

**T.C.  
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ**



**GÜNEŞ ATMOSFERİNDEKİ LUP YAPILARIN İNCELENMESİ**

**Seray ŞAHİN**

**FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ  
UZAY BİLİMLERİ ve TEKNOLOJİLERİ  
ANABİLİM DALI  
YÜKSEK LİSANS TEZİ**

**HAZİRAN 2019**

**ANTALYA**

**T.C.  
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ**



**GÜNEŞ ATMOSFERİNDEKİ LUP YAPILARIN İNCELENMESİ**

**Seray ŞAHİN**

**FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ  
UZAY BİLİMLERİ ve TEKNOLOJİLERİ  
ANABİLİM DALI  
YÜKSEK LİSANS TEZİ**

**HAZİRAN 2019**

**ANTALYA**

**T.C.  
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ  
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

**GÜNEŞ ATMOSFERİNDEKİ LUP YAPILARIN İNCELENMESİ**

**Seray ŞAHİN  
UZAY BİLİMLERİ ve TEKNOLOJİLERİ  
ANABİLİM DALI  
YÜKSEK LİSANS TEZİ**

**Bu tez "Bir Güneş Lekesinin Umbra ve Penumbrasındaki İnce Yapılar ve Bu Yapıların Dinamiklerinin Araştırılması" isimli TÜBİTAK projesi tarafından 117F145 nolu proje ile desteklenmiştir.**

**HAZİRAN 2019**

**T.C.  
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ  
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

**GÜNEŞ ATMOSFERİNDEKİ LUP YAPILARIN İNCELENMESİ**

**Seray ŞAHİN**

**UZAY BİLİMLERİ ve TEKNOLOJİLERİ**

**ANABİLİM DALI**

**YÜKSEK LİSANS TEZİ**

Bu tez ..../...../201..... tarihinde jüri tarafından Oybirliği / Oyçokluğu ile kabul edilmiştir.

Doç. Dr. Ali KILÇIK (Danışman)

Prof. Dr. Sacit ÖZDEMİR

Dr. Öğr. Üyesi Burçin DÖNMEZ

## ÖZET

### GÜNEŞ ATMOSFERİNDEKİ LUP YAPILARIN İNCELENMESİ

Seray ŞAHİN

Yüksek Lisans Tezi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı

Danışman: Doç. Dr. Ali KILÇIK

Haziran 2019; 67 sayfa

Bu tez çalışması kapsamında iki adet koronal lupa ait fiziksel özellikler (sıcaklık, hız, vb.) araştırılmış ve bu lupların konumlandıkları ayakucu noktalarındaki manyetik alanın detaylı bir analizi yapılmıştır. Söz konusu luplar 10 Mayıs 2016 (Lup 1) ve 17 Aralık 2017 (Lup 2) tarihlerinde gözlenmiş olup National Oceanic Atmospheric Administration (NOAA) aktif bölge (AR) numaraları sırası ile AR12542 ve AR12470'tir.

Bu luplardan biri (Lup 1) Güneş leke umbrasının dış kenar kısmı ile bir plaj bölgesini birbirine bağlarken, diğer lup (Lup 2) Güneş lekesinin umbrasının yaklaşık olarak orta kısmı ile bir plaj bölgesini birbirine bağlamaktadır. Analizler sonucunda bu lupların sıcaklıkları yaklaşık 1.0 ile 1.5 Milyon Kelvin (MK) mertebesinde bulunmuş olup neredeyse sıcak (ılık) luplar kategorisine dahil edilmiştir.

İncelenen luplarda meydana gelen olayları tanımlamak ve nedenlerini anlamak için Solar Dynamics Observatory, (SDO) ve Goode Solar Telescope, (GST) verileri kullanılmıştır. Yapılan çalışma sonucunda lupların maksimum parlaklığa ulaştığı zamanların, manyetik akı oluşumunun SDO'ya ait Helioseismic and Magnetic Imager (HMI) ile GST'nin Near InfraRed Imaging Spectrapolarimeter (NIRIS) verilerinde gözlenen akı iptal süreçleri ile ilişkili olduğu bulunmuştur. Akı oluşum ve iptal olayları küçük ölçekli ortaya çıkan dipoller (iki kutuplu polarite) ve büyük ölçekli önceden var olan alanlar arasında manyetik yeniden bağlanma yolu ile gerçekleşmiştir. Bu manyetik yeniden bağlanmanın, lupların konumlandığı yerdeki plaj bölgesinin kenarında, alt Kromosferde meydana geldiği düşünülmektedir. Söz konusu yeniden bağlanma olayları sırasında buharlaşan plazmanın yavaş yavaş lupları doldurduğu ve lupun bir ayakucu noktasından diğer ayakucu noktasına 80 (Lup 1) - 110 (Lup 2) km s<sup>-1</sup> hızlarla yayıldıkları gözlenmiştir. Bu çalışma aynı zamanda SDO'ya ait Atmospheric Imaging Assembly (AIA) görüntülerinde görülen parlak lupların, en azından bir kısmının, uzak ayakucu noktasındaki (Güneş lekesi içermeyen) manyetik aktivite nedeni ile ısınabileceğini göstermektedir.

**ANAHTAR KELİMELER:** Korona, Koronal Isıtma Problemi, Koronal Luplar, Manyetik Yeniden Bağlanma

**JÜRİ:** Doç. Dr. Ali KILÇIK

Prof. Dr. Sacit ÖZDEMİR

Dr. Öğr. Üyesi Burçin DÖNMEZ

## ABSTRACT

### INVESTIGATION OF CORONAL LOOPS ON THE SOLAR ATMOSPHERE

Seray ŞAHİN

MSc Thesis in Space Science and Technology

Supervisor: Assoc. Prof. Dr. Ali KILCIK

June 2019; 67 pages

In this thesis, physical properties (such as temperature, velocity etc.) of two warm coronal loops are investigated and then the magnetic fields, which are placed at the four foot-points of these loops, are analyzed in detail. These loops have observed on May 10, 2016 (Loop 1) and December 17, 2015 (Loop 2) and their active region (AR) numbers in National Oceanic Atmospheric Administration (NOAA) are AR12542 and AR12470, respectively. One of the loops (Loop 1) is connecting a plage region to a sunspot umbra. The analysis showed that temperatures of these loops are in the range of about 1.0 to 1.5 Million Kelvin (MK) and they are comprised in the category of warm loops.

During the analysis, Solar Dynamics Observatory (SDO) and Goode Solar Telescope (GST) data were used to identify the events and understand the causes. The study indicates loop brightening were associated with magnetic flux emergence and cancellation processes observed in SDO's Helioseismic and Magnetic Imager and GST's Near InfraRed Imaging Spectrapolarimeter (HMI) data. The observed activity was driven by magnetic reconnection between small-scale emerging dipoles and large-scale pre-existing fields, suggesting that the reconnection occurred in the lower Chromosphere at the edge of an extended plage region, where the loops were rooted. We suggest that plasma, evaporated during these reconnection events, gradually filled the loops and as it cooled the visible density from propagated from one foot-point of the loop to another at a rate of  $80-110 \text{ km s}^{-1}$ . This study also indicates that at least some of the bright loops seen in SDO Atmospheric Imaging Assembly (AIA) images rooted in sunspot umbra may be heated due to magnetic activity taking place at the remote (non-sunspot) foot-point.

**KEYWORDS** Corona, Coronal Heating, Coronal Loops, Magnetic Reconnection

**COMMITTEE:** Assoc. Prof. Dr. Ali KILCIK

Prof. Dr. Sacit ÖZDEMİR

Asst. Prof. Dr. Burçin DÖNMEZ

## ÖNSÖZ

Güneş atmosferinde yer alan ince yapıların eşzamanlı ve yüksek çözünürlüklü analizlerinin yapılması çözünürlük sınırlaması dolayısıyla 2000'li yıllar öncesi için pek mümkün değildi. Gelişen gözlem aletleri sayesinde çözünürlük limitleri aşağılara ( $\approx 0.01$  yay saniyesi) çekilerek bu yapıların daha ayrıntılı incelenebilmesi mümkün olmuştur. Dolayısı ile bu çalışmanın amacı da Güneş atmosferindeki koronal lup yapıların temel özellikleri, dinamikleri ve bu lupların ayakucu noktalarındaki fotosferik manyetik alanın özelliklerinin ayrıntılı olarak araştırılmasıdır.

Her ne kadar tezin ön kapağında sadece benim ismim bulunuyor olsa da akademik bir çalışmanın pek çok kişinin bilimsel tavsiyesine ve maddi/manevi desteğine gereksinim duyulmaksızın ortaya çıkması düşünülemez. Bu nedenle;

İlk olarak bana tez konusu seçimimde yol gösteren, doğru bir araştırmanın nasıl yapılacağını öğreten ve her daim bu hususta beni destekleyen sayın danışmanım Doç. Dr. Ali KILÇIK'a sabrı ve yardımlarından dolayı çok teşekkür ederim.

