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

DOPPLER GÖRÜNTÜLEME TEKNİĞİ VE DİNAMO MODELİ İLE İLİŞKİSİ

Hazırlayan
Onur ŞATIR

Danışman
Yrd. Doç. Dr. Ferhat Fikri ÖZEREN

Yüksek Lisans Tezi

Haziran 2011
KAYSERİ

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

DOPPLER GÖRÜNTÜLEME TEKNİĞİ VE DİNAMO MODELİ İLE İLİŞKİSİ

(Yüksek Lisans Tezi)

Hazırlayan
Onur ŞATIR

Danışman
Yrd. Doç. Ferhat Fikri ÖZEREN

Haziran 2011
KAYSERİ

BİLİMSEL ETİĞE UYGUNLUK

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



Onur SATIR

Doppler Görüntüleme Tekniği ve Dinamo Modeliyle İlişkisi adlı Yüksek Lisans tezi, Erciyes Üniversitesi Lisansüstü Tez Önerisi ve Tez Yazma Yönergesi'ne uygun olarak hazırlanmıştır.

Tezi Hazırlayan

Onur ŞATIR

Danışman

Yrd. Doç. Dr. Ferhat Fikri ÖZEREN

Anabilim Dalı Başkanı

Doç. Dr. İbrahim KÜÇÜK

Yrd. Doç. Dr. Ferhat Fikri ÖZEREN danışmanlığında Onur ŞATIR tarafından hazırlanan **"Doppler Görüntüleme Tekniği ve Dinamo Modeli ile İlişkisi"** adlı bu çalışma jürimiz tarafından Erciyes Üniversitesi Fen Bilimler Enstitüsü Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalında **yüksek lisans** tezi olarak kabul edilmiştir.

20 / 06 / 2011

JÜRİ:

Danışman	: Yrd. Doç. Dr. Ferhat Fikri ÖZEREN	.....
Üye	: Doç Dr. İbrahim KÜÇÜK	.....
Üye	: Doç. Dr. Mehmet ARI	.....

ONAY :
Bu tezin kabulü Enstitü Yönetim Kurulunun 21/06/2011 tarih ve 2011/21-06 sayılı kararı ile onaylanmıştır.

21/06/2011

Prof. Dr. Necmettin MARAŞLI
Enstitü Müdürü

TEŞEKKÜR

Bütün varlıklarıyla, zaman ve mekan dinlemeden, kendilerini her zaman ikinci planda görerek bana destek olan ve bu desteklerinin sonsuz olduğuna beni canı gönülden inandıran anneme ve babama;

Evden uzakta olduğum yıllar boyu yeterince yanında olamasam da bana hep yakın olan ve kendimi "*sorumluluğunu hakkıyla yerine getiren bir ağabey*" gibi hissettiren canım kardeşim Vildan'a;

Doğduğum günden beri beni kendi canlarından bir parça olarak gören, yıllar boyu kanatlarını hep üzerimde hissettiğim dedem, babaannem ve halama; özellikle de öğrenim hayatımın bu yolda ilerlemesindeki kuşkusuz en büyük etken Sevil halama, akademik hayatımın emekleme yıllarında da kanatlarını üstüme gerdikleri için ayrıca;

Kişişel hayatımdaki yeri bir yana, bilimsel hayattaki desteğiyle çalışma şevkimin körükleyicisi, zor anlarımın kahramanı, umutlarımın kaynağı, fahri danışmanım, en değerli çalışma arkadaşım, biricik karım Tuğça'ya;

ve böylesine bir insanı yetiştirip yönlendirerek bilim camiasına kazandıran; benim çalışmama da yardım edebilmek için sürekli fırsat kollayan ve hiçbir fırsatı kaçırmayan Zerrin'e;

Kayseri fikrini aklıma düşüren, geliştiren, uygulamaya geçmem için elinden geleni yapan; iki yılımın büyük bir bölümünü aynı odada geçirdiğim; eşi zor bulunur adamlardan, aziz dostum H. Aziz KAYIHAN'a;

Kayseri günlerini hafızalarıma, anılarıma derin derin kazıyan güzel insanlar, dostlar, James Lee PATTON, N. Alperen ÇAKMAK ve Dicle KOLUKISA'ya; ve birbirimize güzel vakitler yaşattığımız diğer tüm arkadaşlarıma;

Danışmanım olarak akademik desteği bir yana, dostluğuyla Kayseri'de geçen günlerimde hep yanımda olan, Armagh yolunu eşime ve bana açan, değerli hocam, dostum, güzel insan Yrd. Doç. Dr. Ferhat Fikri ÖZEREN'e;

Sadece defalarca yazdığı referans mektuplarıyla değil, her anlamda destekçi olan Bölüm Başkanımız Doç. Dr. İbrahim KÜÇÜK'e;

Yardımlarını hiçbir zaman esirgemeyen bölüm hocalarımız Yrd. Doç. Dr. Hasan AK ve Yrd. Doç. Dr. Mehmet TANRIVER'e; başta Araş. Gör. Nurten FİLİZ AK ve özellikle yurtdışında olduğum dönemlerde bir çok defa, bir çok konuda yardımcı olan Araş. Gör. Mustafa Kürşat YILDIZ olmak üzere tüm asistan arkadaşlara;

ve son olarak eşim Tuğça'dan alıntılayarak,

“kendi ülkemizde, kendi bayrağımız altında, fikri hür, vicdanı hür nesiller olarak bilim yapabilme şansını bize veren, fikirleri, ilkeleri ve devrimleriyle her zaman yolumuzu aydınlatan, ulu önder Mustafa Kemal ATATÜRK’e”

teşekkür ederim.

DOPPLER GÖRÜNTÜLEME TEKNİĞİ VE DİNAMO MODELİ İLE İLİŞKİSİ

Onur ŞATIR

Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü

Yüksek Lisans Tezi, Haziran 2011

Danışman: Yrd. Doç. Dr. Ferhat Fikri ÖZEREN

KISA ÖZET

Bu çalışmada irdelenen Doppler görüntüleme tekniği ile yıldızların manyetik alan kaynaklı yüzey düzensizlikleri (yıldız lekeleri, kimyasal düzensizlikler) haritalanabilmekte, diferansiyel dönme ve dinamo modeline ilişkin kanıtlar aranabilmekte ve dinamo modelinin öngörüleri yorumlanabilmektedir. Deutsch (1958) tarafından Ap yıldızlarının yüzey düzensizliklerini modellemek üzere ortaya atılan, Vogt et al. (1983) tarafından soğuk yıldızlara uyarlanan Doppler görüntüleme tekniği, günümüzün en kuvvetli yıldız görüntüleme tekniklerindendir. Öncelikle Güneş ve yıldız etkinliği (aktivitesi), Dinamo modeli gibi konular anlatılmış, sonrasında Doppler görüntüleme tekniği, tarihçesi, gelişimi, farklı yaklaşımları, sayısal kodları, literatüre katkısı vb. konular çevresinde tartışılmıştır. Sonuç olarak da öne çıkan ve hâlâ kullanımda olan kodlar belirtilmiş, bu teknik ile görüntülenmiş yıldızlar ve o yıldızların Doppler görüntülerinin yayımlandığı makaleler listelenmiştir.

Anahtar kelimeler: Yıldız aktivitesi - etkinliği, yıldız lekesi, dinamo teorisi, Doppler görüntüleme, Manyetik Doppler görüntüleme.

DOPPLER IMAGING TECHNIQUE AND ITS RELATION WITH DYNAMO THEORY

Onur ŞATIR

Erciyes University, Graduate School of Natural and Applied Sciences

M.Sc. Thesis, June 2011

Supervisor: Assist. Prof. Ferhat Fikri ÖZEREN

ABSTRACT

This study investigates the Doppler Imaging technique which allows to map magnetic surface inhomogenities (such as star spots and chemical irregularities), search evidences for differential rotation and dynamo model as well as interpreting its foresigths and calculations. Doppler Imaging which was developed by Deutsch (1958) to model the surface irregularities of Ap stars and applied to cool stars by Vogt et al. (1983) is one of the most powerful stellar imaging techniques of today. Primarily the Solar and stellar activity and dynamo model are considered and followed by the history, development and different approaches of Doppler imaging technique as well as its numerical codes and contributions to the literature. Finally, the most considerable and up-to-date codes are indicated together with the Doppler imaged stars.

Keywords: Stellar activity, starspots, dynamo theory, Doppler imaging, Zeeman Doppler imaging.

İÇİNDEKİLER

TEŞEKKÜR....iv
KISA ÖZET....vi
ABSTRACT....vii
ŞEKİLLER LİSTESİ....ix

GİRİŞ....1

1. BÖLÜM
Genel Bilgiler....3
1.1. Güneş/Yıldız Lekeleri....3
1.2. Dinamo Modeli....9
1.3. CP yıldızları....10

2. BÖLÜM
Doppler Görüntüleme Tekniği....11
2.1. Temel prensip....11
2.2. Gereksinimler....15
2.2.1. Gözlemsel gereksinimler....15
2.2.2. Bilgisayar donanımı gereksinimleri....16
2.3. Tarihçe....17
2.3.1. Keşif ve ilk adımlar....17
2.3.2. CP yıldızlarından soğuk yıldızlara geçiş....19
2.4. Tekniğin ayrıntıları....23
2.4.1. Çizgi profili integrasyonu....23
2.4.2. Görüntünün elde edilmesi....25
2.4.3. Yerel çizgi profili hesabı....27
2.4.4. Yüzey haritalama parametresi....29
2.4.5. Fotometri ile işbirliği....30
2.4.6. Birden çok çizgi ile görüntü oluşturma (Multiple line image recovery)....31
2.4.7. Çift yıldızların görüntülenmesi....32
2.4.8. Manyetik/Zeeman Doppler görüntüleme....32
2.5. Testler....34

3. BÖLÜM
Doppler Görüntüleme'nin Literatüre Katkıları....36

4. BÖLÜM....42
Sonuç....42

KAYNAKÇA....45
ÖZGEÇMİŞ....57

ŞEKİLLER LİSTESİ

Şekil 1. Betelgeuse'un Hubble Uzay Teleskobu'yla alınmış bir görüntüsü. Yıldızın fotosferik yarıçapı yaklaşık 800 RΘ, kromosferik yarıçapı ise bunun yaklaşık iki katıdır. Görüntüdeki parlak yapı tek bir leke olabilir ve bir bulgurlanma hücresi veya küresel olmayan bir zonklama modu ile açıklanabileceği gibi güneşteki manyetik plajlara benzer bir zenginleştirilmiş akıntı yapısı ile de açıklanabilir [4].....3

Şekil 2. G1.5V tayf türünden 20 km/s vsini, 2,6 gün dönemli Güneş benzeri tek yıldız EK Dra'nın Doppler görüntüsü. EK Dra'nın lekesi kutba yakınlığı ve büyüklüğü ile güneş lekelerinden oldukça farklıdır.....4

Şekil 3. a) K devi XX Tri = HD12545'in devasa lekesi (siyah bölge). Yıldızın küresel projeksiyon olarak gösterilmiş Doppler görüntüsü. Karşılaştırma amacıyla ölçekli olarak, yüzeyinde gözlenmiş en büyük leke etkinliği zamanındaki görüntüsüyle Güneş, sol üst köşeye konmuştur. XX Tri'nin lekesi, Güneş'in (bu ölçekte görmekte bile zorlanılan) lekelerinden 10 bin kat büyüktür. Devasa leke, fotosferin ortalama sıcaklığından 1300 ± 120 oK soğuktur. b) Aynı Doppler görüntünün dört farklı evrede gösterimi. Şaşırtıcı bir biçimde, büyük, soğuk, yüksek enlemli lekenin zıttındaki yarıkürede, ekvatoral doğrultuda uzanan, ortalamadan yaklaşık 350oK sıcak olan, parlak bir yapı mevcuttur. Devasa leke ile birlikte bu parlak yapı, V bandı ışık eğrisinde 0,63 kadirlik rekor bir değişime neden olmuştur [98]..... 5

Şekil 4. a) Kelebek diyagramı. b) 11 yıllık çevrim.
Kaynak: http://solarscience.msfc.nasa.gov/.....6

Şekil 5. Zürih sınıflaması. A: Lekeler bir veya birkaç küçük noktacık halindedir. Kutupluluk veya penumbra göstermezler. B: İki ya da daha fazla küçük nokta halinde olan çift kutuplu lekeler penumbraya sahip değildir. C: Çift kutuplu, iki veya daha çok leke vardır. Öncü veya artçı lekede penumbra gözlenir. D: Çift kutuplu, iki veya daha çok leke vardır. Hem öncü hem de artçı lekelerde penumbra gözlenir. Bu aşamadaki lekeler Güneş yüzeyinde 10° veya daha düşük boylamlarda bulunur. E: D aşamasına benzer haldeki lekeler, Güneş yüzeyinde 10-15 derece boylamları arasındadır. F: E safhasına benzer lekelerin en büyük ve en kapsamlı olduğu bu aşamadaki lekeler Güneş'in 15 derece boylamının ötesinde yer alırlar. G: D, E ve F aşamalarının dağınık bir kalıntısı olan bu aşamadaki lekeler penumbraya sahip ve çift kutupludur. H: C, D, E ve F aşamalarının dağınık bir kalıntısı olan bu aşamadaki lekeler, penumbrası olan tek bir leke grubu halindedir. Çapı ikibuçuk dereceden büyük olmalıdır. Bu gruba eşlik eden birkaç küçük leke de gözlenebilir. J: H aşamasıyla aynı özelliklerde olmasına rağmen çapı ikibuçuk dereceden azdır. 8

Şekil 6. Yıldız diskindeki hız alanlarının çizgi profilindeki karşılığı. M noktasında bulunan bir soğuk leke, diskin uzaklaşan tarafında olduğundan çizgi profil merkezinin Δλ (dikine hızına karşılık gelen) kadar kırmızı tarafında bir tümsek oluşturur.([61]'den alınarak düzenlenmiştir.).....12

Şekil 7. Çizgi profilinde "tümsek" oluşumu. Şekilde yıldızın görünür yüzeyi beş eş alana bölünmüştür. Bu alanların oluşturduğu yerel çizgi profilleri (solda lekesiz, sağda lekeli) toplanarak (yıldız yüzeyi boyunca integre edilerek) yıldızın çizgi profili elde edilir. Leke olduğu durumda III numaralı bölgeden gelen ışık miktarı azalacağı için, yerel profilin sürekliliği düşecektir. Bu da toplam profilde bir tümsek oluşmasına sebep olacaktır[23].....13

Şekil 8. Yıldız yüzeyindeki lekeler ile çizgi profili arasındaki ilişki. Zaman ilerledikçe dönen yıldız soldaki halden sağdaki hale gelir. Bu süre zarfında çizgi profili de görüldüğü gibi değişir. Yüksek enlemli lekenin oluşturduğu tümsek dalgaboyunda daha kısa mesafeli ama daha uzun süreli bir gezinti yaparken, ekvatordaki lekenin oluşturduğu tümsek profilin en mavi tarafından en kırmızı tarafına yaptığı gezintiyi tam olarak yıldızın dönme periyodunun yarısı kadar vakitte yapar. Dolayısıyla, lekelerin boylamları, Doppler kaymalarının, kesik çizgilerle ifade edilen evresinden elde edilir. Enlem bilgisi ise tümseğin görünürlük süresi ve gezintisinin genliğinden çıkarılır. Çizgi profilinde oluşan tümseğin genliği (altında kalan alan) karşıtlık (leke ile fotosfer arasındaki sıcaklık farkı) bilgisini verir [60](Çizim: Oleg Kochukhov)..... 14

Şekil 9. Lekelerin karşıtlığı (fotosfer ile sıcaklık farkı), çizgi profili arasındaki ilişki. Fotosfer ile arasındaki sıcaklık farkı büyük olan leke, çizgi profilini daha fazla bozar[3]. 15

Şekil 10. "VOGT Yıldızı" Doppler görüntüleme tekniğini sınamak amacıyla oluşturulmuş ilk test yıldızıdır. Şekilde yıldızın eş aralıklı sekiz evresi gösterilmektedir. Sağ alt köşedeki ızgara görünümlü şekil dönme kutbunu ve eğim açısını göstermek amaçlıdır[47]..... 20

Şekil 11. Etkin sıcaklığı 5500 K olan bir yıldızın, etkin sıcaklığı 4000 K olan lekesi için V parlaklığında yapılan varsayımın oluşturduğu hata [57].....31

Şekil 12. Doppler görüntüleme tekniğinde ulaşılmak istnen aşamayı betimlemek amacıyla, Güneş yüzeyinden bir görüntü kullanılarak oluşturulmuş bir görsel. 46

GİRİŞ

Güneş diğer yıldızlara göre kat be kat yakın olsa da, güneş lekesi gözlemleri antik Çin'den beridir yapılagelse de, Güneş'in manyetik alanı ile ilgili bilgilerimiz tamamlanmış olmaktan çok uzaktır. Onlarca yıllık çalışmaların ardından, Güneş'in manyetik alanı ile ilgili en açık olguları (lekeler, flareler, korona vb.) bile ancak anlayabilmiş durumdayız. Bu sorulara tam anlamıyla cevap bulabilmek için örneklerimizi çoğaltmalı; değişik yaş, kütle, dönme oranı gibi özelliklere sahip yıldızlar üzerinde de çalışmalıyız ki modellerimizi mümkün olduğunca değişik durum üzerinde sınayabilelim.

Optik interferometreler büyük gelişmeler göstermeye devam etse de [1], çok küçük açısal boyutları sebebiyle yıldız yüzeylerinin doğrudan gözlenmesi hâlâ çok zordur. Bu da yıldız yüzeyleri hakkında bilgi edinmek için dolaylı yöntemlere başvurmamız gerektiği anlamına gelmektedir.

Fotometrik gözlemlerle yıldız yüzeyleri uzunca bir süredir modellenmektedir. Fotometrik haritalama ülkemizde de yaygın olarak yürütülen çalışmalardandır. Fakat Doppler görüntüleme, fotometrik yöntemden çok daha ayrıntılı bilgi sağlamaktadır. Ne var ki ülkemizde bu teknik ile yapılmış pek çalışma yoktur.

Bu çalışmada, Deutsch (1958) [2] tarafından Ap yıldızlarının yüzey düzensizliklerini modellemek üzere ortaya atılan, Vogt ve Penrod (1983) [3] tarafından soğuk yıldızlara uyarlanan, ülkemiz astronomi camiasında bir kaç ferdi çaba dışında çok fazla ilgilenilmemiş ve günümüzün en kuvvetli yıldız görüntüleme tekniklerinden olan Doppler Görüntüleme tekniği kapsamlı bir şekilde gözden geçirilmiştir.

Doppler görüntüleme tekniği ile yıldızların manyetik alan kaynaklı yüzey düzensizlikleri (yıldız lekeleri, kimyasal düzensizlikler) haritalanabilmekte, diferansiyel dönme ve dinamo modeline ilişkin kanıtlar aranabilmekte ve dinamo modelinin

öngörüleri yorumlanabilmektedir. Böylece Doppler görüntüleme tekniği, radyatif çekirdekleri ve geçiş bölgeleri olmayan ve bu sebeple de Güneş benzeri bir dinamo oluşturamayan bu yıldızlardaki aktivitenin araştırılmasında da büyük öneme haiz olmuştur.

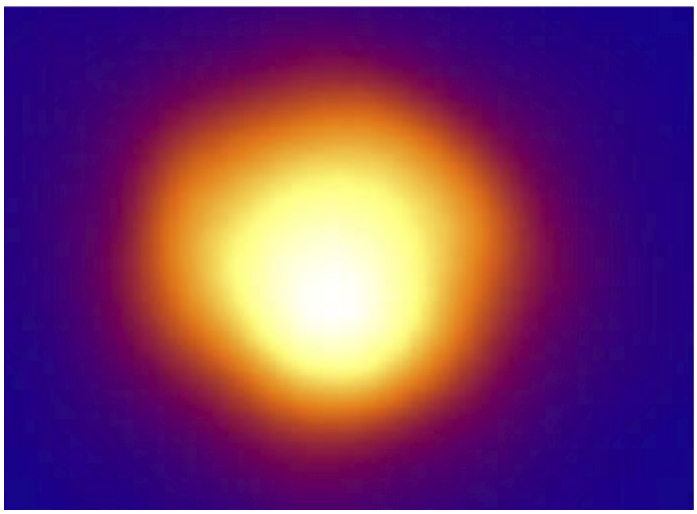
Doppler görüntüleme tekniği kullanılarak ortaya konan çalışmalar, uzun vadede, anakolun alt kısmında yer alan yıldızlarda aktivitenin dinamik etkilerinin ve yapısının tanımlanmasına bir temel atmış olacaktır. Böylelikle yıldız evrim modellerine de katkıda bulunulacaktır. Böylesine kuvvetli ve yaklaşık 30 yıldır etkin bir şekilde kullanılan ancak bilim camiamızda yeterli seviyede çalışılmamış bu tekniğin öğrenilmesi ve Türkçe literatüre bu teknikle ilgili bir kaynak kazandırılması oldukça önemlidir.

