9282	1.198	5148.0361	2.206	5512.397	1.552
4592.6509	1.128	4872.1357	2.297	5148.2251	2.37	5513.3916	1.604

Çizelge 3.1 Yüzey sıcaklık dağılımlarının modellenmesi için kullanılan Fe I çizgileri.

λ dalgaboyunu, w ise ağırlığı göstermektedir (Semenova 2006) (devamı)

λ (Å)	w	λ (Å)	w	λ (Å)	w	λ (Å)	w
4594.9409	1.562	4873.752	0.749	5150.1973	1.83	5521.123	0.328
4595.208	0.744	4875.875	1.356	5150.8379	3.244	5521.2842	1.662
4595.3579	1.256	4876.187	0.581	5151.9097	3.236	5522.4468	2.464
4596.0601	1.243	4877.605	0.667	5154.1011	2.206	5524.249	1.472
4596.4141	0.558	4878.208	2.992	5164.1382	1.586	5529.1606	0.348
4597.0566	0.224	4880.522	2.12	5164.5532	1.75	5532.7432	0.268
4598.1182	0.662	4881.7183	1.064	5164.6919	0.606	5532.8589	0.164
4598.3242	0.617	4881.7339	1.086	5164.916	0.588	5534.6621	0.78
4598.7451	0.669	4882.144	1.786	5165.4072	2.552	5535.417	0.871
4600.9321	1.718	4885.4302	1.588	5166.2813	3.922	5535.417	0.871
4601.3062	2.26	4886.1812	0.604	5167.4873	2.532	5536.583	0.935
4601.3062	2.26	4886.3262	2.834	5167.7197	1.642	5539.2842	0.979
4602	1.902	4887.1909	1.852	5168.897	3.562	5543.147	1.348
4602.9399	3.422	4887.3662	1.468	5169.2964	2.192	5543.9365	1.433
4603.3428	2.084	4888.6318	2.834	5171.5947	1.544	5546.9912	0.771
4603.9521	1.79	4889	1.588	5171.6743	0.672	5549.5508	0.91
4604.8511	0.868	4889.1021	2.47	5172.2041	0.802	5551.7769	0.754
4605.0933	2.306	4890.7539	3.578	5175.7129	0.707	5553.2202	1.033
4605.9829	2.402	4891.4922	2.262	5177.2339	0.773	5553.5791	0.889
4607.647	2.234	4893.6953	1.498	5184.1719	0.673	5555.123	1.408
4607.647	2.234	4896.438	2.284	5184.2578	0.443	5557.9058	0.64
4611.1851	2.372	4903.3081	4.476	5184.2651	0.86	5557.9775	2.04
4611.2837	1.436	4905.1338	2.192	5187.9141	0.863	5560.207	1.424
4611.2891	0.522	4905.2178	1.726	5191.4551	2.095	5562.1167	1.916
4611.2891	0.522	4907.7329	1.322	5192.3433	1.94	5562.7061	2.814
4611.3481	0.702	4908.0288	1.1	5194.9409	1.194	5563.5991	2.244
4613.2041	0.012	4909.3838	1.194	5195.4683	1.908	5563.6729	0.972
4614.2051	1.026	4910.0151	1.14	5196.0771	2.094	5563.6934	0.426

Çizelge 3.1 Yüzey sıcaklık dağılımlarının modellenmesi için kullanılan Fe I çizgileri.

λ dalgaboyunu, w ise ağırlığı göstermektedir (Semenova 2006) (devamı)

λ (Å)	w	λ (Å)	w	λ (Å)	w	λ (Å)	w
4618.7568	2.62	4910.3252	0.722	5198.7109	3.126	5565.7036	2.006
4619.2871	3.056	4910.562	1.195	5202.251	1.346	5567.2939	0.554
4625.0439	1.702	4911.7788	1.087	5202.335	2.018	5567.3921	1.45
4625.0972	0.926	4912.498	0.927	5204.582	3.85	5568.0718	1.696
4627.5479	2.512	4915.8481	0.889	5206.8013	1.958	5568.8672	0.616
4630.1211	1.389	4917.229	1.176	5207.939	1.506	5569.6182	1.604
4630.7754	0.852	4918.9541	0.643	5208.5933	3.052	5572.8413	2.18
4632.8179	1.358	4918.9932	0.926	5209.8838	1.066	5573.1001	2.108
4632.9111	0.8	4920.502	1.229	5213.8047	1.498	5581.9014	0.321
4633.0469	1.036	4924.77	2.632	5215.1787	3.034	5583.9678	0.659
4633.7549	0.646	4925.2813	2.552	5216.2739	1.488	5584.2627	0.931
4635.5498	0.343	4927.417	1.086	5217.3887	3.012	5584.7637	0.26
4635.6162	0.855	4930.3149	1.758	5217.9189	1.458	5585.6372	1.741
4635.8457	1.844	4932.9819	0.982	5221.4312	3.748	5586.7559	1.243
4637.5029	1.348	4933.293	1.264	5222.3936	0.941	5587.5732	0.888
4638.0088	3.012	4933.334	1.318	5223.1875	0.383	5592.231	0.53
4643.4629	3.256	4934.0059	0.928	5224.3013	0.492	5594.6538	0.908
4647.4326	2.268	4934.082	1.108	5225.5249	2.435	5600.2256	1
4649.8198	1.228	4937.2891	1.248	5226.8623	1.498	5600.2256	1
4653.3721	1.57	4938.1748	1.086	5226.895	0.513	5602.7666	1.364
4653.4321	0.616	4938.813	3.998	5227.1504	0.54	5602.9448	0.786
4653.4878	1.808	4939.2378	2.26	5227.1885	0.58	5608.9741	0.834
4654.4971	3.342	4939.2378	2.26	5229.8447	0.862	5615.2988	2.152
4654.6089	1.668	4939.686	3.096	5229.8799	0.772	5615.6191	1.028
4654.6289	1.41	4942.457	1.056	5232.939	1.367	5615.644	1.894
4657.585	2.344	4942.5898	0.426	5235.3887	1.168	5618.6309	2.226
4658.2939	1.26	4945.6357	1.25	5236.2051	0.296	5619.2241	1.71
4661.9697	2.546	4946.3779	1.392	5236.3813	0.785	5620.4907	2.14

Çizelge 3.1 Yüzey sıcaklık dağılımlarının modellenmesi için kullanılan Fe I çizgileri.

λ dalgaboyunu, w ise ağırlığı göstermektedir (Semenova 2006) (devamı)

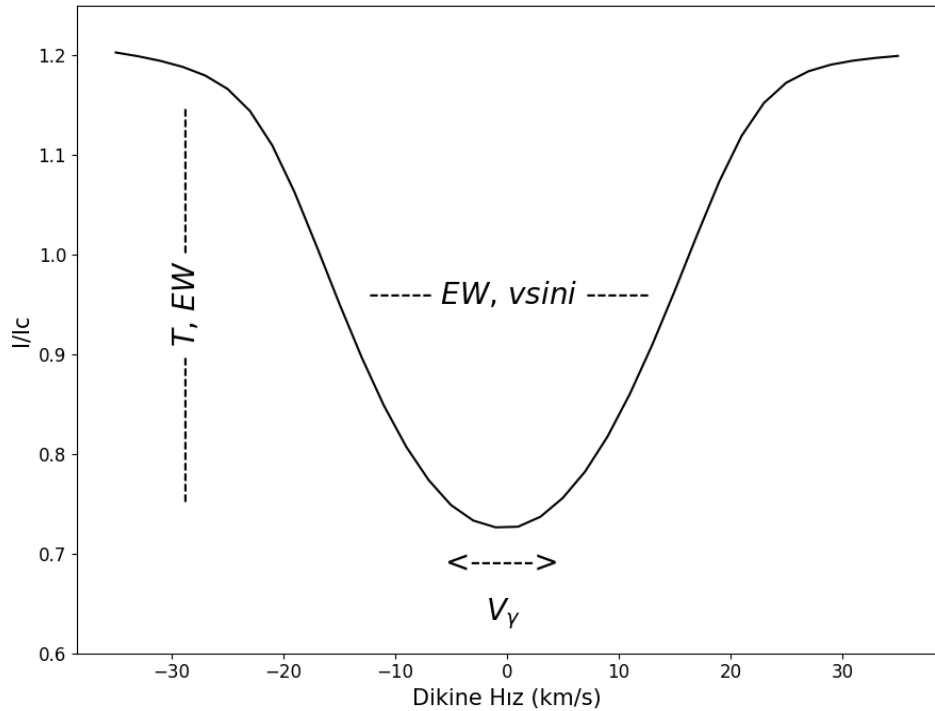
λ (Å)	w	λ (Å)	w	λ (Å)	w	λ (Å)	w
4663.1782	1.27	4946.3848	1.7	5240.3569	0.454	5624.542	2.646
4664.707	1.164	4949.6772	1.138	5241.9033	1.015	5635.8242	0.448
4667.4531	1.303	4950.104	1.331	5242.4907	0.985	5636.6963	0.785
4668.0669	0.803	4952.604	0.34	5243.7734	2.306	5637.1089	0.146
4668.1318	0.517	4952.6387	0.78	5245.6182	2.202	5638.2617	1.05
4669.1719	1.689	4957.2979	1.628	5247.0488	4.298	5641.436	0.807
4672.8291	0.134	4957.5972	0.73	5249.1055	1.33	5643.9229	1.129
4673.1631	1.325	4957.6763	0.735	5250.208	6.462	5649.6299	0.533
4673.271	1.612	4961.915	0.497	5250.645	3.072	5650.7036	0.784
4674.6479	0.532	4965.7769	2.566	5253.4614	2.9	5652.0112	0.417
4678.8447	2.42	4966.0869	2.768	5254.9551	4.924	5652.3198	1.016
4680.2939	3.318	4967.2578	2.92	5255.6831	1.51	5655.4888	0.704
4680.4668	2.078	4967.8901	3.572	5255.7529	1.448	5655.4937	0.713
4682.5591	3.222	4968.3931	2.692	5257.6538	1.256	5655.4937	0.713
4683.561	2.67	4969.916	2.866	5259.0913	1.846	5658.5308	2.386
4685.0239	1.37	4970.499	1.344	5262.6079	1.298	5658.6577	0.59
4687.3018	2.718	4970.646	3.134	5262.8818	2.208	5658.8159	1.463
4687.3857	2.052	4973.1011	1.2	5263.3052	3.076	5659.6899	1.799
4690.1362	3.728	4977.0039	2.126	5263.394	1.734	5660.8003	0.806
4690.3711	3.996	4977.647	2.442	5263.8623	1.488	5661.3481	0.877
4690.3711	3.996	4978.1069	1.618	5265.9365	1.692	5662.5151	1.249
4691.4111	1.97	4978.604	0.488	5266.5552	2.734	5662.937	0.761
4700.1919	1.968	4978.689	2.302	5269.5366	2.676	5665.6343	0.78
4700.4189	2.234	4979.5879	1.166	5270.3569	0.834	5667.668	1.71
4701.0469	2.486	4980.2842	2.846	5273.1631	1.535	5677.6836	1.42
4701.0469	2.486	4980.54	2.316	5273.374	0.515	5679.0254	2.406
4702.9141	2.124	4982.5239	2.64	5273.624	0.766	5686.125	1.19
4705.457	0.39	4983.2671	3.07	5274.9766	1.114	5698.0229	0.598

Çizelge 3.1 Yüzey sıcaklık dağılımlarının modellenmesi için kullanılan Fe I çizgileri.

λ dalgaboyunu, w ise ağırlığı göstermektedir (Semenova 2006) (devamı)

λ (Å)	w	λ (Å)	w	λ (Å)	w	λ (Å)	w
4707.272	1.013	4983.8652	2.816	5277.3057	0.558	5698.3662	0.551
4707.4883	1.401	4985.251	2.176	5277.3057	0.558	5701.5449	1.225
4708.9678	0.69	4985.5459	3.676	5280.2788	0.312	5702.3491	0.643
4709.0859	1.557	4986.2251	1.22	5280.3618	0.896	5705.4658	0.567
4710.2827	0.706	4986.9033	1.82	5281.79	1.23	5707.0488	1.052

Yukarıda bahsedilen tüm astrofiziksel ve geometrik etkiler göz önünde bulundurularak sentetik çizgi profillerinin oluşturulması gerekmektedir. Aksi takdirde üretilcek haritalarda gerçekte olmayan yapılar ortaya çıkabilir. Şekil 3.4'te çizgi profilinin genliğinde, genişliğinde ve merkezi hız değerinde önemli etkileri olan parametreler görülmektedir.



Şekil 3.4 Sıcaklık (T), eşdeğer genişlik (EW), $vsini$ ve uzay hızının dikine bileşeninin çizgi profiline etkisi

3.1.3 Optimizasyon ve haritaların üretilme süreci

Daha önce de bahsedildiği üzere Doppler görüntüleme tersinir kötü konulmuş bir problemdir. Yani eşsiz tek bir çözüm yoktur. Dolayısıyla haritalar üretilirken veriler ile modeller arasındaki uyumun göstergesi olan χ^2 tek başına yeterli değildir ve bu nedenle ek bir kısıtlamaya ihtiyaç duyulur. Bu tezde kısıtlayıcı olarak maksimum entropi yöntemi kullanıldı. Denklem 2.4'te verilen maksimum entropi fonksiyonu iki sıcaklık yaklaşımı ile uygulanan Doppler görüntüleme için düzenlendiğinde denklem 3.13'teki ifadeye dönüşür.

$$S(fs) = \sum_{i=1}^n w_i \left[fs_i \log \frac{fs_i}{m} + (1 - fs_i) \log \frac{(1 - fs_i)}{(1 - m)} \right] \quad (3.13)$$

Denklem 3.13'de w her bir yüzey elemanının alanı iken, m varsayılan fs değeridir. Eğer fs fotosfer çizgi profilinin ağırlığı ise (bu durumda leke için $1 - fs$) m bire çok yakın bir sayıdır. Tam tersi durumda ise sıfıra çok yakındır. Bu değer in tam olarak sıfır ya da bir olmamasının sebebi denklem 3.13'ün bu değerlerde belirsiz olmasıdır.

Sıcaklık dağılımı durumunda ise denklem 2.4, denklem 3.14'teki halini alır.

$$S(T_n) = - \sum_{i=1}^n T_{n_i} \log T_{n_i} \quad (3.14)$$

Denklem 3.14'te T_n normalize sıcaklıktır. Sıcaklıkların normalizasyonu ise denklem 3.15 kullanılarak gerçekleştirilir.

$$T_n = \frac{1}{|T/T_{\text{fot}} - 1| + 1} \quad (3.15)$$

Denklem 3.15'te T_{fot} fotosfer sıcaklığıdır. Bu normalizasyon T_n değerinin sıfır ile bir arasında kalmasını sağlar. T_n 'nin bir olduğu durum fotosfer sıcaklığıdır. İlgili sıcaklıklar fotosfer sıcaklığından ne kadar uzaklaşırsa bu durum entropiyi düşüreceğinden, veriler talep etmediği sürece fotosfer sıcaklığından başka sıcaklıklar üretilmeyecektir.

SpotDIPy kodunda optimizasyon işlemi bir Python kütüphanesi olan `Scipy`⁵'in `optimize` paketindeki `minimize` fonksiyonu yardımıyla gerçekleştirilmektedir. Optimizasyon için kullanılan metod $L-BFGS-B$ metodudur (Byrd vd. 1995, Zhu vd. 1997, Morales ve Nocedal 2011). Optimizasyon sürecinde serbest parametre parlaklık dağılımı için fs 'dir ve işlem denklem 2.5'te verilen Q fonksiyonunun minimize edilmesi ile gerçekleştirilir. Fakat optimizasyon süreci sadece bu haliyle ele alındığında işlemin tamamlanması günleri bulmaktadır. Bunun önüne geçmek için Q fonksiyonu ile birlikte bu fonksiyonun gradyenti olan ∇Q optimizasyon sürecinde kullanılır. Bir fonksiyonun gradyenti, fonksiyonun en büyük artış oranının yönünü gösteren bir vektördür. Optimizasyonda, optimize etmeye çalıştığımız fonksiyon olan Q fonksiyonunun değerinde bir artışa yol açacak yönü bulmak açısından oldukça kullanışlıdır ve optimizasyon işleminin süresini oldukça azaltır. ∇Q , Q fonksiyonunun her bir fs değişkenine göre türevlenmesiyle elde edilir. Yüzey ızgarasını oluşturan yüzey elemanlarının sayısı kadar fs değeri mevcuttur. Böylece gradyent matrisinin eleman sayısı yüzey elemanlarının sayısı kadardır. ∇Q denklem 3.16'daki gibi ifade edilir. Bu süreç sıcaklık dağılımı durumunda da aynıdır.

$$\nabla Q(f_{s_1}, f_{s_2}, f_{s_3}, \dots) = \left[\frac{\partial \chi^2}{\partial f_{s_1}} + \frac{\partial S}{\partial f_{s_1}}, \frac{\partial \chi^2}{\partial f_{s_2}} + \frac{\partial S}{\partial f_{s_2}}, \frac{\partial \chi^2}{\partial f_{s_3}} + \frac{\partial S}{\partial f_{s_3}}, \dots \right] \quad (3.16)$$

⁵<https://scipy.org>

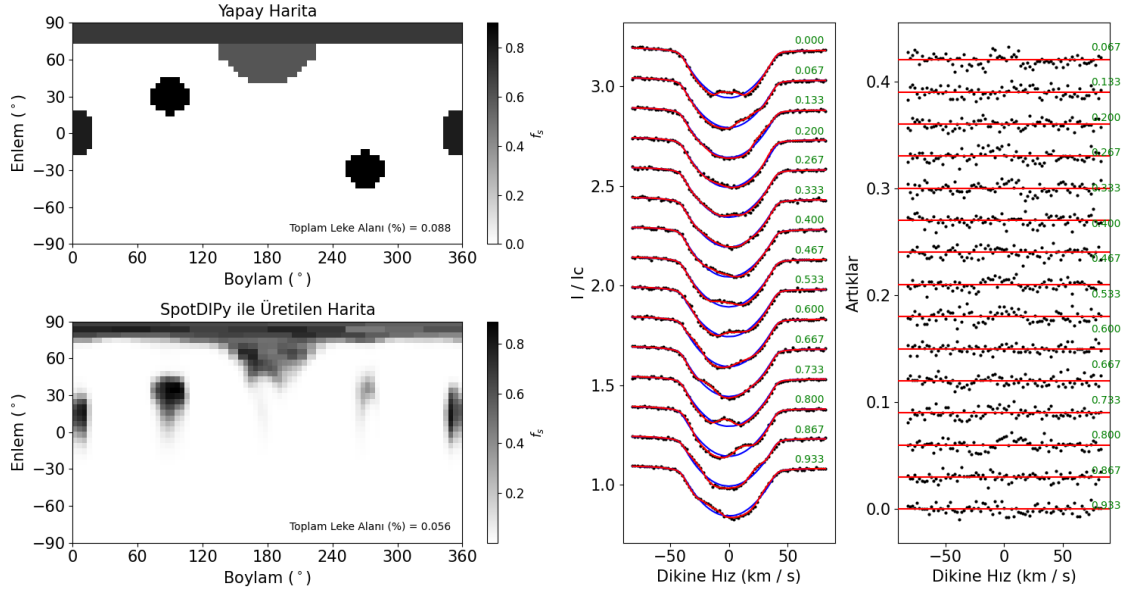
3.1.4 Performans testleri

SpotDIPy kodu ile gerçekleştirilen Doppler görüntüleme işleminin doğruluğunu test etmek için iki farklı yol kullanılmıştır. Birincisi **SpotDIPy** kodu ile üretilen yapay haritalardan oluşturulan sentetik çizgi profillerine farklı oranlarda gürültü katılarak modellenmesi şeklindedir. Bu yolla elde edilen haritalar, orjinal haritalar ile karşılaştırılarak **SpotDIPy** kodunun performansı test edildi. İkincisi ise literatürde yaygın olarak kullanılan **DoTS** kodu ile **SpotDIPy** kodunun aynı veriler üzerinden gerçekleştirilen Doppler görüntüleme işleminden elde edilen sonuçların karşılaştırılması şeklindedir.

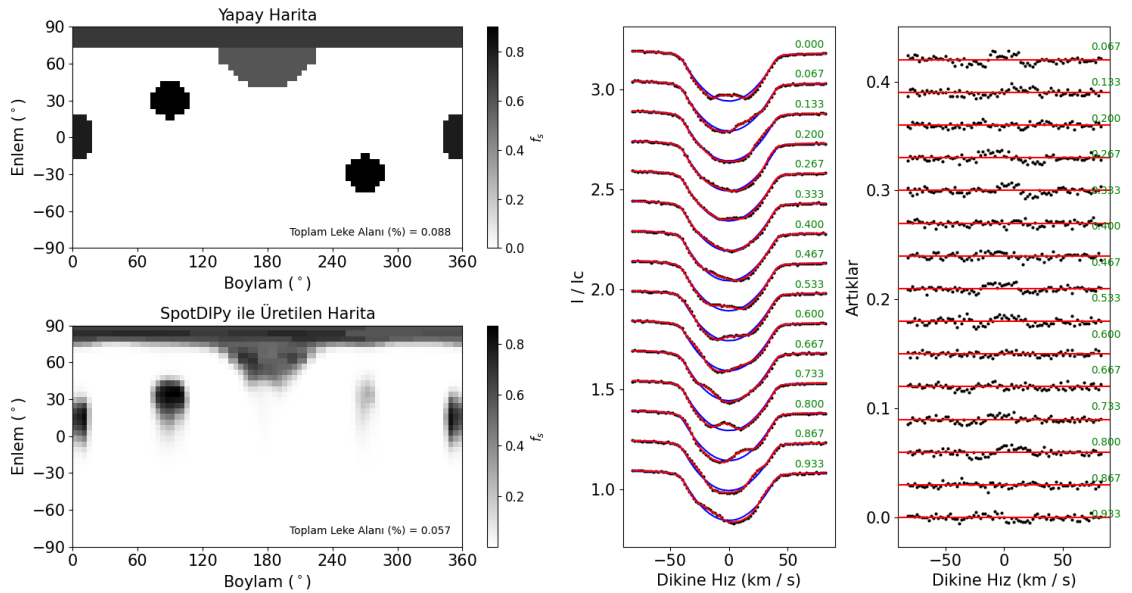
İlk olarak yüzey parlaklık dağılımlarının modellenme sürecinin testleri gerçekleştirildi. Bunun için öncelikle **SpotDIPy** kodu kullanılarak farklı enlem, boylam ve kontrast değerlerine sahip beş adet lekeden oluşan yapay bir yüzey parlaklık dağılımı haritası üretildi. Lekelerin sırasıyla enlem değerleri 0° , 30° , 60° , 90° ve -30° boylam değerleri ise 0° , 90° , 180° , 270° ve 270° olarak ayarlandı. Kontrast değerleri ise 0.2, 0.1, 0.4, 0.3 ve 0.1'dir. Sonrasında ise bu dağılım dikkate alınarak eşit aralıklı on beş farklı evre değeri için on beş adet çizgi profili oluşturuldu. Bu profillere 250, 500, 750, 1000 ve 10000 sinyal/gürültü oranına sahip olacak şekilde gürültü eklendi. Son olarak oluşturulan bu yapay çizgi profilleri **SpotDIPy** kodu kullanılarak modellendi ve elde edilen parlaklık dağılımı haritaları orijinali ile karşılaştırıldı. Sonuçlar şekil 3.5-3.9'da görülmektedir.

Yukarıda bahsedilen testlere ek olarak 500 sinyal/gürültü oranına sahip yapay çizgi profilleri için 30° ve 90° eksen eğikliği açıları için de testler gerçekleştirildi. Sonuçlar şekil 3.10-3.12'de görülmektedir.

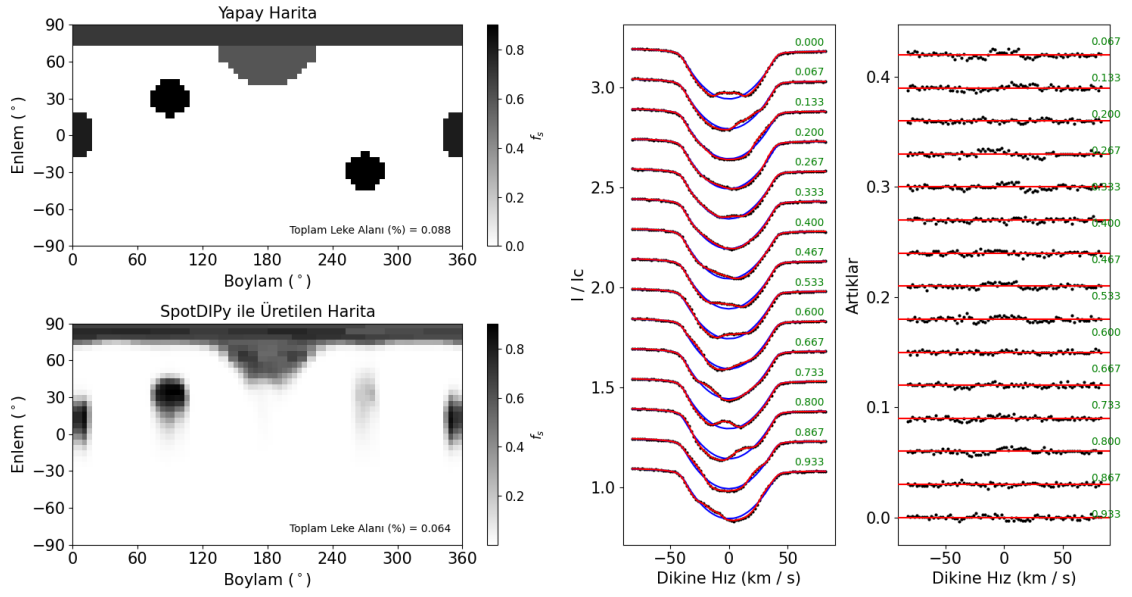
Son olarak **DoTS** kodu ile yapay parlaklık dağılımı haritasından 30° , 60° ve 90° için üretilen yapay çizgi profilleri kullanılarak hem **DoTS** kodu hem de **SpotDIPy** kodu ile Doppler görüntüleme gerçekleştirildi. Oluşturulan yapay çizgi profilleri 1000 sinyal/gürültü oranına sahiptir. Sonuçlar şekil 3.13-3.15'te görülmektedir.



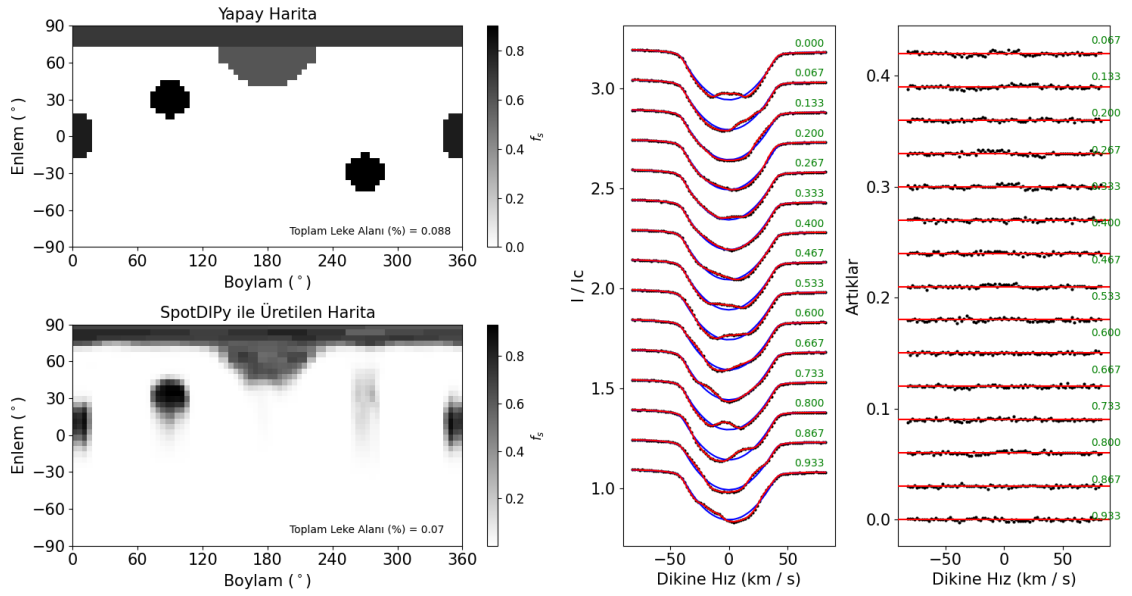
Şekil 3.5 Sol üstte yapay harita, sol altta SpotDIPy kodu kullanılarak yapay çizgi profillerinden üretilen parlaklık haritası görülmektedir. Orta sütunda yapay profiller (siyah noktalar), en iyi modeller (kırmızı düz çizgiler) ve lekesiz modeller (mavi düz çizgiler) görülürken, sağ sütunda artıklar görülmektedir. Yapay verilerin sinyal/gürültü oranı 250'dir



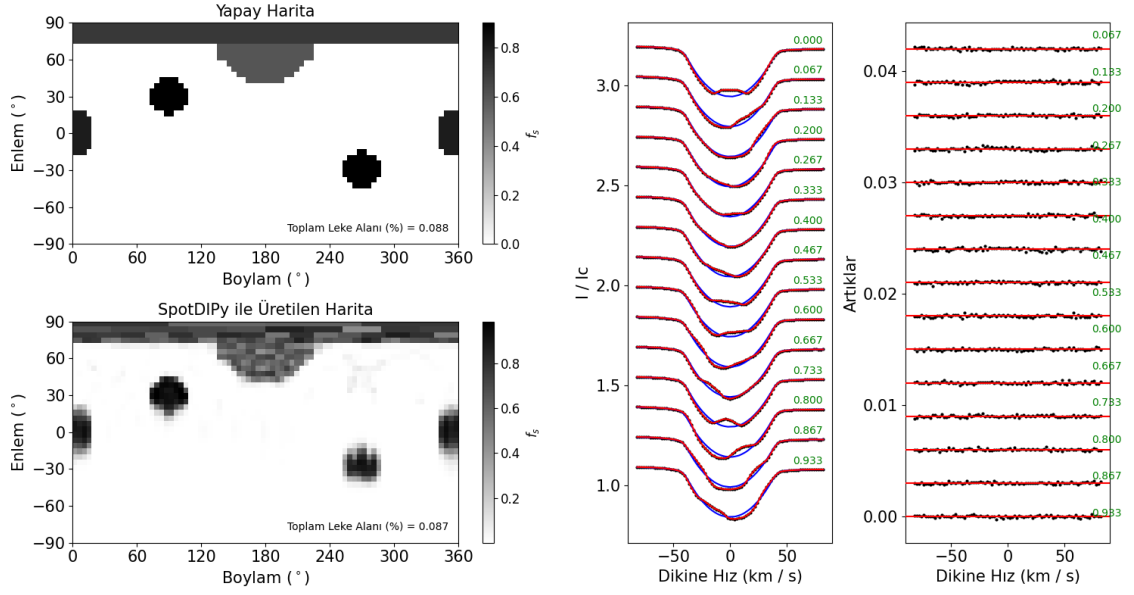
Şekil 3.6 Şekil 3.5'ten farklı olarak sinyal/gürültü oranının 500 olduğu durum



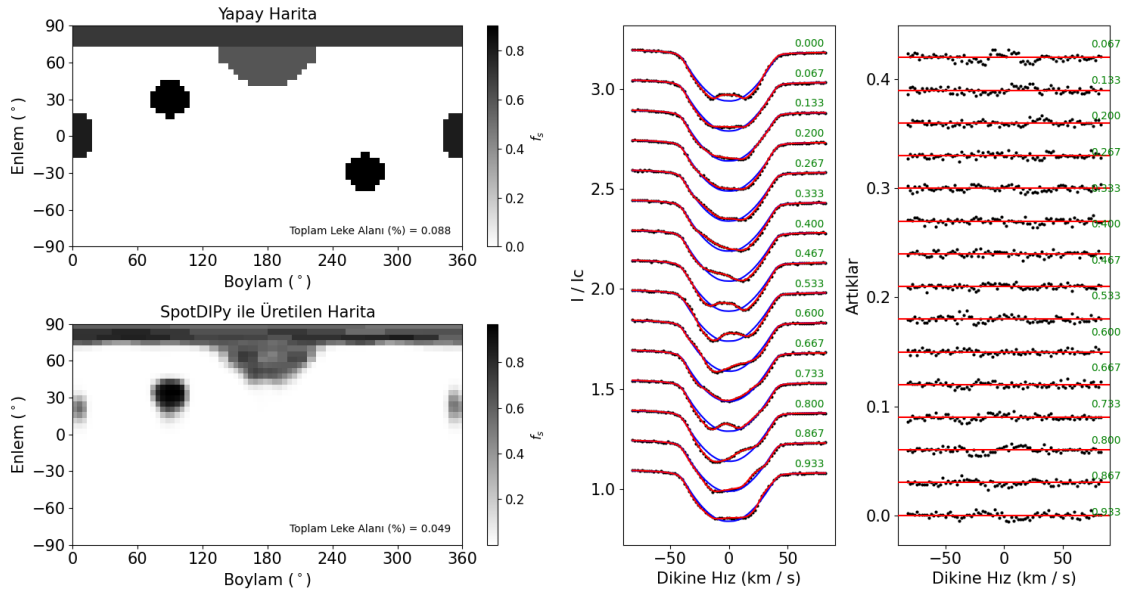
Şekil 3.7 Şekil 3.5'ten farklı olarak sinyal/gürültü oranının 750 olduğu durum