ABD New Jersey Teknoloji Enstitüsü/Big Bear Güneş Gözlemevi'nden Prof. Dr. Vasyl YURCHYSHYN'e tezde kullanılan verilen hazırlanarak tarafıma gönderilmesi, analizi süresince yardımları ve özellikle de iki ay süreyle BBSO'da çalışma fırsatı tanınmasından dolayı ne kadar teşekkür etsem azdır.

Öğrenim sürecimin ilk aşamasından itibaren yanımda olan dostlarıma sıkıntı ve mutluluklarımı paylaştıkları ve tez süresince bana destek oldukları için ayrıca teşekkürlerimi sunarım.

Son olarak da uzun soluklu bu yolun hemen her adımında yanımda olan ve madden/manen hiçbir desteklerini esirgemeyen tüm aile fertlerime, özellikle de dedem Yılmaz ŞAHİN'e ne kadar teşekkür etsem azdır.

## İÇİNDEKİLER

ÖZET .....	i
ABSTRACT .....	ii
AKADEMİK BEYAN .....	v
SİMGELER VE KISALTMALAR.....	vi
ŞEKİLLER DİZİNİ.....	ix
ÇİZELGELER DİZİNİ .....	xiii
1. GİRİŞ .....	1
2. KAYNAK TARAMASI .....	4
2.1. Güneş'e Genel Bakış.....	4
2.2. Güneş'in İç Yapısı .....	5
2.2.1. Çekirdek.....	6
2.2.2. Radyatif bölge.....	7
2.2.3. Geçiş bölgesi (Tachocline) .....	8
2.2.4. Konvektif bölge .....	8
2.3. Güneş Atmosferi.....	9
2.3.1. Fotosfer .....	9
2.3.2. Kromosfer .....	14
2.3.3. Geçiş bölgesi.....	15
2.3.4. Korona .....	15
2.4. Koronal Lupların Yapısı ve Fiziksel Özellikleri .....	18
2.4.1. Koronal ısıtma .....	21
2.4.2. Güneş gözlemleri .....	24
3. MATERYAL VE METOT .....	27
4. BULGULAR.....	31
4.1. Lup 1 (10 Mayıs 2016).....	31
4.2. Lup 2 (17 Aralık 2015).....	44
5. TARTIŞMA .....	52
6. SONUÇLAR .....	55
7. KAYNAKLAR .....	56
ÖZGEÇMİŞ	



## AKADEMİK BEYAN

Yüksek Lisans Tezi olarak sunduğum “Güneş Atmosferindeki Lup Yapıların İncelenmesi” adlı bu çalışmanın, akademik kurallar ve etik değerlere uygun olarak yazıldığını belirtir, bu tez çalışmasında bana ait olmayan tüm bilgilerin kaynağını gösterdiğimi beyan ederim.

25/06/2019

Seray Şahin

## SİMGELER VE KISALTMALAR

### Simgeler

a	: Sönümleme
<b>B</b>	: Manyetik Alan
c	: Işık Hızı
$C_P$	: Sabit basınç altındaki özgül ısı
$C_V$	: Sabit hacim altındaki özgül ısı
E	: Elektrik Alan
G	: Gauss
H	: Hidrojen
He	: Helyum
j	: Akım yoğunluğu
K	: Kelvin
M	: Model atmosfer
P	: Basınç
$R_{\odot}$	: Güneş Yarıçapı
T	: Sıcaklık
v	: Hız
Z	: Metal Bolluğu
W	: Watt
$\eta_0$	: Çizgi-Süreklilik soğurma katsayısı
$\sigma_s$	: Foton gürültüsü
$\sigma_j$	: Gaussyen sıcaklık değişimi
$\Phi$	: Manyetik Akı
$\nu$	: Nötrino
$\beta^+$	: Pozitron

- $\gamma_s$  : Özgül Isıların Oranı  
 $\gamma$  : Gama ışını  
 $\mu_0$  : Boşluğun manyetik geçirgenliği  
 $\rho$  : Yük yoğunluğu  
 $\epsilon_0$  : Boşluğun elektriksel geçirgenliği

### **Kısaltmalar**

- AIA : Atmospheric Imaging Assembly  
AR : Aktif Bölge  
AU : Astronomik Birim  
BBSO : Big Bear Solar Observatory  
BPs : Parlak Noktalar  
CH : Koronal Delikler  
EMS : Elektromanyetik Spektrum  
EUV : Extreme UV  
GONG: Global Oscillation Network Group  
GST : Goode Solar Telescope  
HMI : Helioseismic and Magnetic Imager  
HR : Hertzsprung-Russel Diyagramı  
km : Kilometre  
LBs : Işık Köprüleri  
LWS : Living With a Star  
m : Metre  
MeV : Mega elektron volt  
MDI : Michelson Doppler Imager  
MHD : Manyetohidrodinamik  
MK : Milyon Kelvin

Mm : Megametre  
Mx : Maxwell  
NASA : The National Aeronautics and Space Administration  
NIRIS : Near InfraRed Imaging Spectrapolarimeter  
NOAA: National Oceanic Atmospheric Administration  
nm : Nanometre  
NSO : National Solar Observatory  
NST : New Solar Telescope  
OBS : Gözlemsel  
SDO : Solar Dynamics Observatory  
SoHO : Solar and Heliospheric Observatory  
SYN : Sentetik  
TiO : Titanyum Oksit  
TR : Güneş atmoferi geçiş bölgesi  
UDs : Umbral Noktala  
UFs : Umbral Flaşlar  
UV : Ultraviole  
QS : Sakin Bölge

## ŞEKİLLER DİZİNİ

<b>Şekil 1.1.</b> Solar Monitör ( <a href="https://www.solarmonitor.org/index.php">https://www.solarmonitor.org/index.php</a> ) internet sayfasından aynı aktif bölgenin farklı dalga boylarında alınmış görüntüleri (Burada görüntüler üzerinde yazan 12542 NOAA aktif bölge numarasını vermekte olup, <b>a)</b> manyetogram; <b>b)</b> H $\alpha$ ; <b>c)</b> AIA 171Å; <b>d)</b> AIA 174 Å görüntüsü) .....	2
<b>Şekil 2.1.</b> Güneş'in iç yapısı ve dış atmosfer tabakaları .....	5
<b>Şekil 2.2.</b> Güneş'in merkezinden çıkan bir fotonun ve bir nötrinin yüzeye ulaşması süresince aldığı yolun şematik gösterimi .....	6
<b>Şekil 2.3.</b> Proton-proton (p-p çevrimi) çevrimini gösteren şematik çizim ( <a href="https://www.csus.edu/web">https://www.csus.edu/web</a> sayfasından alınarak düzenlenmiştir) .....	7
<b>Şekil 2.4.</b> Güneş'in diferansiyel dönmesi ( <a href="http://obswww.unige.ch">http://obswww.unige.ch</a> internet sitesinden alınarak düzenlenmiştir) .....	8
<b>Şekil 2.5.</b> Güneş atmosferinde yükseklikle sıcaklık (sol y eksen, logaritmik ölçek) ve yoğunluğun (sağ y eksen) değişimi (Lang 2006; Priest 2014) .....	10
<b>Şekil 2.6.</b> Sol taraf, Güneş fotosferinin beyaz ışık görüntüsü ile H $\alpha$ görüntüsü üzerinde yer alan yapıların bazıları gösterilmektedir (avertedimagination.com, burada, kutu içerisinde yer alan yapı Güneş lekesi olup sağ tarafta bir Güneş lekesinin ayrıntılı görünümü verilmiştir. Güneş lekesine ait bu yüksek çözünürlüklü görüntü, 2 Temmuz 2010'da Titanyum Oksit (TiO, 706 nm) filtresi ile BBSO'da alınmıştır) .....	11
<b>Şekil 2.7.</b> Güneş yüzeyinde gözlenen granüllerin görüntüsü (Şekilde granüllerin çekirdeklerindeki sıcak gazın yükselinceye kadar enerjinin yüzeye çıkışı ve soğuk gazın tekrar kenarlardan akışı şematik olarak gösterilmiştir, <a href="http://ircamera.as.arizona.edu/">http://ircamera.as.arizona.edu/</a> web sayfasından alınarak düzenlenmiştir) .....	12
<b>Şekil 2.8.</b> BBSO-NST/TiO tarafından 02/09/2013 tarihinde alınmış umbra ve penumbra da yer alan bazı ince yapılar .....	13
<b>Şekil 2.9.</b> 21 Ağustos 2017 tam Güneş tutulması esnasında alınmış Güneş'in Korona görüntüsü (NASA/Aubrey Gemignani) .....	15
<b>Şekil 2.10.</b> 9 Mart 2012 tarihinde alınmış AIA 171 Å (EUV) dalga boyuna ait Güneş Korona tabakasının zenginleştirilmiş (enhancement) görüntüsü (NASA/SDO'nun sitesinden alınmıştır) .....	17
<b>Şekil 2.11.</b> Çok sayıda koronal lup ve bu lupların ayakucu noktalarının görülebildiği Kromosfer, Korona ve Geçiş bölgesinin şematik gösterimi .....	18
<b>Şekil 2.12.</b> 24 Şubat 2011 tarihinde SDO ile elde edilmiş Güneş diskinin kenarında gözlenen lup yapılar .....	20