1. BÖLÜM

Genel Bilgiler

1.1. Güneş/Yıldız Lekeleri

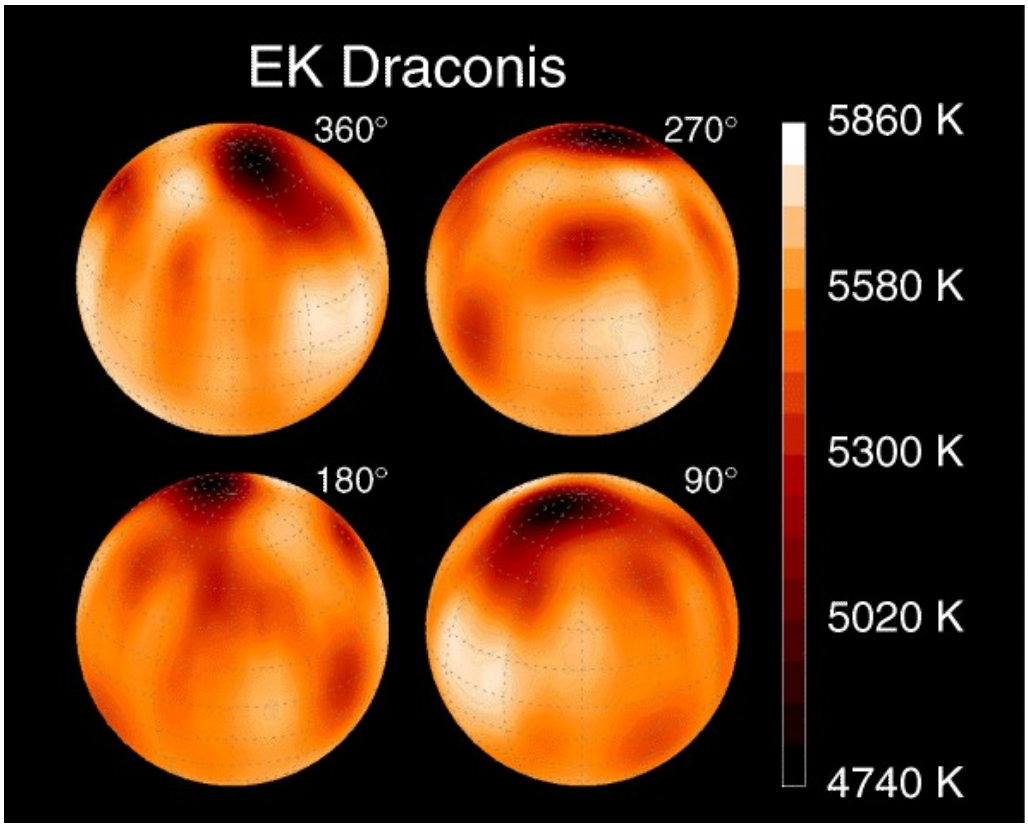
Doğrudan gözlenebilen yegâne yıldız lekeleri olan Güneş lekeleri (Betelgeuse'un Hubble Uzay Teleskobu tarafından gözlenen “sıcak leke”si hariç [4]), beyaz ışıkta gözlendiğinde “umbra” olarak adlandırılan koyu bir merkezî kısım ve “penumbra” olarak adlandırılan görece daha az koyu, dairesel bir yapıdan ibarettir. Lekeler çok farklı şekillerde olabildikleri gibi, büyüklükleri arttıkça penumbra bölgesinden yoksun da olabilirler.



Şekil 1. Betelgeuse'un Hubble Uzay Teleskobu'yla alınmış bir görüntüsü. Yıldızın fotosferik yarıçapı yaklaşık 800 $R_{\odot}$, kromosferik yarıçapı ise bunun yaklaşık iki katıdır. Görüntüdeki parlak yapı tek bir leke olabilir ve bir bulgurlanma hücresi veya küresel olmayan bir zonklama modu ile açıklanabileceği gibi güneşteki manyetik plajlara benzer bir zenginleştirilmiş akıntı yapısı ile de açıklanabilir [4]

Yıldız lekeleri tıpkı Güneş lekelerinde olduğu gibi yıldızın iç bölgelerindeki enerji akışının yıldız yüzeyine doğru yönlendirilmesi ile oluşmaktadır. Civarlarından soğuk olmaları sebebiyle karanlık görünen lekeler, konvektif hareket ve manyetik alanın en kolay gözlenen sonuçlarıdır. Yıldızın iç kısımlarındaki etkinliklerin izini sürmemizi sağlayan olgular olmalarının yanı sıra yıldızın iç manyetik yapısında kilit rol oynayan differansiyel dönme hakkında da kesin ölçümler yapılmasına olanak tanımaktadırlar.

Yıldız lekelerinin de güneş lekeleri ile aynı şekilde ve aynı sebeple oluşan olgular olup olmadığı hâlâ kesin olarak bilinmemektedir. Güneş benzeri genç bir yıldız olan EK Dra'nın Doppler görüntüleri (Şekil 2) Güneş'in görüntüleriyle karşılaştırıldığında, lekelerin Güneş ile aynı kütle ve etkin sıcaklığa sahip bir yıldızda bile oldukça farklı görünümlerde olduğu ve güneş modeli ile açıklanamadığı görülmüştür.

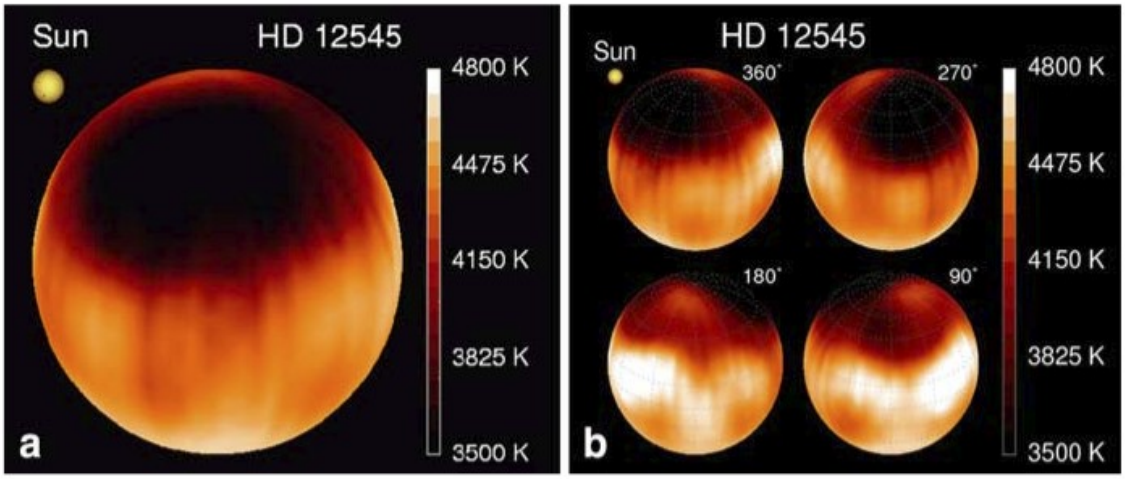


Şekil 2. G1.5V tayf türünden 20 km/s *v*sin*i*, 2,6 gün dönemli Güneş benzeri tek yıldız EK Dra'nın Doppler görüntüsü. EK Dra'nın lekesi kutba yakınlığı ve büyüklüğü ile güneş lekelerinden oldukça farklıdır.

Güneş dışındaki yıldızların yarıkürelerinin ortalama %22'si leke ile kaplıdır. Kaynaktan kaynağa değişse de %10 civarında olan algı sınırı, bu sınırdan daha az lekeli olan bir yıldızın lekeliliğinin anlaşılamamasına neden olur [5]. Güneş lekeleri ise genellikle

Güneş yüzeyinin 10^{-4} ile 10^{-5} 'ini kaplamaktadır. Maksimum etkinlik zamanında ise bu oran ancak 10^{-3} 'e çıkmaktadır.

Hipparcos'tan alınan uzaklık bilgisine göre, büyüklüğü yaklaşık 11 milyon km ($\sim 16 R_{\odot}$) olan, şimdiye kadar gözlenmiş en büyük lekeye, Aralık 1997'de gözlenen K türü etkin dev XX Tri yıldızı ev sahipliği yapmaktadır (Şekil 3). Böylesi büyük boyutlarda lekelerin doğal olarak, yerel hidrostatik denge üzerinde etkisi olması beklenmektedir.



Şekil 3. **a)** K devi XX Tri = HD12545'in devasa lekesi (siyah bölge). Yıldızın küresel projeksiyon olarak gösterilmiş Doppler görüntüsü. Karşılaştırma amacıyla ölçekli olarak, yüzeyinde gözlenmiş en büyük leke etkinliği zamanındaki görüntüsüyle Güneş, sol üst köşeye konmuştur. XX Tri'nin lekesi, Güneş'in (bu ölçekte görmekte bile zorlanılan) lekelerinden 10 bin kat büyüktür. Devasa leke, fotosferin ortalama sıcaklığından 1300 ± 120 ^{o}K soğuktur. **b)** Aynı Doppler görüntünün dört farklı evrede gösterimi. Şaşırtıcı bir biçimde, büyük, soğuk, yüksek enlemli lekenin zıttındaki yarıkürede, ekvatoral doğrultuda uzanan, ortalamadan yaklaşık 350°K sıcak olan, parlak bir yapı mevcuttur. Devasa leke ile birlikte bu parlak yapı, V bandı ışık eğrisinde 0,63 kadirlik rekor bir değişime neden olmuştur [99].

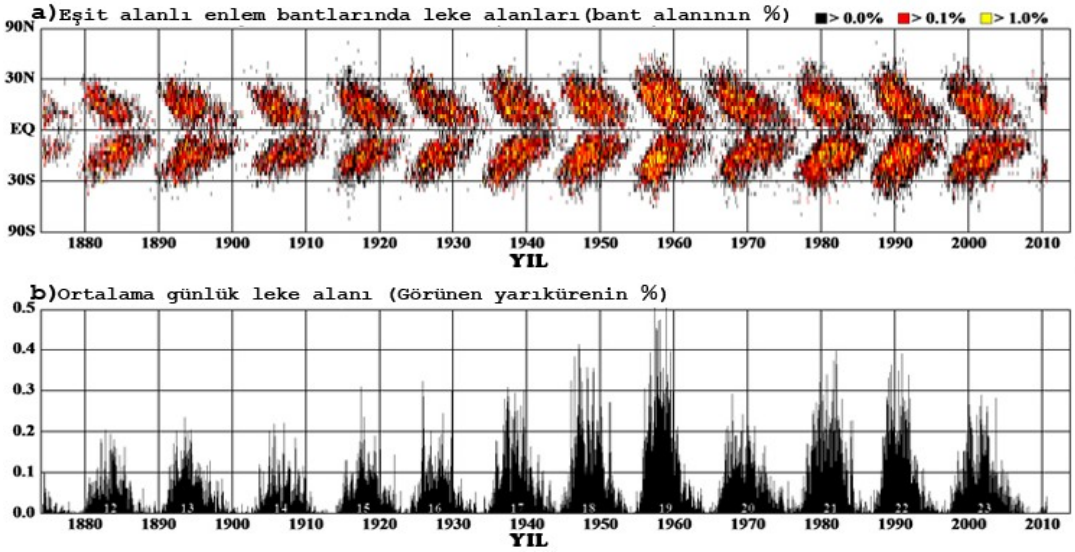
Şimdi gözleyebildiğimizden daha küçük lekeleri gözleyebilmek için O'Neal et al. (1996, 2004)'ün önerdiği [6,7], Berdyugina (2002) [8] ve Savanov ve Strassmeier (2005)'in de [9] katıldığı gibi Doppler tekniğini moleküler çizgiler kullanarak uygulamak iyi bir fikir olabilir. Ancak bu yöntem uygun kızılötesi veri ve yeterli keskinlikte deneysel moleküler veri eksikliği nedeniyle gerçek yıldızlara tam anlamıyla uygulanabilmiş değildir.

Büyük ihtimalle çok miktarda var olan çok küçük lekeler, geleneksel Doppler görüntülemenin mevcut çözünürlüğünde görüntülenebilir değildir. Gözlenmiş en küçük

lekeler, Doppler çözünürlüğü en yüksek olan, yerel çizgi genişlemesinin yıldızıl dönmeden kaynaklı çizgi genişlemesine oranı en büyük olan yıldızlarda gözlenmiştir [10].

Lekelerin sıcaklığı yaklaşık 4000-4500 K aralığındadır. Lekelerdeki madde, yüzeyin genelindeki sıcaklık yanında soğuk kalır ve bu nedenle de karanlık görünür. Leke olarak adlandırılmalarındaki temel sebep de budur. Leke sıcaklıklarının belirlenmesi, eldeki veri tek boyutlu (ışık eğrisi gibi) olduğu sürece, boyutlarının belirlenmesi ile matematiksel olarak ilişkilidir. Bu iki değeri birbirinden ayırmak için gösterilen ilk çabalar, ışık değişimlerinin (genellikle V bandı) yanında renk değişimlerini de (geç tür yıldızlar için genellikle V-I) kullanmak yönündeydi. Fakat renk değişimlerinin de tek boyutlu veri olması sebebiyle elde edilen bilginin belirsizliği fazlaydı. V bandı ve V-I renk eğrilerinden, leke alan ve sıcaklığını tekrarlı hesaplarla çözmek yaygın bir yaklaşımdır (örn. Olah ve Strassmeier 1992 [11]). Göreli hata ±100 K gibi küçük bir değer olabildiği gibi bazen fotosfer ile leke arasındaki sıcaklık farkı ile aynı mertebede bile olabilmektedir [12].

Güneş lekeleri 1600'lü yılların başlarından beri kayıt altına alınmaya başlamış olsa da lekelerin çevrimli yapısı ancak bundan 150 yıl sonra Schwabe tarafından farkedilmiştir. Güneş lekeleri yaklaşık 11 yıllık bir çevrim gösterir. Bir çevrim boyunca leke sayısı maksimuma ulaşır ve tekrar azalır. Çevrim süresince lekelerin yerleri de değişmektedir. Başlangıçta $\pm 30^{o}$ civarındaki enlemlerde görülmeye başlayan lekeler çevrimin ilerleyen yıllarında ekvatora kadar inerler. Bu durum Güneş yüzeyinin hemen altındaki plazma maddesinin de her iki yarı küreden ekvatora doğru yaklaşmakta olduğunu göstermektedir[13]. Lekelerin Güneş yüzeyindeki konumlarına ait bu deseni gösteren grafik (Şekil 4) “Kelebek Diyagramı” olarak adlandırılmaktadır.

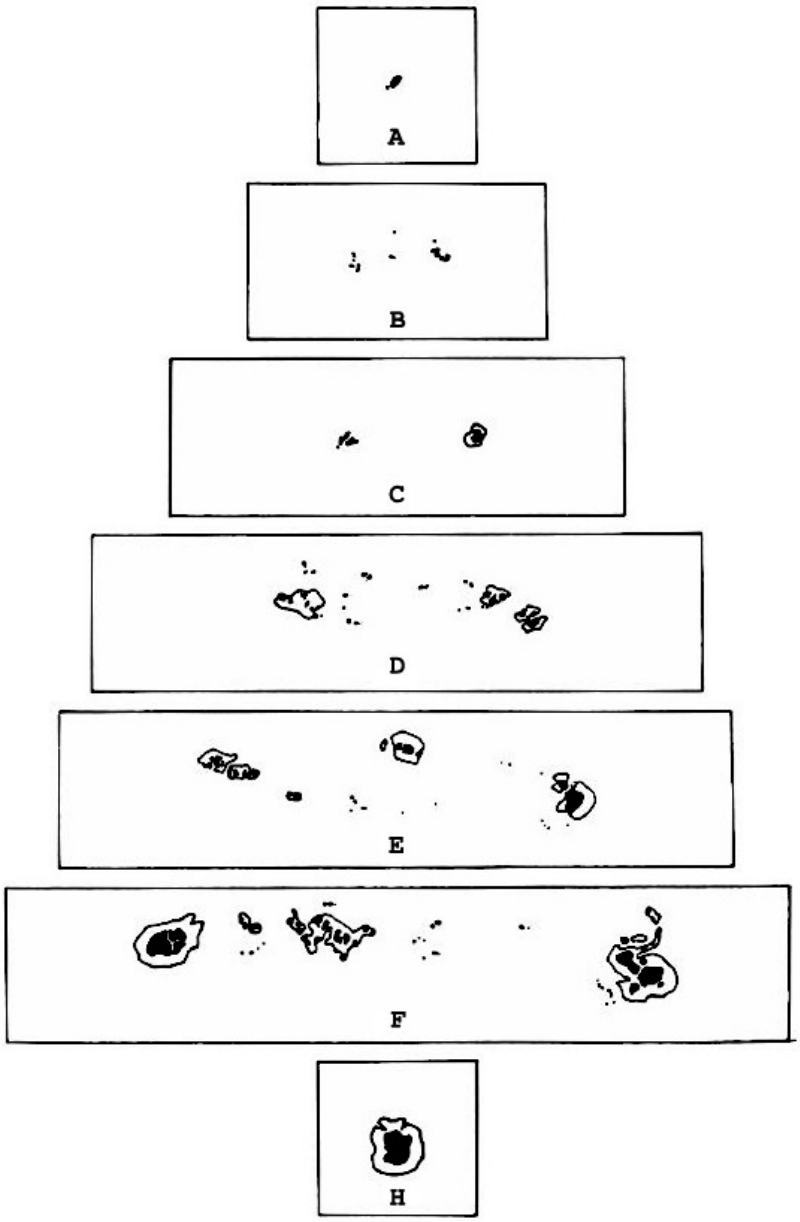


Şekil 4. a) Kelebek diyagramı. b) 11 yıllık çevrim. (Kaynak: http://solarscience.msfc.nasa.gov/)

1919 yılında George Hale güneş lekelerinin Güneş'in manyetik alanı ile ilişki içinde olduğunu göstermiştir. Ancak manyetik çevrim leke çevriminin iki katı kadar yani yaklaşık 22 yıldır.

Güneş lekeleri çapı gittikçe büyüyen ve rengi koyulaşan porlar [Por (İng. Pore): Gözenek, benek.] olarak doğar ve zamanla umbra'ya dönüşürler. Etkin bölgelerde gözlenen çokça pordan sadece küçük bir miktar lekeye dönüşmeyi başarabilir ve bu lekelerin yarısından çoğunun ömrü de 2 günden azdır. Genellikle zıt kutuplu lekeler bir arada oluşur. Bu bağlamda, lekelerin doğumunda manyetik alanın önemli bir rol oynadığı gözden kaçırılması zor bir gerçektir.

Uzun ömürlü lekelerin gelişiminin yapısal aşamaları, Zürih sınıflaması ile birkaç aya kadar yayılabilen bir zaman ekseninde gösterilmektedir (Şekil 5). Bir günden uzun ömürlü lekeler, temelde daha küçük lekelerin birleşmesi ve penumbra geliştirmesi ile oluşur. Ancak kimi zaman tam gelişmemiş lekelerde ve hatta en küçük lekelerde bile penumbra görülmesi de mümkündür. Birleşerek büyüyen lekeler en büyük boyutlarına birinci günün sonunda ulaşabilirler ancak büyümeleri genellikle 4-5 gün sürer.



Şekil 5. Zürih sınıflaması. **A:** Lekeler bir veya birkaç küçük noktacık halindedir. Kutupluluk veya penumbra göstermezler. **B:** İki ya da daha fazla küçük nokta halinde olan çift kutuplu lekeler penumbraya sahip değildir. **C:** Çift kutuplu, iki veya daha çok leke vardır. Öncü veya artçı lekede penumbra gözlenir. **D:** Çift kutuplu, iki veya daha çok leke vardır. Hem öncü hem de artçı lekelerde penumbra gözlenir. Bu aşamadaki lekeler Güneş yüzeyinde 10° veya daha düşük boylamlarda bulunur. **E:** D aşamasına benzer haldeki lekeler, Güneş yüzeyinde 10-15 derece boylamları arasındadır. **F:** E safhasına benzer lekelerin en büyük ve en kapsamlı olduğu bu aşamadaki lekeler Güneş'in 15 derece boylamının ötesinde yer alırlar. **G:** D, E ve F aşamalarının dağınık bir kalıntısı olan bu aşamadaki lekeler penumbraya sahip ve çift kutupludur. **H:** C, D, E ve F aşamalarının dağınık bir kalıntısı olan bu aşamadaki lekeler, penumbrası olan tek bir leke grubu halindedir. Çapı ikibuçuk dereceden büyük olmalıdır. Bu gruba eşlik eden birkaç küçük leke de gözlenebilir. **J:** H aşamasıyla aynı özelliklerde olmasına rağmen çapı ikibuçuk dereceden azdır.

1.2. Dinamo Modeli

Dinamo modeli Güneş ve benzeri yıldızlarda manyetik alan kökenli etkinliğin devamlılığını, kendi kendini şarj etmesiyle açıklayan bir modeldir. Temel olarak konveksiyon ve diferansiyel dönme nedeniyle boylamsal manyetik alanın enlemsel manyetik alana ve tekrar boylamsal manyetik alana dönüşmesi üzerine kurulmuştur.

Leke, flare, faküla, plaj, prominens, koronal madde atımı, spikül vb. olgular manyetik etkinlik sonucu oluşur. Manyetik alan genellikle kırmızı cücelerde, Güneş benzeri soğuk tek yıldızlarda, RS CVn türü çift sistemlerde ve T Tauri yıldızlarında gözlenmektedir.

Güneş ve benzeri soğuk yıldızlarda manyetik alan kromosfer tabanında üretilmektedir. Manyetik alan, bu gölgede plazma halinde bulunan maddeyi oluşturan yüklü parçacıkların ivmeli hareketi sonucu oluşur. Manyetik alanın varlığı, Güneş'in bize en yakın yıldız olmasının getirdiği avantajlarla, Güneş yüzeyinde gözlenebilen lekeler ve ilmekler sayesinde bilinmektedir. Manyetik alanın konveksiyonel hareketlerle yıldız yüzeyinin üzerine çıkma çabaları, yıldız ilmekleri olarak görülür ve bu ilmeklerdeki elektron basıncı manyetik alan kuvvetini yendiği zamanlarda ilmeklerde kopmalar meydana gelmektedir. İlmeğin kopması ile içindeki yüklü parçacıklar uzaya saçılır ve bu durum dünyadan bir manyetik fırtına olarak algılanır.