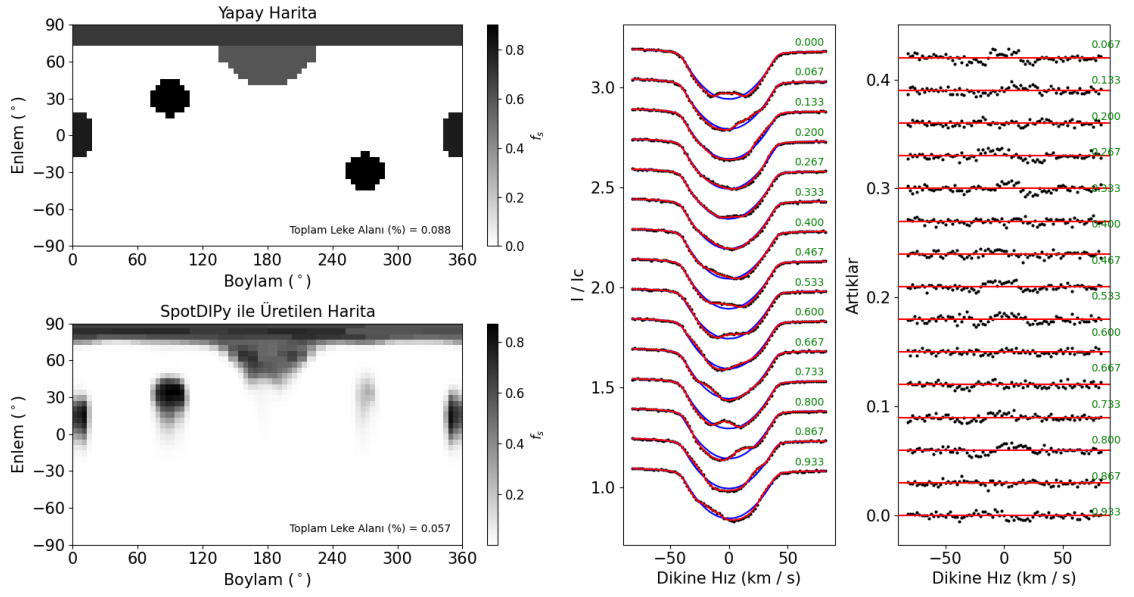
Şekil 3.8 Şekil 3.5'ten farklı olarak sinyal/gürültü oranının 1000 olduğu durum



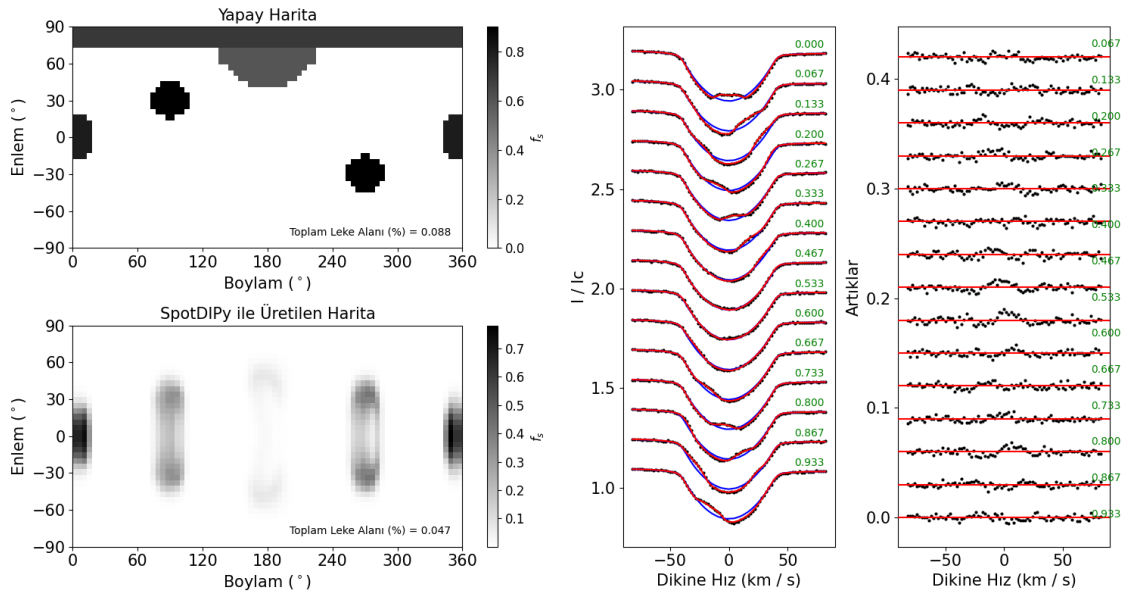
Şekil 3.9 Şekil 3.5'ten farklı olarak sinyal/gürültü oranının 10000 olduğu durum



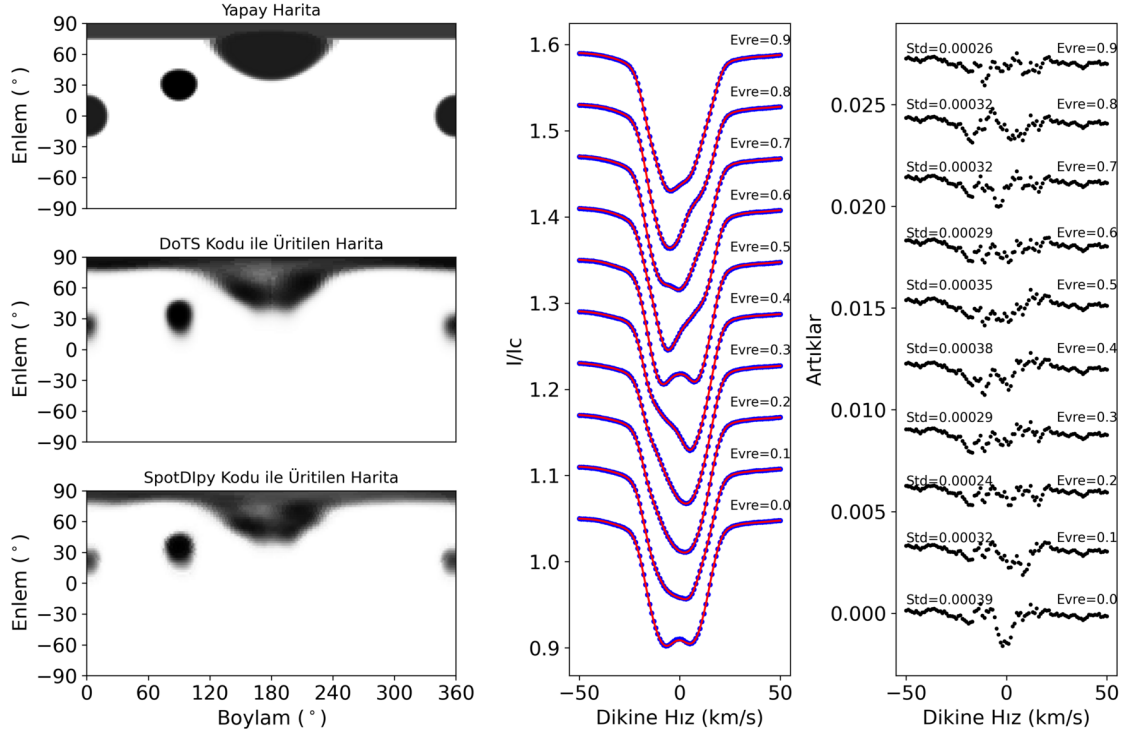
Şekil 3.10 Şekil 3.5'ten farklı olarak eksen eğikliği 30° ve sinyal/gürültü oranının 500 olduğu durum



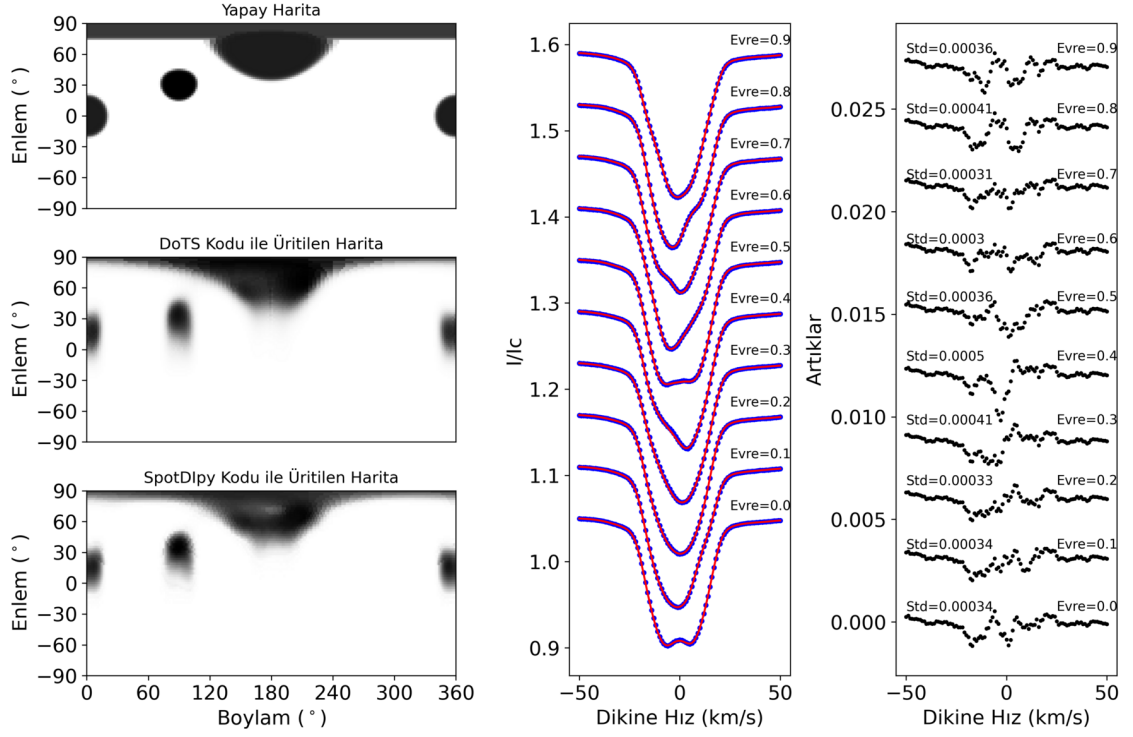
Şekil 3.11 Şekil 3.5'ten farklı olarak eksen eğikliği 60° ve sinyal/gürültü oranının 500 olduğu durum



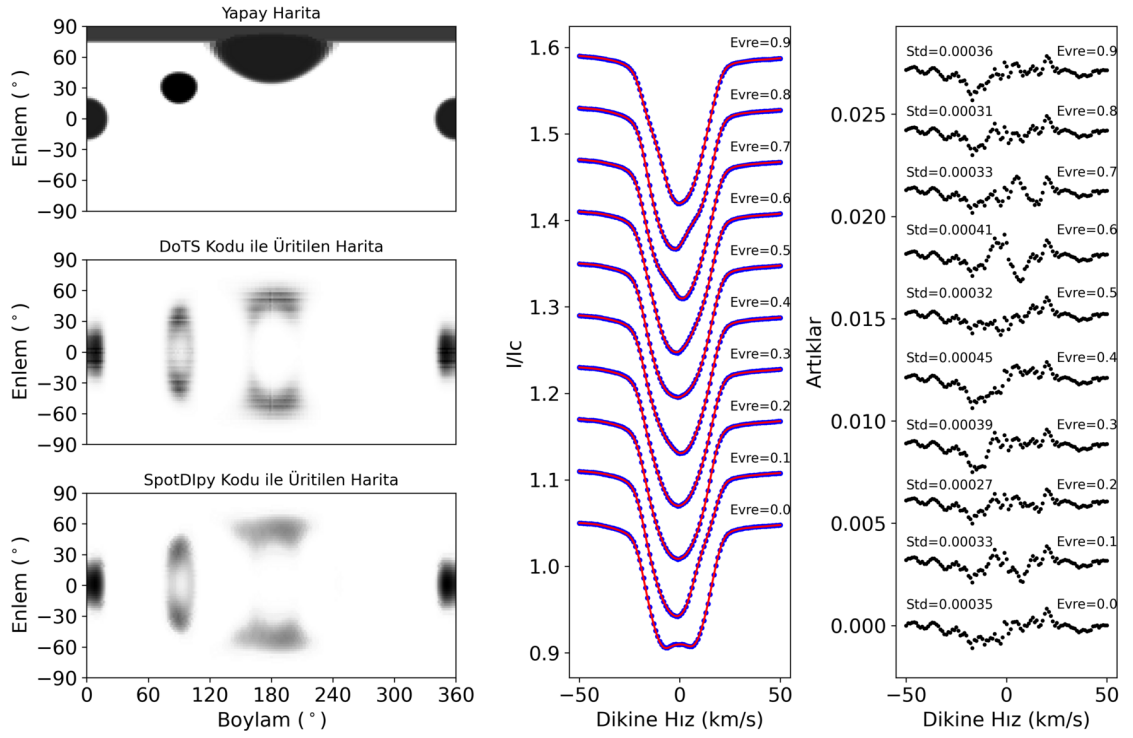
Şekil 3.12 Şekil 3.5'ten farklı olarak eksen eğikliği 90° ve sinyal/gürültü oranının 500 olduğu durum



Şekil 3.13 Sol sütunda, yapay harita (üstte), DoTS kodu ile üretilen harita (ortada) ve SpotDIPy kodu ile üretilen harita (altta) görülmektedir. Orta sütunda, yapay profiller için DoTS kodunun ürettiği en iyi modeller (mavi noktalar) ile SpotDIPy kodunun ürettiği en iyi modeller (kırmızı düz çizgiler), sağ sütunda ise bu modellerin birbirleri ile olan farkı çizdirilmiştir ve her bir artığın standart sapma değerleri de grafikte görülebilir. Yapay profiller eksen eğikliği açısı 30° olacak şekilde üretilmiştir



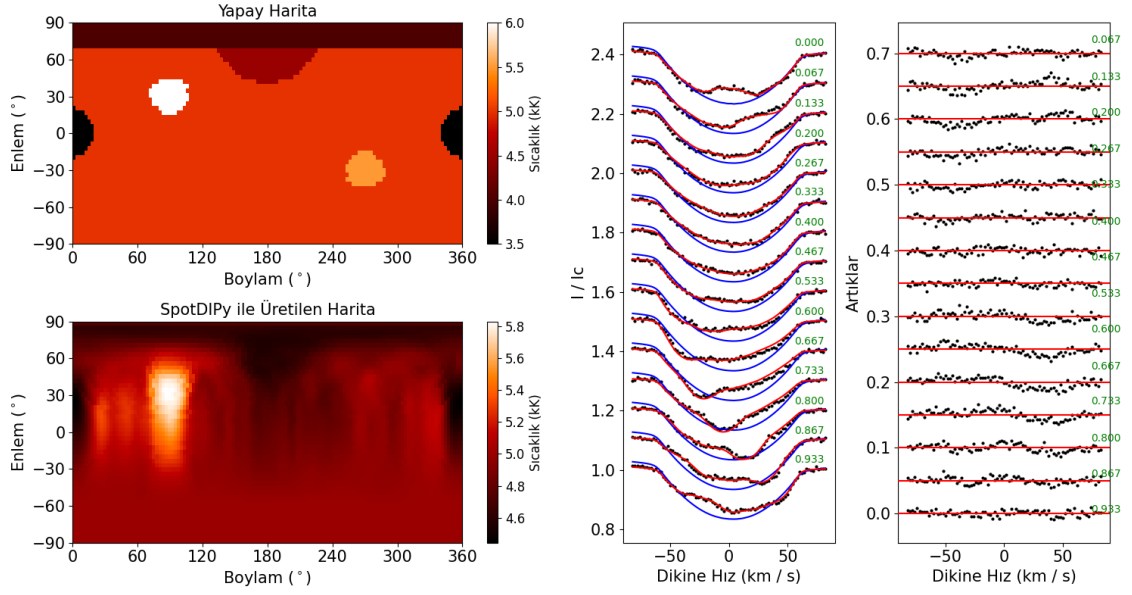
Şekil 3.14 Şekil 3.13'ten farklı olarak eksen eğikliği açısı 60°



Şekil 3.15 Şekil 3.13'ten farklı olarak eksen eğikliği açısı 90°

SpotDIPy kodunun yüzey parlaklık dağılımı modelleme süreci için farklı sinyal/gürültü oranlarına sahip yapay veri ile yapılan testlerinde lekelerin konumlarının oldukça iyi bir şekilde belirlenebildiği söylenebilir. Sinyal/gürültü oranının düşük olduğu durumda ekvatorda bulunan lekenin bir miktar yüksek enlemlere doğru kayması söz konusudur. Ayrıca üretilen haritalardaki lekelerin kapladığı toplam alanlar her zaman yapay haritadaki toplam leke alanından daha düşük çıkmaktadır. Yani her zaman olması gereken toplam leke alanından daha düşük değerlere ulaşılmaktadır. Bununla beraber farklı eğim açıları altında yapılan testlerde de eğim açısının artmasıyla yüksek enlemlerdekilerin yapay haritadakine oranla daha zayıf kaldığı görülmektedir. Bu durum 90° eksen eğikliği açısından maksimuma ulaşır. Yani bu yüksek enlemlerdekiler artık üretilen haritada gözükmez. Ayrıca 90° eksen eğikliği açısından ayna dejenerasyonu (ing. mirror degeneracy) olarak tabir edilen bir olgu ile karşılaşmaktadır. Artık bu durumda çizgi profillerine lekelerden gelen katkı bulundukları enlemden bağımsız hale gelir. Çünkü yıldız yüzeyinin kuzey ile güney yarım küresindeki hız alanları birbirleri ile aynıdır ve çizgi profiline gelen katkıların kuzey yarım küreden mi yoksa güney yarım küreden mi geldiği belirlenemez. Bahsedilen tüm bu sorunlar Doppler görüntüleme tekniğinin doğasından ileri gelen sorunlardır. Benzer problemler **DoTS** kodu ile üretilen haritalarda da mevcuttur. **SpotDIPy** kodunun literatürde yaygın olarak kullanılan **DoTS** kodu ile yapılan karşılaştırılmasında oldukça benzer sonuçların alınması **SpotDIPy** kodunun yıldızların yüzey parlaklık dağılımlarının modellenmesinde en az **DoTS** kodu kadar başarılı olduğunu göstermektedir.

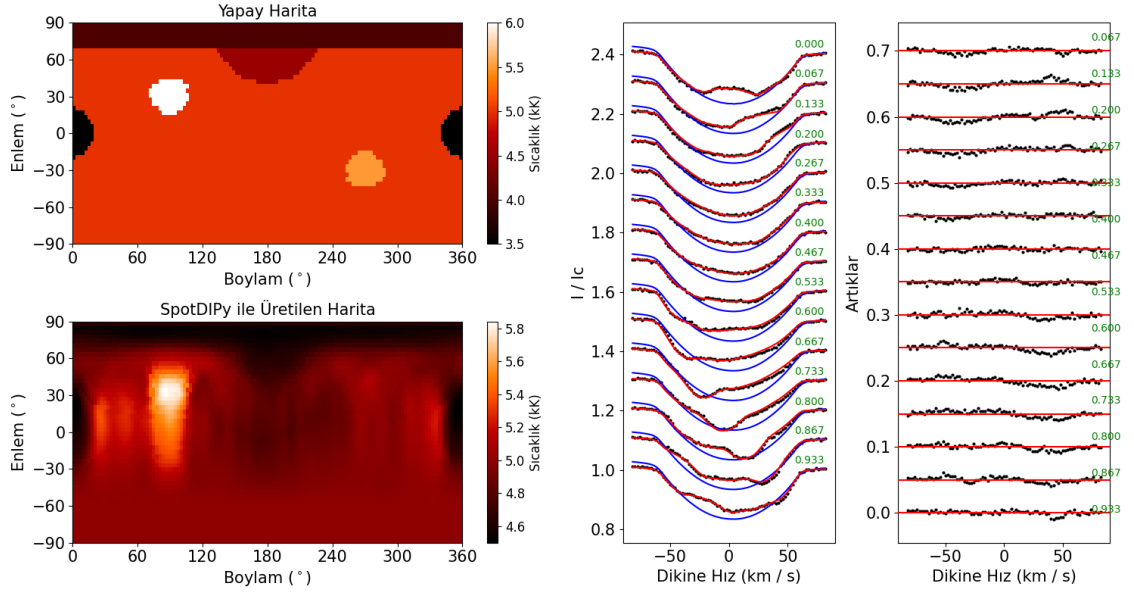
Benzer bir test **SpotDIPy** kodunun yüzey sıcaklık dağılımının performansı için gerçekleştirildi. Bu teste, yıldız yüzeyine yerleştirilen lekelerin konumları parlaklık dağılımının modellenmesi testindeki ile aynıdır. Fakat bu testte lekelerin kontrastı yerine doğrudan sıcaklıkları kullanıldı. Bu sıcaklıklar sırasıyla 3500 K, 6000 K, 4500 K, 4000 K ve 5500 K'dir. Fotosfer sıcaklığı ise 5000 K olarak ayarlanmıştır. Bu yapay haritadan üretilen sinyal/gürültü oranı 250, 500, 750, 1000 ve 10000 olan yapay veriler yine **SpotDIPy** kodu ile modellendi. Orijinal harita ile yapay verilerden üretilen haritalar karşılaştırıldı. Şekil 3.16-3.20'de test sonuçları



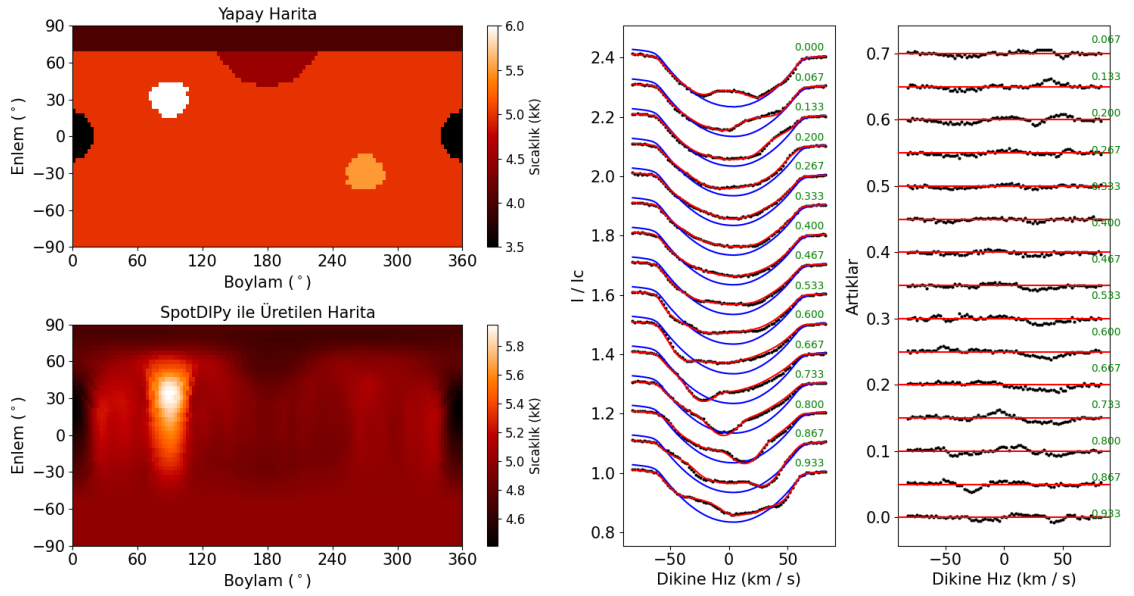
Şekil 3.16 Sol üstte yapay harita, sol altta SpotDIPy kodu kullanılarak yapay çizgi profillerinden üretilen sıcaklık haritası görülmektedir. Orta sütunda yapay profiller (siyah noktalar), en iyi modeller (kırmızı düz çizgiler) ve sadece fotosfer sıcaklığıdaki profil ile elde edilen modeller (mavi düz çizgiler) görülürken, sağ sütunda artıklar görülmektedir. Yapay verilerin sinyal/gürültü oranı 250'dir

görülmemektedir.

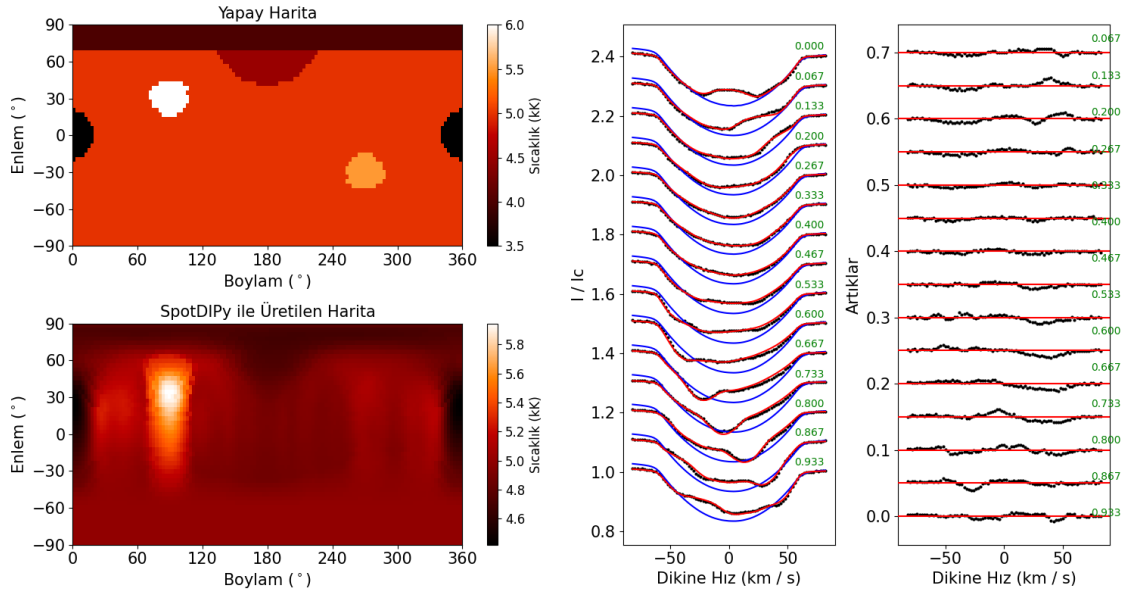
SpotDIPy kodu parlaklık haritalarındaki benzer olarak sıcaklık haritalarında da lekelerin konumlarının tespitinde başarılı bir performans sergilemektedir. Artan sinyal/gürültü oranı ile lekelerin konumları daha da net olarak belirlenebilmektedir. Fakat leke sıcaklıklarının belirlenmesi konusunda aynı şeyi söylemek pek mümkün değildir. Bunun temel sebebi Doppler görüntülemenin sıcaklığa duyarlı birkaç çizginin eş zamanlı modellenmesi ile gerçekleştirilmesinden ziyade çok sayıda Fe I çizgisinden oluşturulan ortalama çizgi profillerinin kullanılmasıdır. Benzer bir sonuca Järvinen ve Berdyugina (2010) tarafından yapılan çalışmada da ulaşılmıştır. Ortalama çizgi profillerinin kullanılmasının sebebi sinyal/gürültü oranının artırılmasıdır. Bilindiği üzere Doppler görüntülemenin başarısı sinyal/gürültü oranına oldukça bağlıdır. Elimizde yüzey sıcaklık dağılımı haritası üreten başka bir kod olmadığından bir karşılaştırma



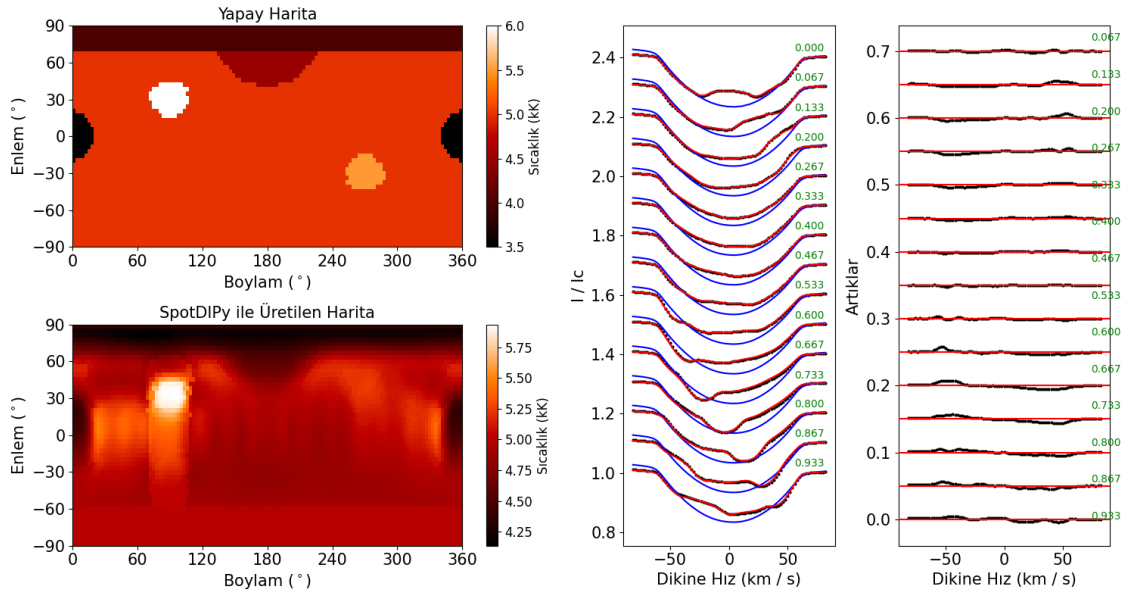
Şekil 3.17 Şekil 3.16'dan farklı olarak sinyal/gürültü oranının 500 olduğu durum



Şekil 3.18 Şekil 3.16'dan farklı olarak sinyal/gürültü oranının 750 olduğu durum



Şekil 3.19 Şekil 3.16'dan farklı olarak sinyal/gürültü oranının 1000 olduğu durum



Şekil 3.20 Şekil 3.16'dan farklı olarak sinyal/gürültü oranının 10000 olduğu durum

yapılamadı. Fakat bu tez kapsamında yüzey sıcaklık haritaları üretilen V889 Her yıldızının literatürdeki sıcaklık haritaları ile karşılaştırılması önemli bir test olabilir. Bu yıldızda mevcut olan baskın yüksek enlemli bir leke literatürdeki tüm haritalarında görülmektedir (Strassmeier vd. 2003, Marsden vd. 2006, Järvinen vd. 2008, Jeffers ve Donati 2008, Huber vd. 2009, Frasca vd. 2010, Kővári vd. 2011, Willamo vd. 2019, Willamo vd. 2022). Yani kalıcı bir yüksek enlemli leke söz konusudur. Willamo vd. (2019) tarafından üretilen V889 Her yıldızının sıcaklık haritası ile **SpotDIPy** kodu ile üretilen sıcaklık haritası şekil 3.21’de görülebilir. Buradan da görüleceği üzere her ne kadar farklı zamanlarda elde edilmiş olsa da özellikle yüksek enlemli lekenin kalıcı bir leke olması göz önünde bulundurulduğunda sıcaklık aralığı dışında haritalar önemli ölçüde birbirlerine benzemektedir.