<b>Şekil 2.13.</b> İki boyutlu Manyetik Yeniden Bağlanmayı temsil eden şematik gösterim; <b>a)</b> zıt kutuplara sahip manyetik alan çizgilerinin birleşmeden önceki durumu olup, bu iki alan çizgisinin yeniden bağlandığı nokta X çizgisi olarak bilinmektedir; <b>b)</b> manyetik alan çizgilerinin yeniden bağlandığı durum ve; <b>c)</b> manyetik gerilimin serbest kalması .....	22
<b>Şekil 2.14.</b> SDO/AIA bandında yer alan görüntüleyici filtreler (4500 Å dalga boyuna sahip fotosferik arka plan için soldan sağa doğru 1700, 1600, 335, 304, 211, 193, 171, 131 ve 94 Å) için temsili görüntü .....	26
<b>Şekil 4.1.</b> İki 10 Mayıs 2016 tarihinde 17:15 UT'de alınmış Lup 1'e ait; <b>a)</b> AIA 171 Å ve <b>b)</b> HMI görüntüsü (Burada ok (-97", 225") ve kesikli artı (92",238") işaretleri lup'un ayakucu noktalarının konum bilgilerini işaret etmektedir) .....	32
<b>Şekil 4.2.</b> 10 Mayıs 2016, 16:56:10 UT ve 17:30:10 UT zaman aralığında AIA 171Å'da alınmış görüntülerdeki lup 1'in evrimi .....	33
<b>Şekil 4.3.</b> Lup 1 (okun işaret ettiği lup) için 17:16:22 UT'de belirlenen emisyon ölçümü (log EM) haritası ve sıcaklık haritalarını göstermektedir; <b>a)</b> emisyon ölçümü (log EM), <b>b)</b> sıcaklık ölçümü (log T) haritası .....	34
<b>Şekil 4.4.</b> Lup 1'in maksimum olduğu zamana (Şekil 4.1'deki beyaz kutu içerisindeki alan) ait ışık eğrisi grafiği (Burada, turkuaz rengi AIA 131 Å, mor AIA 211 Å, turuncu AIA 193 Å ve çift katlı siyah AIA 171 Å'a ve kesikli dikey çizgiler de çalışılan zaman aralığına karşılık gelmektedir) .....	36
<b>Şekil 4.5.</b> Güneş yüzeyindeki aynı bölge için elde edilmiş BBSO/NIRIS (kırmızı çizgi) ve SDO/HMI (siyah çizgi) manyetik akı yoğunluğunun dağılımı .....	37
<b>Şekil 4.6.</b> Güneş yüzeyindeki aynı bölge için elde edilmiş BBSO/NIRIS (kırmızı çizgi) ve SDO/HMI (siyah çizgi) güç spektrumları .....	38
<b>Şekil 4.7.</b> <b>a)</b> LOS alanı fark görüntüsü ve <b>b)</b> NIRIS (beyaz oklar) ve HMI (siyah oklar, bir NIRIS görüntüsü üzerine çizilmiş enine manyetik alanların (kırmızı bölgeler negatif, mavi bölgeler ise pozitif polarite alanları) yönelimleri .....	39
<b>Şekil 4.8.</b> AIA 171 Å görüntülerine lupun Güneş lekesi içeren ayakucu noktası konumlarının (elips içerisinde kalan alanlar) Fotosfer ve alt Kromosfer ile olan ilişkisi (Burada <b>a,</b> <b>b)</b> kromosferik VIS H-alfa (-0.8 Å ve +0.8 Å) görüntüleri; <b>c)</b> fotosferik TiO (7059 Å) görüntüsü; <b>d)</b> manyetik alanın NIRIS B LOS bileşenidir. N1 ve N4 iki negatif polariteye sahip manyetik elementi ve P1 bir granülün ortasında bulunan küçük bir pozitif polarite akısını göstermektedir. Görüntü karşılaştırmasını kolaylaştırmak için N2, N3 ve Δ eklenmiştir) .....	40

<b>Şekil 4.9.</b> Lup 1'in Güneş lekesi içeren ayakucu noktasındaki manyetik alanın evrimi (N1, N4 ve P1 incelenen manyetik elementlerin konumlarını göstermektedir. Arka plan LOS manyetik alanlar -200 G ve 200 G arasında ölçeklendirilmiştir).....	41
<b>Şekil 4.10.</b> Lup 1'in uzak ayakucu noktasının manyetik alan evrimi (Beyaz kutu içerisindeki alan ayakucu noktasının konumuna karşılık gelmektedir. Sadece kutu içindeki pozitif alanlar 16:39 UT (a) ve 17:23 UT (f) arasında önemli farklılıklar göstermiş olup geri kalan bölgenin ise neredeyse sabit kaldığı görülmüştür) .....	42
<b>Şekil 4.11.</b> Tüm HMI görüntülerdeki FOV üzerinden hesaplanan pozitif akının zamana bağlı değişimi (İnce gri çizgiler, beyaz kutunun, dokuz konumu için ayrı ayrı hesaplanan akıyı göstermektedir. Kalın siyah çizgi ise tüm bu akılara karşılık gelen ortalama akı profilini gösterirken, mavi çizgi ise ortalama akının beş adımda yürüyen ortalama ile smooth edilmiş halini göstermektedir. Mavi çizgi üzerindeki kırmızı kapalı daireler, Şekil 4.10'daki her bir panelin zamanını ve akısını göstermektedir.) .....	43
<b>Şekil 4.12.</b> 10 Mayıs 2016 (NOAA AR 12542) lup 1'e ait ayakucu noktasının yer aldığı bölge .....	44
<b>Şekil 4.13.</b> 17 Aralık 2015 tarihinde 17:30 UT'de elde edilmiş Lup 2'ye ait <b>a)</b> AIA 171 Å ve <b>b)</b> HMI LOS görüntüsü (Oklar (-420", 245") ve kesikli artı işaretleri (-270", 225") sırası ile lup 2'nin uzak ayakucu noktası ve Güneş leke ayakucu noktasını göstermektedir) .....	45
<b>Şekil 4.14.</b> 17 Aralık 2015, 17:00 UT ve 17:40:10 UT zaman aralığında AIA 171 Å'da alınmış lup 2'nin evrimi (Her bir panelin üzerinde yer alan başlıklar, ilgili görüntünün zamanını (SS:DD:SS) göstermektedir. X eksen kesit genişliğini, y=7 Mm lupun uzak ayakucu noktasını, y=147 Mm lupun Güneş lekesindeki ayakucunu, beyaz oklar ise plazmanın evrimini göstermektedir.) .....	46
<b>Şekil 4.15.</b> Lup boyunca y=10 (siyah), y=25 (kırmızı), y=40 (yeşil) ve y=110 Mm (mavi) konumlarında (bakınız: Şekil 4.14) ölçülen bir değerine normalize edilmiş şiddet değişimleri (Dikey kesikli çizgiler, yoğunluk artışının başlangıç zamanını ve yoğun plazmanın Şekil 4.14'te y=110 Mm konumuna ulaştığı zamanı göstermektedirler.) .....	47
<b>Şekil 4.16.</b> Lup 2 (okların işaret ettiği lup) için 17:33 UT'de belirlenen emisyon ölçüm ve sıcaklık haritaları; <b>a)</b> emisyon ölçümü (logEM); <b>b)</b> sıcaklık ölçümü (logT) .....	49
<b>Şekil 4.17.</b> Lup 2'nin uzak ayakucu noktası için elde edilen AIA 131 Å (turkuaz rengi), 193 Å (turuncu) ve 171 Å (siyah) şiddet profilleri (Burada, dikey kesikli çizgiler, incelenen zaman aralığını göstermektedir) .....	50

- Şekil 4.18.** Lup 2'nin uzak ayakucu noktasındaki Fotosferik manyetik alanın evrimi (Panel c'de x ekseninde gösterilen birimler HMI piksellerine karşılık gelmektedir. Görüş alanı  $19 \times 16$  ( $6,9 \times 5,8$  Mm) pikseldir) ..... 51
- Şekil 4.19.** Tüm HMI görüntülerinin FOV üzerinden hesaplanan pozitif ve negatif akıların zamana göre değişimi (Burada, akı profilleri üzerindeki kırmızı kapalı daireler Şekil 4.18'de yer alan panellerin zamanlarını göstermektedir) ..... 51



## ÇİZELGELER DİZİNİ

<b>Çizelge 2.1.</b> Güneş'in Temel Fiziksel Özellikleri .....	4
<b>Çizelge 2.2.</b> Koronal Lupların Sınıflandırılması .....	19
<b>Çizelge 2.3.</b> SDO/AIA için Teknik Bilgiler.....	23