Güneş'teki manyetik etkinliğin sürekliliğini sağlayan dinamo modeli temelde iki sürece dayanmaktadır: Omega ve alfa süreçleri. Omega süreci, kutupsal manyetik alan çizgilerini diferansiyel dönme aracılığıyla esnetip uzatarak enlemsel manyetik alana dönüştürür. Alfa süreci ise omega süreci ile oluşturulmuş olan enlemsel manyetik alanı Koriolis kuvveti, türbülans ve manyetohidrodinamik kararsızlıklar vasıtasıyla boylamsal alana dönüştürmektedir.

Tamamen konvektif yıldızlarda etkin olan "dağıtık (distributive) dinamo", hareket halindeki elektriksel olarak iletken sıvıdaki yerel türbülansa dayanmaktadır. Küçük ölçekli manyetik alanlar genellikle Güneş'in konvektif bölgesinde üretilebilirler; türbülans sayesinde oluşan dinamo buna bir örnek teşkil eder. Böylesi bir türbülans dinamosunun üretilme hızı her ne kadar dönmenin artması ile doğru orantılı olsa da oluşması için dönme şart değildir. Türbülans dinamosu, radyatif çekirdeği olan yıldızlardan tamamı konvektif olan M türü cüce yıldızlara gidildikçe koronal ısıtma

etkinliğinde herhangi bir değişimin gözlenmemesi gibi bazı gözlemlere açıklayıcı mahiyettedir.

1.3. CP yıldızları

Kimyasal tuhaf (**C**hemically **P**eculiar) yıldızların geçmişi, tayfsal sınıflama tarihi ile yakından ilişkilidir. Zira ilk tuhaf yıldızlar, Harvard'daki Henry Draper (HD) sınıflandırması çalışmaları sırasında, Antonia Maury ve Annie Cannon tarafından bulunmuş ve adlandırılmıştır. "*Peculiar*" (tuhaf) tanımlaması ilk olarak Maury tarafından α^2 CVn'in tayfındaki yapıları tanımlamak amacıyla kullanılmıştı[14]. 1897'de Maury (E.C. Pickering yönetiminde), 681 parlak yıldızın detaylı tayf çalışmasını yayınlamıştı. Bu çalışma Henry Draper kataloğunun bir parçası olan Harvard Koleji Astronomi Gözlemevi Yıllığı'nın 28. cildindeydi.

Bu yıldızların ana özellikleri 20. yüzyılın başlarından beri bilinmektedir. Henry Draper Kataloğu, tuhaf anlamına gelen "p" indisli, B0 ile F0 tayf türü arasında 165 yıldız içermektedir. Bu yıldızların büyük çoğunluğu A0p ya da A2p'dir.

Babcock 1958'de[15], kesin manyetik alanı olan 89, muhtemelen manyetik alanı olan 66, manyetik alanı olmayan keskin çizgili 60 ve 120 tane de manyetik alan tespiti yapılamayacak kadar genişlemiş çizgili yıldız içeren bir manyetik yıldızlar kataloğu yayınlamış ve manyetik değişkenlik tüm yıldızların ortak özelliği olarak tespit etmiştir.

Preston 1974'te[16] CP yıldızları için şu şekilde bir sınıflama önermiştir:

- CP1 : Güçlü küresel manyetik alanları olmayan Am/Fm yıldızları
- CP2 : Güçlü manyetik alanlı Ap yıldızları
- CP3 : HgMn yıldızları. Çoğunluğu manyetik değildir.
- CP4 : Bazılarında manyetik alan tespit edilebilen "He-weak" yıldızlar

CP yıldızları hakkında detaylı derlemeler Sidney C. Wolff (1983)[17] ve J.B. Hearnshaw (1986)[18] tarafından yayınlanmıştır.

2. BÖLÜM

Doppler Görüntüleme Tekniği

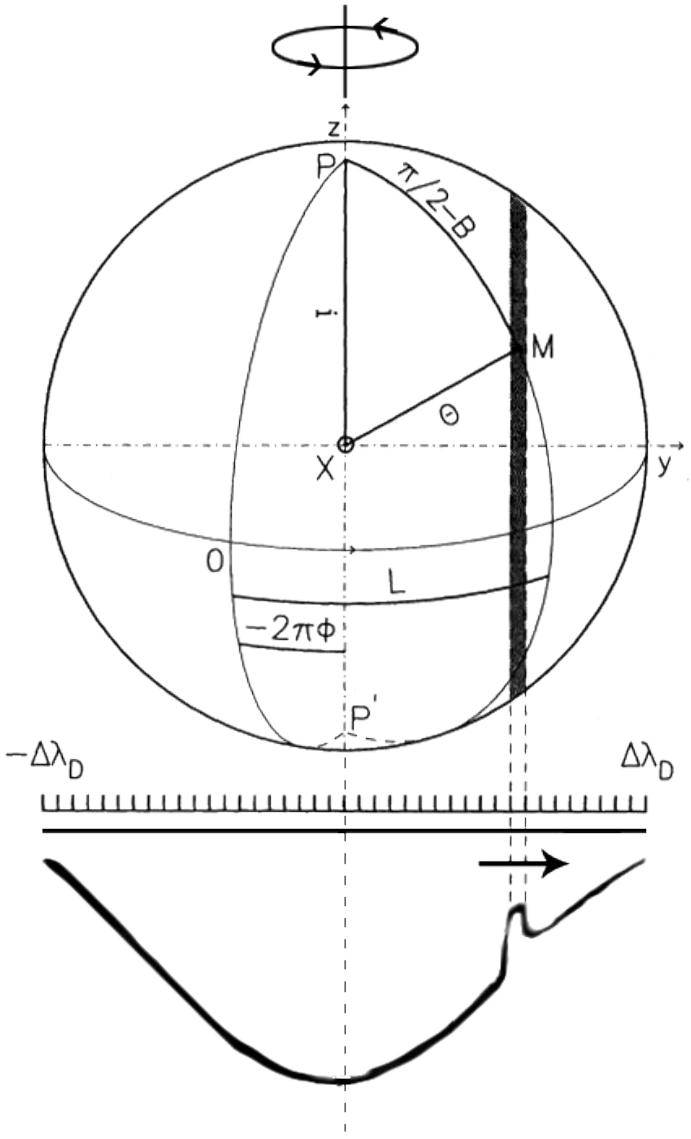
Doppler görüntüleme (Doppler Imaging), bir seri yüksek çözünürlüklü tayf çizgi profilini yıldız yüzeyinin "görüntüsüne" dönüştüren, temel mantık itibariyle tıbbî tomografiye benzeyen bir tekniktir. Çizgi profillerinde şifrelenmiş geometrik bilginin çözülmesiyle, yıldız yüzeylerindeki yapıların [leke, kimyasal düzensizlik (inhomogeneity)] bir haritası oluşturulur.

2.1. Temel prensip

Yıldız yüzeyindeki lekeler [veya kimyasal düzensizlikler (Yıldız yüzeyinde, element dağılımında oluşan düzensizlikler, bolluk lekeleri oluşturur.)] çizgi profilinde bozulmalara yol açar. Bu bozulmalar, lekelerin yıldızın yüzeyinde bulundukları bölgenin dikine hızının çizgi profilinde denk geldiği yerde meydana gelir (Şekil 6). Soğuk lekeler çizgi profilinde bir "tümsek" (bump), kimyasal düzensizlikler ise bir "çukur" (depression) oluştururlar.

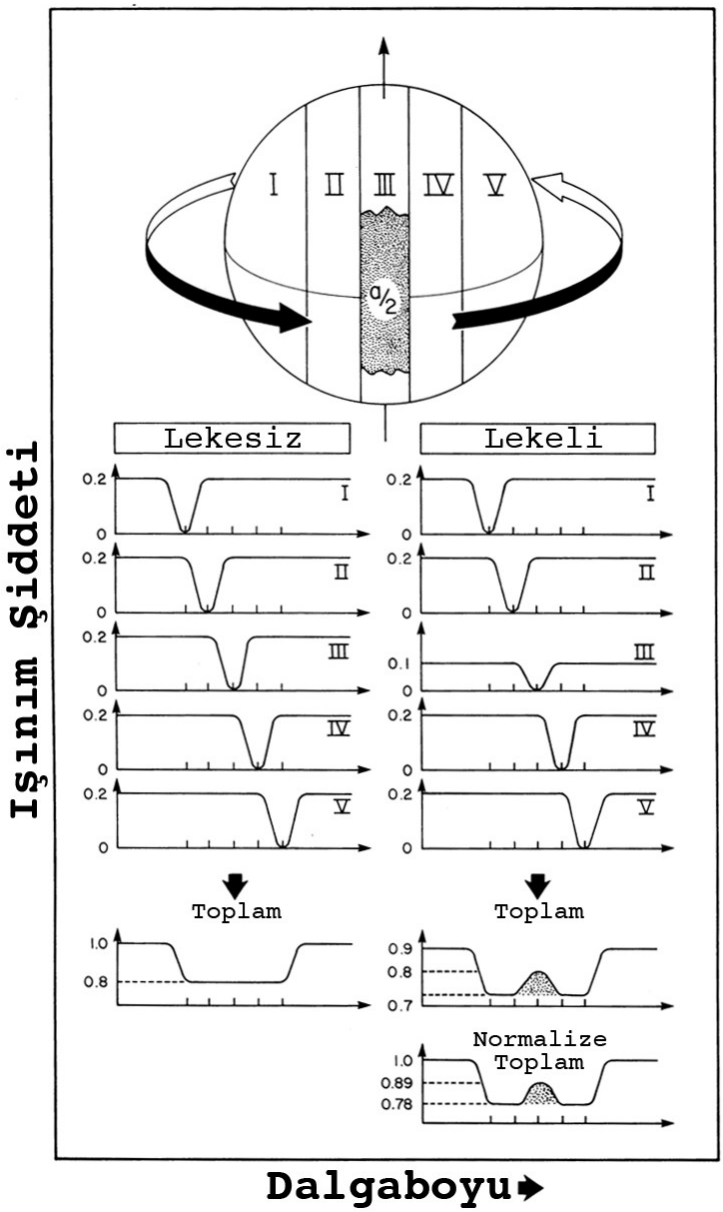
Yıldız yüzeyindeki her element, kenar kararmalı ve Doppler kaymalı bir yerel şiddet (çizgi) profili oluşturarak yıldızın tayfına katkıda bulunur. Herhangi bir anda görünür disk boyunca alınan integral, dönme sebebiyle genişlemiş tayfı verir. Soğuk yıldızlardaki lekeler, yıldızın atmosferindeki -muhtemelen (Her ne kadar güneş lekelerinin Güneş'in manyetik alanı ile olan ilişkisi bilinse de yıldız lekelerinin kaynağı/kaynakları konusunda hâlâ o kadar emin olunamamaktadır.) manyetik etkinlik sebebiyle oluşmuş- bölgesel değişimlerdir. Bu lekeler tek bir parametre ile yaklaşık olarak tanımlanabilir: Bölgesel etkin sıcaklık. Yıldız yüzeyindeki koyu bir leke, "*yerel tayf bütçesinde açığa"* sebep olur ve bu da sürekliliğin ***tüm*** dalga boylarında hafifçe alçalmasına neden olarak, ***tüm*** fotosferik soğurma çizgi profillerinde bir "tümsek"

oluşmasını sağlar (Şekil 7).



Şekil 6. Yıldız diskindeki hız alanlarının çizgi profilindeki karşılığı. M noktasında bulunan bir soğuk leke, diskin uzaklaşan tarafında olduğundan çizgi profil merkezinin Δλ (dikine hızına karşılık gelen) kadar kırmızı tarafında bir tümsek oluşturur ([61]'den alınarak düzenlenmiştir.).

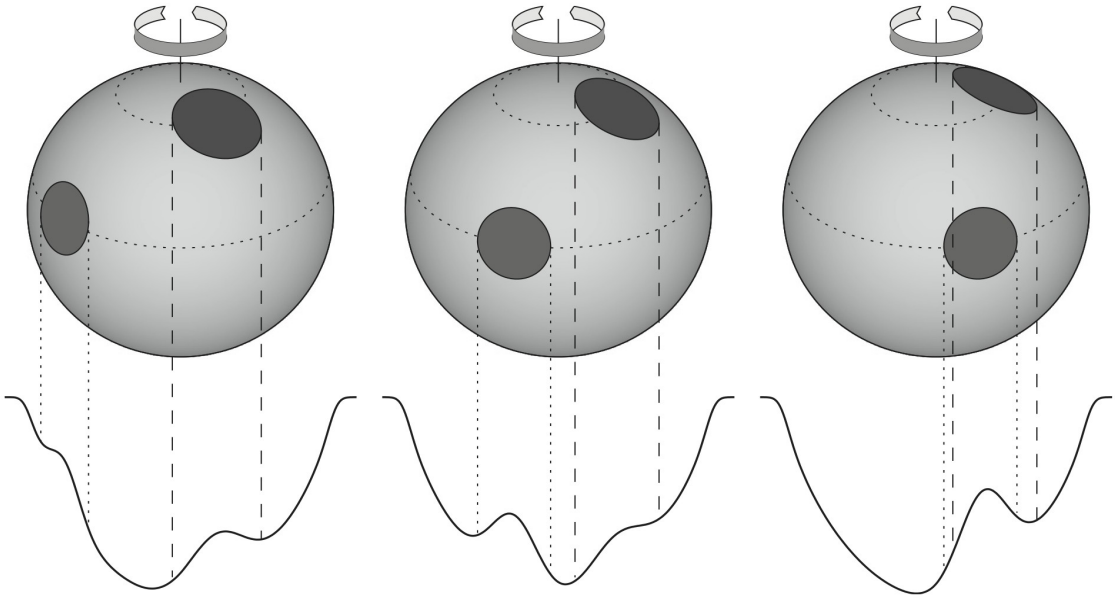
Yüzeyinde tek bir leke olan bir yıldız düşünelim. Yıldız kendi etrafında döndükçe, leke önce diskin gözlemciye yaklaşan tarafında görüntüye girer, sonra disk merkezine gelir ve sonunda diskin gözlemciden uzaklaşan tarafında görüntüden çıkar. Çizgide oluşan "tümsek" de buna bağlı olarak önce çizginin mavi kanadında belirir ve gitgide kırmızı kanada doğru ilerler.



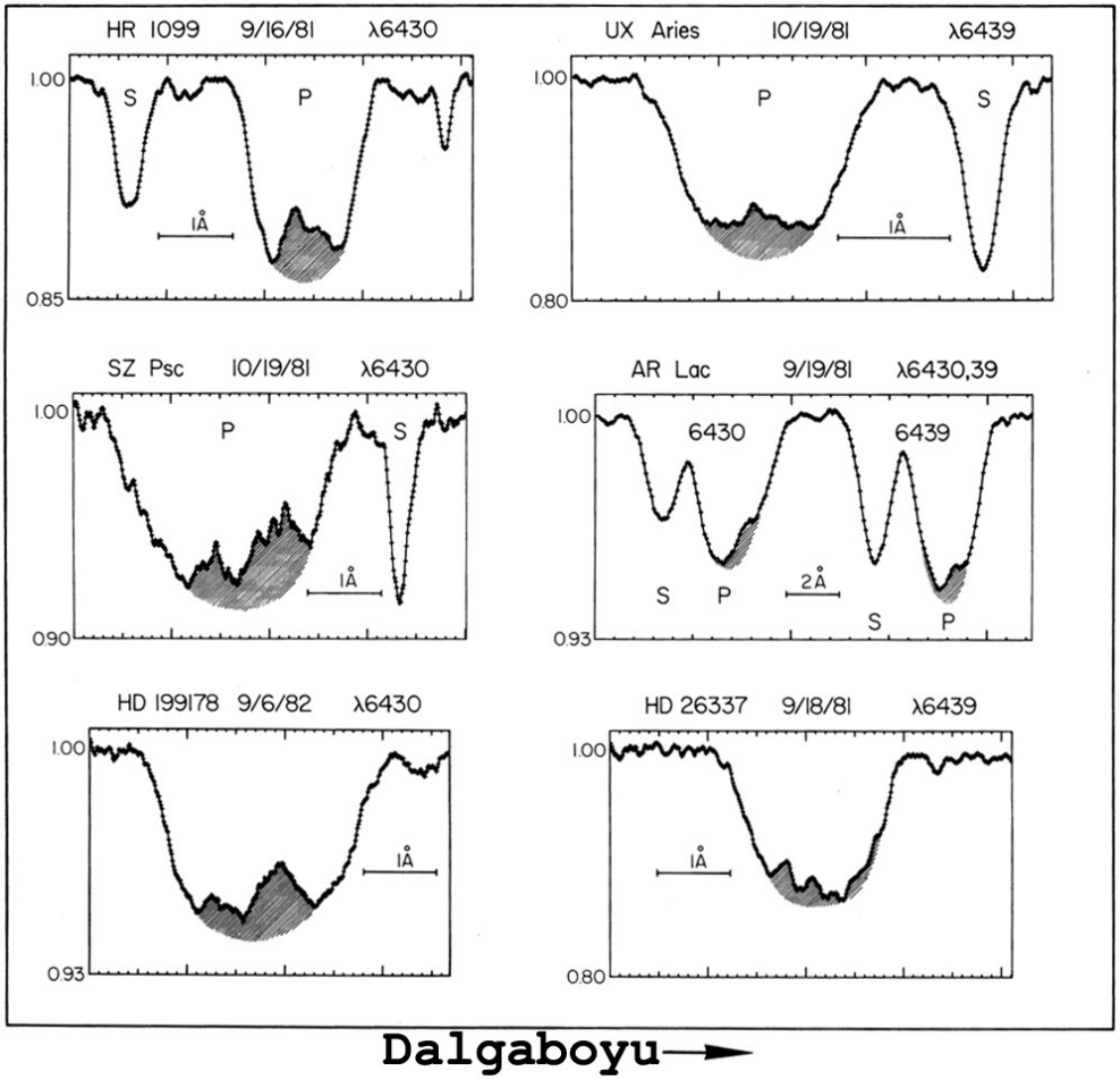
Şekil 7. Çizgi profilinde "tümsek" oluşumu. Şekilde yıldızın görünür yüzeyi beş eş alana bölünmüştür. Bu alanların oluşturduğu yerel çizgi profilleri (solda lekesiz, sağda lekeli) toplanarak (yıldız yüzeyi boyunca integre edilerek) yıldızın çizgi profili elde edilir. Leke olduğu durumda III numaralı bölgeden gelen ışık miktarı azalacağı için, yerel profilin sürekliliği düşecektir. Bu da toplam profilde bir tümsek oluşmasına sebep olacaktır[23].

Tümseğin davranışından lekenin konumu (Şekil 8), yapısından ise karşıtlığı (kontrastı) (Şekil 9), yani yüzey ile olan sıcaklık farkı belirlenebilir. Lekenin boylamı, tümseğin bulunduğu dalga boyu ile aynı dikine hıza sahip olan yüzey bölgesinin boylamıdır. Yani lekenin boylamı doğrudan tümseğin bulunduğu evreden bulunur. Enlemi bulmak için ise

tümseğin görünme süresine ve profil boyunca gezintisinin genliğine bakılmalıdır. Leke, ekvatorda bulunursa profilin en mavi ucundan en kırmızı ucuna kadar hareket eden bir tümsek oluşturacakken daha yüksek (ya da alçak) bir enlemde bulunursa, tümsek, daha küçük genlikli bir gezinti yapacaktır. Tümseğin gezinti süresi, dönme ekseni ile bakış doğrultusu arasındaki *i* açısına da bağlıdır. Dönme ekseninin bakış doğrultusuna dik olduğu durumda ($i = 90^o$) tümsek, lekenin enleminden bağımsız bir şekilde, dönme döneminin tam olarak yarısı kadar bir süre görünür. "*Ayna yozlaşması*" (mirror degeneracy) adı verilen bu etki nedeniyle lekenin güneyde mi yoksa kuzeyde mi olduğu anlaşılamaz. *i*'nin 90° olmadığı durumlarda ise tümsek, leke kuzey yarı küredeyken dönemin yarısından fazla, güney yarı küredeyken de az bir süre görünür. Gezintinin genliği ile boylam arasındaki ilişki *i*'den bağımsızdır. Lekenin kontrastı ise tümseğin genliğinden, başka bir deyişle çizgi profilinin bozulma miktarından anlaşılabilir.



Şekil 8. Yıldız yüzeyindeki lekeler ile çizgi profili arasındaki ilişki. Zaman ilerledikçe dönen yıldız soldaki halden sağdaki hale gelir. Bu süre zarfında çizgi profili de görüldüğü gibi değişir. Yüksek enlemli lekenin oluşturduğu tümsek dalgaboyunda daha kısa mesafeli ama daha uzun süreli bir gezinti yaparken, ekvatordaki lekenin oluşturduğu tümsek profilin en mavi tarafından en kırmızı tarafına yaptığı gezintiyi tam olarak yıldızın dönme periyodunun yarısı kadar vakitte yapar. Dolayısıyla, lekelerin boylamları, Doppler kaymalarının, kesik çizgilerle ifade edilen evresinden elde edilir. Enlem bilgisi ise tümseğin görünürlük süresi ve gezintisinin genliğinden çıkarılır. Çizgi profilinde oluşan tümseğin genliği (altında kalan alan) karşıtlık (leke ile fotosfer arasındaki sıcaklık farkı) bilgisini verir [60](Çizim: Oleg Kochukhov).



Şekil 9. Lekelerin karşıtlığı (fotosfer ile sıcaklık farkı), çizgi profili arasındaki ilişki. Fotosfer ile arasındaki sıcaklık farkı büyük olan leke, çizgi profilini daha fazla bozar[3].