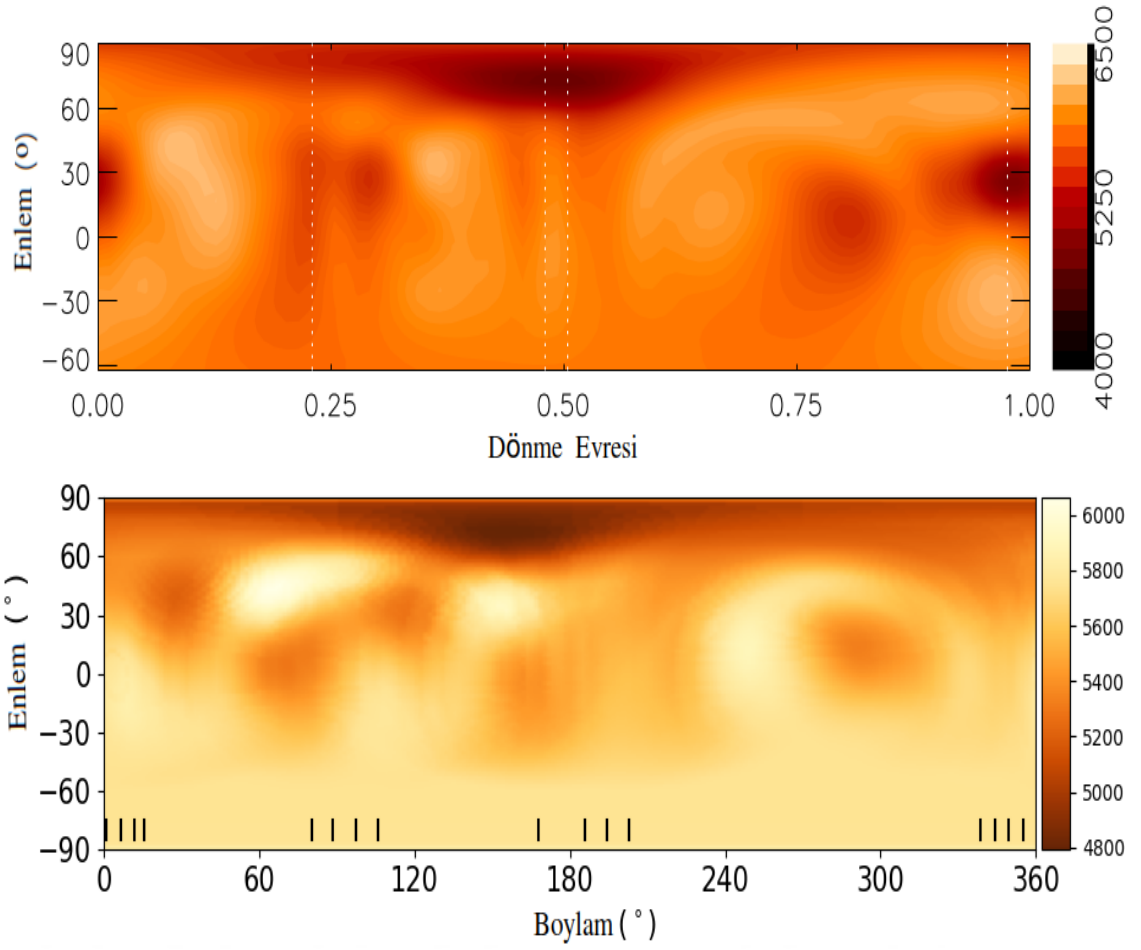
3.1.5 Kodun yapısı ve kullanımı

SpotDIPy kodu kolay bir kullanıma sahip olacak şekilde tasarlandı. Buradaki amaç vakit kaybının önüne geçmek ile birlikte kullanıcı hatalarını en aza indirmektir. SpotDIPy kodu üç ayrı Python modülünden oluşur. Bunlar *SPotDIPy*, *utils* ve *plotGUI* olarak adlandırılmıştır. Ana modül *SPotDIPy* modülüdür. Doppler görüntüleme bu modülde gerçekleştirilir. *utils* modülü gerekli olan yardımcı tüm fonksiyonları içerir. *plotGUI* modülü ise Doppler görüntüleme ile elde edilen sonuçları görselleştirir.

SpotDIPy kodu kullanılarak Doppler görüntülemenin nasıl gerçekleştirileceği ile ilgili bir örnek aşağıda verilmektedir.

```
# Kod içe aktarılır
from SpotDIPy import SpotDIPy

# SpotDIPy ana sınıfı çağırılarak DIP değişkenine atanır
```



Şekil 3.21 Willamo vd. (2019) tarafından üretilen V889 Her yıldızının sıcaklık haritası ile SpotDIPy kodu ile üretilen sıcaklık haritası. Sıcaklık ölçeği her iki haritanın sağ tarafında görülmektedir.

Bu işlem sırasında sıcaklık haritası mı yoksa parlaklık haritası mı üretileceği belirtilir

```
DIP = SpotDIPy(map_type='bm')
```

İlgili tüm parametreler "set_param" fonksiyonu yardımıyla girilir

```
DIP.set_param('t0', 2453200.00)
```

```
DIP.set_param('period', 1.756608)
```

```
DIP.set_param('incl', 46)
```

```
DIP.set_param('vsini', 21.58)
```

```
DIP.set_param('vrt', 0.0)
```

```

DIP.set_param('mass', 0.85)
DIP.set_param('Tphot', 5000)
DIP.set_param('Tspot', 3800)
DIP.set_param('gdc', 'auto')
DIP.set_param('ldc_phot', 'auto')
DIP.set_param('ldc_spot', 'auto')
DIP.set_param('ld_method', 'linear')
DIP.set_param('scale', {'method': 'mean'})
DIP.set_param('eqw', 0.075)
DIP.set_param('d_omega', 0.0)
DIP.set_param('equ_omega', 0.0)
DIP.set_param('rv_corr', 0.0)
DIP.set_param('resolution', 0.0)
DIP.set_param('wav_range', [4400.0, 6800.0])

# İstenilen türdeki yüzey ızgarası ve yüzey elemanı sayısı belirtilir
DIP.constructSurfaceGrid(method='phoebe2_marching', noes=12500)

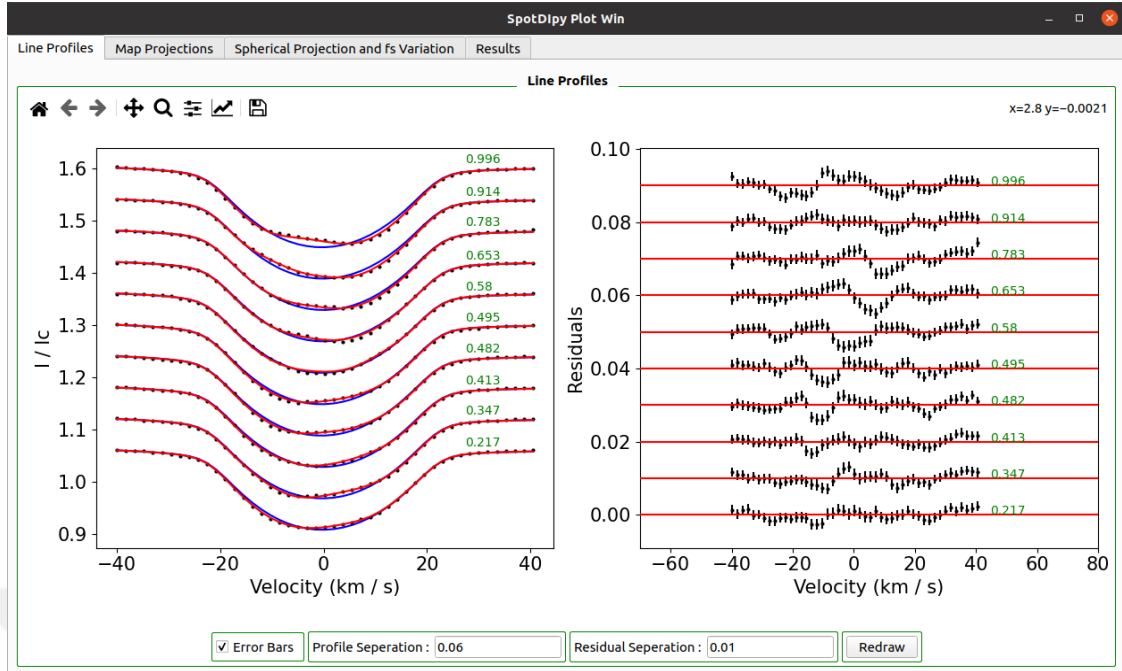
# Gözlemsel ortalama hız profilleri ve bu profillere karşılık gelen
# orta zamanlar girilir
DIP.set_obsData(data=obsData, midTimes=obsMidTimes)

# Yerel ortalama hız profilleri girilir
DIP.set_LLPs(LLPvel=LLPvel, LLPs={'phot': LLPphot, 'spot': LLPspot})

# İlgili parametreler girilerek optimizasyon işlemi başlatılır
result = SDI.reconstructor(regtype='mem', maxiter=150, **kwargs)

# Sonuçlar görselleştirilir
DIP.plot()

```

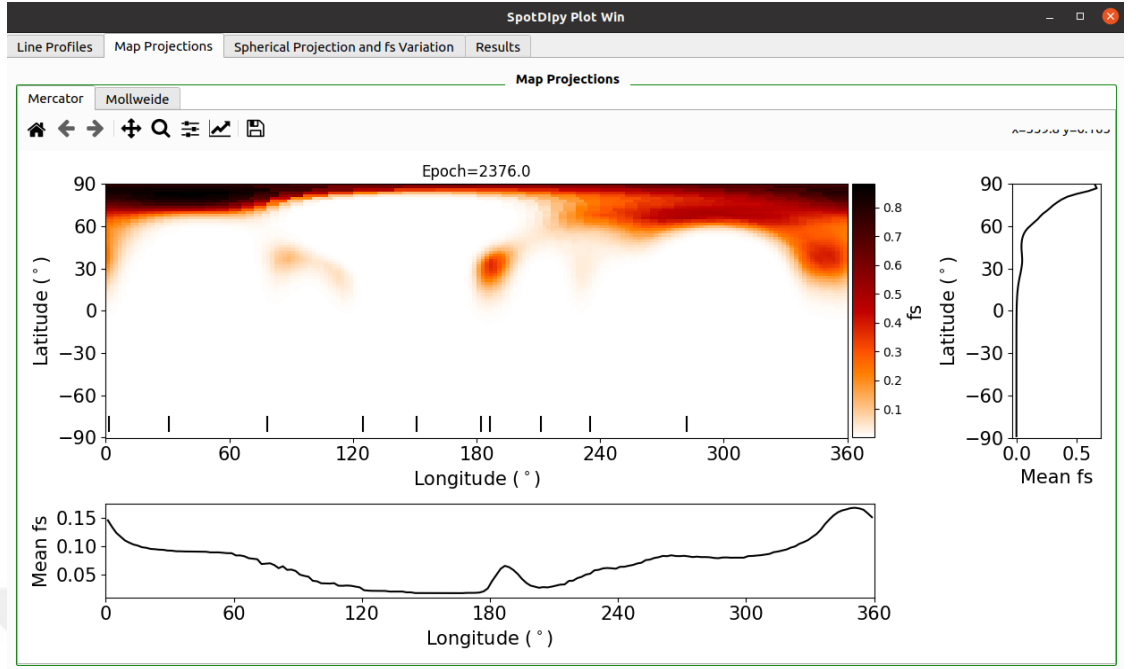


Şekil 3.22 SpotDIPy kodunda sonuçların görselleştirildiği arayüzde gözlemsel verilerin, en iyi modellerin, lekesiz modellerin ve artıkların görüldüğü pencere

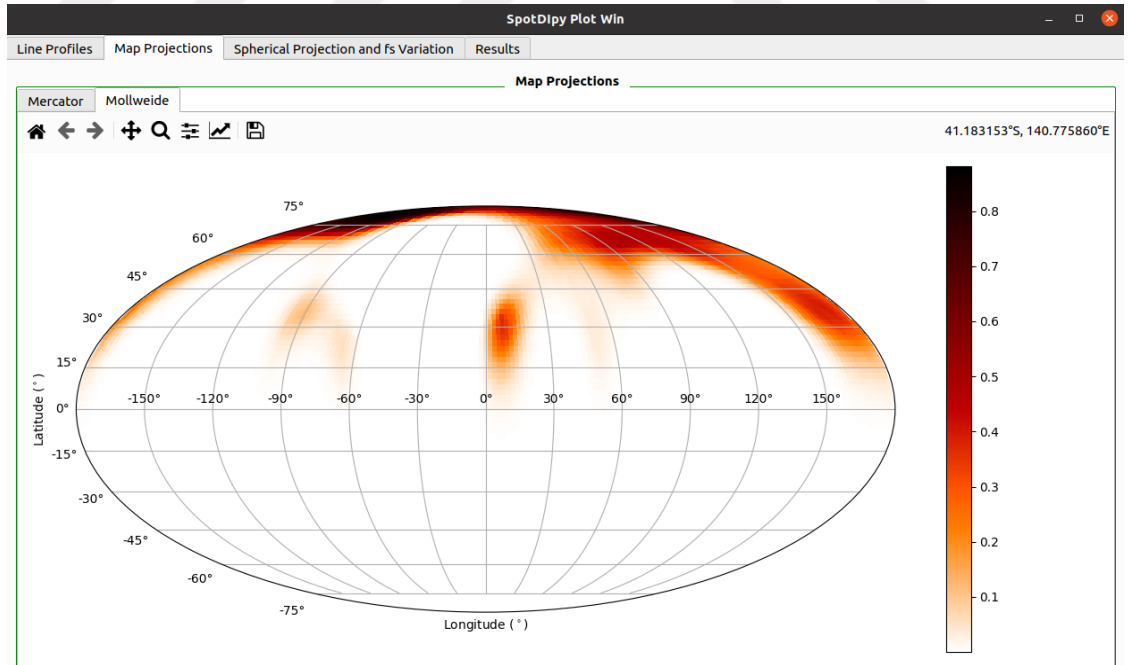
Yukarıdaki örnekte de görüldüğü üzere SpotDIPy kodu ile Doppler görüntüleme yapmak oldukça basittir. Ayrıca elde edilen sonuçlar güçlü bir arayüz ile görselleştirilmektedir. Bu arayüz sayesinde kullanıcı Doppler görüntüleme sonucunda gözlemsel ortalama hız profillerinin ne derece modellendiği, gözlemsel veri ile model arasındaki farklardan oluşan artıkların nasıl şekillendiğini ve ayrıca hem Mercator ve Mollweide projeksiyonlarını hem de üç boyutlu olarak yüzey parlaklık ya da sıcaklık haritalarını görebilir. Ayrıca optimizasyon işlemi ile ilgili tüm bilgileri yine bu arayüzde bulabilir. Şekil 3.22-3.25'te ilgili arayüzden parçalar görülmektedir.

3.2 Literatürdeki Doppler Görüntüleme Kodları

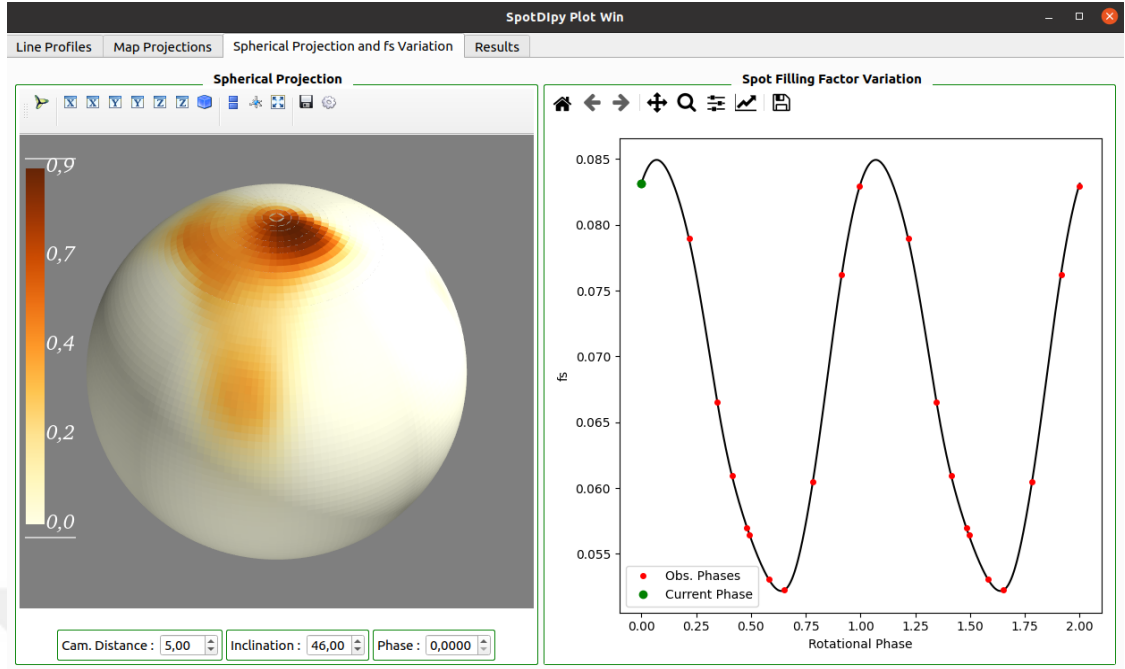
Literatürde basit ya da gerçekçi yaklaşımlarla Doppler görüntüleme tekniğini uygulayan pek çok kod bulunmaktadır. Bu kodlar parlaklık, sıcaklık, manyetik alan, kimyasal element ve zonklama haritalarından birini ya da bir kaçını



Şekil 3.23 SpotDIPy kodunda sonuçların görselleştirildiği arayüzde elde edilen haritanın Mercator projeksiyonunun görüldüğü pencere



Şekil 3.24 SpotDIPy kodunda sonuçların görselleştirildiği arayüzde elde edilen haritanın Mollweide projeksiyonunun görüldüğü pencere



Şekil 3.25 SpotDIPy kodunda sonuçların görselleştirildiği arayüzde, elde edilen haritanın üç boyutlu gösterimi ile f_s değerinin evreye bağlı değişiminin görüldüğü pencere

üretebilecek yeteneğe sahiptirler. Fakat bu kodların bir kısmı basit yaklaşımlar ile Doppler görüntüleme gerçekleştirdikleri gerekçesiyle tercih edilmezler. Literatürde kabul görmüş Doppler görüntüleme kodları ise bir elin parmaklarını geçmez. Bu kodların önemli bir kısmı açık kaynak kodlu değildir. Dolayısıyla birer karakutu gibidirler. Bu kodlar belirli araştırma grupları tarafından üretilmekte ve yine o araştırma grubu içerisinde kullanılmaktadırlar. Bu kodlardan literatürde çokça kullanılanlarından bazıları işlevleri ile birlikte aşağıda verilmektedir.

- i. **Invers10** (Piskunov 1998): Bir Zeeman-Doppler görüntüleme kodudur. Spektropolarimetrik tayflardan elde edilen çeşitli Stokes parametrelerini kullanarak eş zamanlı olarak hem yüzey manyetik alan dağılımı haritası hem de kimyasal dağılım haritası üretebilmektedir. Fortran programlama dilinde yazılan kod MPI kütüphaneleri yardımıyla performans artışı için paralelleştirilmiştir.
- ii. **Invers12** (Kochukhov vd. 2004): Birden fazla element kullanılarak bolluk

haritası üreten bir Doppler görüntüleme kodudur. Yüksek çözünürlüklü tayflardan çoklu bolluk haritası üretebilir. Fortran programlama dilinde yazılan kod MPI kütüphaneleri yardımıyla performans artışı için paralelleştirilmiştir.

- iii. **Invers13** (Kochukhov vd. 2012): Geç tür yıldızların eş zamanlı olarak manyetik alan ve sıcaklık haritalarını üreten Doppler görüntüleme kodudur. Kod ayrıca erken tür yıldızların kimyasal bolluk haritasını da üretebilir. Kod atomik çizgilerin yanında moleküler bantları da modelleyebilmektedir. Manyetik harita üretimi sırasında dairesel polarizasyonu veya tüm Stokes parametrelerini kullanabilir.
- iv. **InversV** (Kochukhov vd. 2017): Radyal olmayan zonklama yapan yıldızların zonklama hız alanları haritasını oluşturan koddur.
- v. **InversLSD** (Kochukhov vd. 2017): En Küçük Kareler Dekonvolüsyonu (LSD) ile oluşturulan profiller kullanılarak Zeeman-Doppler görüntüleme gerçekleştiren bir koddur. Görüntüleme süreci basitleştirilmiş analitik formüller ile ya da önceden oluşturulmuş tam polarize sentetik tayflardan üretilen LSD profillerinin bir kütüphanesi yardımıyla gerçekleştirilir. Üretilen manyetik alan haritası poloidal ve toroidal küresel harmoniğin 2 boyutlu yüzey haritalarıdır.
- vi. **TempMAp** (Rice ve Strassmeier 2000): Bir veya birden fazla tayf çizgisi ya da tüm tayf kullanarak geç tayf türünden yıldızların yüzey sıcaklık haritalarını üreten bir koddur. Eş zamanlı olarak ışık eğrisi de modelleyebilmektedir. Doppler görüntülemede düzenleme fonksiyonu olarak Tikhonov ve maksimum entropiyi kullanır. Çift yıldızlar için olan bir versiyonu da mevcuttur.
- vii. **DoTS** (Collier Cameron 1997): Hem tek yıldızların hem de çift yıldızların iki sıcaklık yaklaşımı altında yüzey parlaklık dağılımlarını üreten bir koddur. Eş zamanlı olarak ışık eğrilerini de modelleyebilmektedir. Doppler görüntülemede düzenleme fonksiyonu olarak maksimum entropiyi kullanır. Fortan programlama dilinde yazılmıştır.

Yukarıda sıralanan Doppler görüntüleme kodlarına genel olarak bakıldığında güçlü bir alt yapıya sahip oldukları ve farklı türden yüzey haritalarını hem erken tayf türünden hem de geç tayf türünden yıldızlar için üretebildikleri görülmektedir. Literatürdeki yıldızların yüzey haritalama çalışmalarının çok büyük bir kısmında bu kodlar kullanılmaktadır. Fakat yukarıda da bahsedildiği üzere bu kodlar sadece belirli çalışma gruplarının geliştirdiği ve yine bu grupların kullandıkları kodlardır ve haliyle açık kaynak kodlu da değildirler.

Literatürde yakın zamanda iki farklı Doppler görüntüleme kodu daha kendine yer bulmuştur. Bunlar **paparazzi**⁶ (Luger vd. 2021) ve **bayesDI**⁷ (Asensio Ramos vd. 2022) olarak adlandırılan Doppler görüntüleme kodlarıdır. Her ikisi de kötü konulmuş problemin çözümünde geleneksel yöntemlerin aksine yaklaşık Bayesçi (ing. Bayesian) hesaplamaları kullanır ve makine öğrenmesi içerirler. Ayrıca bu kodlar herkesin ulaşabileceği açık kaynak kodludur. bayesDI kodunun paylaşıldığı bir GitHub sayfası mevcuttur. Fakat herhangi bir kullanışlı dökümantasyon ya da kodun nasıl işlediği ile ilgili uygun bir örnek bulunmamaktadır. **paparazzi** ise bir Python kütüphanesi olan **starry**⁸ kütüphanesine eklenmiştir ve Doppler görüntülemenin nasıl gerçekleştirileceği ile ilgili bir dökümantasyona sahiptir.

⁶<https://github.com/rodluger/paparazzi>

⁷<https://github.com/aasensio/bayesDI>

⁸<https://starry.readthedocs.io/en/latest>

4. ARAŞTIRMA BULGULARI

4.1 SpotDIPy Kodu ile PW And Yıldızının Yüzey Anomalisinin İncelenmesi

AB Doradus hareketli grubunun bir üyesi olan PW And, K2V tayf türünden hızlı dönen bir anakol öncesi yıldızdır. Yüksek miktardaki Li bolluğu bir genç Yerel Oymak üyesi olduğunu göstermektedir (Montes vd. 2001a, Montes vd. 2001b, López-Santiago vd. 2003, Montes vd. 2004). İzdüşümsel ekvatoryal dönme hızı, $v \sin i$, literatürde 21.5 km s^{-1} (Griffin 1992) ile 23.9 km s^{-1} (Strassmeier ve Rice 2006) arasında değişen değerlerde verilmektedir. PW And yıldızının detaylı bir aktivite çalışması López-Santiago vd. (2003) tarafından fotosferik Ca I ve Fe I çizgileri kullanılarak CCF (çapraz korelasyon fonksiyonu) çizgi ortayı analizi yardımıyla yapılmıştır. Bu analizin sonucunda CCF çizgi ortayların PW And yıldızının fotometrik dönemi ile tutarlı şekilde değişim dönemine sahip olması, yıldızın yüzeyinde soğuk lekelerin varlığına işaret olarak değerlendirilmektedir. Ayrıca tayfsal çıkarma tekniği ile kromosferik aktivite göstergesi çizgilerden (Ca II H&K, Ca II IRT ve Balmer serisi çizgiler) hesapladıkları eşdeğer genişliklerin zaman içerisinde değişimi de CCF çizgi ortayların değişimi ile tutarlı çıkmıştır. Bu durum kromosferik aktivitenin fotosferdeki lekelerden ileri geldiği sonucu ile açıklanmaktadır. Ek olarak, López-Santiago vd. (2003) gözlemlerinde 2001 ve 2002 yılı içerisinde iki adet parlama tespit etmişlerdir. López-Santiago vd. (2010) ve Lehtinen vd. (2016) PW And yıldızının, bir aktivite göstergesi indeksi olan $\log R'_{HK}$ değerini sırasıyla -3.85 ve -4.217 olarak hesaplamışlardır. Bu iki değer de yüksek manyetik aktiviteyi işaret etmektedir. PW And yıldızının ilk Doppler görüntülemesi Strassmeier ve Rice (2006) tarafından yüksek çözünürlüklü CFHT tayfları kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Yaptıkları çalışmanın sonucunda, ekvator civarında $\pm 40^\circ$ enlemlerinde yoğunlaşmış fotosferden en fazla 1200 K soğuk lekelerin PW And yıldızının yüzeyinde yer aldığı sonucuna vardılar. Ayrıca PW And yıldızının hassas ışık eğrilerinden hesaplanan dönemi ile diğer bazı güncel astrofiziksel parametrelerini de elde ettiler. Diğer bir Doppler görüntüleme

çalışması Gu vd. (2010) tarafından Xinglong Station of National Astronomical Observatories (NAOC) ve Bohyunsan Astronomical Observatory (BOAO) gözlemlerinden elde edilen yüksek çözünürlüklü tayflar kullanılarak yapılmıştır. Gu vd. (2010) yaklaşık bir ayı kapsayan gözlemlerden elde ettikleri tayfları zaman sırası olacak şekilde iki sete ayırdılar ve bunlardan iki farklı yüzey haritası ürettirler. Strassmeier ve Rice (2006) elde edilen sonuçların aksine Gu vd. (2010) PW And yıldızının yüzeyinde, zayıf düşük enlemli lekelerin yanında baskın bir şekilde orta ve yüksek enlemlerde konumlanmış lekelerin varlığından söz etmektedirler. Onlar aynı zamanda kayda değer bir leke hareketi olmadığını iddia ettiler ve orta ve yüksek enlemli lekelerin ömürlerinin bir aydan daha fazla olabileceği kanısına vardılar. Son olarak 2017 yılında, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan RTT-150 teleskobu ile elde edilen yüksek çözünürlüklü tayflar kullanılarak Kolbin ve Galeev (2017) tarafında PW And yıldızının Doppler görüntülemesi yapıldı. Elde edilen sonuçlar Strassmeier ve Rice (2006) tarafından elde edilen sonuçlar ile benzerlik göstermektedir.

4.1.1 Gözlemler ve verilerin indirgenmesi

PW And yıldızının tayfsal gözlemleri Roque de los Muchachos Gözlemevi'nde (La Palma, İspanya) bulunan 1.2 metrelik Mercator Teleskobu'na bağlı HERMES tayfçeki kullanılarak 14-19 Aralık 2015 (Set-1), 25-29 Eylül 2018 (Set-2) ve 14-19 Aralık 2018 (Set-3) tarihlerinde gerçekleştirildi. Ortalama $R=85000$ çözünürlüğe sahip olan tayflar $3780 \text{ \AA}$ ile $9007 \text{ \AA}$ dalgaboyu aralığındadır. Poz süreleri 1200 ile 1800 saniye arasında, sinyal/gürültü oranları ise 73 ile 117 arasında değişmektedir. Tüm gözlem bilgileri çizelge 4.1'de verilmektedir. Tayfların indirgenme işlemleri HERMES tayfçekine özgü geliştirilen bir kod (Raskin vd. 2011) yardımıyla gerçekleştirildi. Normalizasyonlar ise çalışma grubumuz tarafında geliştirilen bir Python kodu (Şenavcı vd. 2018) vasıtasıyla yapıldı. Doppler görüntüleme işleminde PW And yıldızının fotosfer ve leke bölgelerinin temsili için kullanılacak olan HD166620 (K2V) and HD201092 (K7V) yıldızlarının da tayfları aynı tayfçeker ile elde edildi.

Çizelge 4.1 PW And yıldızının tayfsal gözlem bilgileri

Tarih	Poz Süresi (s)	BJD _{Orta}	Evre _{Orta}	Sinyal/Gürültü
2015-12-15	1200	2457372.32555	0.217	74
2015-12-17	1500	2457374.30942	0.347	96
2015-12-17	1800	2457374.42683	0.413	117
2015-12-19	1800	2457376.30418	0.482	77
2015-12-19	1800	2457376.32584	0.495	73
2015-12-19	1800	2457376.47665	0.580	104
2015-12-14	1600	2457371.33483	0.653	92
2015-12-16	1800	2457373.31890	0.783	102
2015-12-18	1800	2457375.30685	0.914	108
2015-12-18	1800	2457375.45061	0.996	108
2018-09-25	1500	2458387.36672	0.059	155
2018-09-25	1500	2458387.45742	0.110	172
2018-09-27	1500	2458389.40298	0.218	119
2018-09-27	1500	2458389.47599	0.260	142
2018-09-29	1500	2458391.39726	0.353	170
2018-09-29	1500	2458391.50205	0.413	174
2018-09-26	1500	2458388.40970	0.653	169
2018-09-27	1500	2458388.51470	0.712	169
2018-12-15	1600	2458468.35045	0.161	79
2018-12-17	1600	2458470.31374	0.279	154
2018-12-17	1600	2458470.43395	0.347	161
2018-12-18	1200	2458470.51817	0.395	135
2018-12-14	1600	2458467.44046	0.643	105
2018-12-16	1600	2458469.35515	0.733	111
2018-12-16	1600	2458469.46048	0.793	126
2018-12-18	1200	2458471.31222	0.847	140
2018-12-18	1200	2458471.43170	0.915	144
2018-12-19	1200	2458471.51305	0.962	129

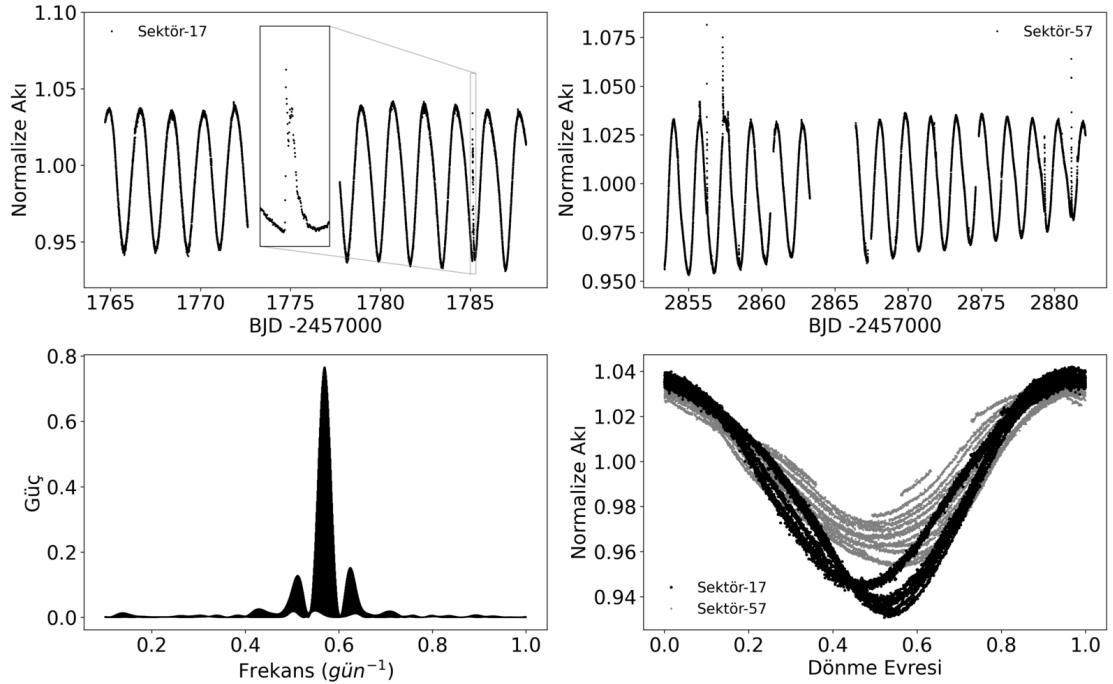
Doppler görüntüleme ile üretilecek yüzey haritalarının kalitesini arttırmak için En Küçük Kareler Dekonvolüsyonu (LSD) (Donati ve Collier Cameron (1997)) tekniği kullanılarak gözlenen tüm tayfların yüksek sinyal/gürültü oranına sahip ortalama hız profilleri üretildi. Bu tekniğin uygulanması için ihtiyaç duyulan ve içerisinde belirli tayf çizgilerinin merkezi dalgaboylarını ve göreceli şiddetlerini barındıran çizgi listesi Vienna Atomik Çizgi Veritabanı'ndan (VALD) (Kupka vd. 1999) elde edildi. Bu çizgi listesinden manyetik alandan doğrudan etkilenen çizgiler ile tellürik çizgilerin baskın olduğu bölgede bulunan çizgiler, üretilecek olan ortalama hız profillerinde herhangi bir olumsuz etki oluşturmaması için çıkarıldı. Ortalama hız profillerinin hız alanındaki adım değeri tayfların çözünürlük değerine uygun olacak şekilde 1.75 km/s olarak belirlendi. Üretilen ortalama hız profillerinin sinyal/gürültü oranı 670 ile 850 arasında değişmektedir.