## 1. GİRİŞ

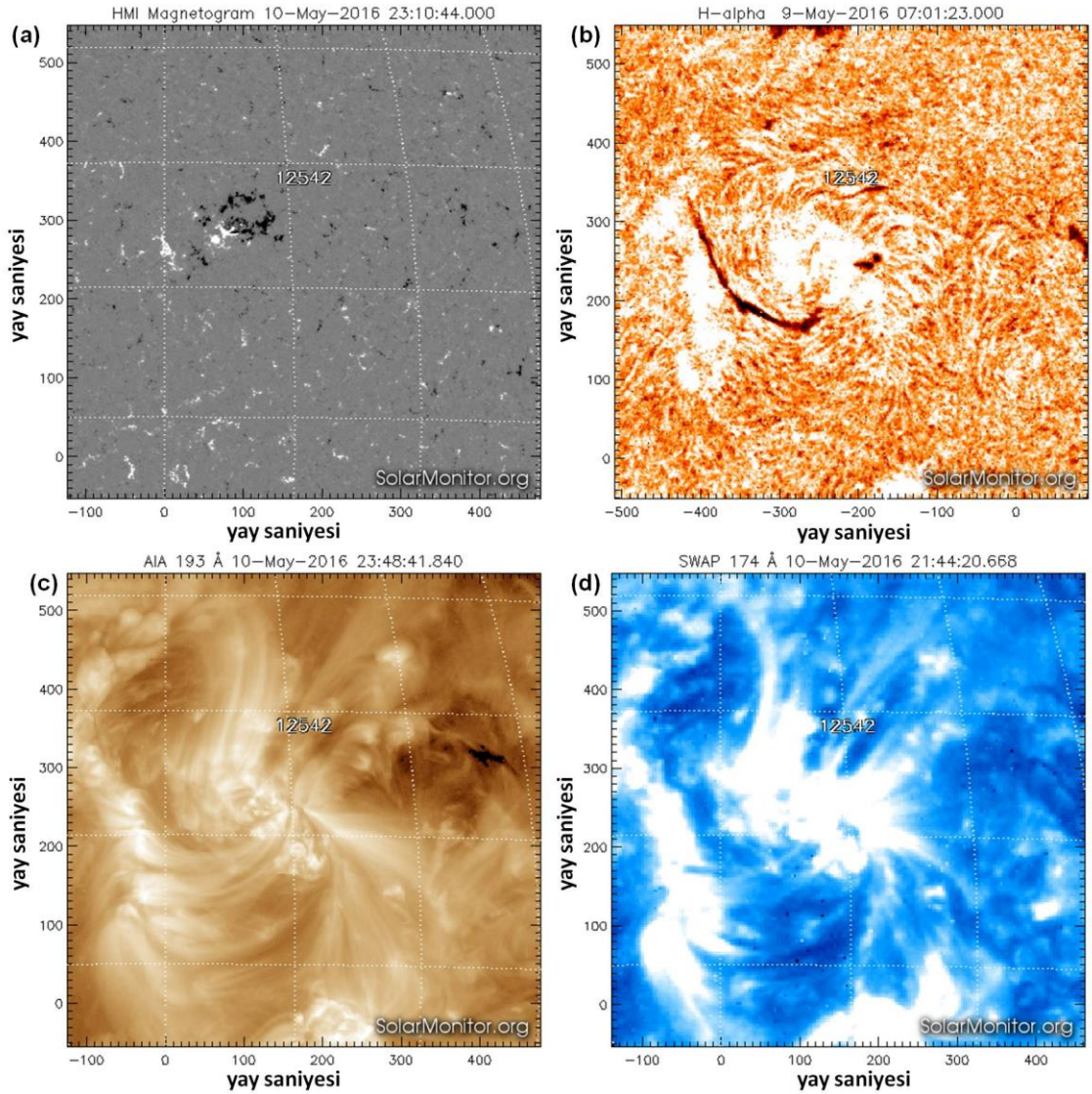
Güneş'in diğer yıldızlara kıyasla Dünya'ya çok daha yakın olması üzerinde yüksek çözünürlükte gözlemler/incelemeler yapmamıza olanak sağlamaktadır. Hatta başka hiçbir yıldızda atmosferik yüzey yapılarının bu kadar ayrıntılı bir şekilde gözlenme fırsatı bulunmamasından dolayı da Güneş, astrofizik çalışmaları için eşsiz ve doğal bir laboratuvar ortamı sunmaktadır.

Güneş elektromanyetik spektrumun (EMS) tüm dalga boylarında (radyo dalgalarından, gama ışınlarına kadar) ışınım yaymaktadır. EMS'de insan gözünün algılayabildiği bölge görsel bölge (mor (380 nm) ve kırmızı (700 nm) arasında yer alan renkler) olarak adlandırılmaktadır. Ancak teleskoplarda yer alan filtreler sayesinde bu bölge dışında, farklı dalga boylarını içeren diğer bölgelerde de Güneş atmosferi gözlenebilmektedir. Gözlemlerde kullanılan farklı dalga boyları (Şekil 1.1) Güneş yüzeyi atmosferindeki farklı fiziksel yapılar ve ortamın fiziksel özellikleri hakkında bilgi sağlamaktadır. Örneğin beyaz ışıkta güneş lekeleri, 171Å'da koronal luplar, Kromosferik H-alfa (H $\alpha$ , 6563 Å) görüntülerinde umbral flaşların (UFs) ayrıntılı olarak incelenebilmesi gibi. Şekil 1.1'deki manyetogram görüntüsü (a), manyetik alanın şiddetini ve kutbunu (beyaz pozitif kutup, siyah negatif kutup) gösterir. Görüntüler üzerinde, manyetik alan şiddetinin yüksek olduğu bölgeler beyaz veya siyah renkte, manyetik alan şiddetinin düşük olduğu bölgeler ise geriye kalan gri yerlerdir.

Güneş, güçlü ve değişken bir manyetik alana sahiptir ve bu manyetik alan büyük ölçekli yapılardan (Güneş lekeleri, prominensler, koronal luplar vb.) küçük ölçekli yapılara (porlar, umbral parlak noktalar, spiküller vb.) kadar Güneş'te farklı dinamik yapıların gözlenmesinde etkin bir rol oynamaktadır (Solanki ve ark. 2006). Bu tez çalışmasının ana içeriği olan koronal luplar, zaman zaman maksimum parlaklığa ulaşan sıcak ve yarı dairesel yapılardır.

İlerleyen bölümlerde daha detaylı bahsedilecek olan aktif bölgeler (ARs, manyetik alanın güçlü olduğu bölgeler) oldukça parlak koronal luplara ev sahipliği yapmaktadırlar (Foukal 1975). Güneş yüzeyindeki bu ARs, Güneş yüzey alanına göre çok küçük olmalarına rağmen, toplam koronal ısıtma enerjisinin %82'si bu bölgelerde üretilmektedir (Aschwanden 2001). Güneş yüzeyindeki sakin bölgeler (QS) ise ARs'den geriye kalan alanları oluştururlar. QS her ne kadar sakin olarak nitelendirilseler de dinamik süreçler ve geçici yapılar/olaylar bu bölgelerde (parlak noktalar, nano-flares, jetler vb.) yaygın olarak gözlenmektedir (Aschwanden 2004). Gözlemsel sonuçlar tüm Korona sisteminin açık ve kapalı manyetik alan çizgileri tarafından yoğun bir şekilde doldurulduğunu ileri sürmektedir (Tadesse ve ark. 2014). Kapalı manyetik alan çizgisi her zaman bir lup oluşturmaz. Bir alan çizgisinin koronal lup (ilmek) olarak adlandırılabilmesi için bu alan çizgisinin/çizgilerinin plazma ile doldurulmuş olması gerekir. Böylece yoğun plazma ile doldurulmuş olan alan çizgileri sayesinde koronal luplar kolayca gözlenebilmektedir. Genel bir çerçeveden bakıldığında zaman, koronal lupun ayakucu noktaları manyetik alanı zıt kutuplu (negatif-pozitif bölgeler) özellik gösteren bölgeler üzerinde bulunur (Aschwanden 2005). Koronal lup bu iki zıt polarite bölgesini birbirine bağlar ve bu bölgelerden biri veya ikisi de Güneş lekeli olabilir. Koronal lupların Güneş lekeli üzerinde özellikle de lekenin umbrasında veya umbrasına yakın konumlanmasının teorik açıklaması umbradaki güçlü manyetik alan dolayısıyla üst

atmosfere çok küçük dikey Poynting Akısının (elektromanyetik alanın enerji akısı) mevcut olmasına dayandırılmaktadır (Chen ve ark. 2014, 2015).