2.2. Gereksinimler

2.2.1. Gözlemsel gereksinimler

Doppler görüntülemenin aletsel gereksinimlerini belirleyen iki yıldızıl parametre vardır: Parlaklık ve dönme kaynaklı genişleme. Parlaklık, ulaşılabilecek S/N oranına bir sınır getirir. Dönme kaynaklı genişleme ise yıldız yüzeyi boyunca ayırt edilebilecek birim alanın boyutunu belirler. Şimdiye kadar, mevcut teleskop ve tayfçeker bileşimleri, Doppler görüntülemeyi, en az 17,5 km/s (Strassmeier & Rice (1998) [19]; G1,5V tayf türünden EK Dra'nın CFHT ve ona bağlı Gecko spektrografını kullanarak R≈120000 çözünürlükte yapılan gözlemleri) ve 18 km/s (Washuettl & Strassmeier (2001) [20];

K0V+K4V tayf türünden AG Dor'un ESO'nun CAT ve CES'ini kullanarak R≈50000 çözünürlükte yapılan gözlemleri) *V*sin*i*'li, en sönük ≈ 14^{m},3 kadirlik (Strassmeier et al. (2005) [21]; M0 yıldızı MN Lupi'nin VLT ve UVES kullanılarak R≈60000 çözünürlüklü gözlemleri) yıldızlarla sınırlı tutmuştur. "*Least-Squares Deconvolution (LSD)*[22]" tekniği ile, parlaklık limitlerinin birkaç kadir daha ileri götürülebilmesi mümkün olabilmektedir.

Başarılı bir Doppler görüntüleme için Doppler etkisinin fotosferik soğurma çizgilerindeki ana çizgi genişleme mekanizması olması en temel koşuldur. Başka bir deyişle fotosferik gazların hareketlerinden [bulgurlanma (granülasyon), mikrotürbülans, makrotürbülans] kaynaklanan hız alanlarının oluşturduğu genişleme, yıldızın dönmesiyle (disk integrated profile – diskin baskın olduğu çizgi profilleri) oluşan Doppler etkisinden daha fazla olmamalıdır.

Doppler görüntüleme uygulanmak istenen yıldız yaklaşık 10 km/s ile 100 km/s arasında bir *V*sin*i* (ekvatoral izdüşüm hızı), 20° ile 70° arasında da *i* (eğim açısı) değerine sahip olmalıdır. Çizgi, dönme hızı çok düşük olduğunda çok dar, çok yüksek olduğunda da çok sığ olur ve leke kaynaklı değişimler ayırt edilemez. Eğim açısı arttıkça lekelerin enlemini belirlemek giderek imkansızlaşır. Tersine, eğim açısı çok düşük olursa da *V*sin*i* değeri (dönme hızının dikine bileşeni) küçüleceği ve dolayısıyla dönme kaynaklı genişleme miktarı çok düşeceğinden teknik çalışmaz hale gelecektir.

2.2.2. Bilgisayar donanımı gereksinimleri

Gerekli işlem gücü, analizde kullanılacak tayf çizgilerinin sayısı, dalgaboyunda ve evredeki örneklem sayısı, yüzey ızgarasının (grid) bileşen sayısı ve model atmosfer sayısı ile doğru orantılıdır. Örneğin, TEMPMAP (Rice et al. 1989) kodunun güncel sürümleri için, günümüz teknolojisinin üst sınırlarındaki bir kişisel bilgisayar tek çizgi ve 10 "blend" kullanılarak yapılacak evirme işlemini 10 dakikada bitirebilir. Fakat tüm tayf kulanılmak istenirse 4-8 CPU'lu Beowulf tipi bir küme gereklidir.

Atomik çizgilerin, moleküler çizgiler (TiO, OH, CO, FeH vs.) tarafından oluşturulan kirlilik arasına karışması Güneş'in etkin sıcaklığı civarındaki sıcaklıklarda bile, sorun olmaktadır. Moleküler çizgileri hesaba katan kodların mevcut olmasıyla beraber[8,9] henüz kayda değer sonuçlar elde edilememiştir. Moleküler çizgiler

kullanılmak istendiğinde işlem gücü ihtiyacı önemli ölçüde artsa da, hâlâ yüksek teknoloji bir kişisel bilgisayar ile tek çizgi için işlemin üstesinden gelinebilir.

Zeeman-Doppler görüntüleme ise yıldızın tüm yüzeyi boyunca yoğun yerel Stokes profili hesaplamaları gerektirmektedir ve bu nedenle de gereken işlem gücü ancak ortaboy bir bilgisayar kümesi (örn. 320-PC 700 Gflops/s) ile karşılanabilir.

2.3. Tarihçe

Bu bölümde tekniğin, yarım asırlık geçmişinden satırbaşlarına -işin matematik ve fiziğine çok da girilmeden- değinilmiş ve önemli kaynaklara işaret edilmiştir.

"Doppler görüntüleme" (Doppler imaging) terimi ilk kez, yöntemin soğuk yıldızlar üzerine ilk uygulamasını yapan Vogt ve Penrod tarafından kullanılmıştır[23]. Fakat tekniğin temelleri bunun yaklaşık 25 yıl öncesine, Deutsch'un kimyasal tuhaf (chemically peculiar) yıldızların manyetik alanlarını ve yüzey düzensizliklerini haritalamayı hedeflediği çalışmasına[2] dayanmaktadır. Teknik ulaştığı son noktada CP yıldızları ve soğuk yıldızlar dışında bir çok farklı cisim ve amaç için de kullanılabilmektedir: Kataklizmik değişenler ve bu yıldızların yığılma diskleri[24,25], örten çiftler[26,27], yıldız fakülaları[28], plaj bölgeleri[29], güneş lekelerinin 3 boyutlu yapısı[30], yıldızların dikine olmayan zonklamaları[31], süpernova kalıntısı[32], X-Işın parlaması[33]. Farklı cisimlerin farklı özelliklerini anlamak amacıyla kullanılan teknik, bu süreçte yeni alt isimler de almıştır: Emisyon Doppler görüntüleme, Kızılötesi Doppler haritalama, Kromosferik Doppler görüntüleme, Tutulma Haritalaması (Eclipse Mapping) gibi. Spektropolarimetrik veri (Stokes parametreleri I, Q, U, V) kullanılarak yıldızların yüzey haritalarına ek olarak manyetik alanlarının da haritalanması Doppler görüntülemeyi çok daha ileri götürmüş ve “Manyetik Doppler Görüntüleme”, “Zeeman-Doppler Görüntüleme” gibi isimlerle anılan yeni bir dal oluşturmuştur [26-28].

2.3.1. Keşif ve ilk adımlar

Doppler görüntüleme adına ilk kayda değer çalışma, periyodik manyetik değişenler olarak bilinen yıldızların gösterdiği periyodik ve kalıcı çizgi şiddeti değişimlerini, Babcock (1949) tarafından öne sürülen "*oblique rotator*" hipotezi ile açıklamaya çalışan Deutsch'a aittir [2]. Deutsch'un 1958 yılında yayınladığı bu çalışmasındaki hipotezi,

dikine hızları ile çizgi şiddetleri eşzamanlı değişen periyodik manyetik değişenlerin (ya da Ap yıldızları, ya da CP2 yıldızları, bknz. Bölüm 2.2), katı dönme yapan yıldızlar oldukları ve ayrıca, daimi bir manyetik alan ve bu manyetik alanla ilişkili kimyasal bolluk düzensizlikleri ile karakterize edildikleri idi. Hipotezini kanıtlamak için manyetik potansiyel ve yerel eşgenişlikleri küresel harmonikler yardımıyla oluşturdu. Bu küresel harmonik açılımların Laplace katsayılarını, gözlenen eğrinin Fourier katsayıları ile ilişkilendirdi. Teorinin uygulaması olarak HD 125248 yıldızının manyetik alanını ve atmosferindeki aykırılıkları haritalamaya çalıştı. Yöntemi her ne kadar akıllıca olsa da elindeki fotoğrafik veri -yıldız yüzey çözünürlüğü çok düşük olduğundan- herhangi bir haritalama çalışması için yeterli değildi.

On yıl kadar süren bir durgunluk döneminden sonra bilimsel ilgi, çizgi şiddetinden çizgi profiline doğru kaymıştı. 1967'de Wehlau, hızlı dönen Ap yıldızlarındaki profil bozulmalarının sebeplerine dair yorumlar yaptığı "*The Spectrum of the Ap Star Chi Serpentis*" makalesinde çizgi profili-görüntü ilişkisine ilgi göstermiş fakat bir sonuca ulaşamamıştı[37]. Sonrasında Pyper, "*oblique rotator*" modeline eklemeler yaptığı makalesinde, Deutsch'ın yönteminin bir uyarlamasını α^2 CVn yıldızına uygulamaya çalıştı [38]. α^2 CVn'nin çizgi profili, yıldızın kendi etrafında dönüşü boyunca açıkça ayırt edilebilen, bariz bileşenler gösteriyordu. Pyper bu bileşenler ile lekeler arasında bir ilişki kurabilirdi. Fakat, her nasılsa, profil değişimlerini yüzey özelliklerine bağlamadı. 1970'de Rice da HD 173650 üzerinde yürüttüğü benzer bir çalışmayı yayınladı [39]. Rice bu çalışmasında, *"oblique rotator"* modelinin bu manyetik ve tayfsal değişene uygun bir model olup olmadığını belirlemeye çalışmıştı. Modeli, çizgi şiddeti ve dikine hız değişimlerine dair gözlemlerle uyumlu tahminler verdiği için tatmin edici bulmuştu.

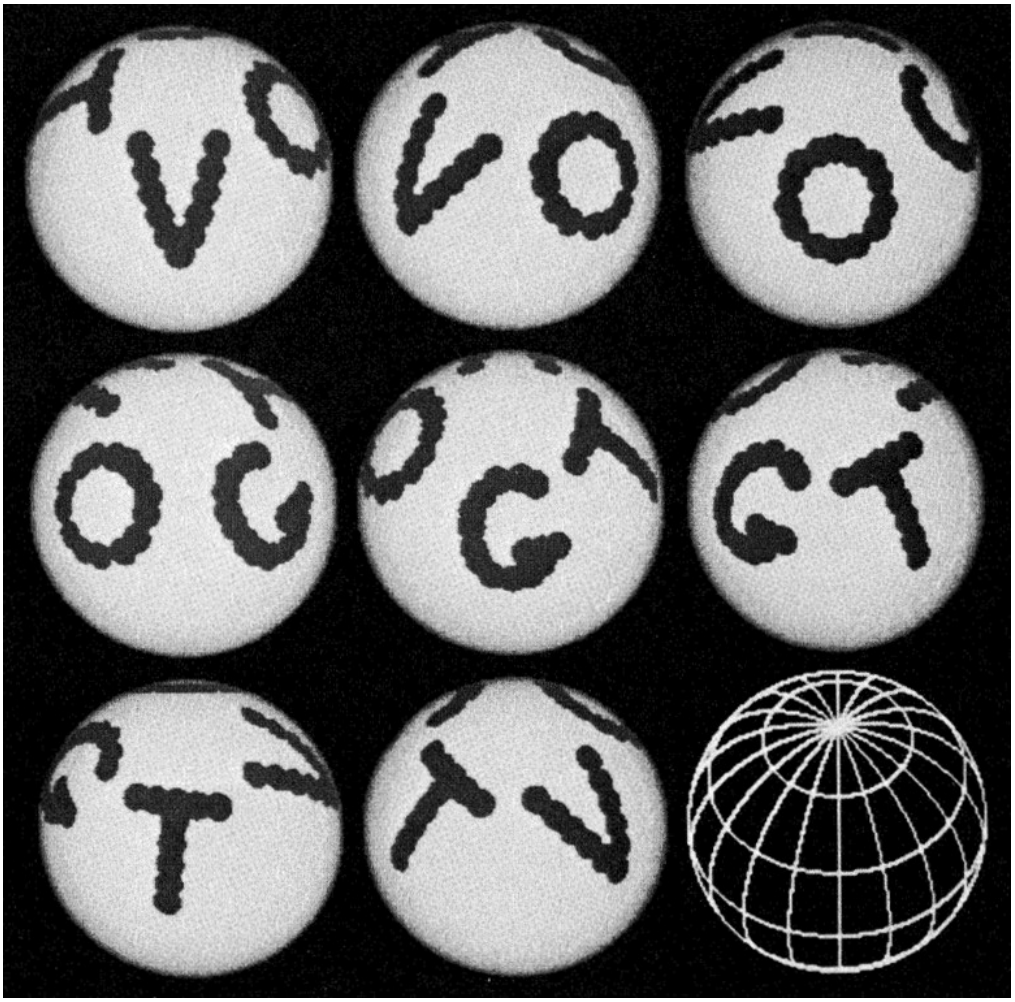
Falk, Wehlau'nun danışmanlığında yürüttüğü doktora tezinde, çizgi profilinden yola çıkarak yüzey düzensizliklerini haritalayabileceği muntazam bir yöntem oluşturmaya çalışmıştı. Bunun için Deutsch'un yöntemini temel alan bir yaklaşım kullanmıştı. Tez çalışmasına dayanan 1974 tarihli yayında [40] açıklanan yaklaşım, fazlaca basitleştirilmiş küresel harmonik açılım ve sabitlenmiş Gauss profili şekilleri gibi kabuller sebebiyle büyük sınırlamaları olmasına rağmen, pekâlâ -günümüzde kullandığımız anlamda- ilk Doppler görüntüleme olarak kabul edilebilir [41].

1977'de Rus astronomlar [42] bu alandaki ilk sayısal bilgisayar kodunu geliştirdiler. Bu

kod bir çizgi profili serisindeki bilgiyi, minimizasyon yöntemiyle yıldızın yüzey haritasına dönüştürmeye yönelikti. 70'lerin sonunda Reticon markasıyla ortaya çıkan katı hal algılayıcıları da bu gibi teknikler için mükemmel bir ortam sağlamıştı. Alandaki bu gelişmeler sürerken, 1979 Montreal IAU Genel Kurul'unda, Vera Khokhlova'nın, Wehlau ve Rice'a önerdiği işbirliği, Reticon verileri ve Rus kodları kullanılarak Ap yıldızlarının haritalandığı bir seri çalışmaya öncülük etti. Bu işbirliğinin ilk ürünü 1981'de ε UMa'nın yüzeyindeki Demir ve Krom dağılımını haritalayan bir çalışma olarak ortaya çıktı [43].

2.3.2. CP yıldızlarından soğuk yıldızlara geçiş

1980'de Fekel, yaptığı tayfsal gözlemlerde, HR 1099'un aktif altcüce bileşeninin tüm soğurma çizgilerinin asimetrik olduğunu gördü [44]. Ayrıca bu asimetriler fotometrik bozulma dalgalarıyla da (photometric distortion waves) uyumluydu. Bu ilk bulgulardan sonra yapılan yayında[45], HR 1099'un temel özelliklerinin yanısıra yıldız lekelerinin de kanıtları sunulmuştu. Aynı vakitlerde Lick Gözlemevi'nde, HR 1099'un çizgi profilindeki asimetrilerin, yüzeyindeki lekelerle doğrudan ilişkili olduğunu düşünen Vogt önderliğindeki ekip de bu asimetrilerden yüzey görüntüsünü oluşturabilecek, yıldız lekelerini haritalayabilecek bir yöntem üzerinde çalışıyorlardı. Vogt 1981'de bir toplantıda sunduğu yıldız lekeleri konulu derlemede, bu teknikten "spectral imaging" (tayfsal görüntüleme) adıyla sözetmişti[46]. Vogt ve Penrod, 1982 Ağustos'unda "Activity in Red-Dwarf Stars" başlığıyla İtalya'da düzenlenen IAU toplantısında sundukları bildiride de *"We call this technique Doppler Imaging."* (*Bu tekniğe Doppler Görüntüleme diyoruz)* diyerek yeni tekniklerini "Doppler Imaging" olarak adlandırmışlardı[23]. Böylelikle "Doppler Görüntüleme" terimi ilk kez kullanılmıştı. Ayrıca bu bildiri ve sonrasında daha ayrıntılı sonuçların yayınlandığı makale [47], tekniğin hem adını koymuş hem de soğuk yıldızlara ilk uygulaması olmuştu. Sonrasında, Gull ve Skilling (1984)[48] tarafından geliştirilen ve maksimum entropi görüntü yapılandırma (maximum entropy image reconstruction) yönteminin prensiplerine dayanan MEMSYS yazılımını kullanarak tekniklerini daha muntazam bir evirme (inversion) rutini haline getirmişlerdi [47]. Ayrıca bu çalışma ünlü "*VOGT yıldızı*"nın tanıtıldığı yayındır (Şekil 10).



Şekil 10. "VOGT Yıldızı" Doppler görüntüleme tekniğini sınamak amacıyla oluşturulmuş ilk test yıldızıdır. Şekilde yıldızın eş aralıklı sekiz evresi gösterilmektedir. Sağ alt köşedeki ızgara görünümlü şekil dönme kutbunu ve eğim açısını göstermek amaçlıdır [47].

Vogt et al.'ın açtığı yoldan bir çok grup ilerlemiş ve gerek farklı yaklaşımlar gerekse farklı kodlarla tekniğin gelişimine katkıda bulunmuştur. Bu gruplardan biri yazdıkları kod sonradan Strassmeier ile yapılan ortak çalışmalar sonucu "TEMPMAP" adını alacak olan Rice, Wehlau ve Khokhlova grubudur. 1989'da yayınladıkları makalede tanıttıkları maksimum entropi yaklaşımını kullanan ve aslında Ap yıldızları için yazılmış olan kod, tekniğin temelde aynı olmasından dolayı, sonradan soğuk yıldızlara kolayca uyarlanabilmiştir.

1990'da, Piskunov ve Strassmeier da kendi kodlarını yayınladılar. Piskunov [49] evirme problemine çözüm olarak Tikhonov formülünü [50] benimserken Strassmeier [51] daha çok deneme-yanılma yöntemiyle ilerleyen bir rutin kullanmıştı.

1991'de Strassmeier öncülüğünde yürütülen bir çalışmada [52], Doppler görüntülemenin üç farklı yaklaşımı, üç farklı grup tarafından aynı verilere uygulanmıştı (Vogt ve Hatzes [47]'da; Rice ve Wehlau [53]'de; Piskunov, Tuominen, Hackman ve Poutanan [49]'de açıklanan yaklaşımları kullanmıştır.). Bu üç yaklaşıma ek olarak Strassmeier da aynı verileri [51]'deki yaklaşımla haritaladı. Lekeli bir RS Cvn türü çift olan HD 26337 (EI Eri)'nin 1988'de alınan tayflarına ek olarak eş zamanlı BV fotometrik gözlemleri de yapılmıştı. 6439Å'deki orta şiddetli (W_λ=190mÅ) CaI ve 6411Å'deki zayıf (W_λ=130mÅ) FeI çizgileri kullanılarak oluşturulan Doppler görüntüleri, üç yaklaşım için de az çok benzer sonuçlar vermişti. Bu sonuçlar Strassmeier'in sonuçlarıyla da yaklaşık olarak uyumluydu. Tüm CaI haritaları, kutupta ya da kutbu çevreleyen yüksek enlemlerde asimetrik soğuk bir leke ve ayrıca birkaç küçük ekvatoral leke göstermiş, FeI haritası ise CaI haritasından farklı detaylar sergilemişti. Bunlara ek olarak, hafta mertebesinde değişen ekvatoral yapılar ve yıl mertebesinde ömre sahip olmasına rağmen yine hafta mertebesinde değişimler gösteren bir kutup başlığı gözlemişlerdi. Yaklaşımlar, birbiriyle uyumlu olsa da kutup lekeleri hakkındaki tartışmalar sonlandırılamamıştır.

O tarihe kadar haritalanmış olan altı geç tür yıldızdan dördünde (HR 1099 ve HD 199178 [54], UX Ari [55], HD 263737 [51]) büyük kutup başlıkları, birinde (AB Dor [56]) orta ve yüksek enlemli (bazıları kutba temas eden) lekeler, birinde de (HD 32918 [49]) ekvatoral kuşak halinde bir grup ve de orta enlemlere doğru uzanan ikincil bir grup leke tespit edilmiştir [52].

Sonraki yıllarda değişik yaklaşımları birbirleriyle karşılaştıran, derleme mahiyetinde bir çok makale yayımlanmıştır (bknz. [54,57-61]). Bu çalışmalarda, tekniğin temel problemi “inverse problem”a (Evirme, evrişim problemi) çözüm olarak önerilen farklı yaklaşımlar ve bu yaklaşımların güvenilirliği tartışılmış, değişik yöntemler karşılaştırılmıştır.

1990'da Kürster ve Collier-Cameron da iki kodla Doppler görüntüleme camiasına katkıda bulunmuşlardı. Kürster evirme sorununa “CLEAN-like” (CLEAN-benzeri) [62] bir yaklaşım ile çözüm bulmuşken Collier-Cameron'un kodu “DoTS”, bu sorunu maksimum entropi yaklaşımı ile çözüyordu [26].

1992'de Semel önderliğindeki Fransız astronomlar, o güne kadar çalışılagelmiş "geleneksel" Doppler görüntülemeyi bir adım ileri götüren bir çalışmaya imza atmışlardı[34]. Doppler görüntüleme prensibinin dairesel polarize tayf üzerine uygulanmasıyla yıldızın yüzeyine ek olarak manyetik alanının da haritalanabilmesini mümkün kılan bir yöntem geliştirmiş ve bu yöntemi "Zeeman-Doppler Imaging" olarak adlandırmışlardı. Sonrasında bu teknikte de bir çok gelişme yaşanmıştır. (Ayrıntılar için bknz. 2.4.8.)

1998'de Berdyugina evirme probleminin çözümü için yeni bir yaklaşım öne sürdü: "Occamian approach" (Occamsal yaklaşım). Bu yaklaşımın verideki gürültü ile başa çıkmada diğer iki yönteme (Tikhonov ve Maksimum Entropi) göre daha başarılı olduğunu iddia etmişti[63]. Fakat Piskunov ve Kochukhov buna karşı çıkmış ve bu yaklaşımın Doppler görüntüleme için pek de kullanışlı olmadığını belirtmişlerdi[64].