Yüksek fotometrik duyarlılığa sahip ışık eğrileri PW And yıldızının dönme döneminin hassas bir şekilde belirlenmesi açısından oldukça değerlidir. TESS (Transiting Exoplanet Survey Satellite), 8 Ekim - 2 Kasım 2019 (17. sektör) ve 30 Eylül - 29 Ekim 2022 (57. sektör) tarihleri arasında diğer pek çok yıldızla birlikte PW And yıldızının da fotometrik gözlemlerini gerçekleştirdi. TESS'in fotometrik gözlemlerinden temelde iki farklı indirgeme süreci ile ışık eğrileri üretilmektedir. Bunlardan biri kalibrasyonu gerçekleştirilmiş görüntülerde belirli kriterler altında otomatik olarak oluşturulan bir açıklık maskesi içerisinde bulunan tüm piksellerdeki sayım değerlerinin toplanması ile üretilen SAP ışık eğrileri, diğeri ise CBV'ler (ing. Cotrending Basis Vectors) yardımıyla bu SAP ışık eğrilerinden uzun dönemli değişim trendlerinin giderildiği PDCSAP ışık eğrileridir. PW And yıldızı için Mikulski Archive for Space Telescopes (MAST) portalından elde edilen SAP ve PDCSAP ışık eğrileri karşılaştırıldığında önemli bir farkın olmadığı görüldü. Böylece dönme döneminin belirlenmesi için PDCSAP ışık eğrilerinin kullanılmasına karar verildi. Analizlerde kullanılan tüm fotometrik ve tayfsal verilerin evreleri aşağıdaki ışık elemanları ile hesaplanmıştır.

$$\text{BJD} = 2453200.00 + 1^d.756608 \times E. \quad (4.1)$$

4.1.2 Dönme döneminin belirlenmesi ve Doppler görüntüleme analizi

PW And yıldızının yüzeyindeki lekeler yıldızın kendi eksenini etrafında dönmesinden ve şiddetine bağlı olarak diferansiyel dönmeden dolayı ışık eğrileri üzerinde dönemli bir modülasyon oluşturur. Yıldızın katı bir cisim gibi döndüğü (ciddi bir diferansiyel dönme göstermediği) kabul edilirse bu modülasyonun dönemi yıldızın ekvatoryal dönme dönemidir. Bu bağlamda, PW And yıldızının TESS ışık eğrileri kullanılarak Lomb-Scargle yöntemi ile bir periodogram oluşturuldu. Şekil 4.1’de görülen periodogramda baskın tek bir genliğinin varlığı açıkça görülebilir. Bu genliğe karşılık gelen dönem 1.756608 ± 0.000003 gün olarak hesaplanmıştır. Elde edilen bu dönem ile evrelendirilmiş ışık eğrileri şekil 4.1’de verilmektedir. Evrelendirilmiş verilere bakıldığında 57. sektörün 17. sektöre göre daha düşük bir genliğe sahip olduğu görülmektedir.



Şekil 4.1 PW And yıldızının 17. (sol üstte) ve 57. (sağ üstte) sektörlerdeki TESS ışık eğrileri ve bu ışık eğrilerinden oluşturulan periodogram (sol altta). Bu periodogramdan hesaplanan dönem ile evrelendirilen 17. (siyah noktalar) ve 57. sektör (gri noktalar) ışık eğrileri sağ altta görülmektedir

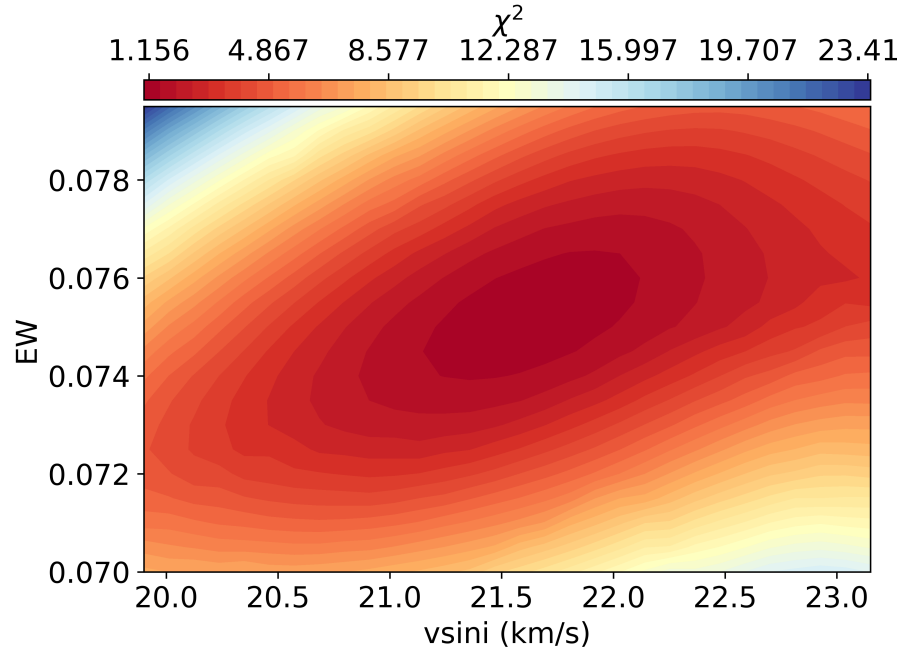
PW And yıldızının Doppler görüntülemesi bu tezin de konusu olan **SpotDIPy** kodu kullanılarak Set-1, Set-2 ve Set-3 verileri için gerçekleştirildi. Yıldızın hem yüzey parlaklık hem de yüzey sıcaklık haritaları oluşturuldu. Doppler görüntüleme işlemi için 90 adet enlem kuşağına ayrılmış ve toplamda 12406 yüzey elemanına sahip yamuksal yüzey ızgarası kullanıldı. Yüzey parlaklık haritalarının üretilmesi için HD166620 (K2V) ve HD201092 (K7V) yıldızlarının ortalama hız profilleri sırasıyla fotosfer ve leke sıcaklığını temsil edecek yerel hız profilleri olarak seçildi. Leke sıcaklığı Strassmeier ve Rice (2006) tarafından elde edilen sıcaklık haritalarında tespit edilen en düşük sıcaklık olan 3800 K olarak dikkate alındı. Kenar kararma katsayıları PW And yıldızının literatürden elde edilen fotosfer ve leke sıcaklıkları ile yüzey çekim ivmesine göre hesaplandı. Çekim kararmasının etkisi ise Espinosa Lara ve Rieutord (2011) yaptığı çalışmadaki denklem 31 kullanılarak hesaba katıldı. Fakat PW And yıldızının göreceli düşük ekvatoryal dönme hızı göz önünde bulundurulduğunda çekim kararmasının önemli bir etkisinin olmadığı söylenebilir.

Yerel hız profillerinden üretilen sentetik hız profillerinin gözlemsel ortalama hız profilleri ile aynı ölçeğe getirilmesi **SpotDIPy** kodundaki eşdeğer genişlik (EW) parametresi ile ayarlanır. Doğru olmayan EW değerleri, üretilecek haritada yapay lekelerin ortaya çıkmasına sebep olur. Ayrıca, doğru $v \sin i$ değeri de üretilecek haritanın kalitesi için oldukça önemlidir. Dolayısıyla, bu iki parametrenin uygun değerlerinin belirlenmesi gerekmektedir. Bunun için **SpotDIPy** kodunda mevcut olan χ^2 taraması özelliği kullanıldı. Belirli adımlarla oluşturulan her bir EW - $v \sin i$ ikilileri için hesaplanan χ^2 değerlerinden en küçük olanının karşılık geldiği EW - $v \sin i$ ikilisi yüzey haritasının üretilmesi için gerekli olan girdi parametreleri olarak kullanıldı. Bu χ^2 taramasından elde edilen $v \sin i$ değerleri Set-1 için $21.6^{+0.9}_{-0.8}$ km s⁻¹, Set-2 için $21.5^{+1.0}_{-0.9}$ km s⁻¹ ve Set-3 için $21.5^{+1.0}_{-0.9}$ km s⁻¹ olarak belirlendi. Ortalama $v \sin i$ değeri ise $21.5^{+0.6}_{-0.5}$ km s⁻¹ olarak hesaplandı. 2D χ^2 yüzeyleri şekil 4.2-4.4'te görülebilir. Bu değer Strassmeier ve Rice (2006) tarafından hesaplanan değerden bir miktar daha az iken, Llorente de Andrés vd. (2021) çalışmasında belirlenen değere (22 km s⁻¹) oldukça

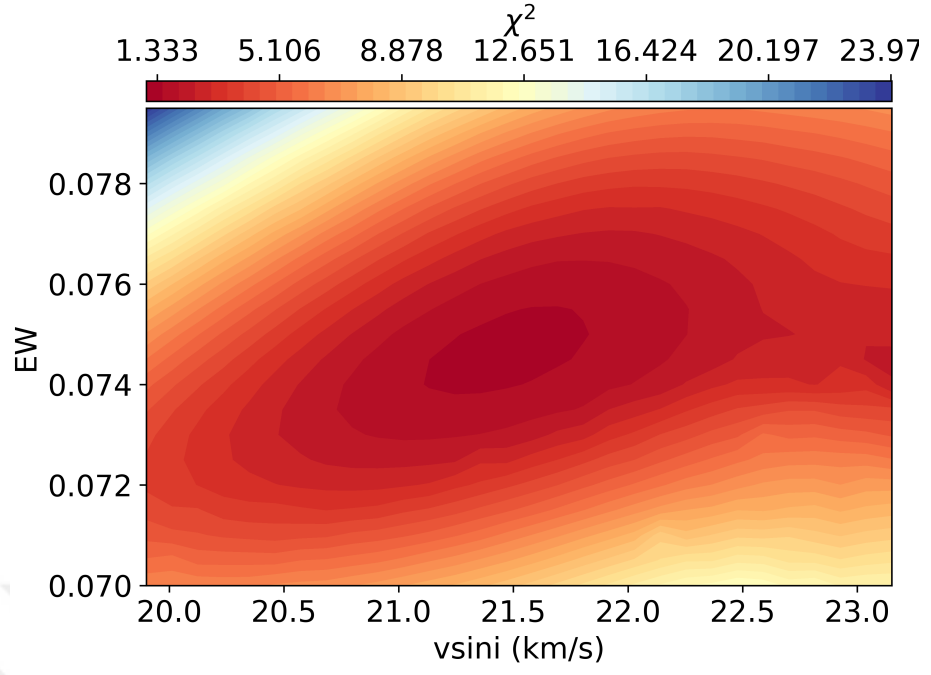
yakındır. Doppler görüntüleme esnasında kullanılan diğer parametreler çizelge 4.2’de verilmektedir. Her bir set için elde edilen en iyi modeller şekil 4.5-4.7’de, üretilen yüzey parlaklık dağılımlarının Mollweide projeksiyonu ise şekil 4.8-4.10’da görülmektedir. Set-1, Set-2 ve Set-3 verilerinden üretilen yüzey parlaklık dağılımları bundan sonra Set-1 parlaklık haritası, Set-2 parlaklık haritası ve Set-3 parlaklık haritası olarak ifade edilmektedir.

Çizelge 4.2 PW And yıldızının Doppler görüntüleme sürecinde kullanılan parametreleri

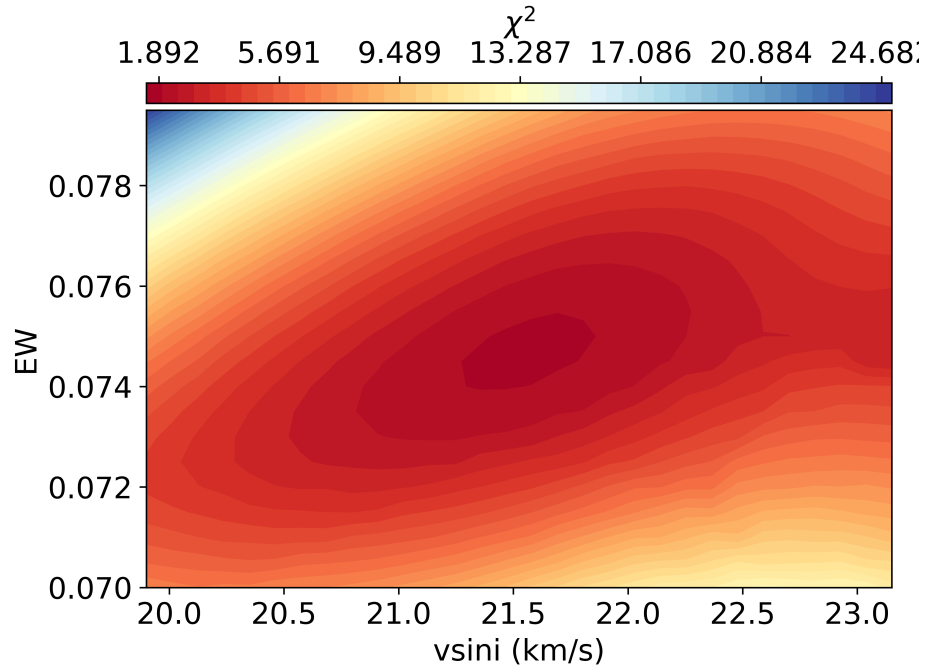
Parametre	Değer	Kaynak
$v \sin i$ [km/s]	$21.5^{+0.6}_{-0.5}$	Bu çalışma
M [$M_{\odot}$]	0.85 ± 0.05	Folsom vd. (2016)
i [$^{\circ}$]	46.0 ± 7	Strassmeier ve Rice (2006)
$P_{\text{dön}}$ [gün]	1.756608 ± 0.000003	Bu çalışma
T_0 [HJD]	2453200.0	Strassmeier ve Rice (2006)
T_{eff} [K]	5000	Strassmeier ve Rice (2006)
T_{leke} [K]	3800	Strassmeier ve Rice (2006)



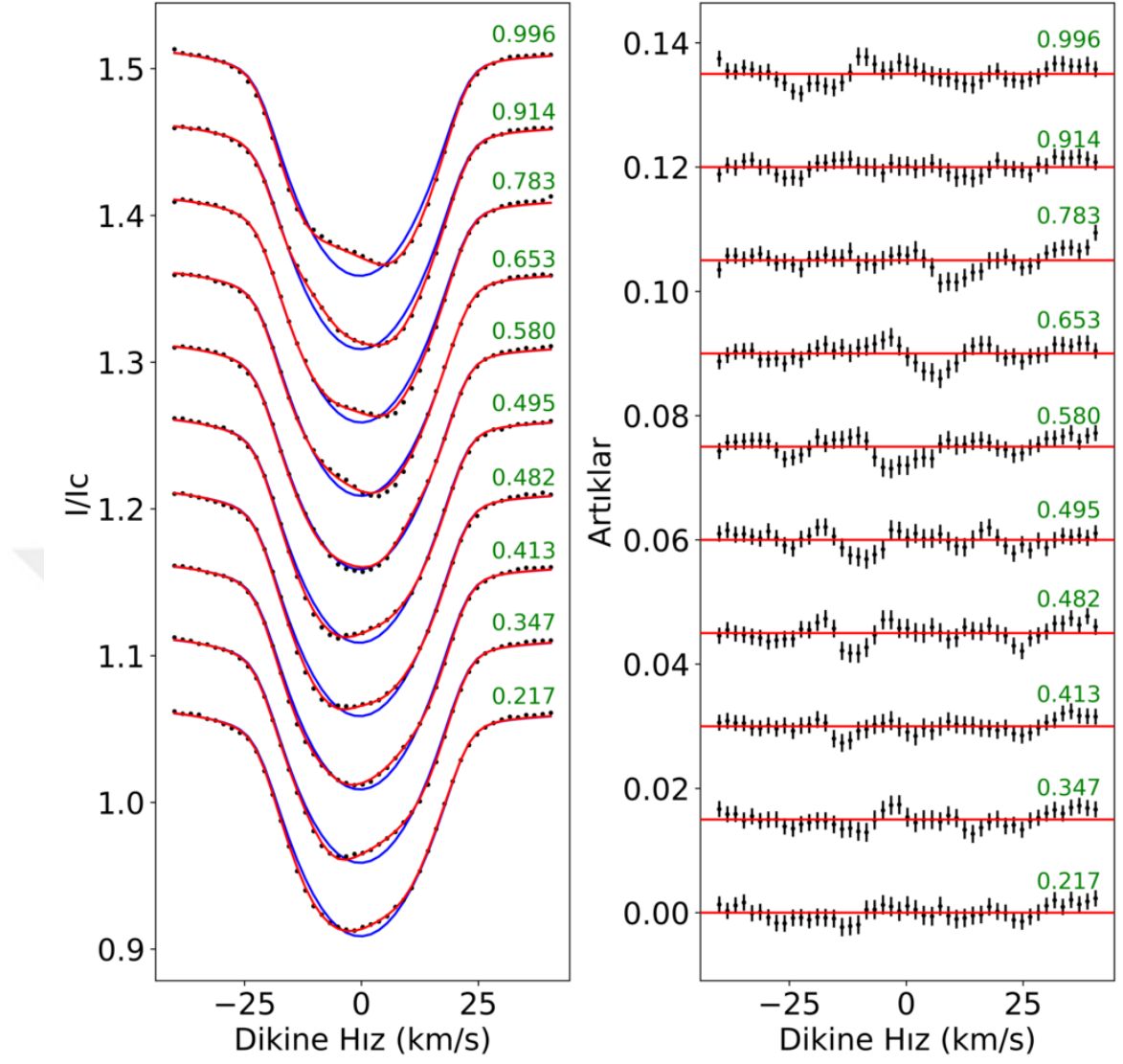
Şekil 4.2 PW And yıldızının Set-1 verisi için $EW-v \sin i$ düzleminde 2D χ^2 taraması



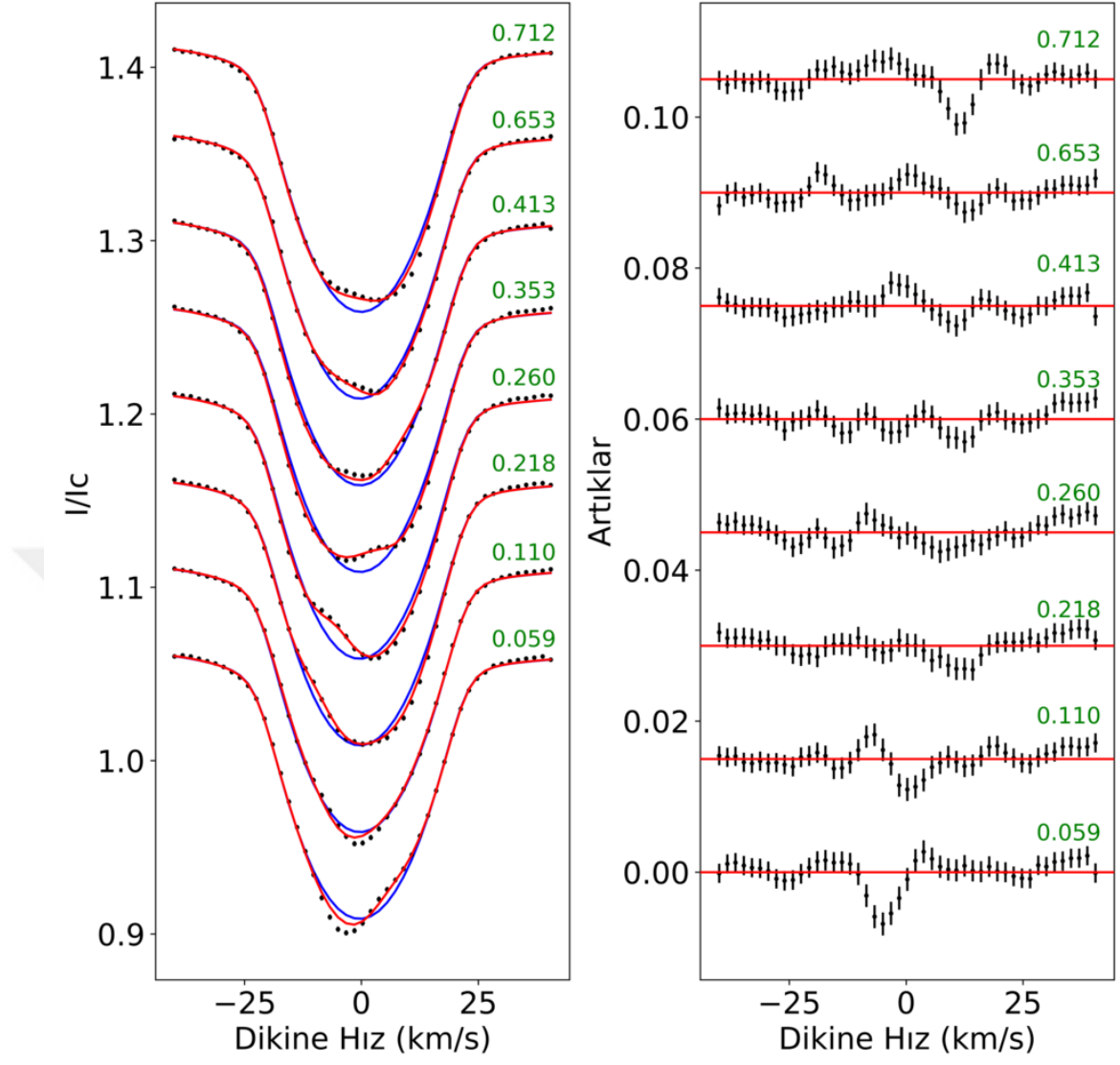
Şekil 4.3 Şekil 4.2 ile aynı fakat Set-2 verisi için



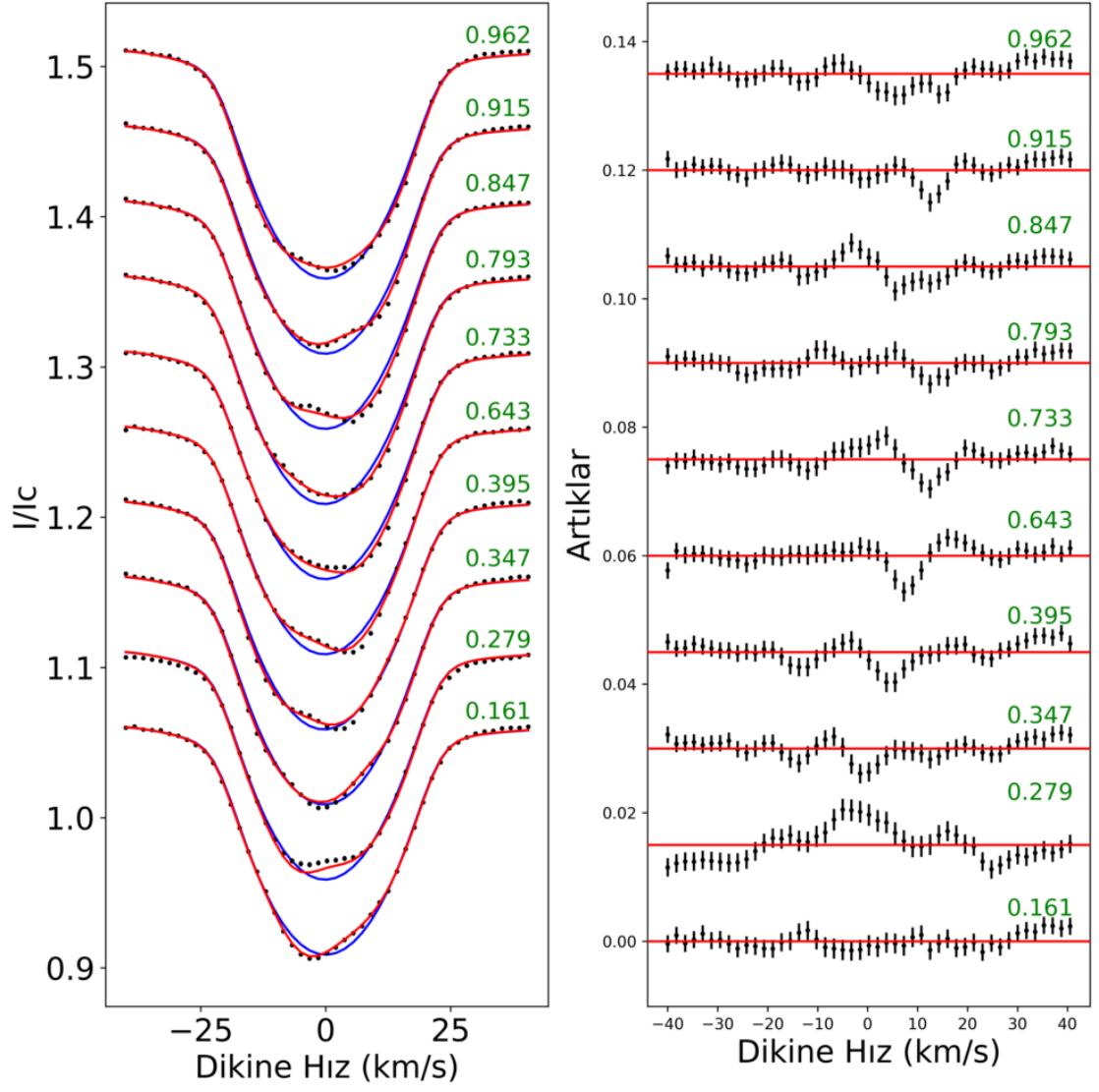
Şekil 4.4 Şekil 4.2 ile aynı fakat Set-3 verisi için



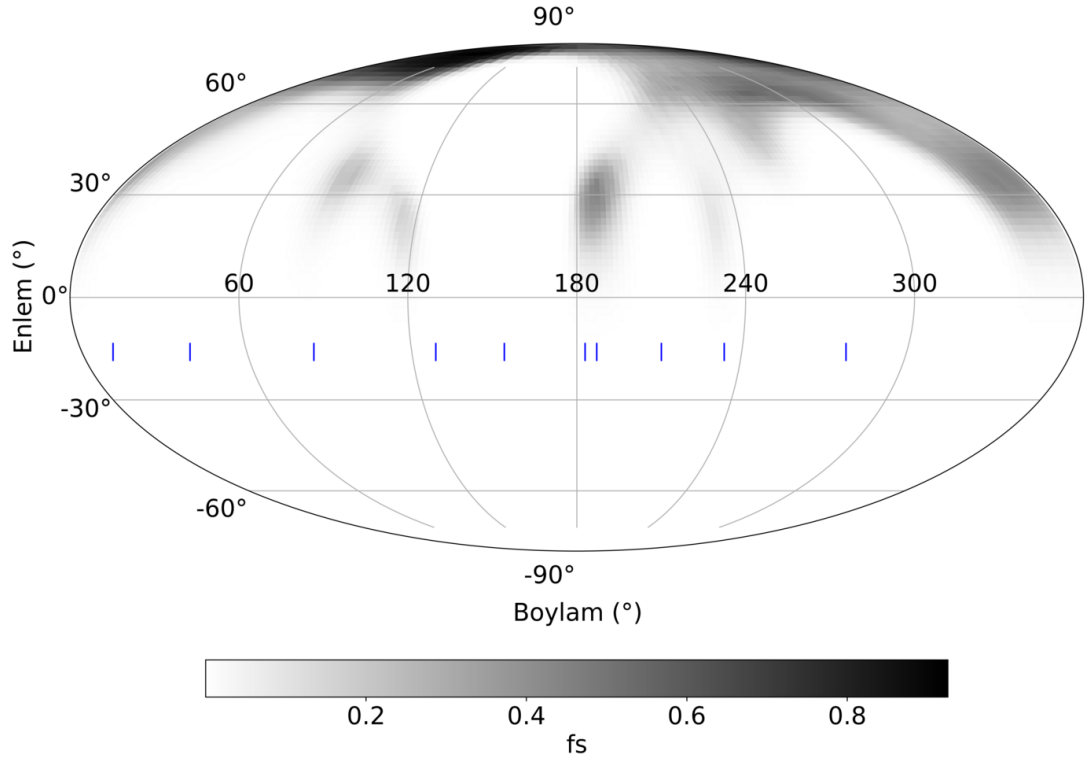
Şekil 4.5 PW And yıldızının Set-1 verisinin Doppler görüntüleme ile yüzey parlaklık dağılımının modellenmesi. Sol sütunda gözlemsel çizgi profilleri (siyah noktalar), en iyi modeller (kırmızı düz çizgiler) ve lekesiz durumdaki modeller (mavi düz çizgiler) görülmektedir. Sağ sütunda ise artıklar mevcuttur. Evreler iki sütunda da şekillerin sağ tarafında yeşil renk ile belirtilmiştir



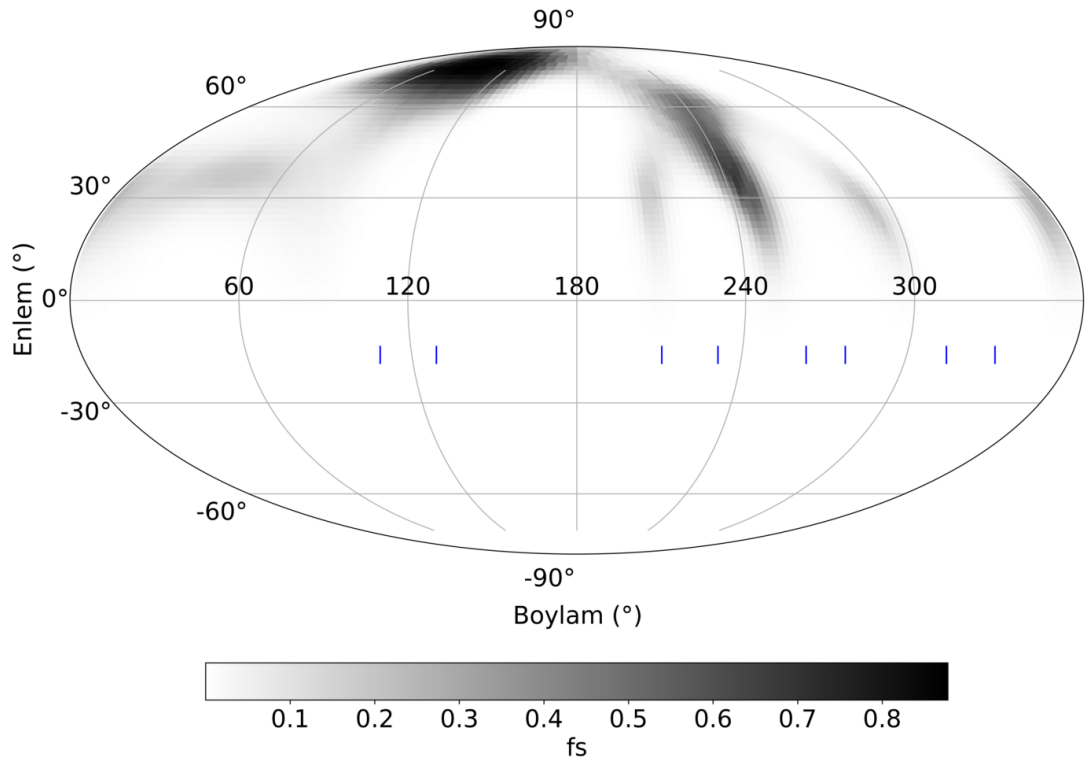
Şekil 4.6 Şekil 4.5 ile aynı fakat Set-2 verisi için



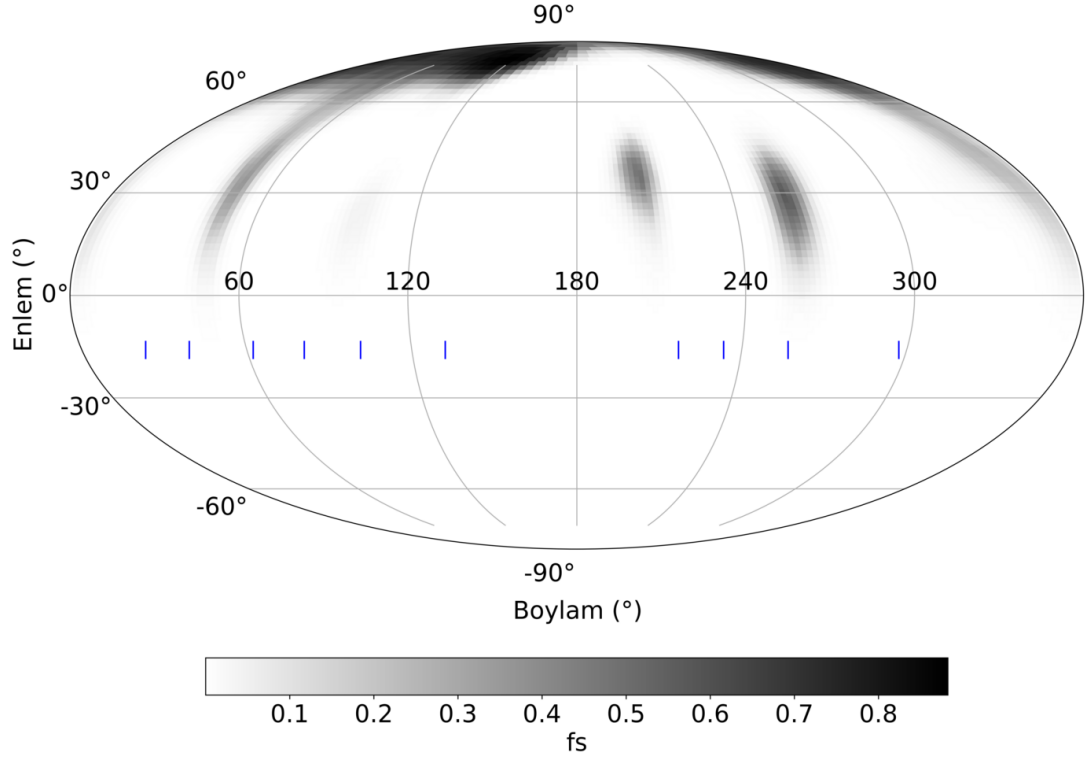
Şekil 4.7 Şekil 4.5 ile aynı fakat Set-3 verisi için



Şekil 4.8 PW And yıldızının Set-1 verisinden Doppler görüntüleme ile elde edilen Mollweide projeksiyonunda yüzey parlaklık haritası