**Şekil 1.1.** Solar Monitör (<https://www.solarmonitor.org/index.php>) internet sayfasından aynı aktif bölgenin farklı dalga boylarında alınmış görüntüleri (Burada görüntüler üzerinde yazan 12542 NOAA aktif bölge numarasını vermekte olup, **a**) manyetogram; **b**) H $\alpha$ ; **c**) AIA 171Å; **d**) AIA 174Å görüntüsü

Fotosferde ortaya çıkan yeni akının ( $\geq 10^{19}$  Maxwell, Mx<sup>1</sup>) bir sonucu olarak, bölgede yeni koronal luplar oluşabilir (Parnell 2012). Bu yeni koronal lupların oluşması manyetik yeniden bağlanma ile mümkündür (Pontin 2012; Priest ve Forbes 2000; Biskamp 2000; vd). Benzer şekilde akının ortadan kaybolması da manyetik yeniden

<sup>1</sup> Maxwell manyetik akının ( $\Phi$ ) CGS (santimetre-gram-saniye) cinsinden birimidir ve 1 Mx = 1 Gauss cm<sup>2</sup>'dir.

bağlanma ile ilişkilidir. Çünkü daha önce bağımsız olan manyetik elementin ortadan kaybolabilmesi için zıt manyetik kutup içeren bölge/yapı ile bağlanması gerekmektedir. Her iki durumda da akının ortaya çıkması veya iptal edilmesi sadece yeni lupların oluşması ve ısıtılması ile ilgili değil, aynı zamanda plazmanın hızlanması ve kütle ile enerjinin Kromosfer ve Korona'ya taşınması ile de ilişkilendirilebilmektedir (Archontis ve ark. 2005; von Rekowski & Hood 2008; Martinez-Sykora ve ark. 2009). Yeniden bağlanmanın gerçekleştiği konum ve plazmanın taşınma oranına bağlı olarak bu işlemler, sıcak koronal luplardan soğuk koronal luplara kadar değişebilen farklı sıcaklıklardaki koronal luplar ile sonuçlanabilmektedir. Dolayısı ile koronal luplar hakkında detaylı sonuçlar elde edebilmek ve açık uçlu sorulara cevap bulabilmek için lup yapılarının ve özelliklerinin iyi bir şekilde anlaşılması gerekmektedir.

Güneş atmosferinde yüksekliğe göre her bir tabakadaki sıcaklık ve yoğunluk incelendiğinde, en yüksek sıcaklık ile en düşük yoğunluğun Korona tabakasında olduğu bilinmektedir. Korona tabakasındaki bu yüksek sıcaklığın sebebinin anlaşılması, Güneş fiziğindeki en büyük problemlerden biri olan "Koronal Isıtma" problemi olarak tanımlanmaktadır. Çoğu araştırmacı, Güneş'te meydana gelen farklı fiziksel olayların/aktif yapıların (Alfven Dalgaları, manyetik yeniden bağlanma, parlak noktalar, spiküller vb.) Korona'daki bu yüksek sıcaklığın sebebi olduğunu düşünmektedir (Heyvaerts ve Priest 1983; Parker 1988; Morton ve ark. 2014 ve diğer referanslar). Bu tez çalışmasında ise Güneş atmosferi üzerinde konumlanmış iki koronal lup incelenmiş olup bu luplara ait fiziksel parametreler (sıcaklık, içerisindeki plazma akış hızı, manyetik alan vb.) elde edilmiştir. Koronal lupların ayrıntılı olarak çalışılmasını ilginç hale getiren en önemli ve hala tartışmalı bir konu da koronal ısıtma problemidir. Koronal lupların fiziksel özelliklerinin anlaşılması, sadece koronal ısıtma probleminin anlaşılması için değil, aynı zamanda Korona tabakasına taşınan kütle ve ısı enerjisini anlamak için de oldukça önemlidir. Söz konusu bu ısı enerjisi ve kütle akışlarının her bir koronal lupun ayakucu noktasından geldiği düşünülmektedir (Şahin ve ark. 2019). Koronal luplardaki ısıtma mekanizmalarını anlayabilmek için koronal lupların ayakucu noktasındaki manyetik alanın özelliklerini anlamak oldukça önemlidir. Bu sebeple, koronal lupların, koronal ısıtma problemine olası katkılarını araştırmak için tez içeriğinde yer alan her iki lupun dört ayakucu noktasındaki manyetik alanın evrimi de detaylı bir şekilde incelenmiştir.

Bölüm 2'de Güneş'in içyapısı ve dış atmosfer tabakaları ile koronal lupların yapısı ve fiziksel özellikleri detaylı bir şekilde verilmiştir. Bölüm 3'te materyal metot, Bölüm 4'te tez süresince elde edilen bulgular sunularak Bölüm 5'te de elde edilen bulgular ayrıntılı bir şekilde tartışılmıştır. Bölüm 6'da ise çalışma kapsamında elde edilen sonuçlar kısaca verilmiştir.

## 2. KAYNAK TARAMASI

### 2.1. Güneş'e Genel Bakış

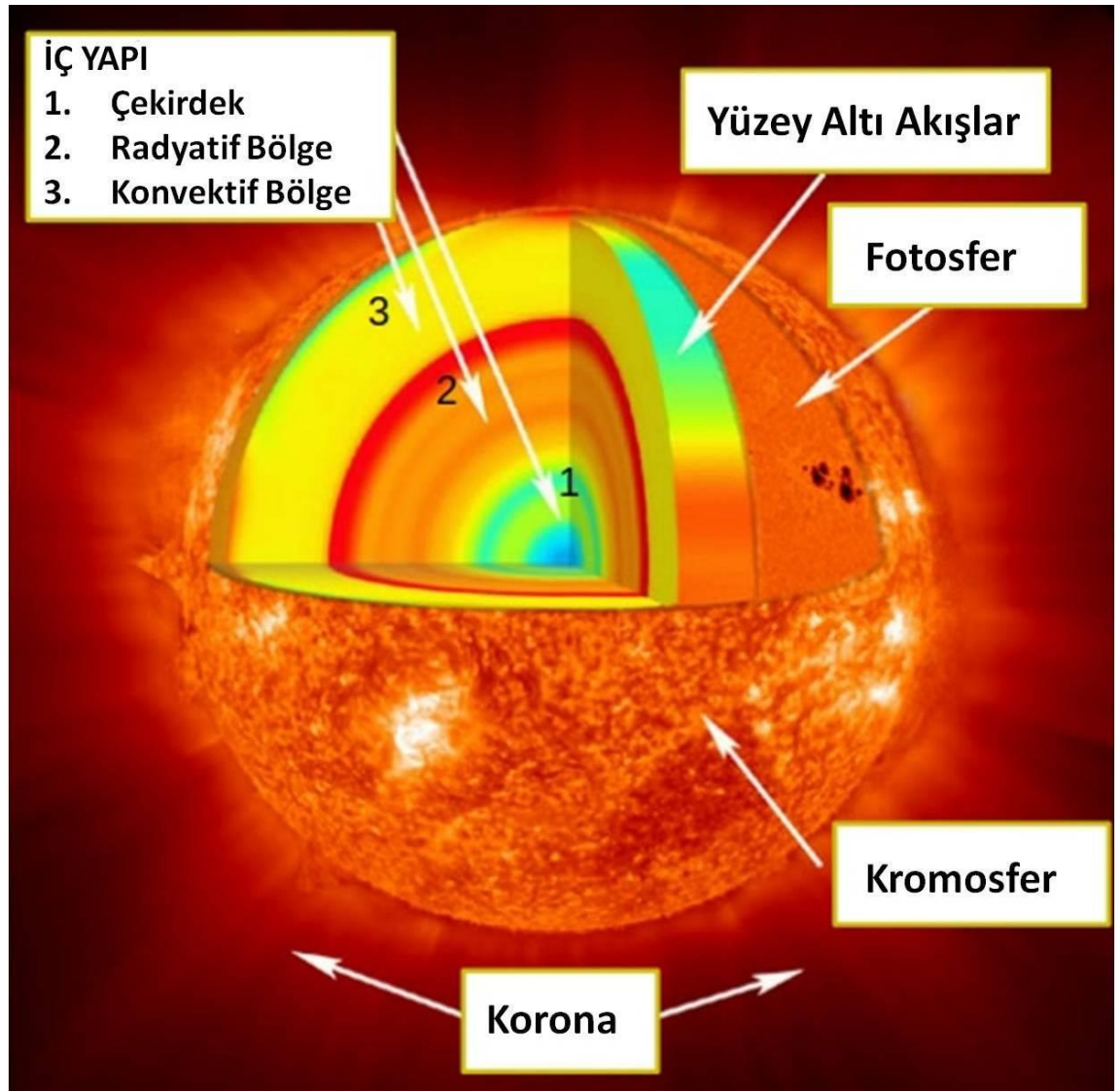
Güneş, Samanyolu'ndaki yaklaşık yüz milyar yıldız içerisinde yer alan, nispeten genç, Helyum'dan (He) daha ağır elementler bakımından zengin ve G2V tayf sınıfından bir anakol (bkz: HR diyagramı) yıldızdır. Güneş, Dünya'ya yaklaşık olarak 149600000 kilometre (km) uzaklıkta bulunur ve bu uzaklık bir Astronomik Birim (AB) olarak bilinmektedir (Pitjeva ve Standish 2009). Güneş'e ait bazı temel özellikler Çizelge 2.1'de verilmiştir.