2005'te Savanov ve Strassmeier, moleküler çizgilerin kullanılabileceği bir evirme yöntemi geliştirerek Doppler görüntülemenin, düşük etkin sıcaklıkları nedeniyle tayfları molekül çizgilerince istila edilmiş, tamamen konvektif yıldızlara da uygulanabilmesini sağladılar[9]. Bu yeni yaklaşımın önemi Güneş ve benzeri yıldızlar gibi radyatif çekirdekleri ve geçiş bölgeleri olmayan, bu nedenle Güneş benzeri yıldızlar gibi bir Dinamo oluşturamayan konvektif yıldızların aktivitesine dair yeni ve güçlü bilgiler elde edilmesini sağlayabilecek olmasında yatmaktadır.

Sonrasında Strassmeier ve grubu tarafından "iMAP" adında yeni bir kod geliştirildi [65,66]. iMAP, polarize tayf çizgi profillerini, kalitelerini arttırarak elde etmek için geliştirilen "PCA" isimli yeni bir "*multi-line cross-correlation*" (Çoklu çizgi ilişkilendirme) tekniği kullanmaktadır. Aslında bir Zeeman-Doppler görüntüleme kodu olan iMAP, polarize olmayan tayf kullanılarak "geleneksel" Doppler görüntüleme yapılmasına da imkan sağlamaktadır. Rice et al. (2011) [67], halen yoğun bir şekilde kullandıkları, 1989'da Rice et al. [53] tarafından geliştirilen ve sonrasında Strassmeier ve grubunun katkılarıyla geliştirilerek "TEMPMAP" adını alan Doppler görüntüleme kodu ile iMAP'in ayrıntılı bir karşılaştırmasını yapmış ve iMAP'in Doppler görüntülemede de gayet iyi sonuçlar elde ettiği kanısına varmıştır.

2.4. Tekniğin ayrıntıları

70'lerde, Goncharsky ve Khokhlova, Fourier analizi gibi doğrudan yöntemlerin -ki lekelerin konum ve karşıtlıklarını bulmaya dair ilk denemeler Fourier analizi temelli idi-, matematiksel olarak, "*ill-posed*" (Fransız matematikçi Jacques Hadamard tarafından ortaya konan kavram (Hadamard 1902), bknz. Wikipedia – Well-posed problem) olarak adlandırılan sınıfta bulunan "*İlk türden Fredholm Denklemi*" (bknz. Wikipedia – Fredholm integral equation) ile temsil edildiklerinden dolayı yüzey görüntülemeye uygulanamayacaklarını göstermişti. "ill-posed" problemlerin çözümüne dair yöntem, "regularized inverse problem" (Düzenlenmiş Evirme/Evrişim Problemi) kavramını ortaya atan Rus matematikçi Andrey Tikhonov tarafından geliştirilmiştir [68].

Doppler görüntüleme tekniğinin ilk versiyonları bir deneme-yanılma algoritması üzerine kuruluydu. Öncelikle yüzey dağılımı için bir tahmin yapılır ve bir seri teorik profil hesaplanır, daha sonra bu profiller gözlenen profillerle karşılaştırılır ve yüzey dağılımı, tatmin edici sonuca ulaşana kadar tekrar tekrar hesaplanırdı. Her bir tekrarda yapılan düzeltmeler sebebiyle fazlaca keyfi bir tarzda ilerlemesi, bu yöntemin en büyük problemiydi. Buna rağmen yöntem, birkaç erken tür yıldıza (örn. [69]) ve iki geç tür yıldıza (HR 1099 [3] ve HD 26337 [51]) başarıyla uygulanmıştır.

2.4.1. Çizgi profili integrasyonu

Yöntemin temeli en başta yapılan bir "tahmin"e dayanır: Bolluk ve sıcaklık gibi fiziksel parametrelerin yıldızın yüzeyi boyunca dağılımı… Bu tahmine dayanarak yerel çizgi profilleri ve yerel süreklilik şiddeti hesaplanır. Sonrasında bu hesaplar, gözlemlere uyacak şekilde, dönme sebepli genişlemeye uğramış bir çizgi profili elde etmek amacıyla, yıldızın görünen tüm yüzeyi üzerinden bir integralde kullanılır. Bu işlem "forward calculation" (İleriye doğru hesaplama, öngörü hesabı) olarak adlandırılır ve cebirsel olarak

$$R^{*}_{calc}(\lambda,\phi)=\frac{\iint I_l[M,\phi,\lambda+\Delta\lambda_D(M,\phi)]\cos\theta\, dM}{\iint I_c(M,\phi)\cos\theta\, dM} \qquad (1)$$

şeklinde ifade edilen işlemde $R^{*}_{calc}(\lambda,\phi)$, λ dalgaboyunda, ϕ evresinde gözlenebilecek olan artık çizgi derinliği şiddeti; I_c ve I_l, süreklilik ve çizgi şiddetleri; *M, e*nlem ve

boylam cinsinden yıldız yüzeyindeki konum; θ, M'in normali ile bakış doğrultusu arasındaki açı; $\Delta\lambda_D(M,\phi)$, yıldızın dönmesinden kaynaklanan M'deki Doppler kaymasını ifade eder.

Khokhlova ve Stepanov [42,70] tarafından yazılmış kodlarda, (1)'in integrasyonu için enlem ve boylamda sabit adımlı, çok temel bir "ızgara" (grid) kullanılmıştır. Bu tarz kodlarla edinilen tecrübeler ortaya çıkarmıştır ki yıldızın tüm bölgelerine eşit davranarak bir harita elde etmek için "the direct conjugate-gradient minimization [71]" (Doğrudan eşlenik gradyent yöntemiyle minimizasyon) yaklaşımında küçük düzenlemeler yapılması gerekliydi. Yıldızın her bölgesine eş davranılmasına olanak tanımak için ya yüzey elemanları için eş alanlı bir ızgara ayarlanmalı (bknz. [47]) ya da ızgara, minimizasyonda kullanılan grandyent, yüzey elemanının izdüşümsel (projected) alanı ile ters orantılı ağırlıklandırılarak oluşturulmalı (bu yaklaşım Piskunov ve Rice tarafından kullanılmıştır [57,72]). Bu ikinci yöntem kutup civarındaki bölgelerin düzgün bir şekilde yapılandırılmasına izin vermektedir.

(1) ile ilgili bir diğer problem de yüzey elemanı için kullanılabilecek azami büyüklük konusundadır. Eğer haritayı oluşturmak ve (1)'i integre etmek (integrate) için aynı yüzey ızgarası kullanılırsa (ki yazılım hızı ve hesap kolaylığı bakımından ideal bir seçim olduğu aşikar), ızgara elemanlarının boyutu üzerine belli sınırlamalar gelir. Çok büyük yüzey elemanları ardışık elemanlar arasında aşırı Doppler kayması farklarına neden olacak (özellikle hızlı dönen yıldızlarda) ve böylece kenardaki (limb) elemanların izdüşüm alanları fazlaca bozulmuş olacaktır. Çok küçük elemanlar ise hesaplama zamanını fazlaca arttıracaktır. Izgara seçimini daha özgür bırakmak için yüzey elemanı, sabitlenmiş bir yerel çizgi profili kabulü altında alt bölümlere ayrılabilir. Bu durumda (1)'in payı sayısal olarak şöyle hesaplanabilir:

$$\begin{aligned}&\iint I_l[M,\theta,\lambda+\Delta\lambda_D(M,\theta)]\cos\theta\, dM \\ &\approx \sum_M \sum_m I_l[M,\theta,\lambda+\Delta\lambda_D(m,\phi)]\cos\theta\,\Delta m\end{aligned} \qquad (2)$$

Bu yaklaşım, yüzey ızgarasının, (1)'in duyarlılığından ödün vermeden, "phase coverage" (Alınan verinin, yıldızın döneminin ne kadarını kapsadığını belirten terim. Örneğin, dönemin tamamında alınmış gözlem verisi varsa "phase coverage" %100, yarısında alınmış veri varsa %50'dir. Belki "evre kapsamı" gibi bir Türkçe karşılık

kullanılabilir.) ve tayfsal çözünürlüğe göre seçilebilmesini sağlar.

2.4.2. Görüntünün elde edilmesi

Sıcaklık yüzey dağılımının görüntüsünü/haritasını elde etmek, sıcaklığı (1)'deki M'nin fonksiyonu olarak elde etmek demektir. Bu evirme işleminin temel parçalarından biri (3) ile hesaplanan hata fonksiyonudur.

$$E = \sum_{\phi} \sum_{\lambda} [R^*_{calc}(\lambda, \phi) - R^*_{obs}(\lambda, \phi)]^2 + f(M) \tag{3}$$

- R_{calc} : (1) ile hesaplanan çizgi profili
- R_{obs} : Yıldızın farklı evrelerdeki gerçek çizgi profili
- f(M) : Düzenleme fonksiyonu. Maksimum entropi ya da Tikhonov şeklinde

(3)'deki f(M) fonksiyonu bir düzenleme fonksiyonudur. E'nin fiziksel olarak anlamsız değerlere varmasını ve yapay lekeler oluşturmasını engeller. Düzenleme fonksiyonunun iki şekli yaygın olarak kullanılmıştır. Bunlardan biri Tikhonov fonksiyonudur [50]:

$$f = \int_{-\pi}^{\pi} \int_{-\pi/2}^{\pi/2} [(\frac{\partial T}{\partial \theta})^2 + (\frac{\partial T}{\partial l})^2] d\theta \, dl \tag{4}$$

Tikhonov fonksiyonu görüntüyü basitçe yumuşatmak için tasarlanmıştır. Çok kullanılan diğer düzenleme fonksiyonu ise "*maksimum entropi fonksiyonu*"dur [48,73]:

$$f = \sum_i Flux_i \ln(Flux_i) \tag{5}$$

Maksimum entropi fonksiyonunun etkisi, gözlenmiş profilde çözümün ortalamadan uzaklaşmasını sağlayabilecek bir bilgi eksikliği durumunda, çözümü ortalamaya yönlendirmek şeklindedir.

Rice, Ap yıldızları için Tikhonov formülünün, soğuk yıldızlar için de maksium entropinin olası en iyi çözüm olduğunu belirtmiştir [59]. Fakat Piskunov et al. (1990) [49] bu iki fonksiyonun özelliklerini bilinen yapay bir görüntünün tekrar yapılandırılmasında (recovering) karşılaştırmış ve şuna karar kılmıştır: Tikhonov düzenlemesi, Maksimum entropi görüntülerindeki gibi, verinin uzaysal (spatial) ve zamansal (temporal) çözünürlüğü altında, küçük ve yüksek karşıtlıklı (contrast) yapılar oluşturmadığı için çok daha avantajlıdır [49].

Bu iki yaklaşıma alternatif olarak “Occamion approach” (Occamsal yaklaşım: Basitliğe atıfta bulunmak amacıyla yaklaşımın adı “Occam's Razor” ilkesi ve ilkeyi ortaya atan filozof Ockham'lı William'dan alınmıştır. İlke kısaca “Doğru açıklama çoğunlukla en az varsayım yapan, en basit olan açıklamadır.” der. Daha ayrıntılı açıklama için bknz. Wikipedia – Occam's razor) Berdyugina (1998) tarafından öne sürülmüştür [63]. Bu yaklaşımın öne çıkan avantajı, gürültülü veri durumunda, gürültüde bir miktar bias etkisi oluşturabilen düzenleme fonksiyonları arasından herhangi bir seçim yapmaktan kaçınmasıdır. Berdyugina, Occamsal yaklaşımın ayrıca doğası gereği, görüntü elemanlarındaki hatalara dair tahminler üretmesi sebebiyle de diğer yaklaşımlara göre avantajlı olduğunu savunmuş, fakat Piskunov ve Kochukhov(2002)[64], Berdyugina'nın bu iddiasının yalnış olduğunu ve formal hata analizlerinin, düzenleme fonksiyonunun kesin şeklinden bağımsız olarak, her minimizasyon probleminde yapılabileceğini belirtmiştir [64]. Ayrıca Occamsal yaklaşımla hesaplanmış hataların alt limitlerinin, görüntü değişimlerinin enlemsel eğilimlerini tam olarak çözümlemediğini ve bu nedenle de Doppler görüntülemede pek kullanışlı olmadıklarını da eklemişlerdi.

Piskunov, Tuominen ve Vilhu (1990), düzenleme fonksiyonunun çok agresif uygulanmasının görüntüde önemli nitelikte farklar oluşturabileceğini göstermiştir [49]. Fakat buna rağmen genellikle düzenleme fonksiyonu seçiminin, eğer veri kaliteli ve veriye yapılan fit formal hata seviyesindeyse, görüntü üzerinde çok az etkiye sahip olduğunu da eklemişlerdir.

Öte yandan, yüzey görüntüsünün elde edilmesi için hata fonksiyonu E'nin, her bir M noktasındaki fiziksel haritalama parametresinin değişimine verdiği tepkinin, yüzey boyunca değişiminin belirlenmesi gerekir. Sonrasında bu değişim, hata fonksiyonunun minimizasyonunda kullanılır. Bu işlem “minimization by conjugate gradient” (Eşlenik gradyent yöntemi ile minimizasyon. Eşlenik gradyent yöntemi için bknz. Wikipedia – Conjugate gradient method) olarak adlandırılır ve Press et al. (1986) [74] tarafından kaleme alınan “Numerical Recipies”deayrıntılı bir şekilde tartışılmıştır.

Yüzey görüntülemenin programlama kısmında yapılması gereken en önemli işlerden biri gereksiz hesaplamaları -özellikle profilin ve gradyent kodlarının içiçe dört katmanlı döngülerindeki trigonometrik hesaplamaları- azaltmaktır. Vogt et al. (1987) [47] programlama zorluklarını, problemi doğrusallaştırarak (linearizing) çözmüştü.

Böylece bu "forward problem", **I** ve **D** sırasıyla görüntü (image) ve veri (data) vektörleri, **R** de bu iki değer arasında geçiş matrisi olmak üzere **IR = D** şeklinde matris olarak yazılabilmişti. Fakat görüntü vektörü, $\mathbf{I} = \mathbf{DR}^{-1}$ (ters dönüşüm matrisi) olarak elde edilemez. Çünkü **R** doğrudan tersi alınabilir değildir. Evirme sürecindeki bu sorunu, maksimum entropi düzeltme fonksiyonu kullanan MEMSYS [48,73] yazılımı ile aşan Vogt et al., problemi doğrusallaştırmak için yıldız yüzeyi boyunca sabit bir yerel profil şekli kabulünde bulunmak zorunda kalsa da, sonraki çalışmalarında bu sınırlamanın üstesinden gelecek yollar bulmuştur. Jankov ve Foing (1992) [61] tomografik görüntüleme başlığı altında bu konuyu ele alan geniş kapsamlı ve çok ayrıntılı bir makale yayınlamıştır.

2.4.3. Yerel çizgi profili hesabı

Hesaplanan yerel çizgi profilleri aslında yıldızın gerçek yerel çizgi profillerine makul yaklaşımlardır. Kimyasal tuhaf yıldızlar olan Ap (CP2) yıldızlarında etkin sıcaklık yıldız yüzeyi boyunca kayda değer bir değişim göstermediğinden çizginin yalnızca bolluk değerlerine bağlı olarak değişen şekil ve şiddetini dikkate almak yeterlidir. Süreklilik içinse sadece kenar kararmasının yaklaşık bir değerine ihtiyaç vardır. Goncharskii et al.'ın 1982 yılındaki çalışmasında [75] yerel çizgi profilleri Minnaert formülünün değişik uyarlamalarıyla yaklaşık olarak elde edilmiştir. Yerel çizgi profili için cebirsel bir ifade kullanmanın faydası, minimizasyon için gerekli olan gradyentin, hata fonksiyonunun doğrudan türevi ile elde edilebiliyor olmasıdır. Gradyent ve yerel çizgi profilleri için evirme sürecine dahil edilen analitik formüller hem (1)'in hesaplanmasını hem de minimizasyon sürecini hızlandırır.

Rice ve Piskunov tarafından yazılan ilk programlar da Minnaert formülünü, güçlü manyetik alan varlığı sözkonusu ise de Unno (1956) [76] formülünü kullanmış olmalarına rağmen, kullanılan bilgisayar sebebiyle önceki kodlardan ayrılıyorlardı. Sanal hafıza (virtual memory machine) bilgisayarlarında, yıldızın dönme geometrisiyle ilgili trigonometrik hesaplar tablolanarak yüksek hesaplama hızları elde edilebiliyordu. Yukarıda tanımlanan yaklaşım, yerel çizgi profilinin Minnaert gösterimindeki tüm belirsizlikler bir yana, sadece yerel çizgi profilleri elde edebilir olması nedeniyle sıkıntılıdır. Bu sebeple bolluk dağılımı yalnızca, aynı element için birçok çizgi haritalanır ve sonra yerel büyüme eğrileri (local curves of growth) yıldız yüzeyinde

nokta nokta yapılandırılırsa elde edilebilir. Sınırlamalarına rağmen bu yöntemle birkaç yıldız için çok iyi sonuçlar elde edilmişti (Örn. Rice ve Wehlau (1990,1991) [77,78]).

Yüzey görüntüleme programlarının 90'ların başlarındaki versiyonları, yerel çizgi profillerini model atmosferlerden, radyatif transfer denkleminin cosθ ve bolluk (haritalanan element için) üzerinden sayısal integrasyonu ile elde ediyorlardı.

$$\cos\theta \frac{dI(M,\theta,\lambda,\tau_\lambda)}{d\tau_\lambda} = I(M,\theta,\lambda,\tau_\lambda) - S(M,\lambda,\tau_\lambda) \tag{6}$$

(6)'da, atmosferin derinliklerinde $I = S$ olduğu varsayılarak $I(M,\theta,\lambda,\tau_\lambda=0)$ için çözüm yapılırken, τ_λ optik derinlik, $S(M,\lambda,\tau_\lambda)$ kaynak fonksiyonudur.

Hesaplamalarda haritalanmakta olan yıldızın etkin sıcaklığına uygun bir model atmosfer kullanılır. Ap yıldızları için önceleri Muthsam (1978) [79] ve Kurucz'un (1979) [80] modelleri kullanılırken, Kurucz'un ATLAS programı serisiyle birlikte (örn. [81]) yıldıza özel düzenlenen atmosferler kullanılmaya başlamıştır. Rice, (6)'nın integrasyonu için Gray (1976)'da [82] açıklanan "Yerel Termodinamik Denge (LTE)" prosedürlerini, yine aynı çalışmadaki donukluk (opaklık) yaklaşımlarıyla beraber izledi. Piskunov atmosferin derinlerinde bir noktadan başlayıp dışarıya doğru ilerleyen, tek yönlü, altıncı dereceden bir Runge-Kutta integrasyon prosedürü kullanıyordu [57]. Bu, (6) için, LTE varsayımı durumunda, gayet güçlü ve hızlı bir integrasyon şemasıydı. Ayrıca integrasyon hassasiyeti üzerinde kolay kontrol gibi de bir avantaja sahipti.

Minnaert formülü gibi analitik yaklaşımlarla elde edilen yerel çizgi profillerinin yerine kullanılan model atmosfer temelli yerel çizgi profilleri, cosθ'da 0.05, bollukta 0.1 dex (log10) ve dalgaboyunda 0.005Å aralıklarla tablolanmıştır. Geç tür yıldızlarda sıcaklıktaki adım aralıkları uygun model atmosfer setlerince belirlenir. Hesaplanmış profiller mikrotürbülans ve dikine-teğetsel makrotürbülansı da (Ap yıldızları için makrotürbülans sıfır kabul edilir.) hesaba katar. (1)'in integrasyonunda kullanılan yerel çizgi profili, tablolanmış profillerdeki doğrusal (lineer) integrasyonca elde edilir. Tablolanmış profiller, -(1)'in hesaplanması sırasında zamandan kazanmak için- evirme sürecinden önce aletsel profille evriştirilebilir. Basit doğrusal interpolasyon kullanıldığı durumlarda dalgaboyunda çok küçük adım aralıkları iyi bir hassasiyet sağlar.

Analitik yaklaşımdan, tablolanmış model atmosfer tabanlı profile geçmekteki en büyük sorun, gradyentin yeterli miktarda, hızlı ve kesin hesaplanmasındadır. Bu hesabın hızlı ve kesin yapılması adına, (p,q) yüzey elemanı için gradyent bileşeni, bolluk için

$$Grad_{p,q} = 2 \sum_{K} \sum_{L} \left[\frac{dR^{*}_{calc}}{d \log(A)} \right]_{p,q} \times \left(R^{*}_{calc} - R^{*}_{obs} \right) \tag{7a}$$

sıcaklık için

$$Grad_{p,q} = 2 \sum_{K} \sum_{L} \left[\frac{dR^{*}_{calc}}{d T} \right]_{p,q} \times \left(R^{*}_{calc} - R^{*}_{obs} \right) \tag{7b}$$

olarak ifade edilir. Burada K evreyi, L dalgaboyunu temsil eder. Toplamların içindeki ifade işlemi tek bir basit hesaba indirger ve dolayısıyla gradyentin hesaplanması oldukça çabuk olur.

Profili soğuk lekelerden dolayı değişen yıldızlarda hem yerel çizgi profili hem de süreklilik şiddeti yıldız yüzeyi boyunca değişim gösterir. Belirli bir sıcaklık dağılımı için yıldız profili hesaplanırken (öngörü hesabı), değişik etkin sıcaklıklarda ve uygun logg'li bir dizi model atmosfere ihtiyaç vardır. Bu atmosferlerden hem süreklilik şiddetini (θ ve T_{eff} için tablolanmış) hem de yerel çizgi profillerini (θ, T_{eff} ve λ için tablolanmış) hesaplayabiliriz. Süreklilik ve çizgi şiddetleri (1)'de kullanılmadan önce her bir yüzey elemanı için yerel sıcaklık değerine interpole edilmelidir. Soğuk lekeler durumunda, (1)'in paydası, minimizasyonun her iterasyonunda, tüm evreler için tekrardan hesaplanmalıdır. Ap yıldızlarında ise yıldız yüzeyi boyunca sadece çizgi profilleri değiştiğinden, payda ilk seferde hesaplanarak sonraki tekrarlar için de kullanılabilir.