Şekil 4.9 Şekil 4.8 ile aynı fakat Set-2 verisi için



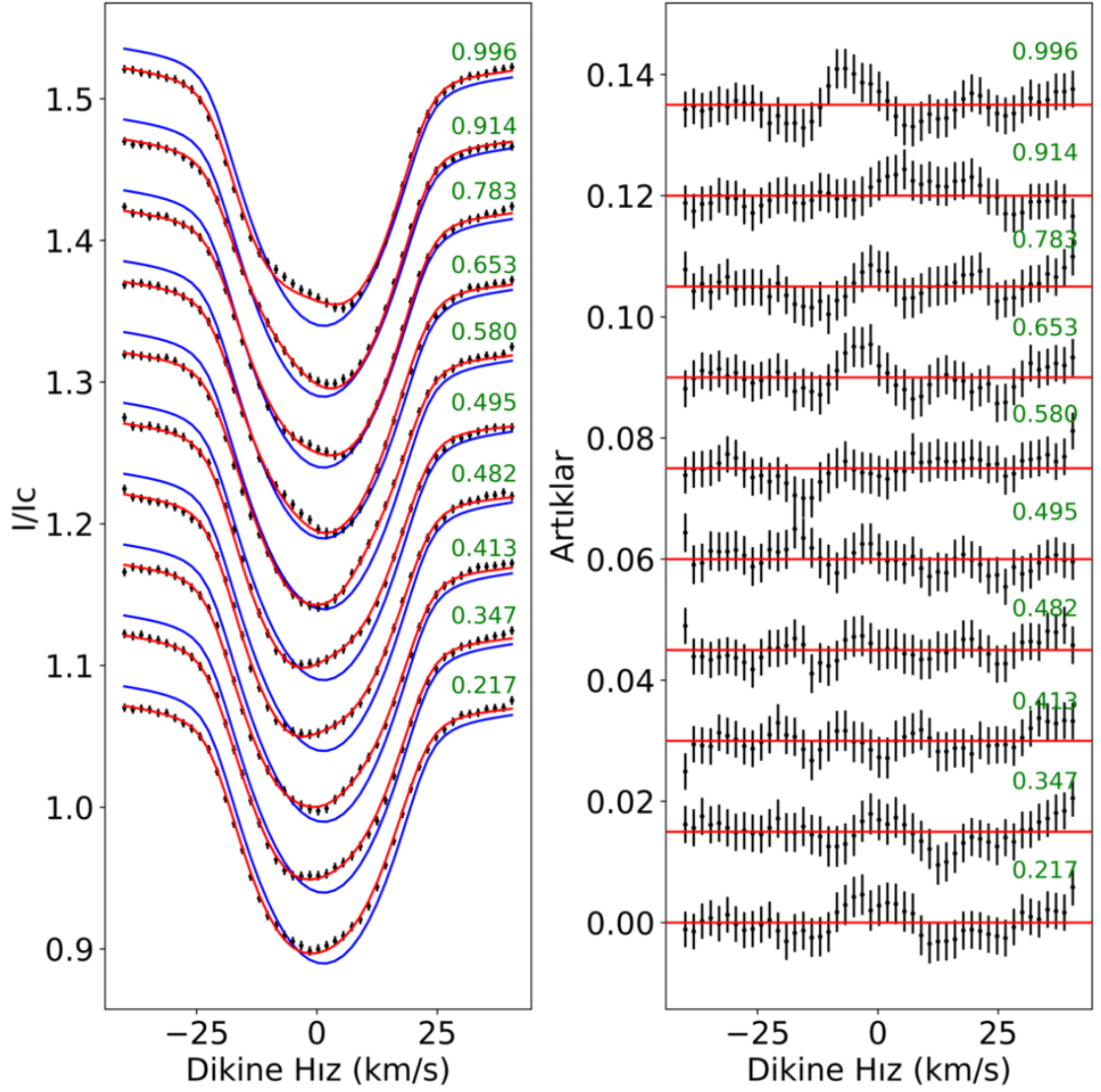
Şekil 4.10 Şekil 4.8 ile aynı fakat Set-3 verisi için

Set-1 parlaklık haritası incelendiğinde yaklaşık 75° enleminde merkezlenmiş yüksek enlemli bir lekenin varlığı görülmektedir. Ayrıca orta ve düşük enlemli lekeler 30° enlemi etrafında dağılmış şekilde yıldız yüzeyinde konumlanmışlardır. Set-2 ve Set-3 parlaklık haritalarında da Set-1 parlaklık haritasındakine benzer leke dağılımı mevcuttur. Özellikle yüksek enlemli leke üç haritada da kendisini baskın bir şekilde hissettirmektedir. Set-1 ile Set-2 ve Set-3 parlaklık haritaları arasında yaklaşık 3 yıllık zaman farkı olmasına rağmen lekelerin pozisyonlarının önemli miktarda değişmediği görülmektedir. Fakat Set-2 parlaklık haritasındaki yüksek enlemli lekenin Set-1 parlaklık haritasındakine kıyasla bir miktar artan boylama doğru hareketi söz konusuysa, aynı lekenin Set-3 parlaklık haritasında kabaca aynı boylamda fakat farklı boyutta olduğu görülmektedir.

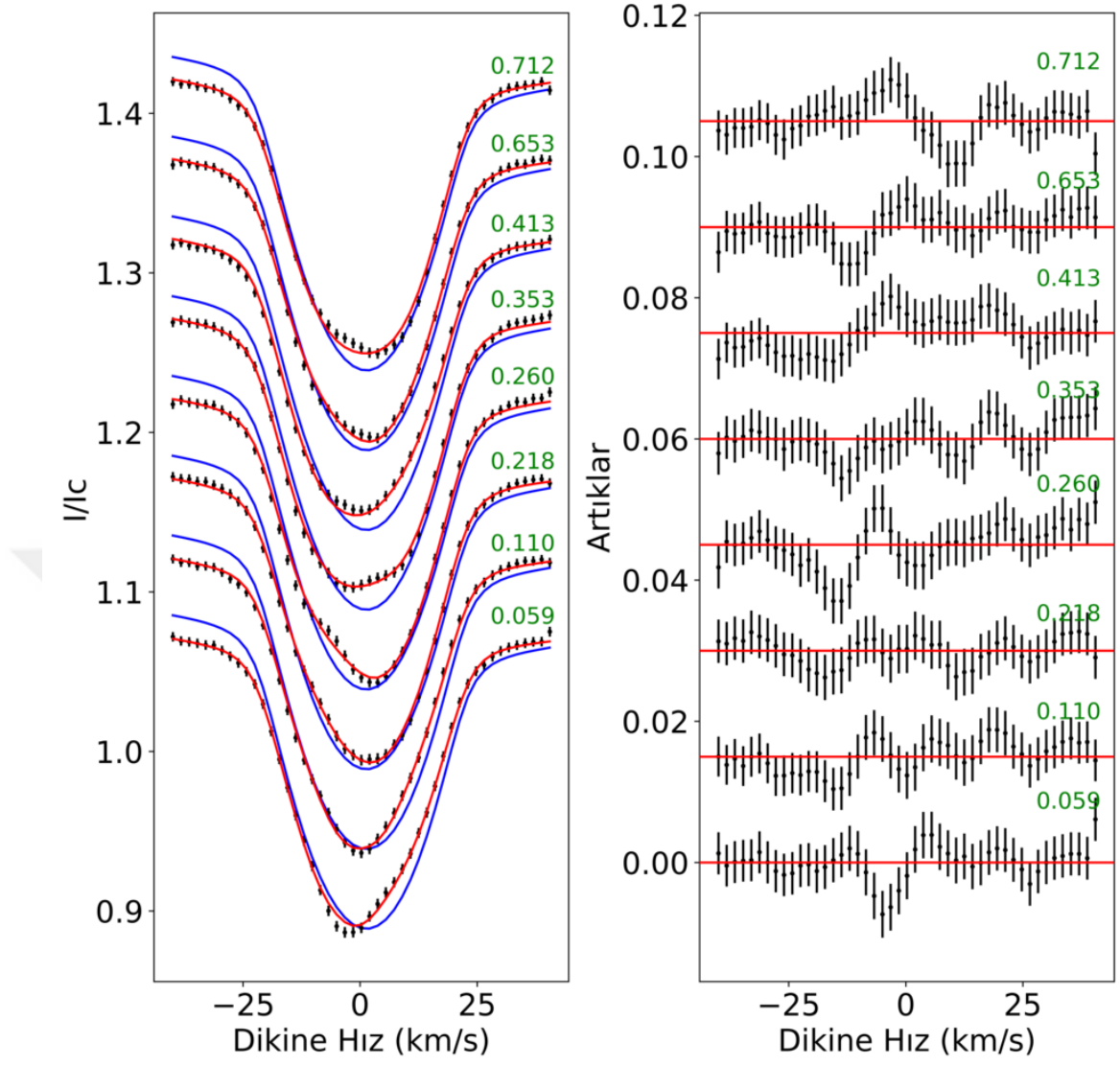
PW And yıldızının yüzey sıcaklık haritalarının elde edilmesi için gözlemsel tayfların 4490 Å - 5732 Å aralığındaki tüm Fe I çizgilerini kullanılarak üretilen ortalama hız profilleri kullanıldı. Sentetik profillerin oluşturulması için gerekli olan yerel ortalama hız profilleri Strassmeier ve Rice (2006) tarafından seçilen

aralık olan 3500 K - 5500 K aralığında 250 K artımlarla oluşturulan sentetik tayflardan üretildi. Kenar kararma katsayıları da tüm bu sıcaklıklar dikkate alınarak hesaplandı. Gerçekleştirilen Doppler görüntüleme sonucunda her bir set için elde edilen en iyi modeller şekil 4.11-4.13'te, üretilen yüzey parlaklık dağılımlarının Mollweide projeksiyonu ise şekil 4.14-4.16'da görülmektedir. Set-1, Set-2 ve Set-3 verilerinde üretilen yüzey sıcaklık dağılımları bundan sonra Set-1 sıcaklık haritası, Set-2 sıcaklık haritası ve Set-3 sıcaklık haritası olarak ifade edilmektedir.

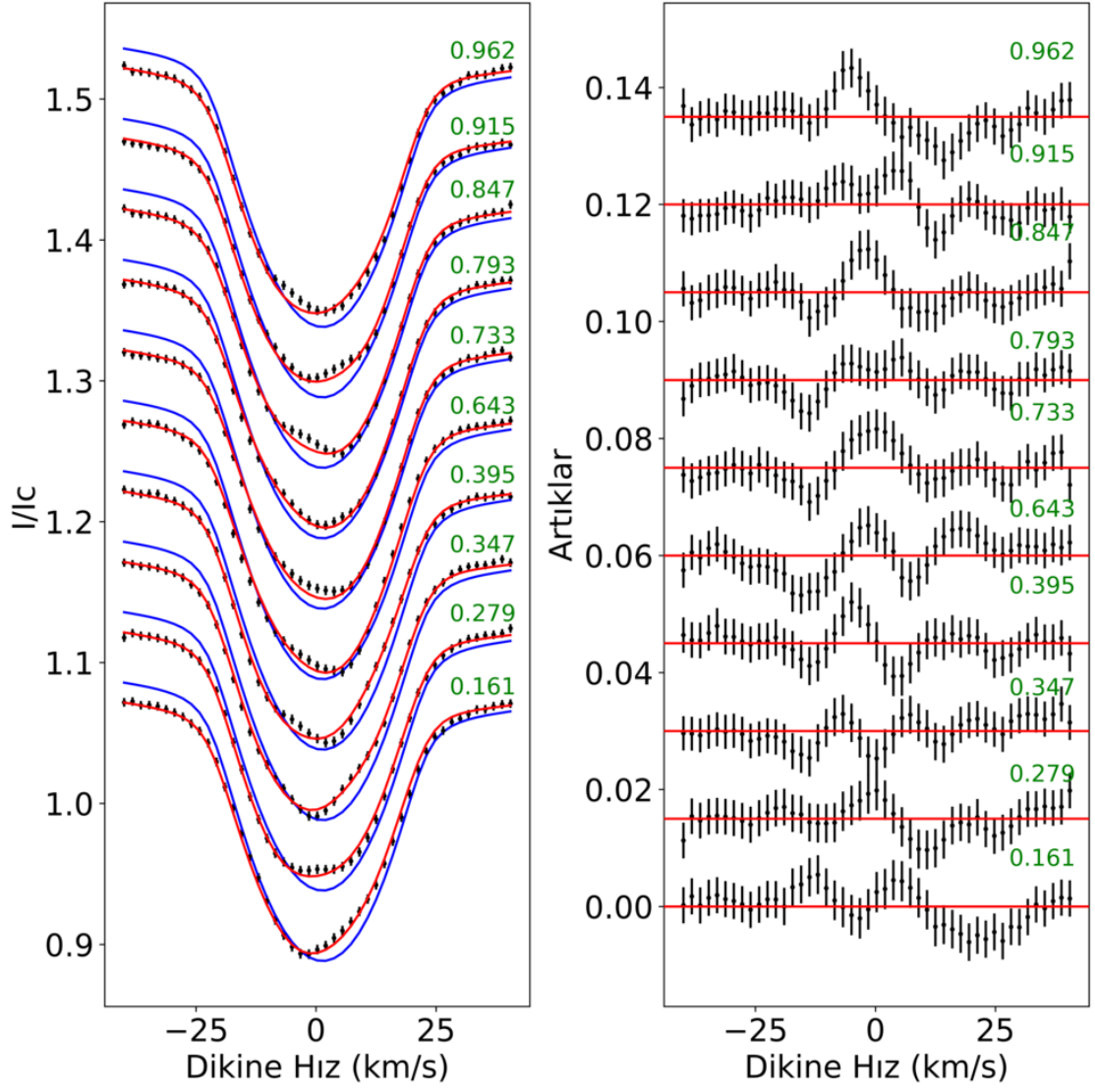
PW And yıldızının sıcaklık haritalarında görülen lekelerin konumları parlaklık haritalarındakine oldukça benzerdir. Sıcaklık haritalarına bakıldığında en düşük sıcaklığın yaklaşık 4560 K, en yüksek sıcaklığın ise yaklaşık 5520 K olduğu görülmektedir.



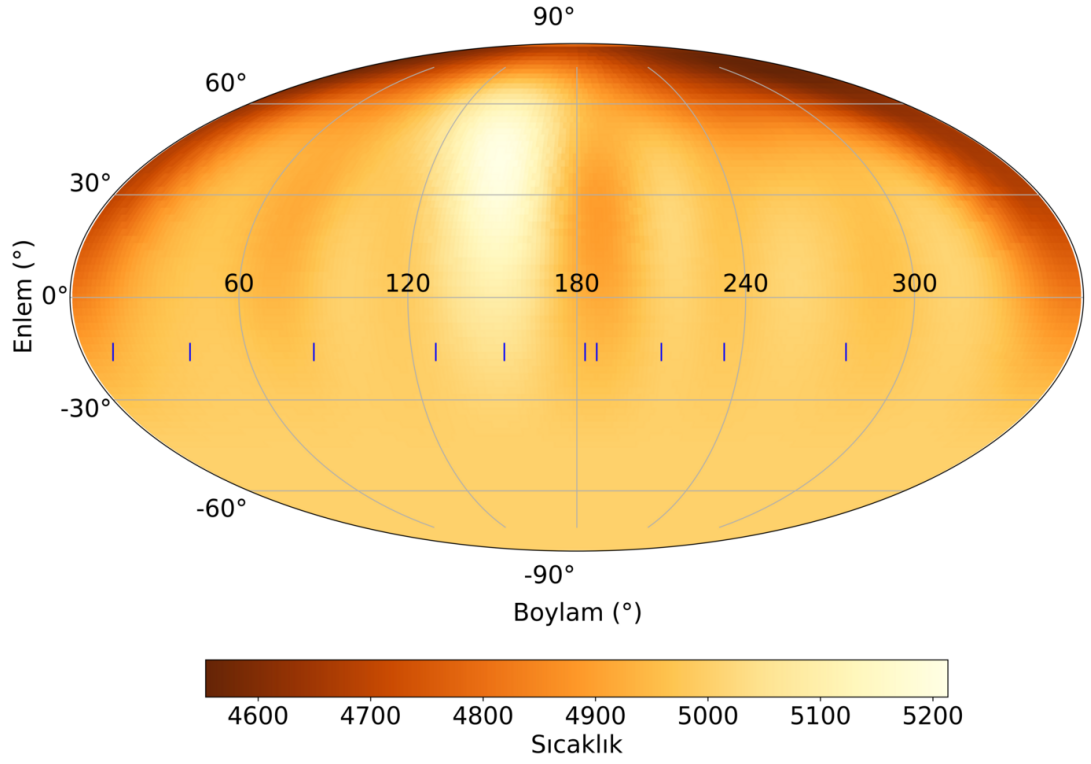
Şekil 4.11 PW And yıldızının Set-1 verisinin Doppler görüntüleme ile yüzey sıcaklık dağılımının modellenmesi. Sol sütunda gözlemsel çizgi profilleri (siyah noktalar), en iyi modeller (kırmızı düz çizgiler) ve sadece fotosfer sıcaklığındaki çizgi profili kullanıldığı durumdaki modeller (mavi düz çizgiler) görülmektedir. Sağ sütunda ise artıklar mevcuttur. Evreler iki sütunda da şekillerin sağ tarafında yeşil renk ile belirtilmiştir



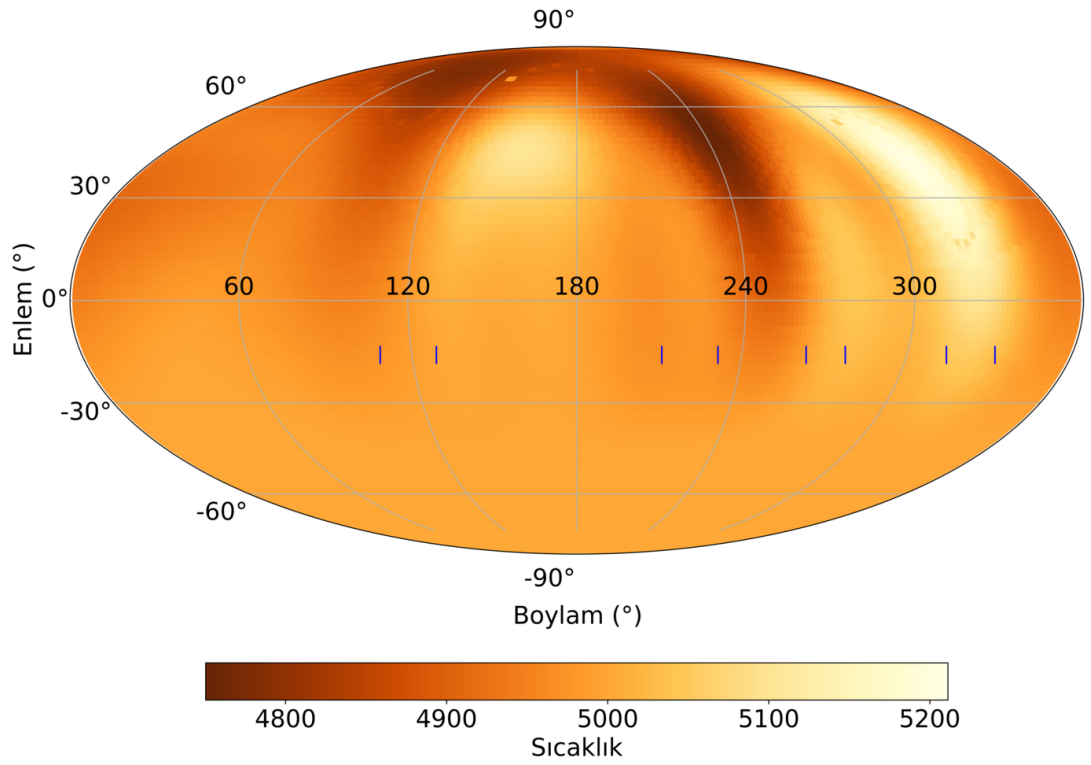
Şekil 4.12 Şekil 4.11 ile aynı fakat Set-2 verisi için



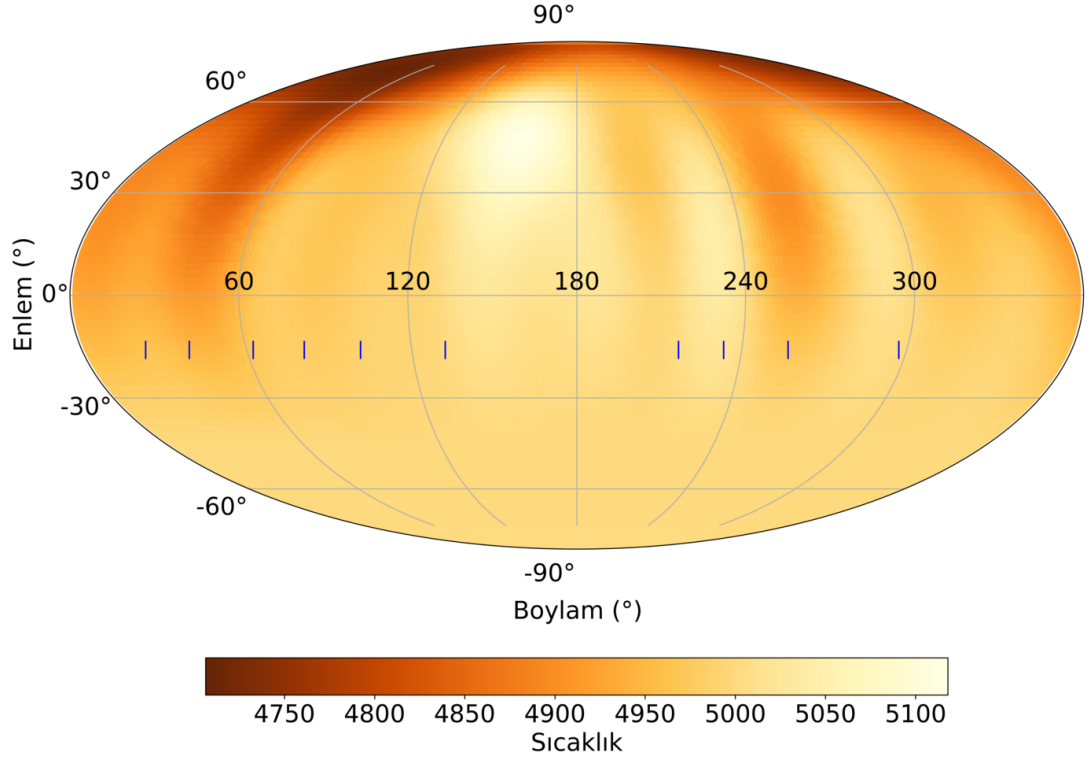
Şekil 4.13 Şekil 4.11 ile aynı fakat Set-3 verisi için



Şekil 4.14 PW And yıldızının set-1 verisinden Doppler görüntüleme ile elde edilen Mollweide projeksiyonunda yüzey sıcaklık haritası



Şekil 4.15 Şekil 4.14 ile aynı fakat Set-2 verisi için



Şekil 4.16 Şekil 4.14 ile aynı fakat Set-3 verisi için

4.2 SpotDIPy Kodu ile V889 Her Yıldızının Yüzey Anomalisinin İncelenmesi

Hızlı dönen genç bir yıldız olan V889 Her, *BY Dra* türünden bir dönen değişendir. Önemli bir manyetik aktiviteye sahip olan ($\log R'_{HK} = -4.175$ (Lehtinen vd. 2016)) yıldızın tayf türü G2 V olarak belirlenmiştir (Strassmeier vd. 2003). Genç ve Güneş benzeri bir yıldız olması Güneş'in ilk zamanlarında nasıl bir manyetik etkinliğe sahip olduğunun anlaşılması açısından oldukça değerlidir. Bu durumdan dolayı pek çok araştırmanın konusu olmuştur. Savanov ve Dmitrienko (2019) uzun zaman aralığını kapsayan ışık eğrilerinin frekans analizinden 7.15, 12.5 ve 35 yıllık aktivite çevriminin varlığını ortaya çıkardılar. Yıldızın Doppler görüntüleme çalışmalarında kutup lekeleri ile orta ve düşük enlemli lekelerin varlığından söz edilmektedir (Strassmeier vd. 2003, Marsden vd. 2006, Järvinen vd. 2008, Kóvári vd. 2011). Yıldızın manyetik alan haritası ilk olarak Marsden vd. (2006) tarafından elde edildi. Bu çalışmada kutba yakın bölgeler hariç tüm enlemlerde manyetik alanın dikine bileşeninin varlığı ile kutup bölgelerine yakın bölgelerde neredeyse

halka yapısı gösteren azimutal alanların varlığından söz edilmektedir. Ayrıca yıldızın diferansiyel dönmesi üzerinde yaptıkları çalışma sonucunda Güneş'in yedi katı bir diferansiyel dönme oranına ($\Delta\Omega$) sahip olduğunu iddia ettiler. Benzer bir diferansiyel dönme değeri Jeffers ve Donati (2008) tarafından elde edildi. Kővári vd. (2011) literatürdeki değerlerden çok daha düşük bir değerden söz ederken, Huber vd. (2009) diferansiyel dönme ile ilgili kayda değer bir bulguya rastlamadı. Willamo vd. (2019) 18 yılı kapsayan tayfsal veriler ile 25 yılı kapsayan fotometrik verileri kullanarak V889 Her yıldızının leke davranışı, ortalama sıcaklık ve parlaklık değişimlerinin birbirleri ile olan ilişkisini araştırdılar. Onlar V889 Her yıldızının maksimum aktivite zamanında olduğunu ve ortalama sıcaklık ile parlaklık değişimi arasındaki ilişkinin parlaklık ile toplam leke alanları arasındaki ters ilişkiden daha net olduğunu farkettiler. Ayrıca kalıcı ve zamanla ciddi bir değişim göstermeyen kutup lekesi varlığından da söz ettiler. Willamo vd. (2022) tarafından yapılan çalışmada ise yüksek çözünürlüklü spektropolarimetrik gözlemlerle gerçekleştirilen Zeeman-Doppler görüntüleme ile farklı zamanlardaki fakat aynı evrelerdeki çizgi profillerindeki değişimin sebebi araştırıldı. Bu değişimin sebebinin ani manyetik alan değişiminden ziyade güçlü diferansiyel dönme ile açıklanabileceği sonucuna vardılar. Fakat bunun yanında, uzun veri setlerinden manyetik alan haritaları yorumlanırken dikkatli olunması gerektiğini, çünkü hızlı dönen yıldızların büyük ölçekli manyetik alanlarının yalnızca birkaç gün gibi kısa zaman ölçeklerinde evrimlerinin mümkün olabileceğini de not ettiler.

4.2.1 Gözlemler ve verilerin indirgenmesi

V889 Her yıldızının tayfsal gözlemleri Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde bulunan 80 cm ayna çapına sahip T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobu'na bağlı Shelyak marka Whoppshel model tayfçeker ile gerçekleştirildi. Gözlemler 02-04 (Set-1), 05-07 (Set-2) ve 16-17 (Set-3) Eylül 2020 tarihlerini kapsamaktadır. Ortalama $R=30000$ çözünürlüğe sahip olan tayflar $4085 \text{ \AA}$ ile $7200 \text{ \AA}$ dalgaboyu aralığındadır. Poz süreleri 1200 ile 2700 saniye arasında, sinyal/gürültü oranları ise 40 ile 89 arasında değişmektedir. Tüm gözlem

bilgileri çizelge 4.3'te verilmektedir. Tayfların indirgenme işlemleri Whoppschel tayfçekerine özgü geliştirilen Demetra programı yardımıyla gerçekleştirildi. Normalizasyonlar ise çalışma grubumuz tarafından geliştirilen bir Python kodu (Şenavcı vd. 2018) vasıtasıyla yapıldı. Doppler görüntüleme işleminde V889 Her yıldızının fotosfer ve leke bölgelerinin temsili için kullanılacak olan HD143761 (G0V) and HD22049 (K2V) yıldızlarının da tayfları aynı tayfçeker ile elde edildi.

Doppler görüntüleme ile üretilecek yüzey haritalarının kalitesini arttırmak için PW And yıldızında olduğu gibi LSD tekniği (Donati ve Collier Cameron 1997) ile tüm tayfların yüksek sinyal/gürültü oranına sahip ortalama hız profilleri üretildi. LSD tekniği için gerekli olan çizgi listesi Vienna Atomik Çizgi Veritabanı'ndan (VALD) (Kupka vd. 1999) elde edildi. Bu çizgi listesinden manyetik alandan doğrudan etkilenen çizgiler ile tellürik çizgilerin baskın olduğu bölgede bulunan çizgiler, üretilecek olan ortalama hız profillerinde herhangi bir olumsuz etki oluşturmaması için çıkarıldı. Ortalama hız profillerinin hız alanındaki adım değeri tayflarının çözünürlük değerine uygun olacak şekilde 5.0 km/s olarak belirlendi. Üretilen ortalama hız profillerinin sinyal/gürültü oranı 1327 ile 1709 arasında değişmektedir.

V889 Her yıldızının dönme döneminin belirlenmesi için yüksek hassasiyetli TESS ışık eğrileri kullanıldı. V889 Her yıldızının TESS gözlemleri 9 Haziran - 4 Temmuz 2020 (26. sektör), 25 Haziran - 23 Temmuz 2021 (40. sektör) ve 13 Haziran - 8 Temmuz 2022 (53. sektör) tarihleri arasında gerçekleştirildi. Analizlerde kullanılan tüm fotometrik ve tayfsal verilerin evreleri aşağıdaki ışık elemanları ile hesaplanmıştır.

$$\text{BJD} = 2449950.55 + 1^{\text{d}}.36494 \times E. \quad (4.2)$$

Çizelge 4.3 V889 Her yıldızının tayfsal gözlem bilgileri

Tarih	BJD _{Orta}	Evre _{Orta}	Poz Süresi (s)	Sinyal/Gürültü
2020-09-02	2459095.343360	0.013	1800	60
2020-09-02	2459095.364331	0.029	1800	54
2020-09-02	2459095.385302	0.044	1800	50
2020-09-02	2459095.406215	0.060	1800	56
2020-09-04	2459097.301938	0.461	2700	53
2020-09-04	2459097.333441	0.484	2700	61
2020-09-04	2459097.400496	0.533	2700	49
2020-09-03	2459096.280314	0.706	2700	72
2020-09-03	2459096.313055	0.730	2700	80
2020-09-03	2459096.345310	0.754	2700	69
2020-09-03	2459096.376986	0.777	2700	81
2020-09-02	2459095.267115	0.957	1200	40
2020-09-02	2459095.281096	0.967	1200	52
2020-09-02	2459095.299856	0.981	1800	65
2020-09-02	2459095.322170	0.998	1800	60
2020-09-06	2459099.391326	0.004	2700	67
2020-09-05	2459098.284409	0.187	2700	61
2020-09-05	2459098.320957	0.214	2700	70
2020-09-05	2459098.354728	0.239	2700	68
2020-09-05	2459098.386161	0.262	2700	62
2020-09-07	2459100.271256	0.655	2700	72
2020-09-07	2459100.303233	0.678	2700	89
2020-09-07	2459100.334805	0.702	2700	84
2020-09-07	2459100.367558	0.726	2700	61
2020-09-06	2459099.297212	0.935	2700	76
2020-09-06	2459099.328599	0.958	2700	81
2020-09-06	2459099.359986	0.981	2700	76
2020-09-17	2459110.248958	0.027	2700	48

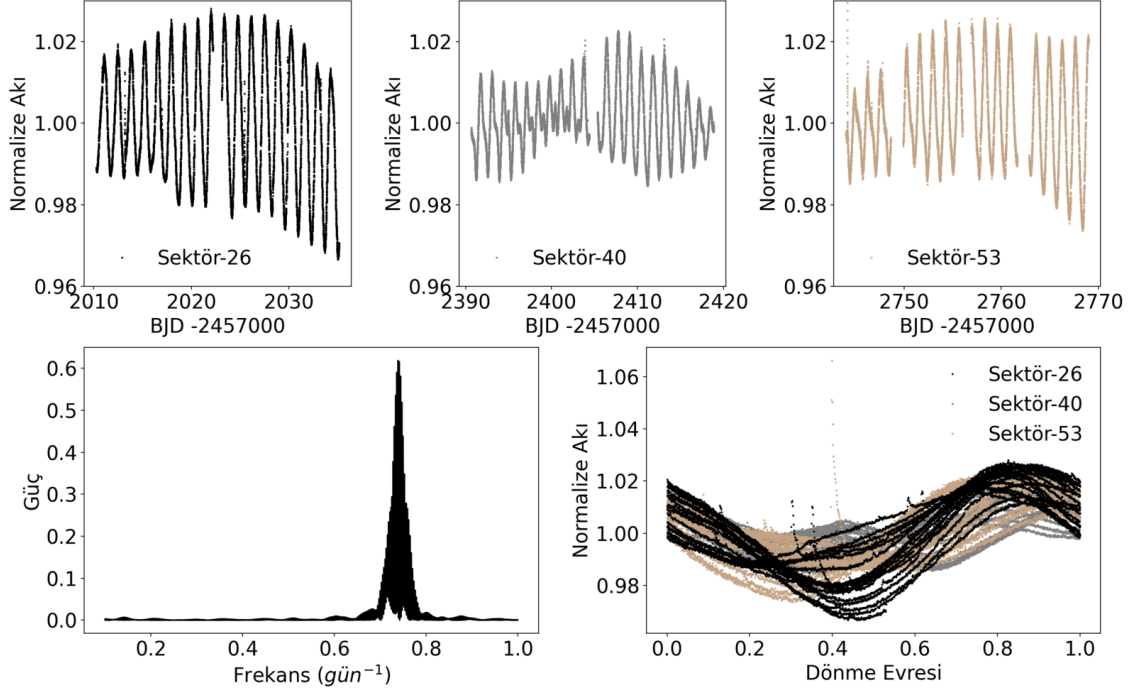
Çizelge 4.3 V889 Her yıldızının tayfsal gözlem bilgileri (devam)

Tarih	BJD _{Orta}	Evre _{Orta}	Poz Süresi (s)	Sinyal/Gürültü
2020-09-17	2459110.280344	0.050	2700	63
2020-09-17	2459110.311685	0.073	2700	61
2020-09-16	2459109.335423	0.352	2700	53
2020-09-16	2459109.366821	0.375	2700	65
2020-09-16	2459109.398266	0.399	2700	71
2020-09-18	2459111.249720	0.767	2700	61
2020-09-18	2459111.281060	0.790	2700	76
2020-09-18	2459111.312447	0.813	2700	70

4.2.2 Dönme döneminin belirlenmesi ve Doppler görüntüleme analizi

V889 Her yıldızının dönme döneminin belirlenmesindeki süreç PW And yıldızındaki süreç ile aynıdır. TESS ışık eğrileri kullanılarak Lomb-Scargle yöntemi ile bir periodogram oluşturuldu. Şekil 4.17’de görülen periodogramda baskın tek bir genliğinin varlığı açıkça görülebilir. Bu genliğe karşılık gelen dönem 1.353378 ± 0.000004 gün olarak hesaplanmıştır. Elde edilen bu dönem ile evrelendirilmiş ışık eğrileri şekil 4.17’de verilmektedir. Evrelendirilmiş verilere bakıldığında 26. sektör ile 53. sektör benzer genliğe sahipken 40. sektörün genliği bunlardan daha düşüktür. Fakat aynı sektör içinde bile genlikte belirgin farklar olduğu açıkça görülmektedir.