**Çizelge 2.1.** Güneş'in Temel Fiziksel Özellikleri

Özellik	Değer	Özellik	Değer
Kütle	$1.989 \times 10^{30} \text{ kg}$	Hacim	$1.4122 \times 10^{27} \text{ m}^3$
Çap	$1.392 \times 10^9 \text{ m}$	Yarıçap	$6.959 \times 10^8 \text{ m}$
Tayf Türü	G2V	Metal Bolluğu	$Z = 0.0177$
Görünür Parlaklık	$-26.74 \text{ m}$	Mutlak Parlaklık	$4.83 \text{ m}$
Ortalama Yoğunluk	$\approx 1.409 \times 10^3 \text{ kg m}^{-3}$	Yüzey Alanı	$6.088 \times 10^{18} \text{ m}^2$
Işınım Gücü	$3.846 \times 10^{26} \text{ W}$	Ortalama Işık Şiddeti	$2.009 \times 10^7 \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Yüzey Sıcaklığı	$\approx 5.778 \text{ K}$	Korona Sıcaklığı	$\approx 10^6 \text{ K}$
Çekirdek Sıcaklığı	$\approx 15.7 \times 10^6 \text{ K}$	Basıklık	$9 \times 10^{-6}$

Güneş'in kimyasal yapısının, kütesinin büyük çoğunluğunu oluşturan Hidrojen (%78), bunu takiben Helyum (%24) ve daha ağır elementlerden (%1.34) oluştuğu bilinmektedir (Asplund ve ark. 2009).

Güneş, dolaylı gözlemler ve teorik çıkarımlarla bilgi edinilen iç yapısı ve gözlem aletleri ile doğrudan gözlemlenebilen dış atmosfer tabakaları olmak üzere temel olarak iki kısımda incelenebilir (Şekil 2.1). Bu iki kısım bir sonraki başlıklarda (Bölüm 2.2 ve Bölüm 2.3) detaylı bir şekilde incelenmiştir.



Şekil 2.1. Güneş'in iç yapısı ve dış atmosfer tabakaları

## 2.2. Güneş'in İç Yapısı

Güneş'in iç kısmının doğrudan gözlenmesi mümkün değildir. Bu nedenle günümüzde Güneş'in iç yapısını anlamak için Helyosismolojiden yararlanılmaktadır (Gough 1985; Boothroyd ve Sackmann 2003). Helyosismoloji, Güneş'te meydana gelen dalga osilasyonlarını inceleyen bilimdir. Bu dalga osilasyonları akustik, yerçekimi ve yüzey çekimi dalgaları olmak üzere üç farklı şekilde sınıflandırılır. Helyosismoloji ve teorik Güneş modellerinden elde edilmiş sonuçlara göre Güneş'in iç yapısı içeriden dışarıya doğru 4 bölgeye ayrılır. Bunlar: i) çekirdek (core), ii) ışınım bölgesi (radiative zone), iii) geçiş bölgesi (tachocline) ve iv) konvektif (convective zone) bölgedir (Şekil 2.1).



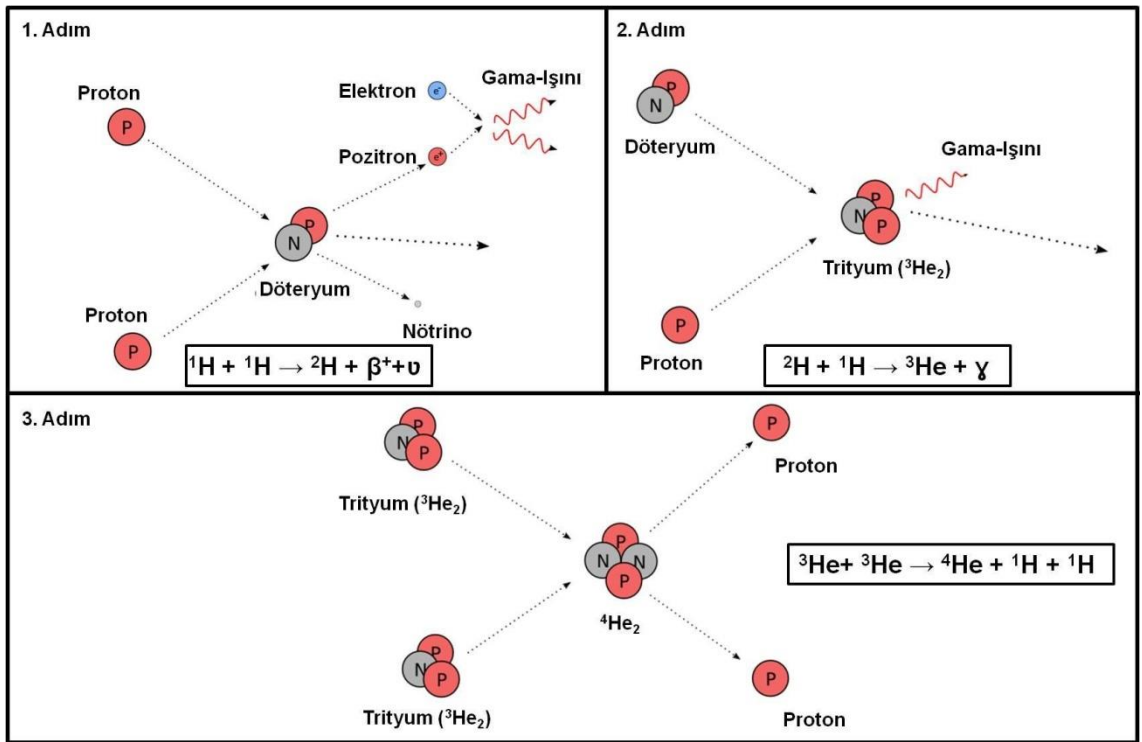
### 2.2.1. Çekirdek

0.25  $R_{\odot}$  Güneş yarıçapına kadar uzanan Güneş'in merkez bölgesidir ve oldukça yoğundur ( $150 \text{ g cm}^{-3}$ ). Sıcaklık yaklaşık olarak 15 Milyon Kelvin (MK) civarında olup Hidrojen (H) atomları nükleer reaksiyonlar yolu ile (proton-proton (p-p) zinciri) Helyum (He) atomlarına dönüşür ve bu esnada enerji açığa çıkar. Açığa çıkan bu enerji, önce radyasyon (Güneş yarıçapının en iç kısmının %71'inde) ve daha sonra da konveksiyon yolu ile dışarı doğru hareket eder (Stix 2003; Foukal 2004; Miesch 2005). Çekirdekte üretilen enerji, fotonlar tarafından bir atomdan diğerine taşınır. Fotonların hareketi ile ilgili olarak, Güneş'in yüzeyinden çıkan bir fotonun Dünya'ya ulaşması yaklaşık 8 dakika sürer. Ancak, Güneş'in iç kısmı düşünüldüğünde durum çok daha farklıdır; çekirdekten çıkan bir fotonun yüzeye ulaşması binlerce/milyonlarca yıl sürmektedir (Chaisson ve ark. 2002). Güneş'in yarıçapı yaklaşık olarak 700000 km olduğundan ışık hızında hareket eden bir fotonun boşlukta bu mesafeyi alması için sadece 2.3 saniye gibi bir zamana ihtiyacı vardır. Güneş'in iç kısmında üretilen bir fotonun yüzeye ulaşmasının neden bu kadar uzun sürdüğünü anlamak için, Güneş'in iç yapısının, yoğunluğunun ve fiziksel süreçlerinin incelenmesi gerekmektedir. Örneğin, bir foton ve bir nötrino Güneş'in tam merkezinde üretilmiş olsun. Bu durumda bir nötrino seyahat etmek için yaklaşık 700000 km yola sahiptir. Bilindiği üzere, nötrino yüksüz olduğundan diğer parçacıklar ile çok zayıf bir etkileşime girer ve bu yolu yaklaşık 2.3 saniye gibi kısa bir zaman içerisinde alır. Ancak, foton yolu üzerindeki parçacıklara çarparak saçılabilir, geri yansıtılabilir ya da soğurulabilir. Bu etkileşimlerin her biri fotonun hem enerjisini hem de hareket yönünü değiştirmektedir. Bu durumda foton bu etkileşimlerin ardından rastgele bir yol kat etmektedir. Birbirini takip birçok etkileşimin sonucunda foton yavaş yavaş çekirdekten kaçabilmektedir. Bu aldığı yol "rastgele yürüyüş" olarak isimlendirilmektedir (Stix 2003). Burada bahsedilen durumun bir örneği Şekil 2.2'de şematik olarak gösterilmiştir.