2.4.4. Yüzey haritalama parametresi

Ap yıldızları için haritalama parametresi, yüzey dağılımı görülmek istenen elementtir. Çeşitli yıldızların çeşitli element haritaları yapılmıştır (örneğin E UMa'nın Demir ve Krom haritası [43]; α^2 CVn, χ Ser ve CU Vir'in Eu, Sr ve Si haritaları [83]). Soğuk yıldızlar için ise yıldız yüzeyinin nasıl tanımlanacağı konusunda iki genel yaklaşım vardır. Piskunov ve Rice (1993) [57] ve Berdyugina (1998) [63] “etkin yüzey

sıcaklığı"nı, Jankov ve Foing (1992) [61] ve Vogt et al. (1987, 1999) [47,84] ise "yüzey akısı"nı haritalamak üzere kodlar yazmışlardı.

Collier-Cameron (1992) [10] ve Kürster'in (1993) [62] kodları, modeli bir fotosfer sıcaklığı bir de leke sıcaklığı olmak üzere iki sıcaklık ile tanımlıyordu. Kürster evirme sürecinde diğerlerinden farklı olarak, radyo astronomide fazlaca kullanılan CLEAN [85] yöntemine benzer anlamında "CLEAN-like" (CLEAN-benzeri) olarak adlandırılan bir algoritma kullanmıştı.

2.4.5. Fotometri ile işbirliği

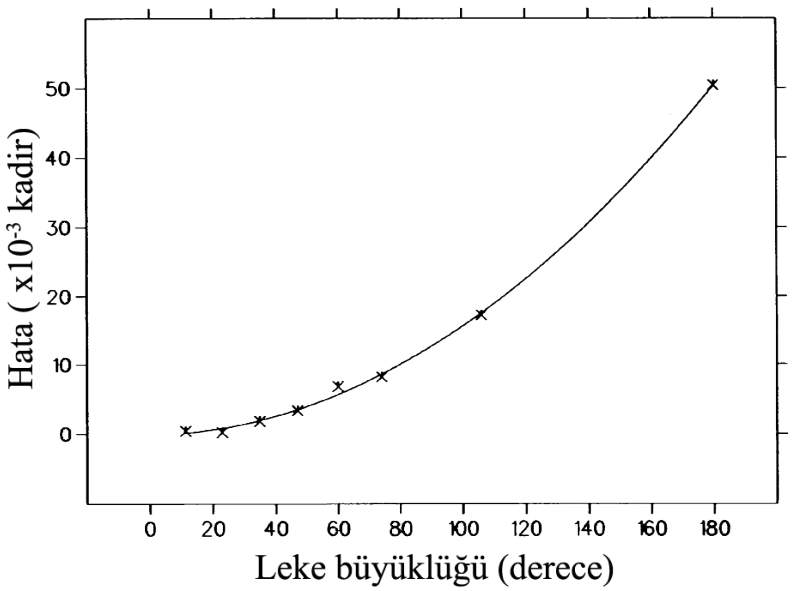
Soğuk lekeli yıldızlarda tayftaki değişimlere ek olarak U, B, V, R ve I gibi fotometrik bantlarda da kayda değer ışık değişimleri görülmesi yaygındır. Fotometrik gözlemler lekelerin şekli, büyüklüğü ve yeri hakkında ek bilgiler sağlar. Fotometrik veriyi işe katmak ayrıca tayfsal çizgi parametrelerindeki belirsizlikleri telafi etmeye de yardımcı olur. Tıpkı tayf için olduğu gibi, ışık eğrisi için de bir hata fonksiyonu (χ^2 : Hesap-Gözlem) hesaplanır ve tayftan hesaplanana eklenir.

$$E = \chi^2_{spec} + \beta \chi^2_{photo} \tag{8}$$

Tayfsal veri ve fotometrik veri için olan χ^2 değerleri fazlaca farklıdır. Zira fotometri oldukça zayıf ayırma gücü sebebiyle sahip olacağı büyük χ^2 ile hata fonksiyonunda baskın hale gelir ve bu nedenle de fotometriden gelen katkı düşük ağırlıklandırılır (β: ağırlık katsayısı).

Yüzey haritası, hata fonksiyonunu (8)'in minimizasyonu ile elde edilir. Gözlenen yıldızın yüzeyinin -standart yıldızınki gibi- düzenli olduğu kabul edilir. Bunun doğru olmadığı aşikâr; fakat akı dağılımının, her bir fotometrik bant boyunca doğrudan hesaplanması -çok fazla sayıda müdahil çizgi olduğu düşünülürse- çok zor ve zaman alıcı bir iştir. Ne var ki Piskunov ve Rice'ın (1993) [57] sunduğu bant merkezi kullanımına dair basit testler, bu kaba yaklaşımların kâfi olduğunu gösteriyor. Bandın en hassas olduğu bölgedeki değişimlerin hesabının, tüm bant için kullanılmasından kaynaklanacak hata gözardı edilebilir seviyededir. Örneğin, etkin sıcaklığı 5500 K olan bir yıldızın, etkin sıcaklığı 4000 K olan 60° çapındaki lekesinin diskin merkezinden geçmesi, V bandında yaklaşık ⅓ kadirlik bir değişime sebep olur. Bu durumda yalnızca

5400Å'deki süreklilik için yapılan hesabın kullanılması, en fazla 0.004 kadirlik bir hataya sebep olur (Şekil 11) [57].



Şekil 11. Etkin sıcaklığı 5500 K olan bir yıldızın, etkin sıcaklığı 4000 K olan lekesi için V parlaklığında yapılan varsayımın oluşturduğu hata [57].

Strassmeier ve Rice tayf ve fotometriyi bir arada fazlaca kullanmışlardır (örn. [86]'te LQ Hya için). Hendry ve Mochnacki de yakın çiftleri modellemek için bu yaklaşımdan faydalanmıştır (örn. [87]).

2.4.6. Birden çok çizgi ile görüntü oluşturma (Multiple line image recovery)

Bilgisayarlar güçlendikçe, tek çizgilerdense tüm tayftan birçok çizgi kullanılarak görüntü elde edilmeye başlandı. Örnek olarak Rice ve Strassmeier'in 2000'de genç Ülker yıldızı HII 314'ü görüntülediği çalışma gösterilebilir [88]. Çoklu çizgi yaklaşımı, çizgileri sırayla ele alarak ya da tayfın tüm çizgileri ile eşzamanlı çalışılarak uygulanabilir. Tayf boyunca dağılmış çizgiler tek tek ele alınırsa sürekliliğin hatalı tespiti, saçılmış ışık, yanlış atomik parametreler gibi dahili ve rastgele harici hatalar, farklı çizgilerden elde edilen bir çok görüntü birbirleriyle karşılaştırılarak bir dereceye kadar ayıklanabilir. Eğer tüm tayf eşzamanlı olarak fit edilirse, tek-çift evre yöntemiyle hatalar ayıklanabilir. Yani evrenin tek değerlerinde üretilen görüntülerle çift değerlerinde üretilen görüntüler karşılaştırılarak -çoğunlukla dış etkenlerden oluşan-

yapay yapılar görüntülerden çıkarılabilir.

Tüm tayftan doğrudan yararlanmanın bir başka çeşidi olan ve temelde verideki gürültüyü azaltmak (başka bir deyişle S/N oranını arttırmak) amacı güden "*Least Squares Deconvolution*" (En küçük Kareler Ters evrişimi) yaklaşımı son vakitlerde, özellikle manyetik Doppler Görüntülemede fazlaca kullanılmaya başladı. (LSD tekniğinin ayrıntıları için bknz. 2.4.8)

2.4.7. Çift yıldızların görüntülenmesi

Maceroni et al. (1994) [89] ve Hendry ve Mochnacki (2000) [87], Doppler görüntülemenin en zorlu görevlerinden biri olan değen çift yıldızların görüntülenmesinin üstesinden gelmişlerdir. Bu sistemlerde yüzey şeklinin geometrisini ve yüzey ızgarasını oluşturmak, bu sistemlerin doğaları gereği, çok zor bir iş halini almaktadır. Tayflarında bileşenlerin çizgileri açıkça seçilebilen, tutulmasız, değmeyen çiftler veya kilitli yörüngeli ve küresellikten yüzde bir-ikiden fazla uzaklaşmamış yıldızlar söz konusu olduğunda, Doppler görüntüleme programlarını, yıldızların bütün bir çevrimini temsil eden tayfsal ve fotometrik veriden yola çıkarak iki yıldızın görüntüsünü eşzamanlı olarak üretecek şekilde düzenlemek o kadar zor değildir [59].

2.4.8. Manyetik/Zeeman Doppler görüntüleme

Manyetik Doppler görüntüleme (MDI: Magnetic Doppler Imaging) ile geleneksel Doppler görüntüleme temelde aynı olmakla beraber MDI, spektropolarimetrik veri kullanarak, -Doppler görüntülemenin yaptığına ek olarak- Stokes parametrelerini manyetik alanın haritasına dönüştürmektedir. Prensipte yüzey sıcaklık/bolluk dağılımını ve manyetik alan vektörlerini haritalamakta hiçbir sorun yoktur. (3) düzenlenir ve

$$E = x_I^2 + x_Q^2 + x_U^2 + x_V^2 + \alpha \cdot f \tag{9}$$

şeklini alan denklem minimize edilerek istenen sonuca ulaşılabilir. Burada χ_Q^2 ,

$$\sum_{\phi} \sum_{\lambda} \frac{1}{\sigma_{Q,\lambda,\phi}^2} [Q_{calc,B,T}(\lambda,\phi) - Q_{obs}(\lambda,\phi)]^2 \tag{10}$$

şeklinde hesaplanır. Bu denklemde $Q_{calc,B,T}(\lambda,\phi)$, manyetik alan (B) ve sıcaklığın (T)

verilmiş bir yüzey dağılımı için, her bir dalgaboyunda ve evrede hesaplanmış Q değeri anlamındadır. Uygulamada yıldız yüzeyinde manyetik alanın (B) farklı değerleri için mevcut olan geniş parametre seçimi; I, Q, U ve V gözlemlerindeki büyük ölçek farkı ve küresel bir alan dağılımı uygulamasındaki ya da bir düzenleme şekli seçimindeki zorluklar, minimizasyonu önemli ölçüde karmaşıklaştırmaktadır.

Sıcaklıkla beraber manyetik alanın da çözümlendiği güvenilir görüntülerin elde edilmesindeki belki de en ciddi sorun Stokes tayfındaki çok düşük sinyal seviyeleridir. Semel 1989 yılındaki çalışmasında polarimetrik ölçümlerdeki S/N oranını birçok çizgi ölçümünün ortalamasını alarak arttırmak fikrini ortaya atmıştır[34]. Bu çalışmada -aslında tüm Stokes parametrelerinin kullanılmasını planlamışsa da- sadece I ve V gözlemleri üzerine yoğunlaşmıştır. Yıldız yüzeyindeki manyetik alan yapısının bu ortalama profillere kodlanmış olduğunu ve yüzeyin de bu ortalama profil verisinden haritalanabileceğini öne sürmüştü. Donati et al. (1997) bu fikrin uygulamasını, ortalama I ve V profillerini eşel tayfındaki binlerce çizgiden çıkartmak için "Least Squares Deconvolution (LSD)" olarak adlandırdıkları yöntemi kullanarak yapmışlardı. Temelde yaptıkları bir maske fonksiyonu oluşturmaktı:

$$P(\upsilon)=\sum_i \omega_i \delta(\upsilon-\upsilon_i) \tag{11}$$

Burada w_i tayftaki ortalaması alınacak her bir çizginin ağırlığı, v_i ise -hız biriminde- konumudur. Bu maske tayf çizgilerindeki ortalama V'deki Zeeman izi (Z) ile evriştirilir (V = P ∗ Z). Buradaki amaç yıldız tayfının gerçek dairesel polarizasyonunu elde etmektir. Gözlenmiş tayfa yapılmış bir V fitinden Z'yi, ortalama Zeeman izinin her bir pikselle ilişkili hatalarını elde etmek için bir "en küçük kareler" yöntemi benimsenmişti. Bu sürecin aslında V'nin P ile ters evrişiminin, Z'yi üretmek ve Z'nin pikselleri için hata barlarını elde etmek amacıyla, asıl tayf piksellerinin hatalarının da işlenmesini içeren, geliştirilmiş bir uyarlaması olduğunu belirtmişlerdi. Sonuç olarak, çok daha yüksek S/N'ye sahip, sıcaklık ve manyetik alanın yıdızın yüzeyi boyunca dağılımının evreye bağlı profil özellikleri gösteren bir ortalama V profili, Z elde edilir.

Çok geniş bir dalgaboyu aralığındaki tüm çizgiler (her seferde bir tanesi) için ayrıntılı profillerin hesaplanmasında gereken hesaplama süresinin aşırı fazla olması sebebiyle, S/N probleminin çoklu çizgi hesaplamalarıyla çözülme çabaları sonlanmaya

mahkumdur ve şimdilik bu düşük sinyal seviyesi meselesine tek çözüm LSD gibi görünmektedir [59]. Kochukhov et al. (2010), LSD hakkında kapsamlı bir derleme yapmış, aynı yayında LSD'ye yaptığı birkaç iyileştirmeyle geliştirdiği ve iLSD [improved (geliştirilmiş) LSD] olarak adlandırdığı yöntemi de sunmuşltur [90].

2.5. Testler

Doppler görüntüleme tekniğinin ilk zamanlarında, yeni kodlar ve yaklaşımlar geliştirildikçe, elde edilen sonuçların güvenilirliğini sınamak amaçlı bir çok çalışma yapılmıştır [3,47,49,72,91-93]. Bu çalışmalarda bu teknik ile ortaya konan haritaların verinin kalitesine ve miktarına, kullanılan yıldız parametrelerine ve diğer kabul ve yaklaşık tahminlere olan bağımlılığı tartışılmıştır. Yapılan testler, yüzeyinde dağılmış belirli şekillerde "leke"lere sahip yapay bir test yıldızının, gözlenmiş olsaydı sahip olacağı çizgi profillerini hesaplayarak bu çizgi profillerini değişik parametrelerle haritalamak ve bu parametrelerin Doppler haritası üzerindeki etkilerini görmek esasına dayanıyordu. Yapılan bu "*öngörü hesabı*"nda, görüntüyü elde etmek için yapılan evirme işleminde kullanılandan çok daha ince bir ızgara kullanılması çok önemlidir.

Sıcaklık haritalamasında eğer seçilen çizgi sıcaklığa fazlaca duyarlıysa, yerel çizgi profilini tahmini bir değere sabitlemek kutup bölgelerinde zayıf soğuk bir leke ve zayıf soğuk kuşaklar gibi yapay oluşumlar doğurmaktadır [57].

Ca, geç tür yıldızların leke bölgeleri dışında neredeyse tamamen iyonize olduğundan, sabit şekilli yerel çizgi profili yaklaşımı özellikle CaI 6434Å çizgisi için uygun değildir [3].

1991'de Strassmeier öncülüğünde yürütülen bir çalışmada [52], üç farklı grup ve Strassmeier, EI Eri'nin aynı verileri üzerine Doppler görüntüleme tekniğini kendi yaklaşımlarıyla uygulayarak sonuçlarını karşılaştırmışlardır. Çalışmada grupların kullandıkları temel parametreler ve yöntemler şöylece özetlenebilir:

- Vogt ve Hatzes, önce 30 farklı kenar derecesi için ATLAS 5 altprogramlarını [80] ve bir model atmosfer [94] kullanarak yerel spesifik şiddet profillerini hesaplamış sonra bu profilleri makrotürbülans fonksiyonu ve alet profiliyle evriştirmişlerdi. Yerel çizgi profil şeklinin sıcaklıkla değişmediği kabul

edilmişti. Leke dağılımı haritaları (yıldız yüzeyindeki ızgara boyutları $4^o.5 \times 4^o.5$) önce maksimum entropi görüntüsünü elde edilip sonra o görüntüyü sadece iki sıcaklık (leke bölgeleri için ≤3600 K, lekesiz fotosfer için 5500 K) gösterecek şekilde sınırlandırarak elde edilmişti. Güneş yüzeyine benzerlik adına (sabit sıcaklıkta parlak fotosfer üzerinde, eş koyulukta lekeler) iki bölgeden oluşan bir yüzey sunmayı seçmişlerdi.

- Rice ve Wehlau da, programlarında maksimum entropiyi kullanmışlardı. Yerel çizgi profilleri, transfer denkleminin sayısal çözümünden türetilmişti. Kullanılan model atmosfer Kurucz'un T_{eff}=5500 K ve log*g*=4.0 değerlerine sahip modeliydi [80]. Haritaları (ızgara boyutları $5^o \times 5^o$), parlaklığın (kullanılan çizginin dalgaboyundaki) dağılımı şeklindeydi. Bilindiği üzere parlaklık Planck yasası ile etkin sıcaklığa çevrilebilmektedir. Rice ve Wehlau da, Vogt ve Hatzes gibi çizgi profil şekillerinin lekelerin içinde de dışında da aynı olduğunu kabul etmişlerdi. Çizgi profillerinin yanında V bandı ışık eğrisini de girdi olarak kullanarak daha hassas görüntü çözümleri elde etöişlerdir.
- Piskunov, Tuominen, Hackman ve Poutanan, öncelikle yerel çizgi ve süreklilik şiddetlerini, yıldız yüzeyinde bir set dalgaboyu ve konum için tablolamış sonra bu ızgarayı gerçek yerel şiddetlerin disk boyunca interpole edilmesi için kullanmışlardır (ızgara boyutları $3^o \times 3^o$). Düzenleme fonksiyonu olarak Tikhonov yaklaşımını benimserlerken yüzey boyunca değişik sıcaklıklarda değişik yerel çizgi profilleri kullanmışlardır. Yerel çizgi profillerini hesaplarken kullandıkları atmosferler Bell et al.'ın (1976) [94] T_{eff} 4000 K, 4500 K, 5000 K ve 5500 K modelleriydi. Haritaları doğrudan çizgi profillerinden türetilmiş sıcaklık dağılımlarıydı.
- Strassmeier, esas çizgi profilini taklit etmek için uygun bir standart yıldızın çizgi profilini gözledi ve bu profili teorik dönme profili ile evriştirdi. Nihai harita deneme yanılma ile bir çok tekrar sonunda bulunmuştu. Leke sıcaklıkları, sabitlenmiş bir değerdi ve ayrıca eş zamanlı olarak gözlenen V-R ve V-I renk değişimlerinden türetilmişti.

Sonraki yıllarda da yeni bir yaklaşım veya kod yayınlandığında, önceki makalelerdeki sınama yöntemleri benimsenmiş ve yapay verilerle kodun/yaklaşımın değişik şartlara verdiği yanıtları içeren geniş çaplı testler barındıran makaleler yayımlanması alışılagelmiştir.

3. BÖLÜM

Doppler Görüntüleme'nin Literatüre Katkıları

Doppler görüntülemenin ilk vakitlerinde elde edilen sonuçlara şüpheyle yaklaşılmıştır. Bu duruma en büyük katkıyı "kutup başlıkları" olarak adlandırılan, kutup bölgelerindeki hayli büyük lekeler yapmıştır. Ayrıca haritalardaki bazı yapıların gözlemsel veya teknikteki hatalardan kaynaklanan yapay olgular olup olmadığı da çokça tartışılmıştır. Gözlem alet ve tekniklerinin gelişmesiyle veri kalitesinin artması, aynı zamanda tekniğin de yeni yaklaşımlar ve kodlar ile iyileşmesi sonucu güvenilirliği hayli artan bu teknik sayesinde önemli sonuçlar ortaya konmuştur.

Bu sonuçların bazıları Güneş'ten bildiklerimizle uyumluyken bazıları da şaşırtıcı olabilmiştir. Örneğin Vogt ve Hatzes'in lekeli bir RS Cvn türü yıldız olan UX Arietis'in Doppler görüntülerine dayanarak vardıkları sonuçlara göre bu yıldız Güneş ve diğer yıldızların aksine kutup bölgelerinde -dönme dönemi ile eş döneme sahip olan- ekvator bölgelerinden daha hızlı dönmekteydi [55]. Ayırma gücünün artması ile lekelerin yanısıra lekelerin etrafındaki plaj bölgeleri de, diğer yıldızların yüzeylerinde de gözlenen yapılar arasına girmiştir [29]. Plaj bölgelerinin kromosferik yapılar olduğu düşünüldüğünde bu gelişmenin, tekniğin manyetik etkinliği anlamada bir adım daha ileri gitmesi bakımından büyük bir ilerleme olduğu aşikardır. Fakülalar da yine Doppler görüntüleme sayesinde Güneş dışındaki yıldızlarda gözlenebilmiştir [28].

Teknik rüşdünü ispat ettikten sonra, bir çok yıldıza, bazen uzun yıllar boyunca tekrar tekrar uygulanmıştır. Tablo 1'de, 2008 yılı itibari ile Doppler görüntüsü alınmış ve lekeleri haritalanmış soğuk yıldızlar listelenmiştir. Bu tablo ve lekeli geç tür yıldızların yayınlanmış (veya yayınlanacak) tüm Doppler görüntülerinin listesi *"Leibniz Institute for Astrophysics Potsdam"*daki *"Stellar Activity Group"* tarafından güncel tutulmaya çalışılmakta ve internet sayfalarında [95] yayımlanmaktadır.