V889 Her yıldızının Doppler görüntülemesi de SpotDIPy kodu kullanılarak Set-1, Set-2 ve Set-3 verileri için gerçekleştirildi. Doppler görüntüleme işlemi için 90 adet enlem kuşağına ayrılmış ve toplamda 12406 yüzey elemanına sahip yamuksal yüzey ızgarası kullanıldı. HD143761 (G0V) and HD22049 (K2V) yıldızlarının ortalama hız profilleri sırasıyla fotosfer ve leke sıcaklığını temsil edecek yerel hız profilleri olarak seçildi. Kenar kararına katsayıları V889 Her yıldızının literatürden elde edilen fotosfer ve leke sıcaklıkları ile yüzey çekim ivmesi dikkate alınarak hesaplandı. Çekim kararmasının etkisi ise Espinosa Lara ve Rieutord (2011)



Şekil 4.17 V889 Her yıldızının 26. (sol üstte), 40. (orta üstte) ve 53. (sağ üstte) sektörlerdeki TESS ışık eğrileri ve bu ışık eğrilerinden oluşturulan periodogram (sol altta). Bu periodogramdan hesaplanan dönem ile evrelendirilen 26., 40. ve 53. sektör ışık eğrileri sağ altta görülmektedir

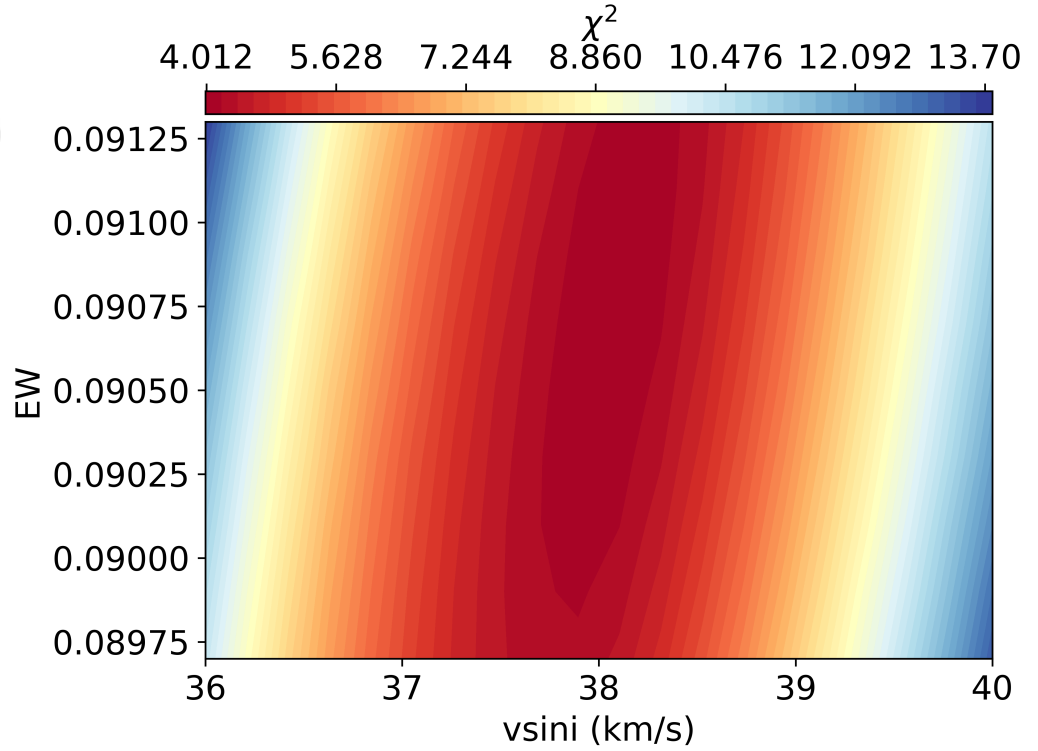
yaptığı çalışmadaki denklem 31 kullanılarak hesaba katıldı.

Yerel hız profillerinden üretilen sentetik hız profillerinin gözlemsel ortalama hız profilleri ile aynı ölçeğe getirilmesi SpotDIPy kodundaki eşdeğer genişlik (EW) parametresi ile ayarlandı. Bunun için SpotDIPy kodunda mevcut olan χ^2 taraması özelliği kullanıldı. χ^2 taramasından elde edilen $v \sin i$ değerleri Set-1 için $38.1^{+0.3}_{-0.4}$ km s⁻¹, Set-2 için $38.1^{+0.3}_{-0.3}$ km s⁻¹ ve Set-3 için $38.1^{+0.4}_{-0.3}$ km s⁻¹ olarak belirlendi. Ortalama $v \sin i$ değeri ise 38.1 ± 0.2 km s⁻¹ olarak hesaplandı. 2D χ^2 yüzeyleri şekil 4.18-4.20’de görülebilir.

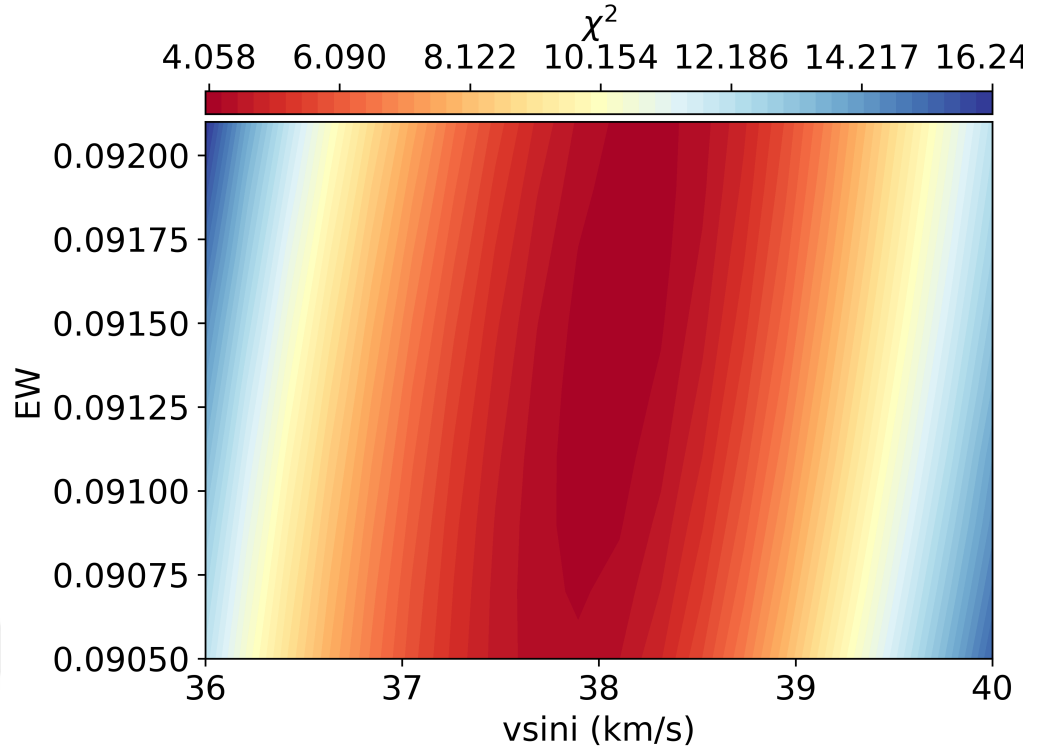
V889 Her yıldızı için literatürde $v \sin i$ değerleri 33 km s⁻¹ ila 39 km s⁻¹ arasında değişmektedir. Bu tez çalışması kapsamında hesaplanan $v \sin i$ değeri de bu aralıkta bulunmaktadır ve Jeffers ve Donati’nin (2008) hesapladığı 38.0 km s⁻¹ değerine oldukça yakındır. Doppler görüntüleme esnasında kullanılan diğer

Çizelge 4.4 V889 Her yıldızının Doppler görüntüleme sürecinde kullanılan parametreleri

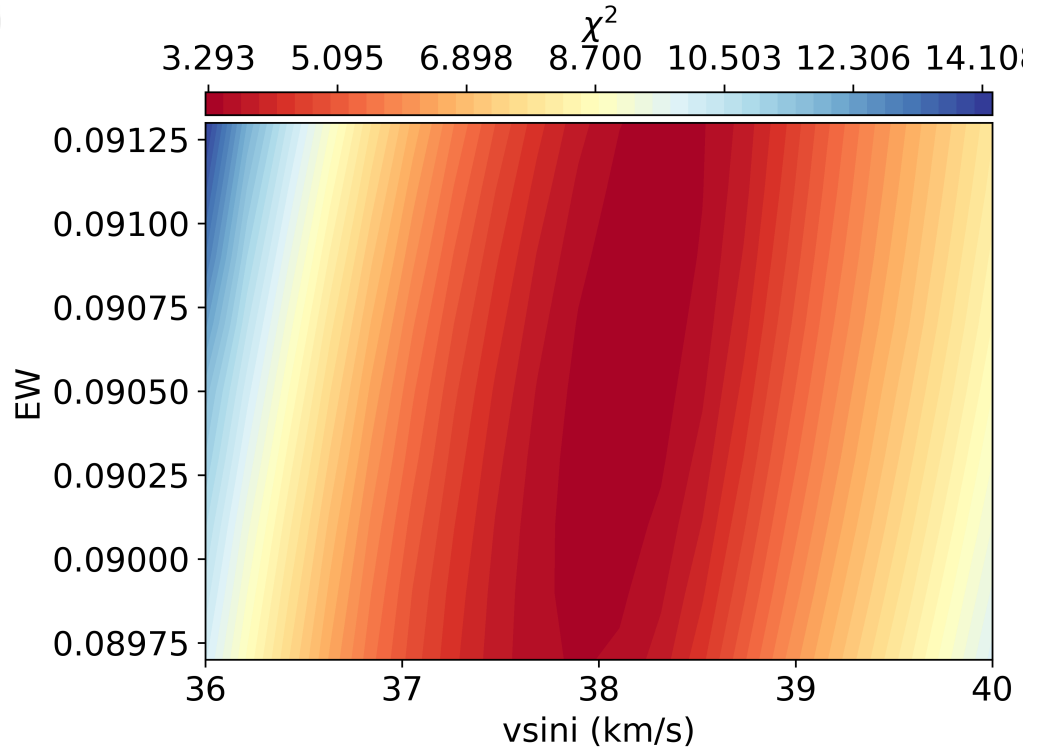
Parametre	Değer	Kaynak
$v \sin i$ [km/s]	38.1 ± 0.2	Bu çalışma
M [$M_{\odot}$]	1.017 ± 0.05	Montalto vd. (2021)
i [$^{\circ}$]	60 ± 7	Marsden vd. (2006)
$P_{\text{dön}}$ [gün]	1.353378 ± 0.000004	Bu çalışma
T_0 [HJD]	2449950.55	Järvinen vd. (2008)
T_{eff} [K]	5800	Frasca vd. (2010)
T_{leke} [K]	5000	Willamo vd. (2019)



Şekil 4.18 V889 Her yıldızının Set-1 verisi için $EW-v \sin i$ düzleminde 2D χ^2 taraması



Şekil 4.19 Şekil 4.18 ile aynı fakat Set-2 verisi için



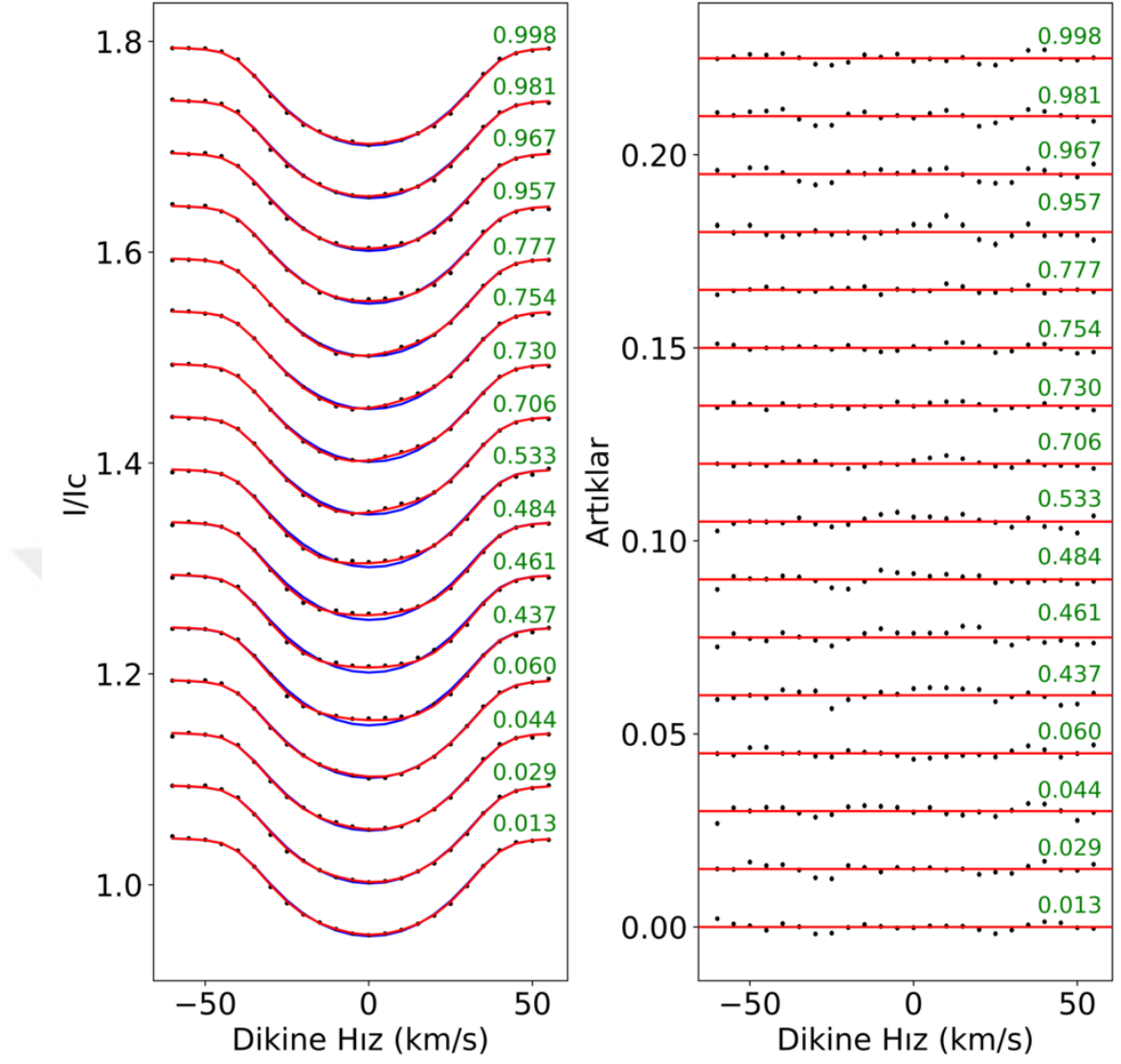
Şekil 4.20 Şekil 4.18 ile aynı fakat Set-3 verisi için

parametreler çizelge 4.4'de verilmektedir. Gerçekleştirilen Doppler görüntüleme sonucunda her bir set için elde edilen en iyi fitler şekil 4.21-4.23'te, üretilen yüzey parlaklık dağılımlarının Mollweide projeksiyonları ise şekil 4.24-4.26'da görülmektedir. Set-1, Set-2 ve Set-3 verilerinde üretilen yüzey parlaklık dağılımları bundan sonra Set-1 parlaklık haritası, Set-2 parlaklık haritası ve Set-3 parlaklık haritası olarak ifade edilmiştir.

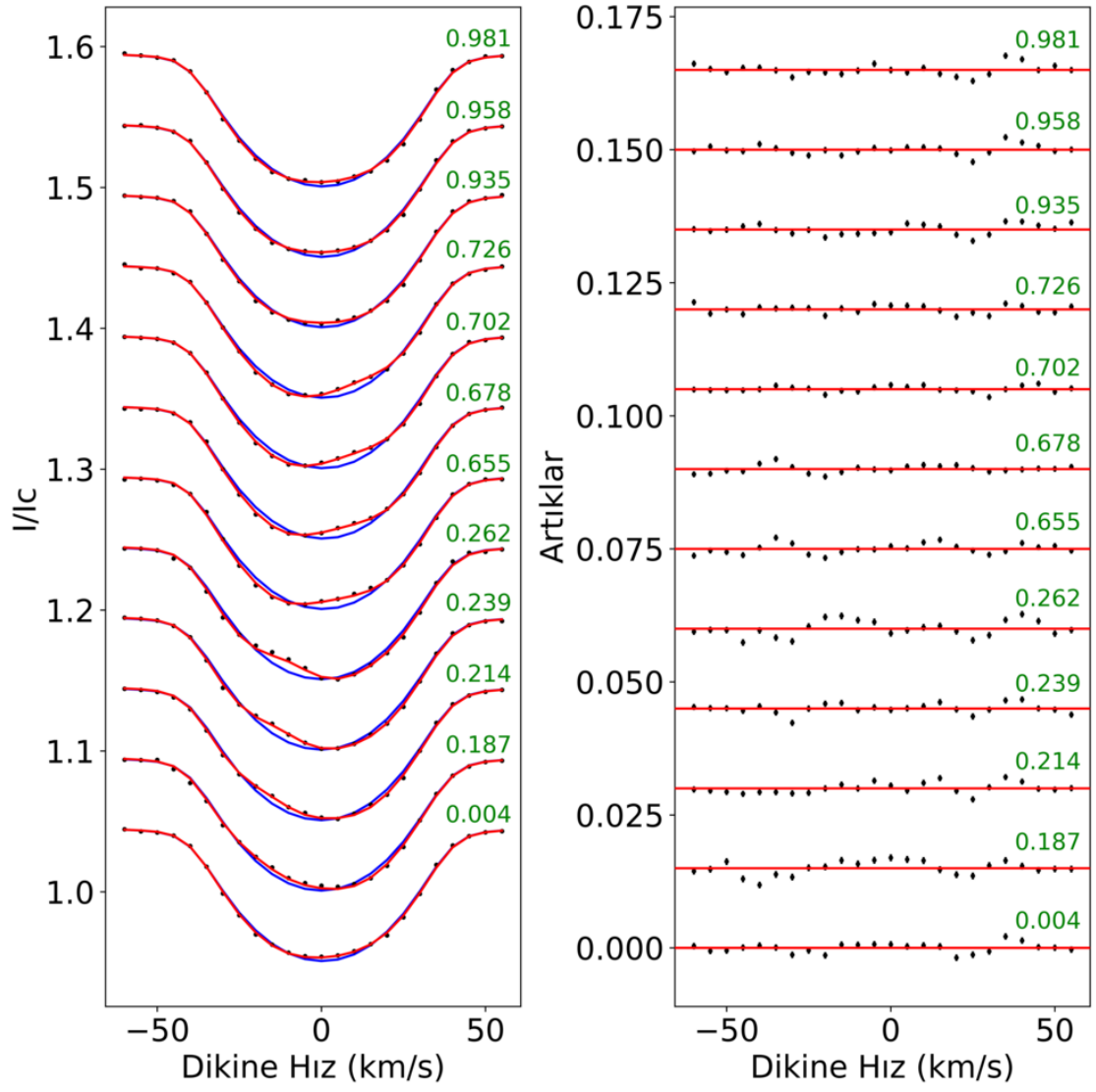
Yüksek enlemli büyük bir leke (ya da leke grubu) her üç haritada da açıkça görülmektedir. Bu durum literatürdeki haritalar ile uyumludur (Strassmeier vd. 2003, Marsden vd. 2006, Järvinen vd. 2008, Jeffers ve Donati 2008, Huber vd. 2009, Frasca vd. 2010, Kővári vd. 2011, Willamo vd. 2019, Willamo vd. 2022). Bununla beraber zayıf olsa da orta ve düşük enlemli lekeler de mevcuttur. Fakat bunların ne kadar gerçekçi olduğu tartışmalıdır. Set-1 ve Set-2 parlaklık haritalarındaki yüksek enlemli leke hiç yer değiştirmemiş gibi görünmekle beraber Set-3 parlaklık haritasındaki yüksek enlemli lekenin bir miktar boylamsal hareketinden söz edilebilir.

V889 Her yıldızının yüzey sıcaklık haritalarının elde edilmesi için gözlemsel tayfların 4490 Å - 5732 Å aralığındaki tüm Fe I çizgilerini kullanılarak üretilen ortalama hız profilleri kullanıldı. Sentetik profillerin oluşturulması için gerekli olan yerel ortalama hız profilleri Willamo vd. (2019) tarafından seçilen aralık olan 3500 K - 6500 K aralığında 250 K artımlarla oluşturulan sentetik tayflardan üretildi. Kenar kararım katsayıları da tüm bu sıcaklıklar dikkate alınarak hesaplandı. Gerçekleştirilen Doppler görüntüleme sonucunda her bir set için elde edilen en iyi modeller şekil 4.27-4.29'da, üretilen yüzey sıcaklık dağılımlarının Mollweide projeksiyonu ise şekil 4.30-4.32'de görülmektedir. Set-1, Set-2 ve Set-3 verilerinde üretilen yüzey sıcaklık dağılımları bundan sonra Set-1 sıcaklık haritası, Set-2 sıcaklık haritası ve Set-3 sıcaklık haritası olarak ifade edilmektedir.

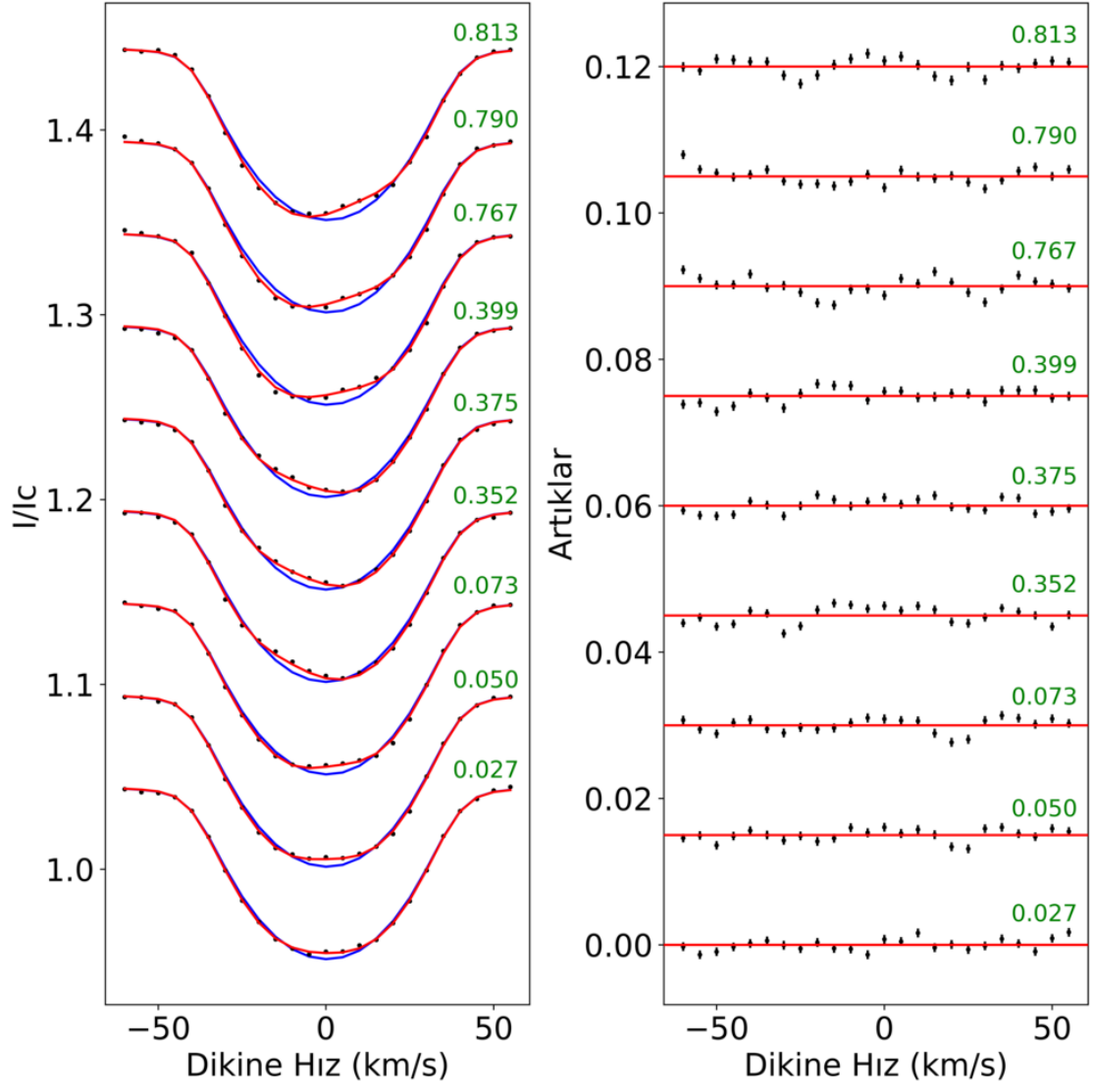
V889 Her yıldızının sıcaklık haritaları ile parlaklık haritaları karşılaştırıldığında benzer leke bölgelerine sahip oldukları söylenebilir. Fakat Set-3 sıcaklık haritasında



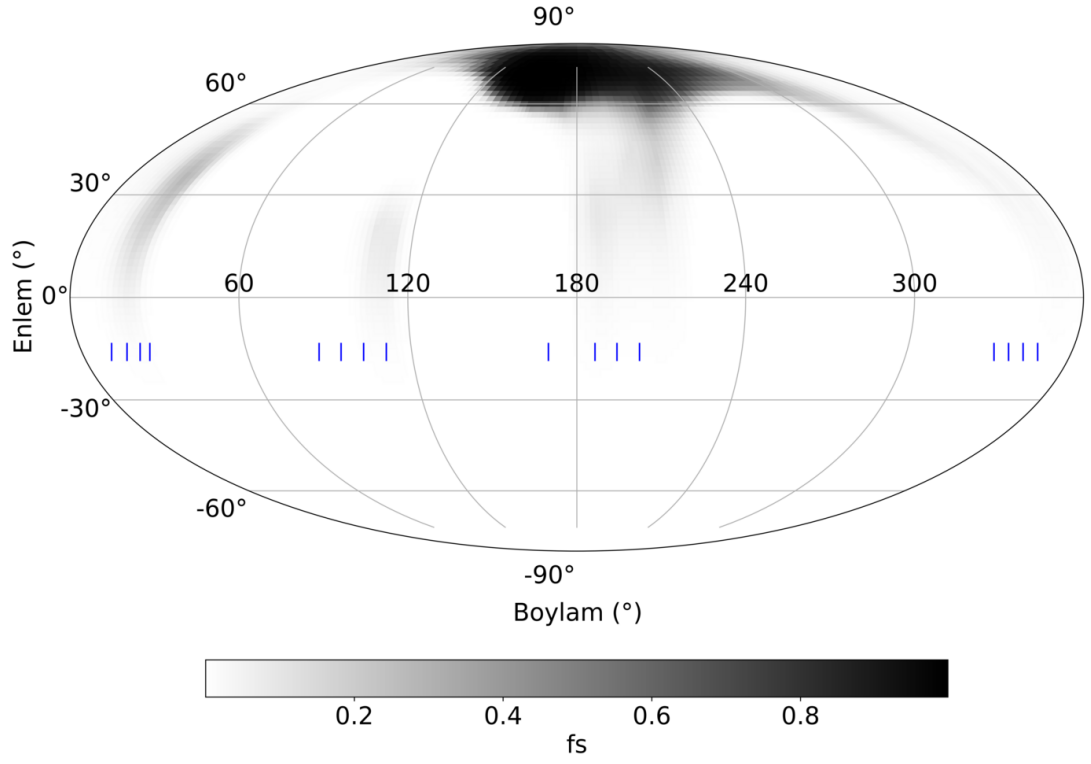
Şekil 4.21 V889 Her yıldızının Set-1 verisinin Doppler görüntüleme ile yüzey parlaklık dağılımının modellenmesi. Sol sütunda gözlemsel çizgi profilleri (siyah noktalar), en iyi modeller (kırmızı düz çizgiler) ve lekesiz durumdaki modeller (mavi düz çizgiler) görülmektedir. Sağ sütunda ise artıklar mevcuttur. Evreler iki sütunda da şekillerin sağ tarafında yeşil renk ile belirtilmiştir



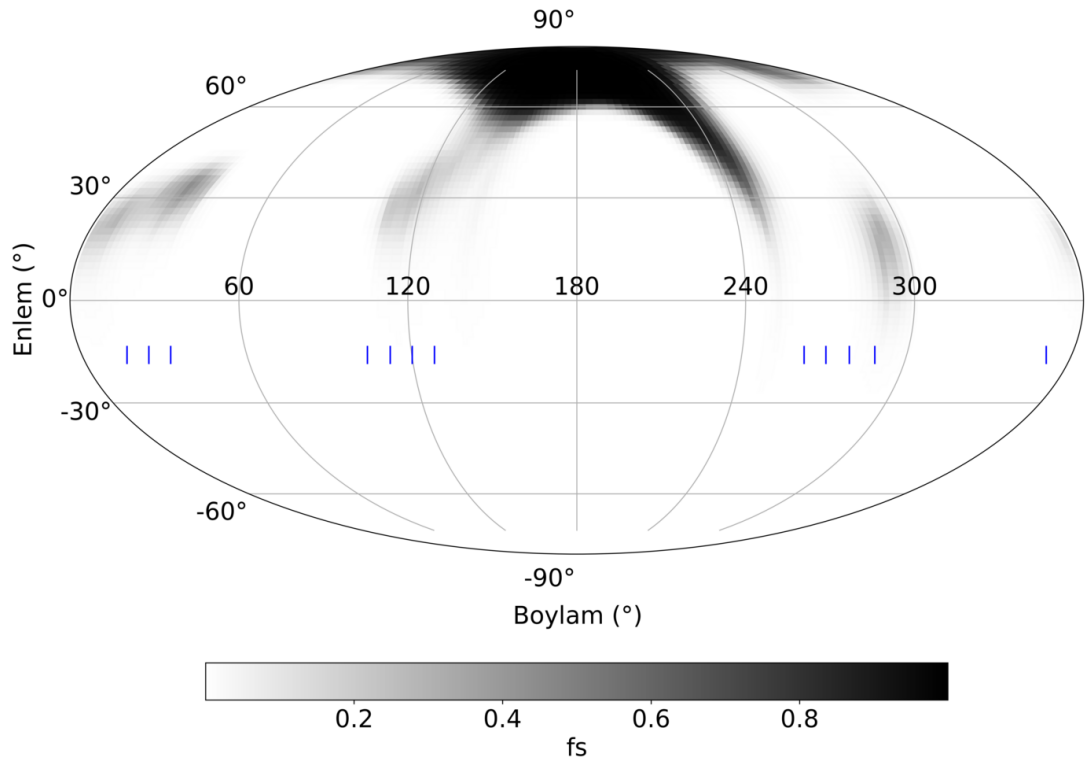
Şekil 4.22 Şekil 4.21 ile aynı fakat Set-2 verisi için