**Şekil 2.2.** Güneş'in merkezinden çıkan bir fotonun ve bir nötrinin yüzeye ulaşması süresince aldığı yolun şematik gösterimi

p-p zincir reaksiyonu, dört Hidrojen atomunun birleşerek Helyum'a dönüştüğü ve sonucunda yüksek miktarda enerjinin (26,732 MeV) açığa çıktığı (LeBlanc 2010) nükleer bir reaksiyondur. Bu olayın şematik gösterimi Şekil 2.3'te sunulmuştur. p-p zincirinin ilk adımında iki proton ( $^1\text{H}$ ) çekirdeğinin birleşmesi sonucu bir döteryum ( $^2\text{H}$ ) oluşmaktadır (Bahcall 1989). Döteryum bir proton ve bir nötron içermektedir. Tepkime sonucunda bir proton bir nötrona dönüşürken, bir pozitron ve bir nötrino açığa çıkar. Daha sonra bir pozitron ile elektronun çarpışması sonucu, bu iki parçacık birbirlerini nötrleyerek iki foton (gama-ışını) açığa çıkarırlar. Zincirin ikinci adımında ise döteryum (ilk adımda ortaya çıkan), bir başka proton ile birleşerek trityum ( $^3\text{He}_2$ ) oluşturur ve bu esnada enerji bir gama ışını formunda yayılır. Son adım olan üçüncü adımda ise iki trityum çekirdeğinin birleşerek bir Helyum çekirdeği oluşturması ile reaksiyon sonuçlanır ve bu esnada iki proton açığa çıkar.



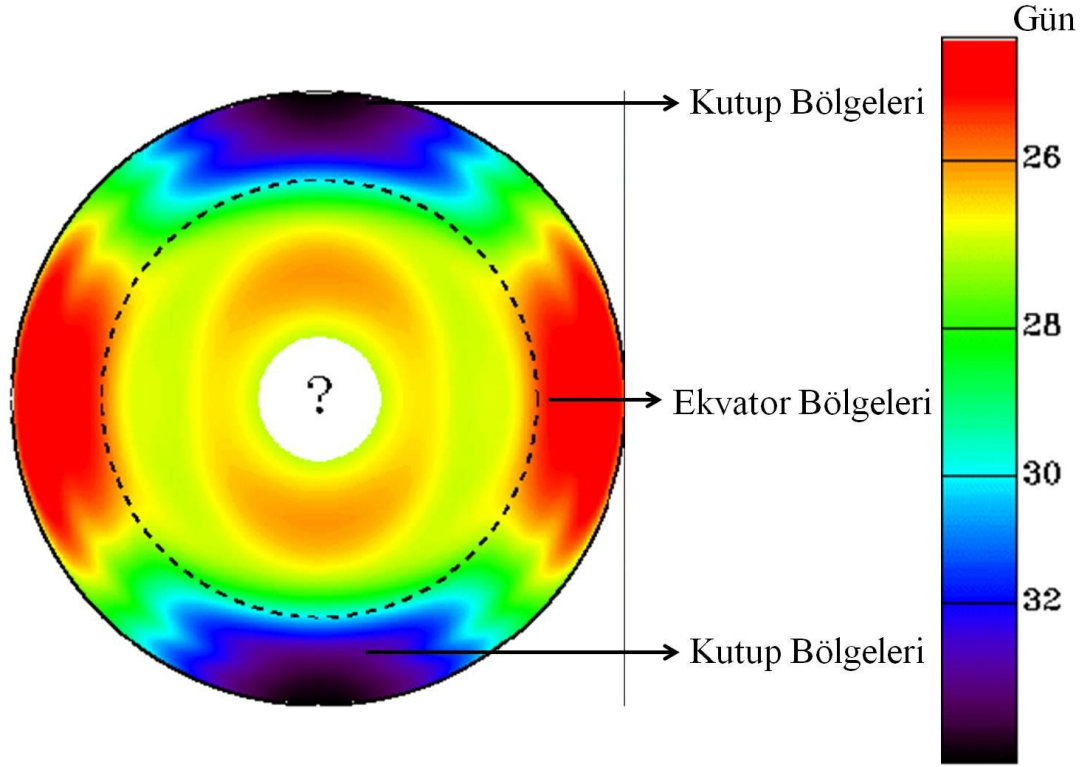
**Şekil 2.3.** Proton-proton (p-p çevrimi) çevrimini gösteren şematik çizim (<https://www.csus.edu/web> sayfasından alınarak düzenlenmiştir)

### 2.2.2. Radyatif bölge

Sıcaklığı 5 ile 10 MK arasında olan bölgenin yarıçapı  $0.25 R_{\odot}$  'ten  $0.75 R_{\odot}$  'e kadar uzanır (Rozelot ve Babayev 2018; Stix 2004). Çekirdekte nükleer reaksiyonlar yolu ile üretilen enerji elektromanyetik radyasyon olarak dışarı doğru yayılır. Diğer bir ifadeyle enerji fotonlar tarafından iletilir ve konvektif bölgenin tabanından itibaren Güneş yüzeyine kadar farklı büyüklük ve derinlikteki konvektif hücrelerin hareketiyle taşınır. Güneş'in iç kısımları (çekirdek ve radyatif bölge) dış kısımlarından (konvektif bölge) farklı dönmektedir (Diferansiyel Dönme). Şekil 2.4'te Güneş'in dönmesi şematik olarak gösterilmiştir. Şekildeki soru işaretli alan güvenilir sonuçlar almanın zor veya imkansız



olduğu bölgeyi göstermektedir. Bu şekle göre ekvatordaki dönme hızı (yaklaşık 25 gün) kutuplardaki dönme hızından (yaklaşık 35 gün) daha büyüktür, yani ekvator kutuplara nazaran daha hızlı döner.



**Şekil 2.4.** Güneş'in diferansiyel dönmesi (şekil <http://obswww.unige.ch> internet sitesinden alınarak düzenlenmiştir)

### 2.2.3. Geçiş bölgesi (Tachocline)

Diferansiyel dönme yapan konvektif bölge ile tekdüze (katı cisim gibi) dönme yapan radyatif bölge arasında yer alan ince bir geçiş bölgesidir (Brown ve ark. 1989). Bu bölgenin özelliklerine ilişkin çalışmalar Thompson ve ark. (1996) tarafından Ulusal National Solar Observatory (NSO) / Global Oscillation Network Group (GONG) verileri, Kosovichev ve ark. (1996) tarafından ise Solar and Heliospheric Observatory (SoHO) /MDI verileri kullanılarak yapılmıştır. Bu çalışmalar sonucunda elde edilen hesaplamalara göre bu bölgenin kalınlığı Güneş yarıçapının yaklaşık %4'üdür ve Güneş merkezine uzaklığı yaklaşık  $0.692 R_{\odot}$ 'dir (Kosovichev 1996).

### 2.2.4. Konvektif bölge

Konvektif bölge Güneş'in iç kısmının en dış katmanıdır ve  $0.75 R_{\odot}$ 'den Güneş yüzeyine kadar uzanır. Enerji bu bölgede konveksiyon ile taşınır. Konveksiyon, ısıtılmış gaz veya sıvının hareketi ile enerjinin yer değiştirmesi olayıdır. Üç tür enerji iletim mekanizması vardır; radyasyon, konveksiyon ve kondüksiyon. Kondüksiyon, atomlar arasında

enerjinin çarpışarak aktarımı (yalnızca katılar arasında gerçekleşir) ile olur fakat bu Güneş'te çok az bulunur. Konveksiyon, kaynar sudaki kabarcıklar şeklinde ısıtılmış malzemenin yukarı/aşağı hareketidir. Radyasyon ise elektromanyetik dalgalar şeklinde enerjinin aktarılmasıdır. Yukarıda da bahsedildiği üzere radyatif bölgede enerji radyasyon yolu ile taşınır. Enerjinin hangi yol ile taşınacağını Kramers'in opasite yasası belirler (Mathioudakis ve ark. 1999). Bu yasa, ortamın yoğunluğunu ve sıcaklığını temel alarak ortamdaki opaklığı tanımlar. Sıcaklık yüksek olduğunda ve tüm atomlar elektronlarından koptuğunda, opaklık düşüktür ve radyasyon ile enerji iletimi baskındır. Sıcaklık dış katmanlarda düşmeye başladığında, protonlar ve elektronlar atomları oluşturmak için birleşirler ve opaklık artar. Yüksek opaklık, radyasyon yolu ile olan enerji aktarımını yavaşlatır böylece kabarcıklar oluşur. Oluşan bu kabarcıklar sıcak ve düşük yoğunlukludur. Bu nedenle konvektif bir akış başlar. Sıcak gaz konveksiyon bölgesinde yükselir ve yüzeyde soğuduktan sonra tekrar geri batır. Konveksiyon ile enerji taşınımının son bulduğu üst tabaka Güneş'in görünen yüzeyi olup fotosfer olarak adlandırılır ve konveksiyon akışlarının bir sonucu olan granüller bu tabakada gözlenmektedirler (Şekil 2.7)