Tablo 1: Doppler görüntüsü elde edilmiş soğuk yıldızlar (2008 itibariyle). Tabloda yıldızların adları, M-K sınıfları, türleri, etkin sıcaklıkları, dönme dönemleri, ekvatoral dönme hızları ve yarıçapları belirtilmiştir. Tablo döneme göre sıralanmıştır. Tür sütununda RS CVn, evrimleşmiş bileşenli yakın çiftleri; WTTS, zayıf çizgili T Tauri yıldızlarını; CTTS, klasik T Tauri yıldızlarını; CBPN, gezegenimsi bulutsunun merkezî çift yıldızını; W UMa, değen çiftleri; FK Com, hızlı dönen tek devleri; Tekimsi (Effectively single star: Bir çift sistem içerisinde olsa da gerek bileşenler arası mesafe, gerekse yörünge düzleminin bakış doğrultusu ile yaptığı açı sebebiyle gözlemsel özellik bakımından çift sistem üyesi bir yıldızdan çok tek bir yıldıza benzeyen yıldız.), tek benzeri çift sistem üyesi yıldızları; Pleiad, Pleiades (Ülker) yıldız kümesi üyesi tek yıldızları; α Per, α Per yıldız kümesi üyelerini; CV, kataklismik değişen sistemin soğuk yoldaş yıldızını; Tek, tek yıldızları belirtmektedir.

Yıldızın adı	MK-sınıfı	Tür	T_{eff} (K)	P_{rot} (gün)	V_{equ} (km/s)	R ($R_\odot$)
HD31993	K2III	Tek	4500	25,30	36,60	18,30
HD218153	G9II-III	RS CVn	4700	24,96	31,10	15,30
IM Peg	K2III	RS CVn	4450	24,65	30,60	14,90
HK Lac	K0III	RS CVn	4800	24,46	22,10	10,70
XX Tri	K0III	RS CVn	4750	24,00	24,20	11,50
HD208472	G8III	RS CVn	4900	22,40	29,70	13,10
σ Gem	K1III	RS CVn	4500	19,60	31,80	12,30
ζ And	K1III	RS CVn	4600	17,77	45,70	16,00
CM Cam	G8III-II	Tekimsi	4950	16,00	54,30	17,20
IL Hya	K0III-IV	RS CVn	4700	12,70	32,40	8,10
HU Vir	K0III-IV	RS CVn	5000	10,40	27,60	5,70
YY Men	K2III	FK Com	4950	9,55	65,30	12,30
DF Tau	M0	CTTS	3750	8,50	28,90	4,80
IN Vir	K2-3IV	RS CVn	4600	8,23	27,70	4,50
BP Tau	K7	CTTS	4055	7,60	12,70	2,00
DM UMa	K0III-IV	RS CVn	4500	7,50	40,40	6,00
II Peg	K2IV	RS CVn	4600	6,72	25,40	3,40
V2129 Oph	K5	CTTS	4500	6,53	20,50	2,60
UX Ari	K0IV	RS CVn	4750	6,44	45,00	5,70
IN Com	G5III	CBPN	5200	5,91	94,80	11,10
Par 1724	K0III	WTTS	5000	5,68	80,40	9,00
UZ Lib	K0III	RS CVn	4800	4,77	87,50	8,20
Sz 68	K2IV	CTTS	4800	3,90	42,60	3,30
V1355 Ori	K0-2IV	RS CVn	4750	3,86	53,50	4,10
HD199178	G5III-IV	FK Com	5450	3,32	93,30	6,10
τ Boo	F7V	Tek	6360	3,31	24,70	1,50
TY Pyx A	G5IV	BY Dra	5400	3,20	35,00	2,20
TY Pyx B	G5IV	BY Dra	5400	3,20	35,00	2,20
SU Aur	G2III	CTTS	5800	2,90	73,90	4,20
V711 Tau	K1IV	RS CVn	4800	2,84	75,30	4,20

(Tablo 1 devam)

Yıldızın adı	MK-sınıfı	Tür	T_{eff} (K)	P_{rot} (gün)	V_{equ} (km/s)	R ($R_\odot$)
CF Tuc	K4IV	RS CVn	4500	2,80	38,90	2,20
V830 Tau	M0-1	WTTS	4000	2,75	34,50	1,90
SU Aur	G2	CTTS	5700	2,70	68,00	3,60
EK Dra	G1,5V	Tek	5870	2,60	20,00	1,00
AG Dor	K0V	BY Dra	4900	2,56	22,00	1,10
FK Com	G4III	FK Com	5080	2,40	179,00	8,50
EI Eri	G5IV	RS CVn	5500	1,95	70,90	2,70
V410 Tau	K4IV	WTTS	4400	1,87	85,00	3,10
PW And	K2V	Tek	5000	1,76	33,20	1,20
V824 Ara A	G5IV	WTTS	5400	1,68	48,30	1,60
V824 Ara B	K0V-IV	WTTS	5050	1,68	44,40	1,50
LQ Hya	K2V	Tek	5200	1,60	30,90	1,00
HD283572	G5IV	WTTS	5250	1,55	136,00	4,20
HII 314	G1-2V	Pleiad	5845	1,47	50,50	1,50
HD171488	G0V	Tek	5800	1,34	41,90	1,10
σ2 CrB A	F9V	BY Dra	6000	1,16	55,40	1,10
σ2 CrB B	G0V	BY Dra	5900	1,16	55,40	1,10
PZ Tel	K0V-IV	WTTS	5000	0,94	75,00	1,40
YY Gem A	dM1e	BY Dra	4000	0,81	48,10	0,80
YY Gem B	dM1e	BY Dra	4000	0,81	48,10	0,80
LW Hya	G8III-IV	CBPN	4900	0,76	127,30	1,90
AP 193	G5-6V	α Per	5500	0,75	78,10	1,20
ER Vul A	G0V	BY Dra	5900	0,70	92,30	1,30
ER Vul B	G5V	BY Dra	5750	0,70	92,30	1,30
BV Cen	G5-8IV/V	CV	5250	0,61	119,30	1,40
He 520	G6V	α Per	5620	0,60	98,20	1,20
SV Cam	G2V-IV	RS CVn	5750	0,59	117,00	1,40
HD307938	G2V	Tek	5800	0,56	106,00	1,20
TWA 6	K7	WTTS	4000	0,54	98,40	1,00
V471 Tau	K2V	pre-CV	5000	0,52	91,00	0,90
AB Dor	K0V	Tek	5250	0,51	105,10	1,10
He 699	G2-3V	α Per	5750	0,49	118,70	1,20
EY Dra	M1-2V	Tek	3900	0,46	66,00	0,60
V374 Peg	M4V	Tek	3200	0,45	38,80	0,34
MN Lup	M0	CTTS	3800	0,44	103,70	0,90
HK Aqr	M1,5V	Tek	3870	0,43	69,00	0,60
LO Peg	K5-7V	Tek	4300	0,42	120,30	1,00
HII 3163	K0V	Pleiad	5250	0,42	82,50	0,70
AE Aqr	K3-5IV/V	CV	4800	0,41	?	?
HII 686	K4V	Pleiad	4500	0,40	82,40	0,60
HD197890	K3V	WTTS	5000	0,38	156,30	1,20
AE Phe A	G0V	W UMa	6000	0,36	145,20	1,00
AE Phe B	F8V	W UMa	6150	0,36	95,10	0,70
AP 149	G8V	α Per	5500	0,32	204,00	1,30
YY Eri A	G9V	W UMa	5400	0,31	161,60	1,00
YY Eri B	G7V	W UMa	5580	0,31	111,10	0,70

(Tablo 1 devam)

Yıldızın adı	MK-sınıfı	Tür	T_{eff} (K)	P_{rot} (gün)	V_{equ} (km/s)	R ($R_\odot$)
RXJ1508,6	G2V-IV	Tek	5750	0,31	245,00	1,50
V426 Oph	?	CV	?	0,29	?	?
VXR45A	G9V	Tek	5300	0,18	238,00	0,8

Tablo 1'deki 79 yıldızın 38'i tek (ya da tekimsi) yıldız, 41'i de çift sistem üyesidir. Bu yıldızlardan bir tanesi 10 yıl yörünge dönemli geniş bir görsel çift üyesi olan tekimsi dev CM Cam, iki tanesi de gezegenimsi bulutsuların merkezî yıldızlarının geç tür yoldaşları olan IN Com ve LW Hya'dır. Bunların yanında iki değen çift üyesi (AE Phe ve YY Eri), üç tane de kataklismik değişen sistem üyesi (soğuk bileşen) (AE Aqr, BV Cen ve V426 Oph) vardır. V471 Tau, sıcak bileşen olarak bir beyaz cüceye sahip olmasına rağmen henüz önemli bir püskürme (outburst) veya kütle aktarımı emaresi göstermediğinden pre-CV (Kataklismik Değişen öncesi) olarak sınıflandırılmıştır. Beş tane de her iki bileşeninin de Doppler görüntüsü elde edilmiş çift çizgili yakın çift sistem vardır (V824 Ara, TY Pyx, σ 2 CrB, YY Gem ve ER Vul). Üstelik V824 Ara'nın iki bileşeninin de Zeeman-Doppler görüntüsü yakın vakitte elde edilmiştir [96].

Bir W UMa yıldızı olan VW Cephei'nin ilk Doppler görüntülemesi Hendry ve Mochnacki (2000) [87] tarafından 1991-1993 arası alınmış veriler kullanılarak yapılmıştır. Elde ettikleri görüntüye göre baş yıldızın yüzeyinin %66'sı, yoldaş yıldızın yüzeyinin de %55'i lekelerle kaplıdır. Bu değerler değmeyen çiftler ve çok etkin tek yıldızlarda gözlenmiş olan oranların yanında çok büyüktür. Ama VW Cep'in yüzeyinin, baş yıldızın ortalama yüzey sıcaklığının yoldaş yıldızınkinden daha düşük olduğu ortaya çıktığından dolayı, karanlık olmayan lekelerle kaplı olması gerekmektedir. Bu da çözümlenememiş bir çok leke anlamına gelmektedir. W UMa'ların tayfları, muazzam çizgi genişlemeleri ve çift çizgili doğalarının yanında bir de sönük kaynaklar olmaları sebebiyle, zor analiz edilir tayflar olarak bilinmektedirler. Bu nedenle ağır lekeli yapılarına rağmen Tablo 1'de yeteri kadar temsil edilememişlerdir.

Şimdiye kadar diğer yıldızlarda saptanmış olan etkinlik olgusu, Güneş etkinliğinden tahmin edilene kıyasla şaşırtıcı derecede yoğun ve karmaşıktır. Yaklaşık 30 yıldır süren Doppler görüntüleme yolculuğu boyunca çeşitli gruplar tarafından elde edilen önemli sonuçlar şöyle özetlenebilir [97]:

- Kutupta ya da yakınlarında büyük lekeler [63,84,98-100],
- Güneş'teki gibi ve tersi (kutuplar hızlı) differansiyel dönme [84,101-105] ve bu differansiyel dönmelerde dönemsel değişimler [104,106],
- Kutba doğru "*olası*" akıntılar [107,108],
- Geçiş yapan (transiting) prominens saptanması ve haritalanması [109],
- Sıcak lekeler [95],
- Gözlenmiş etkin boylamlar ve bunlarla ilişkili "*flip-flop*"lar (Etkin boylamların yer değiştirmesi. Bknz. Berdyugina 2007) [111],
- Çok kısa vakitlerden çok uzun vakitlere değişen leke evrim süreçleri [112-114],
- Yıldız yüzeyinde doğrudan saptanmış karmaşık manyetik alanlar [64,113,115].

Türkiye'de, fotometrik çalışmalar sonucu sayısız yıldızın yüzey görüntüsü elde edilmiş, leke modellemesi yapılmıştır. Fakat Doppler görüntüleme -nedendir bilinmez- ilgi görmüş bir çalışma alanı değildir. Bunda tekniğe uygun, yüksek çözünürlüklü veri alacak altyapı eksikliğinin rolü göz ardı edilemez. Yine de, uluslar arası işbirliklerinin bu kadar yoğun ve kolay olduğu bir dönemde, kaliteli başvurulara her zaman açık olan onca gözlemevi varken, temel sebebin altyapı eksikliği olması pek muhtemel görünmemektedir. Fakat ülkemiz astronomlarının uluslar arası ilişkiler konusunda şimdiki etkin konumlarına gelmelerinin çok da eski vakitlere uzanmadığı da unutulmamalıdır.

Tekniğin ilk yıllarında Eker konuya ilgi göstermiş ve Vogt et al.'ın tekniği üzerine yorumlar yaptığı bir makale yayınlamıştır [116]. 90'ların sonunda da Doppler görüntüleme tekniğinin temel sıkıntılarından olan "*uniqueness problem*" (Benzersizlik sorunu: Doppler görüntülemede, aynı haritanın, parametrelerin farklı değerleri ile oluşturulabilmesi olarak karşılık bulur.) üzerine bir çalışması daha bulunmaktadır [117,118]. Bunların dışında tam anlamıyla tekniği kullanarak yapılan tek yayın 2011'in şubatında, "*Astronomy & Astrophysics*"de yayınlanan, Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü doktora öğrencisi Şenavcı'nın ilk yazar olduğu "*Investigating the surface inhomogeneities of the contact binary SW Lacertae - I.*

Doppler imaging" adlı makaledir [119]. Şenavcı et al. (2011), bu çalışmada Donati et al. (1997)'nin LSD yaklaşımı ve Collier-Cameron (1997)'nin DoTS kodunu kullanılıp, SW Lac üzerine yapılacak bir seri araştırmanın ilk adımı olarak bu sistemin Doppler görüntüsünü elde etmiş ve yoldaş (büyük kütleli olan) yıldızın, baş yıldızdan daha soğuk, dolayısıyla -beklenileceği üzere- daha lekeli olduğunu belirlemiştir.

4. BÖLÜM

Sonuç

Yıldız astrofiziğinin her dalının nihai hedefi yıldız evrimini anlamaktır. Geniş kapsamdan dar olana doğru yıldız evrimi; etkinliğin evrimdeki rolü; etkinliğin devamlılığını açıklamak için dinamo teorisi; diferansiyel dönme ve manyetizma; manyetizma kaynaklı yapılar ve bu yapılardan olan lekelerin, yapı ve oluşum mekanizmalarının, yüzeydeki hareketleri aracılığıyla da diferansiyel dönmenin anlaşılabilmesi amacıyla gözlenebilmesi gibi motivasyonlar Doppler görüntüleme çalışmalarını ivmelendirmektedir. Doppler görüntüleme tekniği, Güneş dışındaki yıldızların yüzey özelliklerinin gözlenebilmesini mümkün kılarak bu motivasyon zincirini, son halkasından tutmamızı sağlamakta; yıldız lekeleri ve dolayısıyla diferansiyel dönme ve etkinlik hakkında bilgiler sağlayarak, nihai hedefe yaklaşmamıza yardımcı olmaktadır.

Teknik yarım asırı geride bırakmış ve hâlâ yolun başında olsa da, katedilen yol azımsanacak gibi değildir. Doppler görüntüleme ile yapılan yıldız lekesi gözlemleri, milattan önce Çinlilerin çıplak gözle yaptığı güneş lekesi gözlemleriyle aynı seviyededir [10].

Doppler görüntüleme tekniği için, aynı temel mantık üzerine kurulu bir çok yaklaşım ve farklı yaklaşımlar üzerine kurulu bilgisayar kodları mevcuttur. Bir çok kod ve yöntem arasında öne çıkan ve günümüzde kullanılmaya ve geliştirilmeye devam edilenleri şunlardır:

- **MEMSYS:** Gull ve Skilling (1984) [48,73] tarafından geliştirilmiştir. Vogt et al. (1987) [47], öncesinde deneme-yanılma yoluyla yürüttüğü ilk Doppler görüntüleme yöntemini, bu kodları kullanarak, maksimum entropi yaklaşımıyla

daha muntazam bir hale getirmiştir. MEMSYS kodları halen kullanımda olmasa da, ortaya attığı maksimum entropi yaklaşımı kullanılmaktadır.

- **TEMPMAP:** Rice, Wehlau ve Khokhlova (1989) [53] tarafından geliştirilen kod, zamanla Strassmeier ve ekibindekilerin katkılarıyla geliştirilerek bu ismi almıştır. Günümüzde Rice ve Strassmeier öncülüğündeki grup tarafından hâlen yoğun bir şekilde kullanılan TEMPMAP de hata fonksiyonunu düzenlemek için maksimum entropi yaklaşımını kullanmaktadır.

- **DoTS:** Collier-Cameron (1997) [26] tarafından "*Eclipse Mapping*" adıyla ortaya atılan yöntem, sonradan bu ismi almıştır. İlk adından da anlaşılabileceği gibi örten çift sistemler üzerine özelleşmiş olan teknik, diğer Doppler görüntüleme tekniklerinin aksine *fotometrik veri üzerinden, tayf yardımıyla* örten çiftlerin haritalamasını yapmaktadır. Daha sonra, Barnes et al. (2004) [120] tarafından tam değen (full contact) sistemlere uyarlanmış olan kod, 2011'de de Şenavcı et al. [119] tarafından da kullanılmıştır.

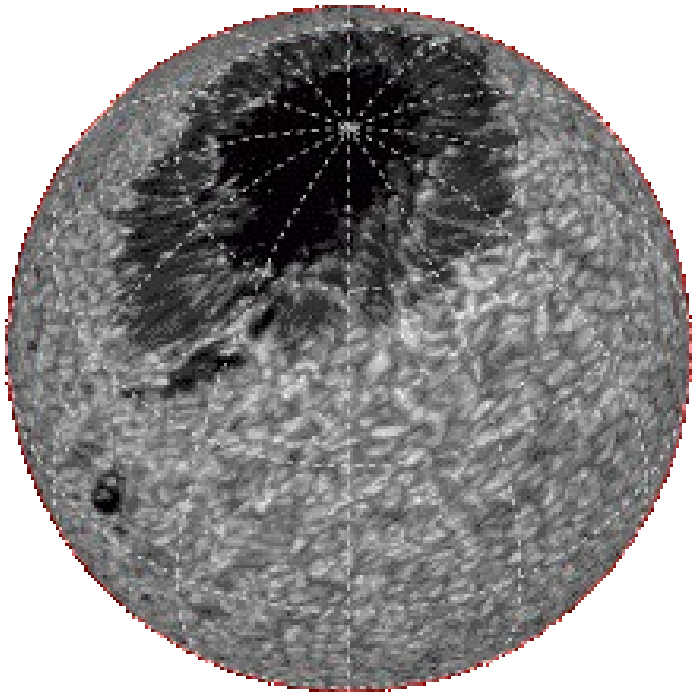
- **iMAP:** Strassmeier ve grubu tarafından [65,66] geliştirilen ve görece yeni olan kod polarize tayf kullanarak Zeeman-Doppler görüntüleme yapmak üzere geliştirilmiş olsa da polarize olmayan tayf ile "geleneksel" Doppler görüntüleme için de kullanılabilmektedir [67].

Uzun yıllar süren çalışmaların ardından, aynı yıldızın uzun yıllar boyu alınmış Doppler görüntüleri üzerine yorumlar yapabilir; differansiyel dönmeleri, manyetik etkinlikleri, etkinlik ve leke çevrimleri üzerine önemli bilgiler elde edebilir hale gelinmiştir. Strassmeier'ın 2007'deki bir IAU toplantısında sunduğu çalışmasını bitirirken, Doppler görüntülemenin geldiği son noktayı belirtmek amacıyla yaptığı alıntı gelinen son noktayı belirtmek anlamında çok manidardır:

> "Finally, after 20 years of Doppler Imaging,
> "Yes, the stars, they always make me laugh."
> (A. Saint Exupéry, The Little Prince)"

["Sonunda, 20 yıllık Doppler görüntülemenin ardından, "Evet, yıldızlar, beni hep güldürürler."(A. Saint Exupéry, Küçük prens)"]

Doppler görüntülemenin ulaşmak istediği nokta, diğer yıldızların yüzeylerini de Güneş'inkine benzer çözünürlüklerde görüntüleyebilmektir(Şekil 12). Zeeman Doppler görüntülemede de benzer şekilde, diğer yıldızların manyetik alanlarını daha iyi anlayabilmek hedeflenmektedir. Ülkemizde, yavaş da olsa ilgi çekmeye başlayan bu alanda yapılacak daha fazla çalışma, şüphesiz ki öncelikle uluslararası işbirlikleri ile, sonrasında da yeterli alt yapıya sahip olup kendi verimizi elde ederek mümkün hale gelecektir.



Şekil 12. Doppler görüntüleme tekniğinde ulaşılmak istnen aşamayı betimlemek amacıyla, Güneş yüzeyinden bir görüntü kullanılarak oluşturulmuş bir görsel.

Bu çalışma ile, Doppler görüntüleme çalışmalarına başlangıç olarak geniş kapsamlı bir literatür taraması yapılmış, sonraki adımda yeterli kalitede veri ve görüntüleme kodlarından uygun olanı elde edildiğinde, çeşitli yıldızların Doppler görüntülerinin oluş turulması ve görüntülerden, yıldızların ayrıntılı analizlerinin yapılması planlanmaktadır.

KAYNAKÇA

1. Zhao, M., Gies, D., Monnier, J.D., Thureau, 2008. First resolved ımages of the eclipsing and ınteracting binary β lyrae. The Astrophysical Journal, vol. 684:L95-L98.

2. Deutsch, A.J., 1958. Harmonic analysis of the periodc spectrum variables. Electromagnetic Phenomena in Cosmical Physics, p. 209

3. Vogt, S.S., Penrod, G.D., 1983. Doppler ımaging of spotted stars: Application to the RS Canum Venaticorum star HR 1099. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, vol. 95: 565–576.

4. Gilliland,R.L., Dupree, A.K., 1996. First image of the surface of a star with the Hubble space telescope. The Astrophysical Journal, vol. 463: L29-L32.