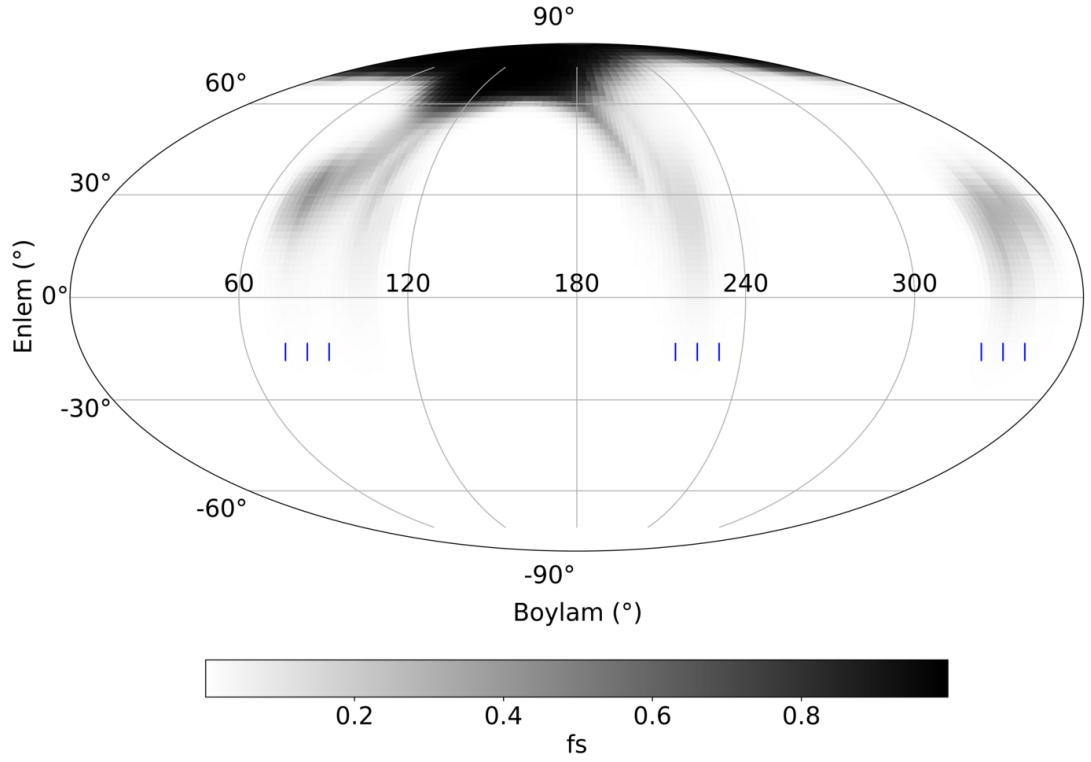
Şekil 4.23 Şekil 4.21 ile aynı fakat Set-3 verisi için



Şekil 4.24 V889 Her yıldızının Set-1 verisinden Doppler görüntüleme ile elde edilen Mollweide projeksiyonunda yüzey parlaklık haritası

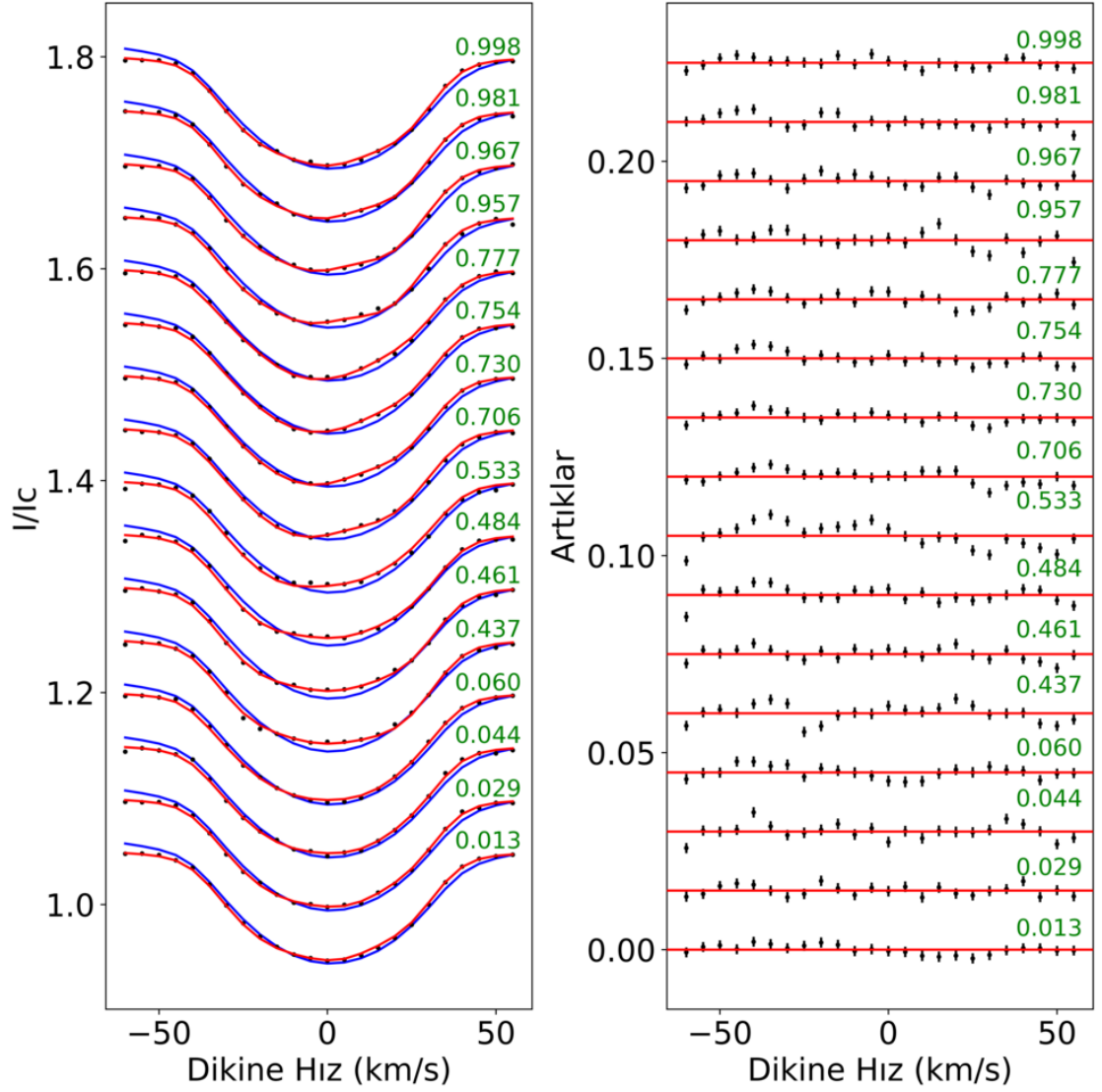


Şekil 4.25 Şekil 4.24 ile aynı fakat Set-2 verisi için

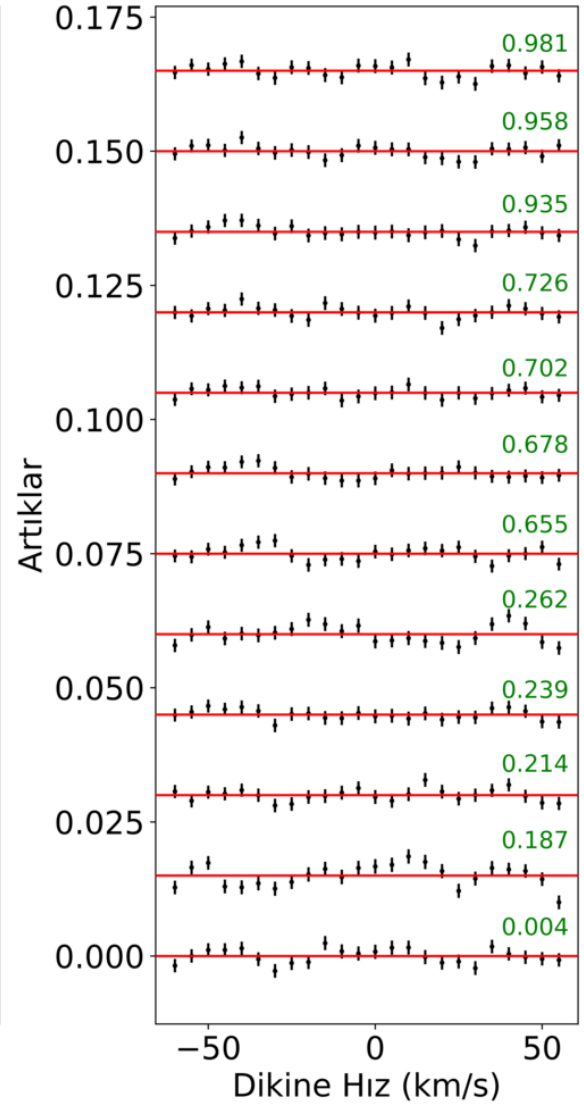
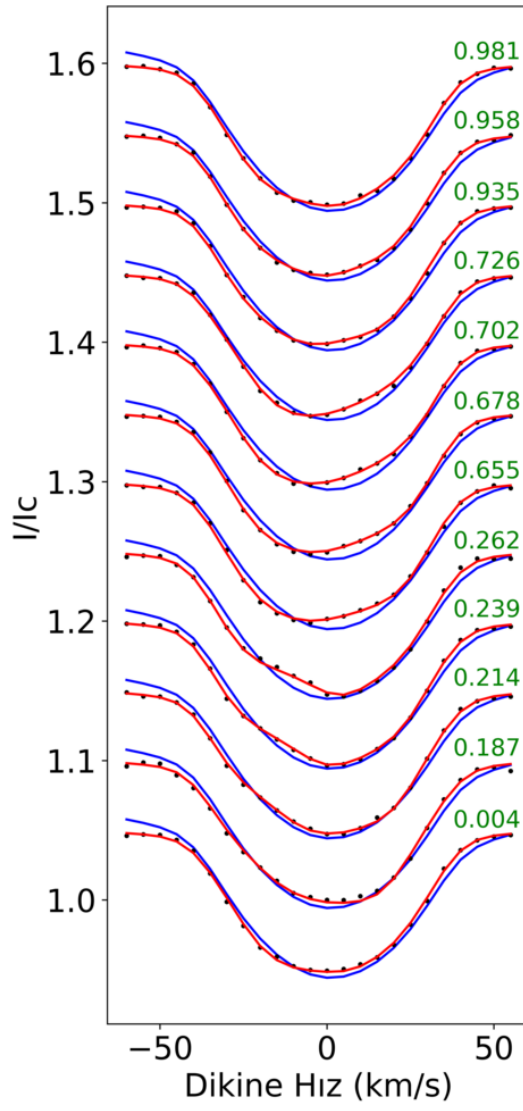


Şekil 4.26 Şekil 4.24 ile aynı fakat Set-3 verisi için

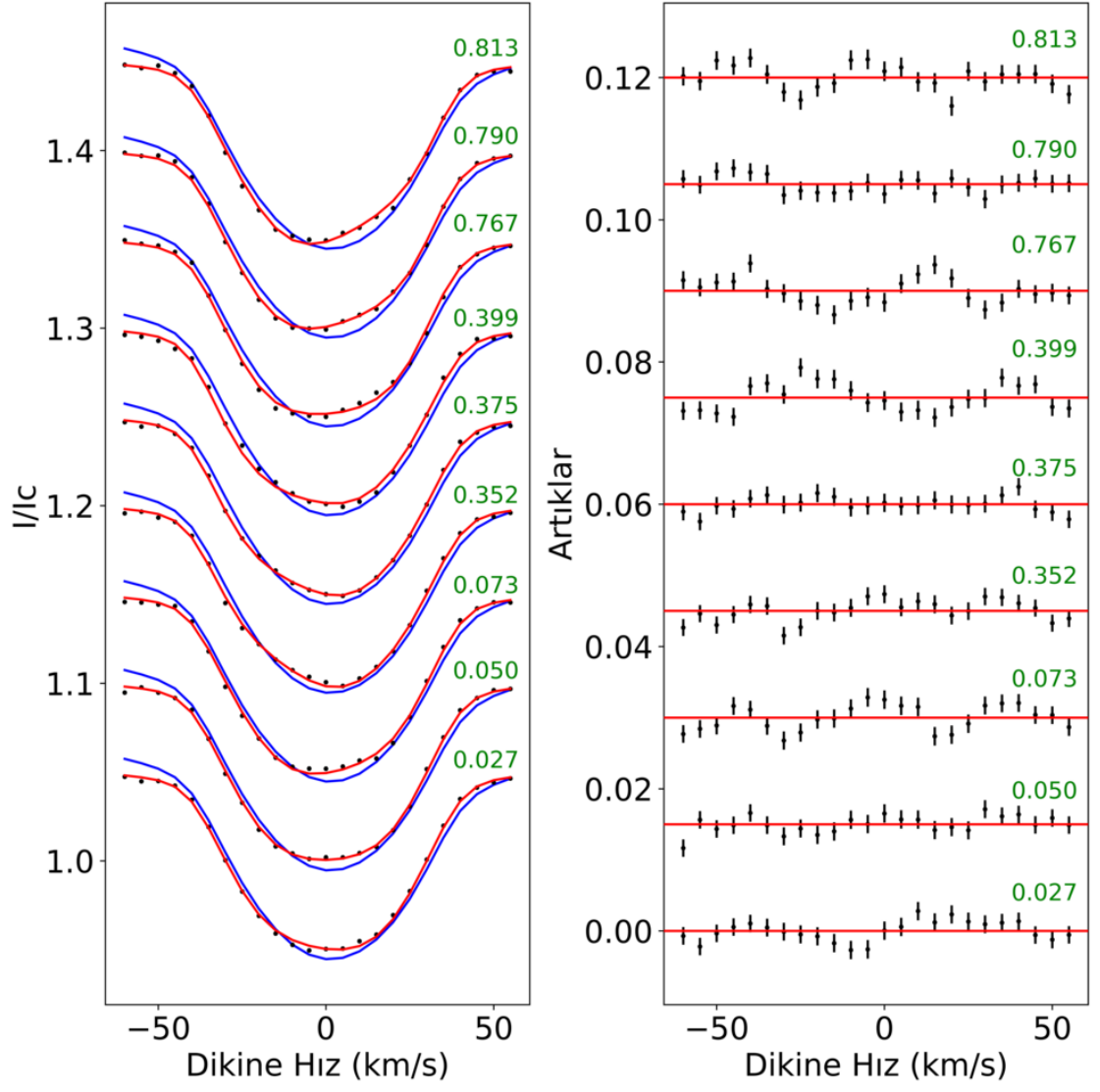
yüksek enlemlerle lemeden ekvatora doğru uzanan bir leke (ya da leke grubu) göze çarpmaktadır. Haritalardaki en yüksek ve en düşük sıcaklıklar ise 4800 K - 6080 K olarak belirlenmektedir. Her ne kadar farklı zamanlarda elde edilmiş olsa da V889 Her yıldızının bu tez kapsamında üretilen yüzey sıcaklık haritaları Willamo vd. (2019) tarafından elde edilen haritalar ile oldukça benzer karakterdedirler.



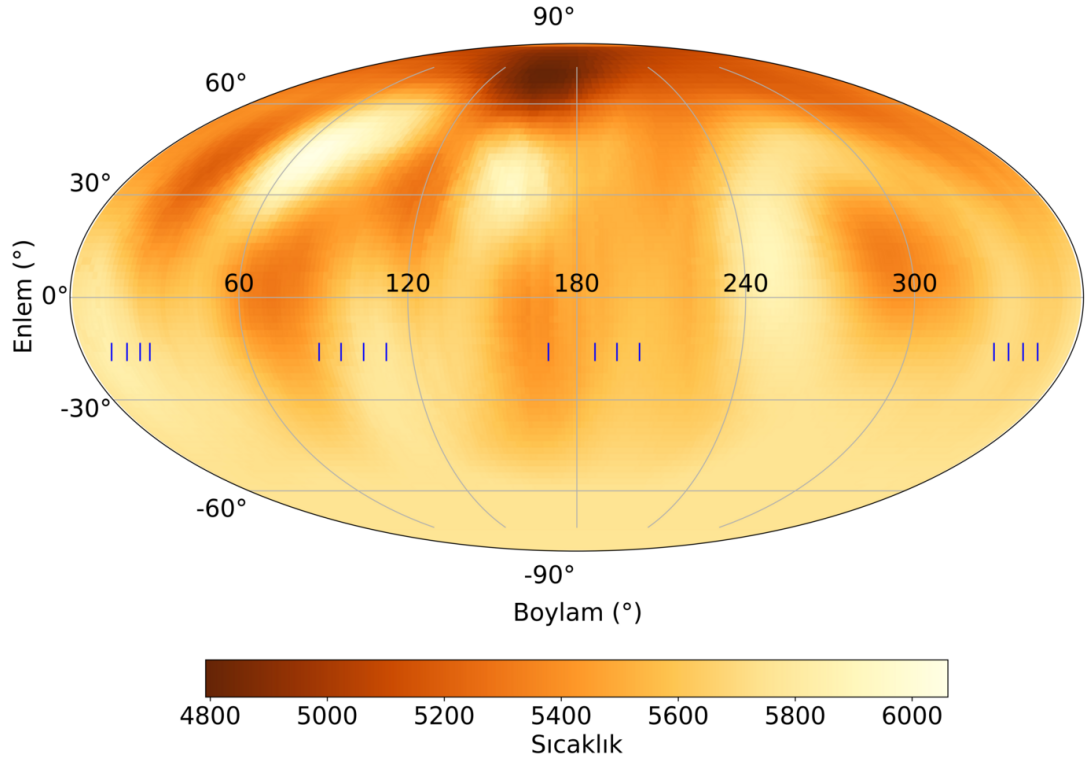
Şekil 4.27 V889 Her yıldızının Set-1 verisinin Doppler görüntüleme ile yüzey sıcaklık dağılımının modellenmesi. Sol sütunda gözlemsel çizgi profilleri (siyah noktalar), en iyi modeller (kırmızı düz çizgiler) ve sadece fotosfer sıcaklığındaki çizgi profili kullanıldığı durumdaki modeller (mavi düz çizgiler) görülmektedir. Sağ sütunda ise artıklar mevcuttur. Evreler iki sütunda da şekillerin sağ tarafında yeşil renk ile belirtilmiştir



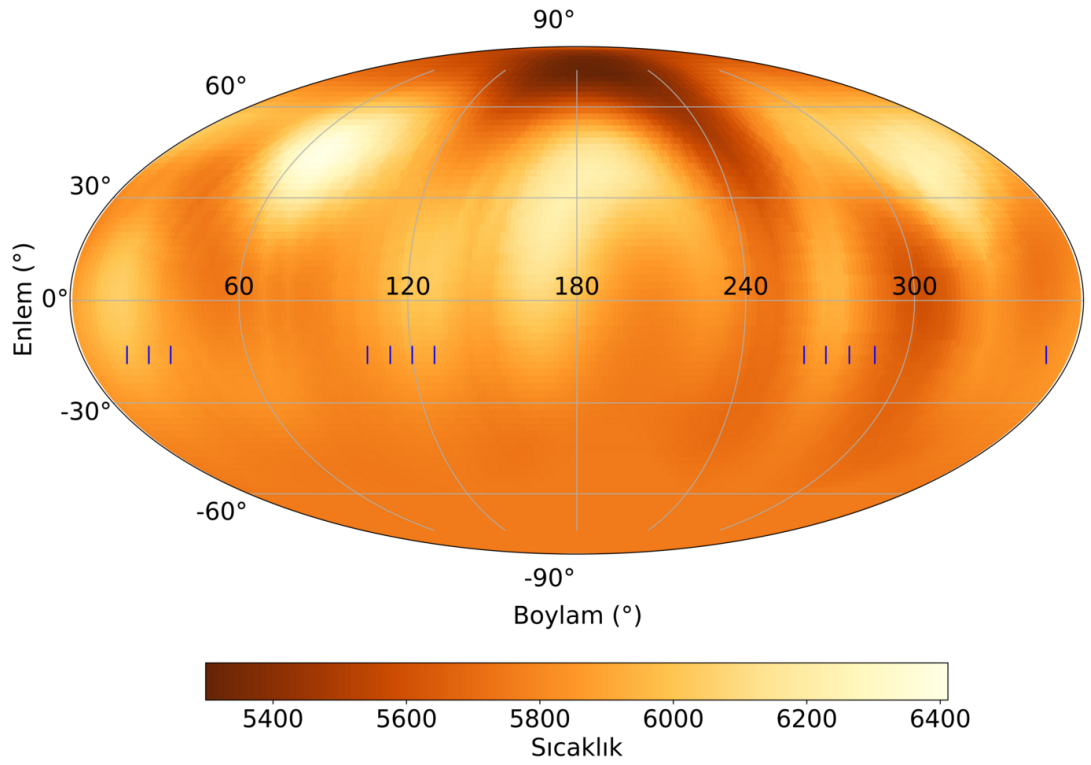
Şekil 4.28 Şekil 4.27 ile aynı fakat Set-2 verisi için



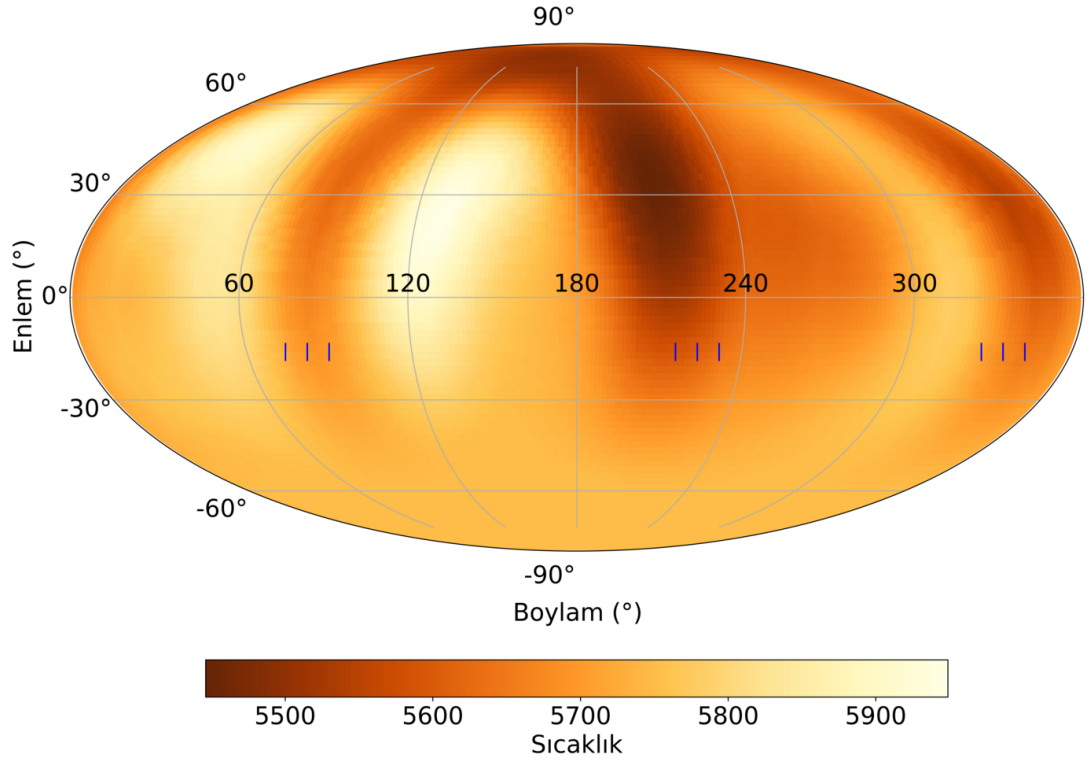
Şekil 4.29 Şekil 4.27 ile aynı fakat Set-3 verisi için



Şekil 4.30 V889 Her yıldızının Set-1 verisinden Doppler görüntüleme ile elde edilen Mollweide projeksiyonunda yüzey sıcaklık haritası



Şekil 4.31 Şekil 4.30 ile aynı fakat Set-2 verisi için



Şekil 4.32 Şekil 4.30 ile aynı fakat Set-3 verisi için

5. TARTIŞMA VE SONUÇ

5.1 SpotDIPy Kodu

Bu tez çalışmasında Doppler görüntüleme tekniği ile tek yıldızların hem yüzey parlaklık (iki sıcaklık yaklaşımı altında) hem de yüzey sıcaklık dağılımı haritalarını üreten Python programlama dilinde yazılmış **SpotDIPy** olarak adlandırdığımız bir kod tanıtıldı. Kodun Doppler görüntüleme performansı üzerine yapılan testler sonucunda yüzey parlaklık dağılımı haritalarını oldukça başarılı bir şekilde üretebildiği görüldü. Literatürde oldukça yaygın olarak kullanılan DoTS kodu ile yapılan karşılaştırmaların sonucunda oldukça benzer çıktıların alınması bunu desteklemektedir. Benzer olarak bu kodda yüzey sıcaklık dağılımı haritalarının da başarı ile üretebildiğinden söz edilebilir. Özellikle V889 Her yıldızı için üretilen yüzey sıcaklık dağılımı haritalarının literatürdeki diğer haritalar ile benzerlik göstermesi kodun doğru çalıştığının bir göstergesi olması açısından ümit vericidir.

SpotDIPy kodunda yüzey parlaklık ve sıcaklık haritaların üretilme aşaması oldukça basitleştirilmiştir. Bunun sebebi kullanıcı kaynaklı hataların önüne geçmektir. Böylece daha doğru sonuçlara ulaşılması sağlanmaktadır. Bununla beraber kodun Doppler görüntüleme işlemini gerçekleştirmesi orta ölçekli bir gözlemsel veri için (örn. her biri 50 noktadan oluşan 10 çizgi profili) dakikalar sürmektedir. Bu süre gözlemsel verinin büyüklüğüne göre değişiklik göstermektedir. Python programlama dilinin yorumlanan bir dil olması nedeniyle diğer dillere göre daha yavaş çalıştığı göz önünde bulundurulduğunda bu süre oldukça iyi bir süredir. Burada Doppler görüntüleme sürecinde yüzey ızgarasının boyutuna bağlı olarak serbest parametre sayısının binler ile ifade edildiği unutulmamalıdır. Ayrıca kod Doppler görüntüleme işlemini gerçekleştirdikten sonra elde edilen tüm çıktıları uygun bir şekilde görselleştirildiği bir arayüze sahiptir. Böylece bu süreç içerisinde bir hata yapılmış ise bu arayüz vasıtasıyla sorunun ne olduğu kolayca anlaşılabilir.

Günümüzde tayfsal gözlemlerin kalitesi ile birlikte sayısı da gün geçtikçe

ivmelenerek artmaktadır. Dolayısıyla bu veriler kullanılarak yüzey sıcaklık ya da parlaklık haritalarının üretilmesi oldukça fazla vakit alabilmektedir. SpotDIPy kodunun yazılmasındaki motivasyonlardan biri de kullanıcılara oldukça basit bir kullanım imkanı veren bir Doppler görüntüleme kodu sunmak ve böylece hızlı ve güvenilir sonuçlar üretilerek zaman kaybının önüne geçmektir. SpotDIPy kodunun açık kaynak kodlu ve basit bir kullanıma sahip olması kullanıcılar tarafından kodun otomatik bir hale getirilerek pek çok veri setini tek bir seferde analiz etmesine de imkan sunar. Çok fazla sayıda yıldızın bu yolla leke kaynaklı yüzey anomalileri incelenmesi oldukça değerlidir. Çünkü literatüre bu anlamda katkı sağlamak manyetik alanın doğasının anlaşılmasında çok önemli avantajları da beraberinde getirir.

5.2 PW And Yıldızının Doppler Görüntüleme Sonuçları

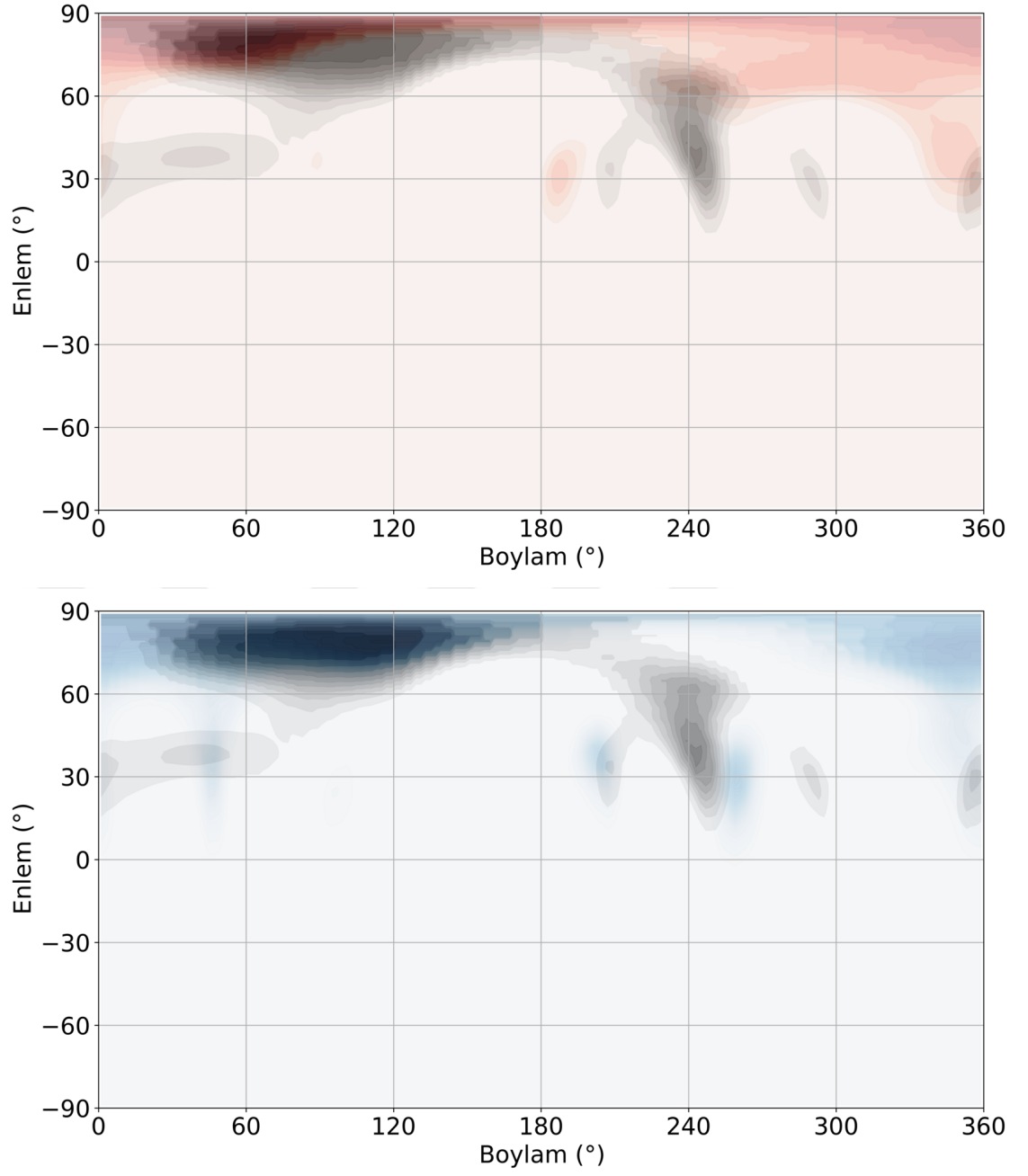
Genç bir K cücesi olan PW And yıldızının SpotDIPy kodu ile gerçekleştirilen Doppler görüntüleme işlemi ile üretilen haritaları Gu vd. (2010) tarafından elde edilen haritalar ile uyum içerisindeyken, Strassmeier ve Rice (2006) tarafından elde edilen harita ile önemli farklılıklar göstermektedir. Strassmeier ve Rice (2006) PW And yıldızının yüzeyinde $\pm 40^\circ$ enlemlerinde yoğunlaşmış lekeler olduğunu belirtirken, bu çalışma kapsamında elde edilen haritaların tamamında baskın yüksek enlemli bir leke göze çarpmaktadır. Strassmeier ve Rice (2006) genç K türü yıldızlarda lekelerin $+45^\circ$ ile $+55^\circ$ arasındaki enlemlerde ortaya çıktığını gösteren manyetik akı tüpü modelleri ile elde ettikleri leke dağılımlarının geliştiği belirtmektedirler. Fakat bu modellerin lekelerin ortaya çıkma enlemlerini G türü yıldızlar için çok düşük, K türü yıldızlar için ise çok yüksek öngördüğünü ve böylece elde ettikleri leke dağılımlarının tutarlı olduğunu iddia etmektedir. Öte yandan, Işık vd. (2011) yaptıkları çalışmada K0 türü yıldızların G2 türü yıldızlara göre daha derin bir konvektif katmana sahip oldukları ve bu yüzden güçlü kutupsal manyetik alan ile birlikte lekelerin yüksek enlemlerde oluşması gerektiğini ifade etmektedirler. Bu durum bu çalışmada elde edilen haritalardaki yüksek ve orta enlemli lekelerin varlığını doğrulamaktadır. Strassmeier ve Rice (2006) minimum

ve maksimum yüzey sıcaklıklarını 3800 K ve 5200 K olarak buldular. Bu tez çalışması kapsamında PW And için elde edilen sıcaklık haritalarında maksimum sıcaklık olan 5220 ile tutarlı olduğu gözükmetedir. Ancak elde edilen minimum sıcaklık Strassmeier ve Rice (2006) tarafından elde edilenden 760 K fazladır. Bunun sebebinin 4490 Å - 5732 Å aralığındaki tüm Fe I çizgilerinin kullanılması olduğu düşünülmektedir. Çünkü bu çizgilerin her birinin sıcaklığa farklı duyarlılık gösterdiği bilinmektedir. Bu çizgilerden ortalama bir çizgi üretmek minimum sıcaklığın daha yukarı değerlere çekilmesine sebep olabilir. SpotDIPy kodunun yüzey sıcaklık dağılımı testlerinde de minimum sıcaklığı olması gerekenden daha yüksek bulunmaktadır. Benzer bir durum Järvinen ve Berdyugina (2010) tarafından yapılan sıcaklık haritası testlerinde de görülmektedir.