5. Strassmeier, K.G., 2009. Starspots. The Astronomy and Astrophysics Review, vol. 17: 251-308.

6. O'Neal, D., Neff, J.E., Saar, S.H., 1996. TiO band measurement of starspot temperature and area on active stars. The Ninth Cambridge Workshop on Cool Stars, vol. 109

7. O'Neal, D., Neff, J.E., Saar, S.H. Cuntz, M., 2004. Further Results of TiO-band observations of starspots. The Astronomical Journal, vol. 128: 1802-1811.

8. Berdyugina, S.V., 2002.Sunspot and starspot interiors as seen from molecular lines. Astronomische Nachrichten, vol. 323: 192-195.

9. Savanov, I.S., Strassmeier, K.G., 2005. Surface imaging with atomic and molecular features. Astronomy and Astrophysics, vol. 444: 931-940.

10. Collier-Cameron, A., 1992. Surface Inhomogeneities on Late-Type Stars. Berlin, Heidelberg: Springer Berlin Heidelberg.

11. Strassmeier, K.G., Oláh, K., 1992. On the starspot temperature of HD 12545. Astronomy and Astrophysics, vol. 259: 595-599.

12. Eker, Z., 1999. Reliability of light curves for photometric imaging. The Astrophysical Journal, vol. 512: 386-402.

13. A. Four Peaks Technologies Inc., Scottsdale, 2011. Sunspot Cycles. http://solarcellcentral.com/sun_page.html (Erişim tarihi: 10 Mayıs 2011)

14. Maury, A.C., 1897. Spectra of bright stars photographed with the 11-inch Draper Telescope as part of the Henry Draper Memorial. Annals of Harvard College Observatory, vol. 28.

15. Babcock, H.W., 1958. A catalog of magnetic stars. The Astrophysical Journal Supplement Series, vol. 3: 141.

16. Preston, G.W., 1974. The chemically peculiar stars of the upper main sequence. Annual Review of Astronomy and Astrophysics, vol. 12: 257-277.

17. Wolff, S.C., 1983. The A-type stars: problems and perspectives. In: Monograph series on nonthermal phenomena in stellar atmospheres (Ed: Wolff, S.C.). NASA Spec. Publ.

18. Hearnshaw, J. B., 1986. The analysis of starlight: One hundred and fifty years of astronomical spectroscopy. Cambridge and New York.

19. Strassmeier, K.G., Rice, J.B., 1998. Doppler imaging of stellar surface structure VI . HD 129333 = EK Draconis : a stellar analog of the active young Sun. Astronomy and Astrophysics, vol. 330: 685–695.

20. Washuettl, A., Strassmeier, K.G., 2001. A study of the chromospherically active binaries UX Fornacis and AG Doradus. Astronomy and Astrophysics, vol. 370: 218-229.

21. Strassmeier, K.G., Rice, J.B., Ritter, A., Küker, M., 2005. Spatially resolving the accretion shocks on the rapidly-rotating M0 T-Tauri star MN Lupi. Astronomy and Astrophysics, vol. 440: 1105-1118.

22. Donati, J.-F., Semel, M., Carter, B.D., Rees, D.E., Collier-Cameron, A., 1997.

Spectropolarimetric observations of active stars. Royal Astronomical Society, vol. 291.

23. Vogt, S.S, Penrod, G.D., 1983. Doppler imaging of starspots. IN: Activity in red-dwarf stars; Proceedings of the Seventy-first Colloquium, pp. 379-385.

24. Marsh, T., Horne, K., 1988. Accretion disc mapping. Advances in Space Research, vol. 8: 127-134.

25. Kaitchuck, R.H., Schlegel, E.M., Honeycutt, R.K., Horne, K.,1994. An atlas of Doppler emission-line tomography of cataclysmic variable stars. The Astrophysical Journal Supplement Series, vol. 93: 519.

26. A. Collier-Cameron, 1997. Eclipse mapping of late-type close binary stars. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, vol. 287: 556-566.

27. Mercedes, T., Albright, G.E., Bowles, L.M.,1994. Doppler tomography of accretion regions in Algol binaries. American Astronomical Society, vol. 26.

28. Aarum-Ulvås, V., 2005. Recovering facular areas through Doppler imaging. Astronomy and Astrophysics, vol. 435: 1063-1071.

29. Wolter, U., Schmitt, J.H.M.M., 2005. Localizing plages on BO mic, first steps towards chromospheric Doppler imaging. arXiv.

30. Balasubramaniam, K.S., Gary, G.A., Reardon, K., 2006. 3-D structure of sunspots using imaging spectroscopy. Solar MHD Theory and Observations: A High Spatial Resolution Perspective ASP Conference Series, vol. 354.

31. Kochukhov, O., 2004. Doppler imaging of stellar non-radial pulsations. Astronomy and Astrophysics, vol. 423: 613-628.

32. DeLaney, T., 2005. Infrared Doppler mapping of Cassiopeia A with Spitzer. American Astronomical Society Meeting 207, vol. 37.

33. Wolter, U., Robrade, J., Schmitt, J.H.M.M., Ness, J.U., 2008. Doppler imaging

an X-ray flare on the ultrafast rotator BO Mic - A contemporaneous multiwavelength study using XMM-Newton and VLT. Astronomy and Astrophysics, vol. 478: L11-L14.

34. Semel, M., 1989. Zeeman-Doppler imaging of active stars. I - Basic principles. Astronomy and Astrophysics, vol. 225: 456-466.

35. Donati, J.-F., Brown, S.F., Semel, M., Rees, D.E., 1992. Photospheric imaging of the RS CVn system HR 1099. Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361), vol. 265: 682-700.

36. Semel, M., Li, J., 1996. Zeeman-Doppler imaging of solar-type stars: multi line technique. Solar Physics, vol. 164: 417–428.

37. Wehlau, W.H., 1967. The spectrum of the Ap star chi Serpentis. Magnetic and Related Stars.

38. Pyper, D.M., 1969. α^2 Canum Venaticorum and the Oblique-Rotator Theory," The Astrophysical Journal Supplement Series, vol. 18: 347.

39. Rice, J.B., 1970. An oblique rotator model for the magnetic and specturm variable HD 173650. Astronomy and Astrophysics, vol. 9: 189–203.

40. Falk, A.E., Wehlau,W.H.,1974. Harmonic analysis of the line profils of an oblique rotator. The Astrophysical Journal, vol. 192: 409–416.

41. Rice, J.B., 1996. Doppler imaging of stellar surfaces. Stellar surface structure: proceedings of the 176th Symposium of the International Astronomical Union, held in Vienna, Austria, October 9-13, 1995, Springer, p. 19.

42. Goncharskii, A.V., Stepanov, V.V., Khokhlova, V., Yagola, A.G., 1977. Reconstruction of local line profiles from those observed in an Ap spectrum. Soviet Astronomy Letters, vol. 3: 147–149.

43. Piskunov, N.E., 1981. The distribution of iron and chromium over the surface of Epsilon UMa. Liege International Astrophysical Colloquia: p. 265–270.

44. Fekel, F.C., 1980. Absorption line asymmetries in HR 1099. Bulletin of the American Astronomical Society, vol. 12: 500.

45. Fekel, F.C., 1983. Spectroscopy of V711 Tauri (= HR 1099)-Fundamental properties and evidence for starspots. The Astrophysical Journal, vol. 268: 274.

46. Vogt, S.S., 1981. Starspots: A review of observations and theory. The Physics of Sunspots: p. 455–479.

47. Vogt, S.S., Penrod, G.D., Hatzes, A.P., 1987. Doppler images of rotating stars using maximum entropy image reconstruction," The Astrophysical Journal, vol. 321: 496–515.

48. Gull, S.F., Skilling, J., 1984. The maximum entropy method," Indirect Imaging: Measurement and Processing for Indirect Imaging. Proceedings of an International Symposium held in Sydney, (Ed. Roberts, J.A.), p. 267.

49. Piskunov, N.E., Tuominen, I., Vilhu, O., 1990. Surface imaging of late-type stars. Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361), vol. 230: 363-370.

50. Tikhonov, A.N., 1963. Regularization of incorrectly posed problems. Soviet Math Dokl, vol. 4: 1624-1627.

51. Strassmeier, K.G., 1990. Photometric and spectroscopic modeling of starspots on the RS Canum Venaticorum binary HD 26337. The Astrophysical Journal, vol. 348: 682–699.

52. 52. Vogt, S.S., 1991. Doppler imaging of high-latitude SPOT activity on HD 26337. Astronomy and Astrophysics, vol. 247: 130-147.

53. Rice, J.B., Wehlau, W.H., Khokhlova, V., 1989. Mapping stellar surfaces by Doppler imaging: technique and application," Astronomy and Astrophysics, vol. 208: 179–188.

54. Vogt, S.S., 1988. Doppler images of spotted late-type stars. The Impact of Very

High S/N Spectroscopy on Stellar Physics IAU, 1988, p. 253.

55. Vogt, S.S., Hatzes, A.P., 1991. The sun and cool stars: activity, magnetism, dynamos, Berlin, Heidelberg: Springer Berlin Heidelberg.

56. Kürster, M., Schmitt, J.H.M.M., 1992. Surface Inhomogeneities on Late-Type Stars, Berlin, Heidelberg: Springer Berlin Heidelberg.

57. Piskunov, N.E., Rice, J.B., 1993. Techniques for surface imaging of stars. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, vol. 105: 1415–1421.

58. Collier-Cameron, A., 1999. Doppler imaging of stars with surface inhomogeneities. Precise Stellar Radial Velocities.

59. Rice, J.B., Doppler imaging of stellar surfaces - techniques and issues. Astronomische Nachrichten, vol. 323: 220-235.

60. Piskunov, N.E., 1998. Doppler imaging. Physica Scripta, vol. T133: 14-17.

61. [61] Jankov, S., Foing, B., 1992. Tomographic imaging of late-type stars from spectroscopic and photometric rotational modulation. I - Principle and mathematical formulation of the method, Astronomy and Astrophysics, 256: 533–550.

62. [62] Kürster, M., 1993. Doppler Imaging with a Clean-Like Approach - Part One - a Newly Developed Algorithm Simulations and Tests, Astronomy and Astrophysics, 274: 851.

63. [63] Berdyugina, S.V., 1998. Surface imaging by the Occamian approach. Basic principles, simulations, and tests, Astronomy and Astrophysics.

64. Piskunov, N.E, Kochukhov, O., 2002. Doppler Imaging of stellar magnetic fields, Astronomy and Astrophysics, 381: 736-756.

65. Carroll, T.A., Kopf, M., Ilyin, I., Strassmeier, K.G., 2007. Zeeman-Doppler imaging of late-type stars: The surface magnetic field of II Peg,

Astronomische Nachrichten, 328: 1043-1046.

66. Kopf, M., Carroll, T.A., Ilyin, I., Strassmeier, K.G., Tuominen, I., 2009. A New Zeeman-Doppler Imaging Code for Active Late Type-stars. An Application to II Peg, Solar Polarization 5: In Honor of Jan Stenflo ASP Conference Series, 405.

67. Rice, J.B., Strassmeier, K.G., Kopf, M., 2011. THE SURFACE OF V410 TAURI, The Astrophysical Journal, 728: 69.

68. Tikhonov, A.N., 1943. On the stability of inverse problems, Doklady Akademii Nauk SSSR, 39: 195–198.

69. Khokhlova, V.L., Rjabchikova, T.A. , 1975. The local inhomogeneities of the chemical composition on the surface of the strontium Ap-star HD 140160, Astrophysics and Space Science,34: 403-411.

70. Khokhlova, V., 1976. Formalization of the inverse problem of obtaining local profiles from observations of AP stellar spectra, Astronomische Nachrichten, 297: 203-206.

71. Fletcher, R., Reeves, C.M., 1964. Function minimization by conjugate gradients, The Computer Journal, 7:149-154.

72. Piskunov, N. E., 1990. The surface imaging of the stars, Società Astronomica Italiana, 61: 577-593.

73. Skilling, J., Bryan, R.K., 1984. Maximum Entropy Image Reconstruction - General Algorithm, R.A.S. MONTHLY NOTICES, 211.

74. Press, W.H., Flannery, B.P., Teukolsky, S.A., 1986. Numerical recipes. The art of scientific computing, Cambridge University Press.

75. Goncharskii, A.V., Stepanov, V.V., Khokhlova, V., Yagola, A.G., 1982. Mapping of chemical elements on the surfaces of Ap stars. I. Solution of the inverse problem of finding local profiles of spectral lines, Soviet Astronomy, 26.

76. Unno, W., 1956. Line Formation of a Normal Zeeman Triplet, Publications of the Astronomical Society of Japan, 8.

77. Rice, J.B., Wehlau, W.H., 1990. Distribution of elements in rings on the surfaces of Epsilon Ursae Majoris and Omega Aurigae, Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361), 233: 503-512.

78. Rice, J.B., Wehlau, W.H., 1991. The range of abundances of iron, chromium, and silicon over the surfaces of the CP stars Epsilon Ursae Majoris and Theta Aurigae, Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361), 246:195-198.

79. Muthsam, H., 1978. Model atmospheres of the components of close binary stars," Acta Astronomica, 28: 281-294.

80. Kurucz, R.L., 1979. "Model atmospheres for G, F, A, B, and O stars," The Astrophysical Journal Supplement Series, 40: 1.

81. Kurucz, R.L., 1996. Status of the ATLAS 12 Opacity Sampling Program and of New Programs for Rosseland and for Distribution Function Opacity, M.A.S.S.; Model Atmospheres and Spectrum SynthesisASP Conference Series,108.

82. Gray, D.F., 1976. The observation and analysis of stellar photospheres, Research supported by the National Research Council of Canada. New York.

83. Goncharskii, A.V., Ryabchikova, T.A., Stepanov, V.V., Khokhlova, V., Yagola, A.G., 1983. Mapping of Elements on the Surfaces of Ap-Stars - Part Two - Distribution of eu sr and si on alpha-2-canum-venatıcorum ch-serpentis and Cu-Virginis, SOVIET ASTR.(TR: A. ZHURN.), 27.

84. Vogt, S. S., 1992. Doppler imagery of the spotted rs canum venaticorum star hr 1099 (v711 tauri) from 1981 to 1992, The Astrophysical Journal Supplement Series, 121: 547.

85. Högbom, J.A., 1974. Aperture Synthesis with a Non-Regular Distribution of Interferometer Baselines, Astronomy and Astrophysics Supplement, 15.

86. Strassmeier, K.G., Rice, J.B., Wehlau, W.H., Hill, G.M., Matthews, J.M., 1993. Surface features of the lower atmosphere of HD 82558(= LQ Hydrae), Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361), 268: 671-684.

87. Hendry, P.D., Mochnacki, S.W., 2000. Doppler Imaging of VW Cephei: Distribution and Evolution of Starspots on a Contact Binary, The Astrophysical Journal, 531: 467-493.

88. Rice, J.B., Strassmeier, K.G., 2000. Doppler imaging from artificial data, Astronomy and Astrophysics Supplement Series, 147: 151-168.

89. Maceroni, C., Vilhu, O., van't Veer, F., van Hamme, W., 1994. Surface imaging of late-type contact binaries I: AE Phoenicis and YY Eridani, Astronomy and Astrophysics, 288.

90. Piskunov, N.E., 2010. "Least squares deconvolution of the stellar intensity and polarization spectra," arXiv, p. 15.

91. Rice, J.B., Wehlau, W.H., Khokhlova, V., 1984. A search for rapid variations in the spectrum of the AP star Theta Aurigae, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 96: 734.

92. Piskunov, N.E. Wehlau, W.H., 1990. Mapping stellar surfaces from spectra of medium resolution, Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361), 233: 497-502.

93. Rice, J.B., 1991. Uncertainties in abundance determination with Doppler imaging, Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361), 245: 561-566.

94. Bell, R. A., 1976. A grid of model atmospheres for metal-deficient giant stars. II, Astronomy and Astrophysics Supplement Series, 23: 37-95.

95. Strassmeier, K.G., 2008. Late-type stars with Doppler images (as of 2008). http://ooo.aip.de/groups/activity/DItables/ (Erişim zamanı: 10 Haziran 2011)

96. Dunstone, N.J., Hussain, G.A.J., Collier-Cameron, A., Marsden, S.C., Jardine,

M.M., Stempels, H.C., Ramirez, J., 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: 481-496.

97. Strassmeier, K.G., 2007. Doppler Imaging of Close Binaries, Proceedings of the International Astronomical Union, 2.

98. Strassmeier, K.G., Lupinek, S., Dempsey, R.C., Rice, J.B., 1999. Doppler imaging of stellar surface structure X. The FK Comae-type star HD 199178 = V 1794 Cygni, Astronomy and Astrophysics, 347: 212–224.

99. Strassmeier, K.G., 1999. Doppler imaging of stellar surface structure XI. The super starspots on the K0 giant HD 12545: larger than the entire Sun, Astronomy and Astrophysics, 347: 225–234.

100. Unruh, Y., Collier-Cameron, A., Cutispoto, G., 1995. The Evolution of Surface Structures on Ab-Doradus, R.A.S. MONTHLY NOTICES, 277.

101. Donati, J.-F., Collier-Cameron, A., 1997. Differential rotation and magnetic polarity patterns on AB Doradus, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 291:1-19.

102. Hatzes, A.P., 1998. SPOT activity and the differential rotation on HD 106225 derived from Doppler tomography, Astronomy and Astrophysics.

103. Rice, J.B., Strassmeier, K.G., 1996. Doppler imaging of stellar surface structure II. The weak-lined T Tauri star V410 Tauri, Astronomy and Astrophysics, 316: 164–172.

104. Donati, J.-F., Collier-Cameron, A., Petit, P., 2003. Temporal fluctuations in the differential rotation of cool active stars, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 345:1187-1199.

105. Marsden, S.C., Mengel, M.W., Donati, J.-F., Carter, B.D., Semel, M., Petit, P., 2006. The Magnetic Activity of Young Suns: Magnetic Topologies and Differential Rotation of F- and G-Dwarfs, Solar Polarization 4, 358.

106. Marsden, S.C., Berdyugina, S.V., Donati, J.-F., Eaton, J.A., Williamson, M.H., 2007. Starspots and relativity: Applied Doppler imaging for the Gravity Probe B mission, Astronomische Nachrichten, 328: 1047-1049.

107. Weber, M., Strassmeier, K.G., 2001. Doppler imaging of stellar surface structure, Astronomy and Astrophysics, 373: 974-986.

108. Strassmeier, K.G., Bartus, J., 2000, Doppler imaging of stellar surface structure. XII. Rapid spot changes on the RS CVn binary V711 Tauri = HR 1099. Astronomy and Astrophysics.

109. Jardine, M.M., Barnes, J.R., Unruh, Y., Collier-Cameron, A., 1998. "Prominences on Rapidly-Rotating Solar-Type Stars," New Perspectives on Solar Prominences, 150.

110. Unruh, Y., Collier-Cameron, A., Guenther, E., 1998. Surface inhomogeneities and line variability on DF Tau, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 295: 781-798.

111. Korhonen, H., Berdyugina, S.V., Tuominen, I., 2004. Spots on FK Com: active longitudes and'flip-flops', Astronomische Nachrichten, 325: 402-407.

112. Washuettl, A., Strassmeier, K.G., Weber, M., 2009. The chromospherically active binary star EI Eridani: II. Long-term Doppler imaging, Astronomische Nachrichten, 330: 366-376.

113. Petit, P., Donati, J.-F., Wade, G.A., Landstreet, J.D., Bagnulo, S., Lüftinger, T., Sigut, T.A.A., Shorlin, S.L.S., Strasser, S., Aurière, M., Oliveira, J.M., 2004. Magnetic topology and surface differential rotation on the K1 subgiant of the RS CVn system HR 1099, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 348: 1175-1190.

114. Barnes, J.R., Collier-Cameron, A., 2001. Starspot patterns on the M dwarfs HK Aqr and RE 1816 +541, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 326: 950-958.

115. Donati, J.-F., Forveille, T., Cameron, A.C., Barnes, J.R., Delfosse, X., Jardine, M.M., Valenti, J.A., 2006. The large-scale axisymmetric magnetic topology of a very-low-mass fully convective star., Science (New York, N.Y.), 311: 633-5.

116. Eker, Z., 1986. Spectral line variations in Sigma Geminorum, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 221: 947-960.

117. Eker, Z., 1999. The uniqueness problem in starspot models; a critical review," New Astronomy, 4: 365-376.

118. Al-Malki, M., Eker, Z., 1999. The Problem of Uniqueness in Doppler Imaging, IAU Colloq. 170: Precise Stellar Radial Velocities, p. 255.

119. Şenavcı, H.V., Hussain, G.A.J., O'Neal, D., Barnes, J.R., 2011. Investigating the surface inhomogeneities of the contact binary SW Lacertae, Astronomy & Astrophysics, 529: A11.

120. 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: 1321-1331.

ÖZGEÇMİŞ

Onur ŞATIR, 1983 yılında İstanbul'da doğdu. 1989 yılında Tatvan Ulubatlı Hasan İlkokulu'nda başladığı ilköğreniminin ilk kısımını 1994'te Ankara Çizmeci İlkokulu'nda, ikinci kısmını 1997'de Hüseyin Güllüoğlu İlköğretim Okulu'nda bitirdi. 2000 yılında Ankara Keçiören Lisesi'nden mezun oldu. 2001 yılında İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'ne girdi. 2008 yılında Erciyes Üniversitesi Fen bilimleri Enstitüsü Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilimdalı'nda yüksek lisansa başladı. Öğreniminin son yılını Kuzey İrlanda'da, Armagh Gözlemevi'nde "misafir astronom" olarak geçirdi ve tez çalışmasını orada yürüttü. Bu sırada Armagh Gözlemevi'nden doktora çalışması için kabul aldı. 2011 itibariyle çalışmalarına Armagh Gözlemevi'nde devam etmektedir.

Adres : Armagh Observatory, College Hill, BT61 9DG, Northern Ireland, UK

E-posta : onur.satir@gmail.com

Telefon : 0 506 704 6867