PW And yıldızının TESS ışık eğrileri arasında (sektör 17 ve 57) yaklaşık 3 yıl gibi uzun biri sürenin var olmasına rağmen ışık eğrilerinin morfolojisinde önemli değişimin olmaması (tek bir sinüsoidal yapı) baskın tek bir lekenin ya da leke grubunun varlığına işaretir. López-Santiago vd. (2003) CCF tekniğini kullanarak yaptığı analizde benzer bir sonuca varmıştır. Onlar üç farklı veri setinden elde ettikleri CCF çizgi ortayı değişimlerinin döneminin PW And yıldızının fotometrik dönemi ile tutarlı olduğunu gördüler. Dolayısıyla, bu değişimin fotosferik lekelerden ileri gelebileceğini ve bunun da baskın bir leke ya da leke grubunun veya tercihli boylamların varlığı ile açıklanabileceğini belirtmektedirler. Fakat bu çalışmada elde edilen haritalarda görülen az miktardaki göç hareketi (özellikle yüksek enlemli lekede) (bkz. Şekil 5.1), tercihli boylamlardan çok baskın bir lekenin varlığı iddiasını desteklemektedir. Ayrıca evrelendirilmiş TESS ışık eğrilerine bakıldığında tüm çevrimlerin üst üste oturmaması, bazı çevrimlerdeki minimum ışık düzeyinin bir miktar farklı evrelere denk gelmesi (bu durum özellikle 17. sektörde belirgindir) bu yaklaşımımızı güçlendirmektedir.

5.3 V889 Her Yıldızının Doppler Görüntüleme Sonuçları

V889 Her yıldızının literatürde çok sayıda yüzey haritası mevcuttur. Bu da bize bu yıldızın yüzeyindeki lekelerin davranışı hakkında önemli ipuçları sunmaktadır.

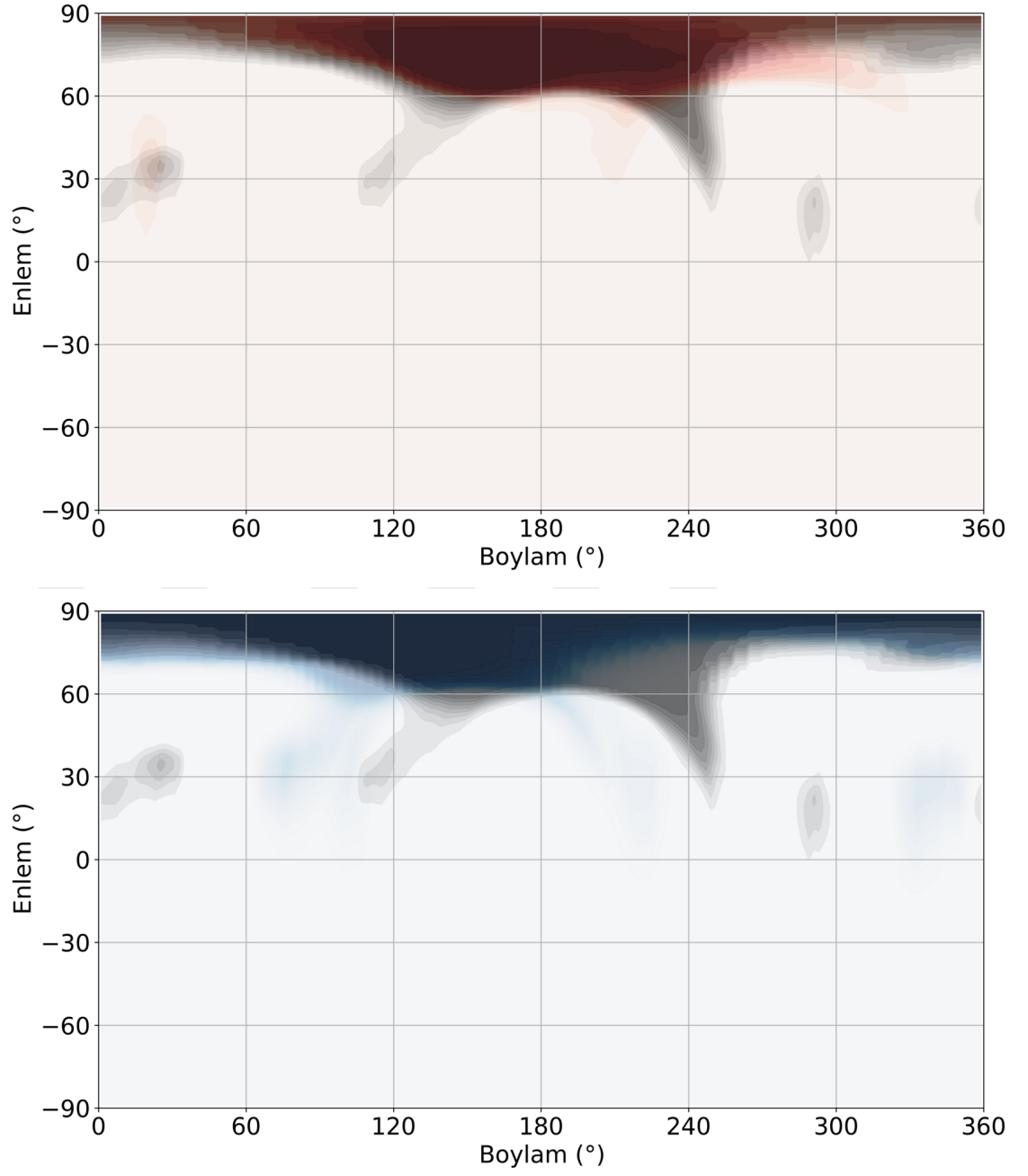


Şekil 5.1 PW And yıldızının yüzey parlaklık haritalarının karşılaştırılması. Üst panelde Set-1 (kırmızı) ile Set-2 (gri), alt panelde ise Set-3 (mavi) ile Set-2 (gri) verilerinden elde edilen haritalar üst üste görülmektedir

V889 Her yıldızının bu tez kapsamında SpotDIPy kodu ile elde edilen parlaklık ve sıcaklık haritalarındaki yüksek enlemlile leke literatürdeki diğerr haritalarda da görölmektedir (Willamo vd. 2019). Strassmeier vd. (2003) tarafından 1998 yılına ait veriler ile üretilen haritalarda da böyle bir yapının görölmessi dikkat çekicidir. Bu çalışmadan sonra 1999 ile 2017 yılları arasında alınmış tayflardan elde edilen haritaların neredeyse tamamında böyle bir yüksek enlemlile lekenin varlığı söz konusudur (Strassmeier vd. 2003, Marsden vd. 2006, Järvinen vd. 2008, Jeffers ve Donati 2008, Huber vd. 2009, Frasca vd. 2010, Kövəri vd. 2011, Willamo vd. 2019, Willamo vd. 2022). Bu durum göz önünde bulundurulduğunda kalıcı bir yüksek enlemlile lekeden bahsedilebilir. Literatürdeki diğerr haritalarda bu yüksek enlemlile lekenin boylam değeri değışiklik göstermektedir. Bu çalışmada elde edilen Set-1 ve Set-2 haritalarındaki yüksek enlemlile leke neredeyse aynı boylamlarda bulunmaktadır. Bu iki harita arasında yaklaşık 0.8 gün mevcuttur ve lekenin kayda değerr bir boylamsal hareketinin olmaması doğall karşılanabilir. Set-2 ve Set-3 haritalarının arasında ise 9 günlük bir zaman farkı söz konusudur ve yüksek enlemlile lekenin farklı boylamlarda bulunduğru rahatlıkla söylenebilir. Şekil 5.2’de üç haritanın da üst üste çizidirmiş hali görölmektedir.

V889 Her yıldızının elde ettiğimmiz sıcaklık haritaları Willamo vd. (2019) tarafından elde edilen haritalar ile benzerlik teşkil etse de ulaştıkları minimum sıcaklık yaklaşık 4500 K’dir. Bu çalışmada elde edilen minimum sıcaklık bundan 800 K fazladır. Bununla beraber en yüksek sıcaklık değerrlerinde de yaklaşık 500 K’lik bir fark bulunmaktadır. Daha önce de bahsedildiğri üzere bu durum tekniğinn yapısından ve kullanılan ortalama hız profillerinden ileri geliyor olabilir. Fakat Järvinen vd. (2008) tarafından elde edilen sıcaklık haritalarının minimum değerr bu çalışmadaki değerr ile oldukça uyumludur.

V889 Her yıldızında diferansiyel dönmenin şiddeti oldukça tartışmalıdır. Bunun üzerine yapılan en son çalışmada aynı evrede fakat farklı çevrimde bulunan profillerdeki şekill değışimi güçlü diferansiyel dönmenin sonucu olarak değerrlendirilmektedir (Willamo vd. 2022). Bu çalışma kapsamında da V889 Her



Şekil 5.2 V889 Her yıldızının yüzey parlaklık haritalarının karşılaştırılması. Üst panelde Set-1 (kırmızı) ile Set-2 (gri), alt panelde ise Set-3 (mavi) ile Set-2 (gri) verilerinden elde edilen haritalar üst üste görülmektedir

yıldızındaki diferansiyel dönme olgusunu **SpotDIPy** kodu yardımıyla tüm tayfsal verilere $\Delta\Omega$ - *period* düzleminde χ^2 taraması yaparak incelendi. Fakat Huber vd. (2009) tarafından yapılan çalışmanın sonucuna benzer olarak kayda değer bir diferansiyel dönme olgusuna rastlanmadı. TESS 40. sektör ışık eğrilerinde görülen daha düşük genlikli ikinci bir sinusoidal yapının varlığı ve göreceli olarak oldukça hızlı hareketi güçlü diferansiyel dönmenin bir göstergesi olarak değerlendirilebilir. Ancak bu yapının baskın sinusoidal yapı ile üst üste binip kaybolduktan sonra aynı sektörde tekrar gözükmemesi güçlü diferansiyel dönmenin yerine ani değişen manyetik alanın işareti gibi durmaktadır. Dolayısıyla V889 Her yıldızında diferansiyel dönmenin derecesi halen belirsizliğini korumaktadır.

5.4 Sonuçların Değerlendirilmesi ve Gelecekte Yapılması Planlananlar

PW And ve V889 Her yıldızlarının **SpotDIPy** kodu kullanılarak gerçekleştirilen Doppler görüntüleme analiz sonuçlarının genel olarak literatür ile uyumlu olması **SpotDIPy** kodu için bir başka başarılı test niteliğindedir. Aynı zamanda bu çalışmaların literatüre önemli katkı sağlayacağını düşünmekteyiz. Bundan dolayı PW And yıldızı için yaptığımız Doppler görüntüleme analizini, kromosferik aktivite belirteci çizgilerin incelenmesi ve TiO bant analizi ile birleştirilerek ele aldığımız bir makale yayına gönderilmiştir (Bahar vd. 2023). Özellikle TiO bant analizi ile Doppler görüntüleme sonuçlarının beraber incelenmesi literatürde bu açıdan bir ilktir. V889 Her yıldızının elde ettiğimiz tayfların dalgaboyu aralığı TiO soğurma bantlarını içermediği için bu yıldızla böyle bir çalışma gerçekleştiremedik. Fakat özellikle daha hassas bir dönme döneminin belirlenmesi ve Doppler görüntüleme sonuçlarının TESS ışık eğrileri ile birlikte değerlendirilmesi oldukça önemli olduğunu düşünerek bu yıldızla ilgili çalışmalarımızı da yayına hazırlamaktayız.

Bu tez kapsamında yazılan **SpotDIPy** kodu, kodun ortaya çıkışından bu yana sürekli geliştirilmektedir ve geliştirilmeye de devam edilecektir. İlerideki hedefimiz bu kodu hız performansı konusunda özellikle sıcaklık haritalarının oluşturulmasında daha da iyileştirmek ve sonrasında ise çift yıldız sistemlerine uyarlamaktır. Ayrıca, hem

leke konumlarının hem de leke sıcaklıklarının daha hassas belirlenebilmesi için koda Doppler görüntüleme ile eş zamanlı olarak ışık eğrisi ile birlikte tayftaki moleküler bantları da modelleyebilme yeteneği kazandırmak da planlarımız arasındadır.



KAYNAKLAR

- Anonymous. 2023. Web Sitesi: <https://www.konkoly.hu/solstart/doppler.html>, Eriřim Tarihi:02.01.2023.
- Asensio Ramos, A., D     Baso, C. J., Kochukhov, O. 2022. Approximate Bayesian neural Doppler imaging. *Astronomy and Astrophysics*, 658, A162.
- Babcock, H. W. 1961. The Topology of the Sun's Magnetic Field and the 22-YEAR Cycle.. *The Astrophysical Journal*, 133, 572.
- Bahar, E., ř      , H. V., Iř  , E., Hussain, G. A. J., Kochukhov, O., Montes, D., Xiang, Y. 2023. First Simultaneous Chromospheric Activity, TiO-band and Doppler Imaging Study of PW And Using a New Doppler Imaging Code: SpotDIPy. *Astrophysical Journal* (hakem deęerlendirmesinde)
- Barnes, J. R., Lister, T. A., Hilditch, R. W., Collier Cameron, A. 2004. High-resolution Doppler images of the spotted contact binary AE Phe. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 348(4), 1321-1331.
- Berdyugina, S. V. 2005. Starspots: A Key to the Stellar Dynamo. *Living Reviews in Solar Physics*, 2(1), 8.
- Binnendijk, L. 1970. The orbital elements of W Ursae Majoris systems. *Vistas in Astronomy*, 12(1), 217-256.
- Budding, E. 1977. The Interpretation of Cyclical Photometric Variations in Certain Dwarf ME-Type Stars. *Astrophysics and Space Science*, 48(1), 207-223.
- Bushby, P., Mason, J. 2004. Solar dynamo: Understanding the solar dynamo. *Astronomy and Geophysics*, 45(4), 4.07-4.13.
- Brown, S. F., Donati, J.-F., Rees, D. E., Semel, M. 1991. Zeeman-Doppler imaging of solar-type and AP stars. IV. Maximum entropy reconstruction of 2D magnetic topologies.. *Astronomy and Astrophysics*, 250, 463.
- Byrd, R. H., Lu, P., Nocedal, J., Zhu, C. 1995. A Limited Memory Algorithm for Bound Constrained Optimization. *SIAM Journal on Scientific Computing*, 16(5), 1190-1208.
- Catalano, S., Biazzo, K., Frasca, A., Marilli, E. 2002. Measuring starspot temperature from line depth ratios. I. The method. *Astronomy and Astrophysics*, 394, 1009-1021.
- Chiang, Y.-W., Borbat, P. P., Freed, J. H. 2005. Maximum entropy: A complement to Tikhonov regularization for determination of pair distance distributions by pulsed ESR. *Journal of Magnetic Resonance*, 177, 184.
- Collier Cameron, A. 1997. Eclipse mapping of late-type close binary stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 287(3), 556-566.

- Deutsch, A. J. 1958. Harmonic Analysis of the Periodic Spectrum Variables. *Electromagnetic Phenomena in Cosmical Physics*, 6, 209.
- Donati, J.-F., Semel, M., Carter, B. D., Rees, D. E., Collier Cameron, A. 1997. Spectropolarimetric observations of active stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 291, 658.
- Dorren, J. D. 1987. A New Formulation of the Starspot Model, and the Consequences of Starspot Structure. *The Astrophysical Journal*, 320 756.
- Dunstone, N. J., Hussain, G. A. J., Collier Cameron, A., Marsden, S. C., Jardine, M., Stempels, H. C., Ramirez Velez, J. C., Donati, J.-F. 2008. The first magnetic maps of a pre-main-sequence binary star system - HD 155555. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 387(2), 481-496.
- Espinosa Lara, F., Rieutord, M. 2011. Gravity darkening in rotating stars. *Astronomy and Astrophysics*, 533, A43.
- Falk, A. E., Wehlau, W. H. 1974. Harmonic Analysis of the Line Profiles of an Oblique Rotator. *The Astrophysical Journal*, 192, 409.
- Fekel, F. C., Balachandran, S. 1993. Lithium and Rapid Rotation in Chromospherically Active Single Giants. *The Astrophysical Journal*, 403 708.
- Folsom, C. P., Petit, P., Bouvier, J., Lèbre, A., Amard, L., Palacios, A., Morin, J., Donati, J.-F., Jeffers, S. V., Marsden, S. C., Vidotto, A. A. 2016. The evolution of surface magnetic fields in young solar-type stars - I. The first 250 Myr. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 457, 580.
- Frasca, A., Biazzo, K., Kővári, Z., Marilli, E., Çakırlı, Ö. 2010. Photospheric and chromospheric activity on the young solar-type star HD 171488 (V889 Herculis). *Astronomy and Astrophysics*, 518, A48.
- Goncharskii, A. V., Stepanov, V. V., Kokhlova, V. L., Yagola, A. G. 1977. Reconstruction of local line profiles from those observed in an Ap spectrum.. *Pisma v Astronomicheskii Zhurnal*, 3, 278.
- Gray, D. F. 1996. The determination of temperature from spectral lines. *Stellar Surface Structure*, 176, 227.
- Gu, S.-. hong ., Collier Cameron, A., Kim, K. M. 2010. Doppler imaging of the active star PW And. *Solar and Stellar Variability: Impact on Earth and Planets*, 264, 90.
- Guinan, E. F., Guedel, M., Kang, Y. W., Margheim, S. 1997. Chromospherically Active Stars in the Galactic Bulge as the Source of the Diffuse X-Ray Background Emission.. *Variables Stars and the Astrophysical Returns of the Microlensing Surveys*, 339.

- Griffin, R. F. 1992. Spectroscopic binary orbits from photoelectric radial velocities Paper 103: HD 19942 and HD 193891 (with a note on HD 1405). *The Observatory*, 112, 41.
- Hendry, P. D., Mochnecki, S. W. 2000. Doppler Imaging of VW Cephei: Distribution and Evolution of Starspots on a Contact Binary. *The Astrophysical Journal*, 531(1), 467-493.
- Heyrovský, D., Sasselov, D. 2000. Detecting Stellar Spots by Gravitational Microlensing. *The Astrophysical Journal*, 529(1), 69-76.
- Huber, K. F., Wolter, U., Czesla, S., Schmitt, J. H. M. M., Esposito, M., Ilyin, I., González-Pérez, J. N. 2009. Long-term stability of spotted regions and the activity-induced Rossiter-McLaughlin effect on V889 Herculis. A synergy of photometry, radial velocity measurements, and Doppler imaging. *Astronomy and Astrophysics*, 501(2), 715-728.
- Huenemoerder, D. P., Ramsey, L. W. 1987. CCD Echelle Observations of the Active RS CVn System II Pegasi. *The Astrophysical Journal*, 319 392.
- Huenemoerder, D. P., Ramsey, L. W., Buzasi, D. L. 1989. Titanium Oxide Variations in II Pegasi. *The Astronomical Journal*, 98, 2264.
- Işık, E., Schmitt, D., Schüssler, M. 2011. Magnetic flux generation and transport in cool stars. *Astronomy and Astrophysics*, 528, A135.
- Järvinen, S. P., Korhonen, H., Berdyugina, S. V., Ilyin, I., Strassmeier, K. G., Weber, M., Savanov, I., Tuominen, I. 2008. Magnetic activity on V889 Herculis. Combining photometry and spectroscopy. *Astronomy and Astrophysics*, 488, 1047.
- Järvinen, S. P., Berdyugina, S. V. 2010. Imaging of stellar surfaces with the Occamian approach and the least-squares deconvolution technique. *Astronomy and Astrophysics*, 521 A86.
- Jeffers, S. V., Donati, J.-F. 2008. High levels of surface differential rotation on the young G0 dwarf HD171488. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 390(2), 635-644.
- Khokhlova, V. L. 1976. Mapping of "spots" on the surface of Ap stars by means of line profiles. *Soviet Astronomy*, 19, 576.
- Kiurkchieva, D. P. 1990. Photometry of Stars with Nonhomogeneous Temperature Spots. *Astrophysics and Space Science*, 172(2), 255-262.
- Kochukhov, O., Drake, N. A., Piskunov, N., de la Reza, R. 2004. Multi-element abundance Doppler imaging of the rapidly oscillating Ap star HR 3831. *Astronomy and Astrophysics*, 424, 935-950.

- Kochukhov, O., Wade, G. A., Shulyak, D. 2012. Magnetic Doppler imaging considering atmospheric structure modifications due to local abundances: a luxury or a necessity?. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 421(4), 3004-3018.
- Kochukhov, O. 2017. Doppler imaging of chemical spots on magnetic Ap/Bp stars. Numerical tests and assessment of systematic errors. *Astronomy and Astrophysics*, 597 A58.
- Kolbin, A. I., Galeev, A. I. 2017. Doppler Imaging of PW And. Stars: From Collapse to Collapse, 510, 417.
- Kővári, Z., Frasca, A., Biazzo, K., Vida, K., Marilli, E., Çakırlı, Ö. 2011. Differential rotation on the young solar analogue V889 Herculis. *Physics of Sun and Star Spots*, 273, 121-125.
- Kupka, F., Piskunov, N., Ryabchikova, T. A., Stempels, H. C., Weiss, W. W. 1999. VALD-2: Progress of the Vienna Atomic Line Data Base. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 138, 119.
- Lehtinen, J., Jetsu, L., Hackman, T., Kajatkari, P., Henry, G. W. 2016. Activity trends in young solar-type stars. *Astronomy and Astrophysics*, 588, A38.
- Leighton, R. B. 1969. A Magneto-Kinematic Model of the Solar Cycle. *The Astrophysical Journal*, 156, 1.
- Libbrecht, K. G., Woodard, M. F. 1990. Solar-cycle effects on solar oscillation frequencies. *Nature*, 345(6278), 779-782.
- Llorente de Andrés, F., Chavero, C., de la Reza, R., Roca-Fàbrega, S., Cifuentes, C. 2021. The evolution of lithium in FGK dwarf stars. The lithium-rotation connection and the Li desert. *Astronomy and Astrophysics*, 654, A137.
- López-Santiago, J., Montes, D., Fernández-Figueroa, M. J., Ramsey, L. W. 2003. Rotational modulation of the photospheric and chromospheric activity in the young, single K2-dwarf PW And. *Astronomy and Astrophysics*, 411, 489.
- López-Santiago, J., Montes, D., Gálvez-Ortiz, M. C., Crespo-Chacón, I., Martínez-Arnáiz, R. M., Fernández-Figueroa, M. J., de Castro, E., Cornide, M. 2010. A high-resolution spectroscopic survey of late-type stars: chromospheric activity, rotation, kinematics, and age. *Astronomy and Astrophysics*, 514, A97.
- Luger, R., Bedell, M., Foreman-Mackey, D., Crossfield, I. J. M., Zhao, L. L., Hogg, D. W. 2021. Mapping stellar surfaces III: An Efficient, Scalable, and Open-Source Doppler Imaging Model. *arXiv e-prints*, arXiv:2110.06271.
- Mauas, P. J. D., Falchi, A., Pasquini, L., Pallavicini, R. 1997. Chromospheric models of dwarf M stars.. *Astronomy and Astrophysics*, 326, 249-256.

- Marsden, S. C., Donati, J.-F., Semel, M., Petit, P., Carter, B. D. 2006. Surface differential rotation and photospheric magnetic field of the young solar-type star HD 171488 (V889 Her). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 370, 468.
- Montalto, M., Piotto, G., Marrese, P. M., Nascimbeni, V., Prisinzano, L., Granata, V., Marinoni, S., Desidera, S., Ortolani, S., Aerts, C., Alei, E., Altavilla, G., Benatti, S., Börner, A., Cabrera, J., Claudi, R., Deleuil, M., Fabrizio, M., Gizon, L., Goupil, M. J., Heras, A. M., Magrin, D., Malavolta, L., Mas-Hesse, J. M., Pagano, I., Paproth, C., Pertenais, M., Pollacco, D., Ragazzoni, R., Ramsay, G., Rauer, H., Udry, S. 2021. The all-sky PLATO input catalogue. *Astronomy and Astrophysics*, 653, A98.
- Montes, D., López-Santiago, J., Gálvez, M. C., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., Cornide, M. 2001. Late-type members of young stellar kinematic groups - I. Single stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 328, 45.
- Montes, D., López-Santiago, J., Fernández-Figueroa, M. J., Gálvez, M. C. 2001. Chromospheric activity, lithium and radial velocities of single late-type stars possible members of young moving groups. *Astronomy and Astrophysics*, 379, 976.
- Montes, D., López-Santiago, J., Fernández-Figueroa, M. J., Ramsey, L. W. 2004. PW And: a Young, Single, Spotted, and Flare K2-Dwarf. *Stars as Suns: Activity, Evolution and Planets*, 219, 915.
- Morales, J. L., Nocedal, J. 2011. Remark on "algorithm 778: L-BFGS-B: Fortran subroutines for large-scale bound constrained optimization", *ACM Transactions on Mathematical Software*, 38(1), 7.
- Neff, J. E., O'Neal, D., Saar, S. H. 1995. Absolute Measurements of Starspot Area and Temperature: II Pegasi in 1989 October. *The Astrophysical Journal*, 452, 879.
- O'Neal, D., Saar, S. H., Neff, J. E. 1996. Measurements of Starspot Area and Temperature on Five Active, Evolved Stars. *The Astrophysical Journal*, 463, 766.
- Özavcı, I., Şenavcı, H. V., Işık, E., Hussain, G. A. J., O'Neal, D., Yılmaz, M., Selam, S. O. 2018. Recurrent star-spot activity and differential rotation in KIC 11560447. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 474(4), 5534-5548.
- Pagano, I. 2013. Stellar Activity. *Planets, Stars and Stellar Systems. Volume 4: Stellar Structure and Evolution*, 4, 485.
- Parker, E. N. 1955. Hydromagnetic Dynamo Models.. *The Astrophysical Journal*, 122, 293.

- Piskunov, N. E., Rice, J. B. 1993. Techniques for Surface Imaging of Stars. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 105, 1415.
- Piskunov, N. 1998. INVERS10: A New Code for Magnetic Doppler Imaging. Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, 154, 2029.
- Poppenhaeger, K. 2015. Stellar magnetic activity - Star-Planet Interactions. European Physical Journal Web of Conferences, 101, 05002.
- Prša, A. 2018. Modeling and Analysis of Eclipsing Binary Stars; The theory and design principles of PHOEBE. Modeling and Analysis of Eclipsing Binary Stars; The theory and design principles of PHOEBE,.
- Pyper, D. M. 1969. α^2 Canum Venaticorum and the Oblique-Rotator Theory. The Astrophysical Journal Supplement Series, 18, 347.
- Raskin, G., van Winckel, H., Hensberge, H., Jorissen, A., Lehmann, H., Waelkens, C., Avila, G., de Cuyper, J.-P., Degroote, P., Dubosson, R., Dumortier, L., Frémat, Y., Laux, U., Michaud, B., Morren, J., Perez Padilla, J., Pessemier, W., Prins, S., Smolders, K., van Eck, S., Winkler, J. 2011. HERMES: a high-resolution fibre-fed spectrograph for the Mercator telescope. Astronomy and Astrophysics, 526, A69.
- Rice, J. B. 1970. An oblique rotator model for the magnetic and spectrum variable HD 173650.. Astronomy and Astrophysics, 9, 189.
- Rice, J. B., Strassmeier, K. G. 2000. Doppler imaging from artificial data. Testing the temperature inversion from spectral-line profiles. Astronomy and Astrophysics Supplement Series, 147, 151-168.
- Rice, J. B. 2002. Doppler imaging of stellar surfaces - techniques and issues. Astronomische Nachrichten, 323, 220-235.
- Rodono, M., Cutispoto, G., Pazzani, V., Catalano, S., Byrne, P. B., Doyle, J. G., Butler, C. J., Andrews, A. D., Blanco, C., Marilli, E., Linsky, J. L., Scaltriti, F., Busso, M., Cellino, A., Hopkins, J. L., Okazaki, A., Hayashi, S. S., Zeilik, M., Helston, R., Henson, G., Smith, P., Simon, T. 1986. Rotational modulation and flares on RS CVn and BY Dra-type stars. I. Photometry and SPOT models for BY Dra, AU Mic, AR Lac, II Peg and V711 Tau (=HR 1099).. Astronomy and Astrophysics, 165, 135-156.
- Roettenbacher, R. M., Monnier, J. D., Korhonen, H., Aarnio, A. N., Baron, F., Che, X., Harmon, R. O., Kővári, Z., Kraus, S., Schaefer, G. H., Torres, G., Zhao, M., Ten Brummelaar, T. A., Sturmann, J., Sturmann, L. 2016. No Sun-like dynamo on the active star ζ Andromedae from starspot asymmetry. Nature, 533(7602), 217-220.
- Roettenbacher, R. M., Monnier, J. D., Korhonen, H., Harmon, R. O., Baron, F., Hackman, T., Henry, G. W., Schaefer, G. H., Strassmeier, K. G., Weber, M., ten Brummelaar, T. A. 2017. Contemporaneous Imaging Comparisons

- of the Spotted Giant σ Geminorum Using Interferometric, Spectroscopic, and Photometric Data. *The Astrophysical Journal*, 849(2), 120.
- Savanov, I. S., Dmitrienko, E. S. 2019. Long scale activity cycles in V889 Her. *INASAN Science Reports*, 3, 173.
- Semenova, A. 2006. Doppler Imaging of Starspots: Spectral Diagnostics. A Case Study of the RS CVn Star σ Geminorum. Ph.D. Thesis.
- Snik, F., Keller, C. U. 2013. *Astronomical Polarimetry: Polarized Views of Stars and Planets. Planets, Stars and Stellar Systems. Volume 2: Astronomical Techniques, Software and Data*, 175.
- Strassmeier, K. G. 1988. A multiple spot model for simultaneous solution of light curves and distorted line profiles of spotted stars. *Astrophysics and Space Science*, 140(2), 223-235.
- Strassmeier, K. G., Bopp, B. W. 1992. Time-series photometric SPOT modeling. I. Parameter study and application to HD 17433 = VY Arietis.. *Astronomy and Astrophysics*, 259, 183-197.
- Strassmeier, K. G., Pichler, T., Weber, M., Granzer, T. 2003. Doppler imaging of stellar surface structure. XXI. The rapidly-rotating solar-type star HD 171488 = V889 Hercules. *Astronomy and Astrophysics*, 411, 595.
- Strassmeier, K. G., Rice, J. B. 2006. First Doppler images of the very young K2-dwarf PW Andromedae = HD 1405. *Astronomy and Astrophysics*, 460, 751.
- Cayrel de Strobel, G., Bentolila, C. 1989. In search of real solar twins. II.. *Astronomy and Astrophysics*, 211 324-340.
- Şenavcı, H. V., Bahar, E., Montes, D., Zola, S., Hussain, G. A. J., Frasca, A., Işık, E., Yörükoğlu, O. 2018. Star-spot distributions and chromospheric activity on the RS CVn type eclipsing binary SV Cam. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 479, 875.
- Tobias, S. M. 2002. The solar dynamo. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A*, 360(1801), 2741-2756.
- Vogt, S. S. 1979. A spectroscopic and photometric study of the star spot on HD 224085.. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 91 616.
- Vogt, S. S. 1981. A method for unambiguous determination of starspot temperatures and areas: application to II Peg, BY Dra, and HD 209813.. *The Astrophysical Journal*, 250, 327-340.
- Vogt, S. S., Penrod, G. D. 1983. Doppler imaging of spotted stars: application to the RS Canum Venaticorum star HR 1099.. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 95, 565-576.

- Vogt, S. S., Penrod, G. D., Hatzes, A. P. 1987. Doppler Images of Rotating Stars Using Maximum Entropy Image Reconstruction. *The Astrophysical Journal*, 321, 496.
- von Zeipel, H. 1924. The radiative equilibrium of a rotating system of gaseous masses. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 84, 665.
- Willamo, T., Hackman, T., Lehtinen, J. J., Käpylä, M. J., Ilyin, I., Henry, G. W., Jetsu, L., Kochukhov, O., Piskunov, N. 2019. Long-term spot monitoring of the young solar analogue V889 Herculis. *Astronomy and Astrophysics*, 622, A170.
- Willamo, T., Hackman, T., Lehtinen, J. J., Korpi-Lagg, M., Kochukhov, O. 2022. V889 Her: abrupt changes in the magnetic field or differential rotation?. *The Open Journal of Astrophysics*, 5, 10.
- Zhu, C., Byrd, R. H., Lu, P., Nocedal, J. 1997. Algorithm 778: L-BFGS-B: Fortran Subroutines for Large-Scale Bound-Constrained Optimization, *ACM Transactions on Mathematical Software*, 23(4), 550-560.