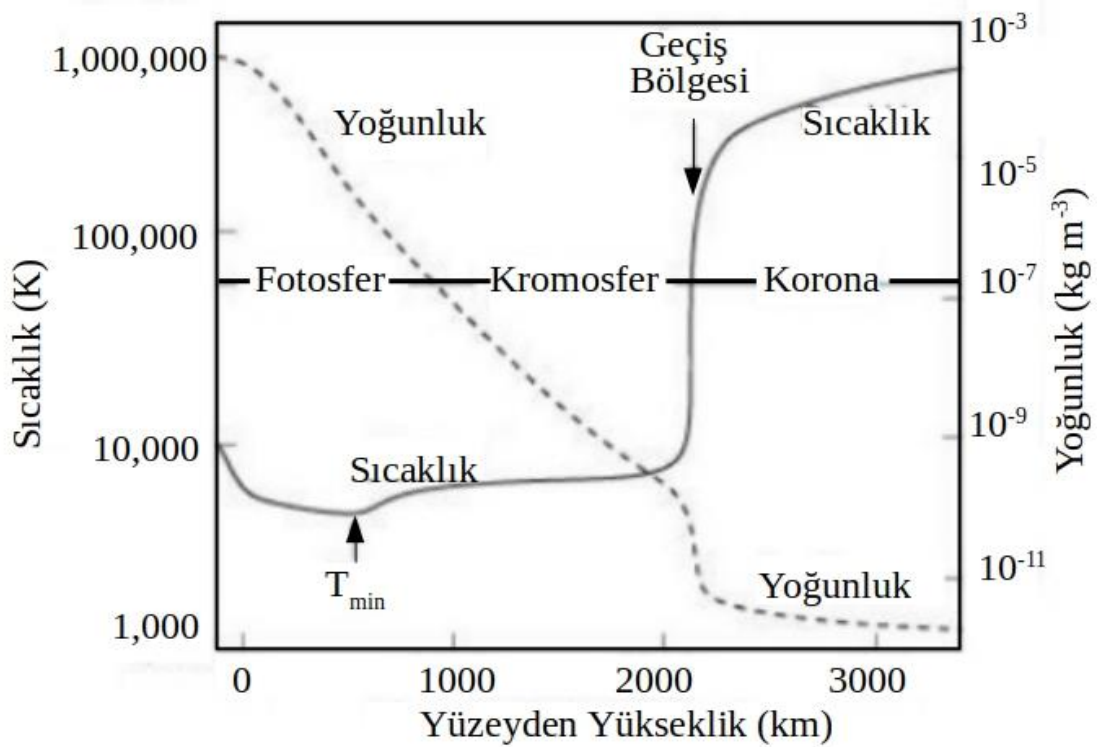
### 2.3. Güneş Atmosferi

Güneş atmosferi farklı karakteristik özelliklere (sıcaklık, yoğunluk ve diğer plazma özellikleri) sahip dört farklı tabakaya ayrılmaktadır. Bunlar içten dışa doğru; Fotosfer, Kromosfer, Geçiş Bölgesi ve Korona'dır. Bu atmosfer tabakalarından her biri farklı dalga boylarında, çeşitli Güneş olaylarına ev sahipliği yapmaktadır.

Güneş atmosfer tabakalarında yer alan bölgeler, sakin Güneş (QS) bölgeleri ve aktif bölgeler (ARs) olmak üzere temel olarak iki kısımda incelenmektedir. ARs, yüksek manyetik aktiviteye sahip bölgeler (Güneş lekesi, güneş patlamaları, koronal lup vb. yapı ve olaylar içeren) olarak tanımlanırken, QS (manyetik parlak noktalar, koronal delikler vb.) zayıf manyetik alan bölgeleri olarak tanımlanır (Gibson 1973).

#### 2.3.1. Fotosfer

Güneş'in görünen yüzeyi olarak bilinen Fotosfer (Işık Küre) kelimesinin anlamı, antik Yunan literatüründeki ışık anlamına gelen fotoğraflardan gelmektedir. Güneş atmosferinin en alt tabakasıdır. Bu tabakanın kalınlığı yaklaşık olarak 500 km olup sıcaklık yükseklikle azalmaktadır (Şekil 2.5). Ortalama sıcaklığı yaklaşık olarak 5800 K civarındadır. En iyi beyaz ışıpta (Şekil 2.6) gözlenen fotosfer tabakası aynı zamanda tüm dalga boylarında enerji yaymaktadır ve Güneş'ten yayınlanan enerjinin yaklaşık %95'i bu tabakadan yayınlanır (Schrijver ve Zwaan 2008).



**Şekil 2.5.** Güneş atmosferinde yükseklikle sıcaklık (sol y eksen, logaritmik ölçek) ve yoğunluğun (sağ y eksen) değişimi (Lang 2006; Priest 2014)

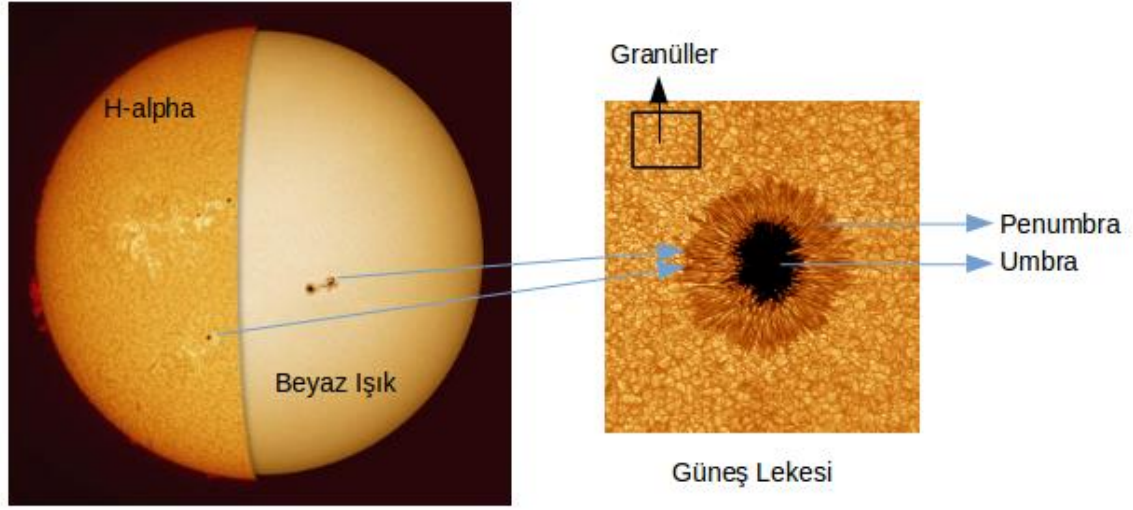
Fotosfer tabakasında gözlenen bazı başlıca yapılar: fotosferik plaj alanları, Güneş lekeleri ve granüllerdir.

**Fotosferik plaj alanları:** Bir Güneş lekесinin etrafındaki parlak bölgeye plaj bölgesi (plage region) denilmektedir (Şekil 2.6'daki beyaz alanlar). Her zaman Güneş lekесi ile ortaya çıkarlar ve yaşam süreleri Güneş lekelerinden daha uzundur. Fotosferik plaj alanlarının manyetik alanlarla ilişkili olduğu Babcock ve ark. (1955) tarafından bulunmuştur. Bu bölgelerdeki manyetik alan şiddeti yaklaşık 100 ila 200 G arasındadır.

**Granüller:** QS fotosferinin en önemli özelliklerinden birisidir. Bunlar Güneş'in tüm yüzeyinde gözlenen ve şekil itibarı ile bulgura benzeyen yapılardır (Şekil 2.7). Granüller Güneş'teki konveksiyon hareketinin bir tezahürüdür. Konveksiyon hareketi, fotosferin hemen altında yaklaşık 700 ila 1000 km çapındaki yükselen gaz sütunları üretir. Konveksiyon bölgesinden gelen sıcak gaz ( $1-2 \text{ km s}^{-1}$  hız ile) fotosfere ulaştığında çevresine göre daha sıcak olduğu için görüntülerde bir granül hücresinin ortası her zaman daha parlak gözlenir. Bu sıcak gaz fotosfere ulaştığında soğumaya başlar ve granül hücrecini çevreleyen koyu renkli sınır bölgelerden tekrar geri batar ( $4 \text{ km s}^{-1}$ ) (Şekil 2.7) (Priest 1982). Granüllerin boyutları ortalama 1-2 yay saniyesi<sup>2</sup>

<sup>2</sup> Bir yay saniyesi Güneş yüzeyinde yaklaşık olarak  $722 \pm 12 \text{ km}$ 'ye karşılık gelmektedir.

(Schröter 1962; Bray ve ark. 1984) aralığında olup yaşam süreleri 7 ila 8 dakika arasındadır (Bahng & Schwarzschild 1961).

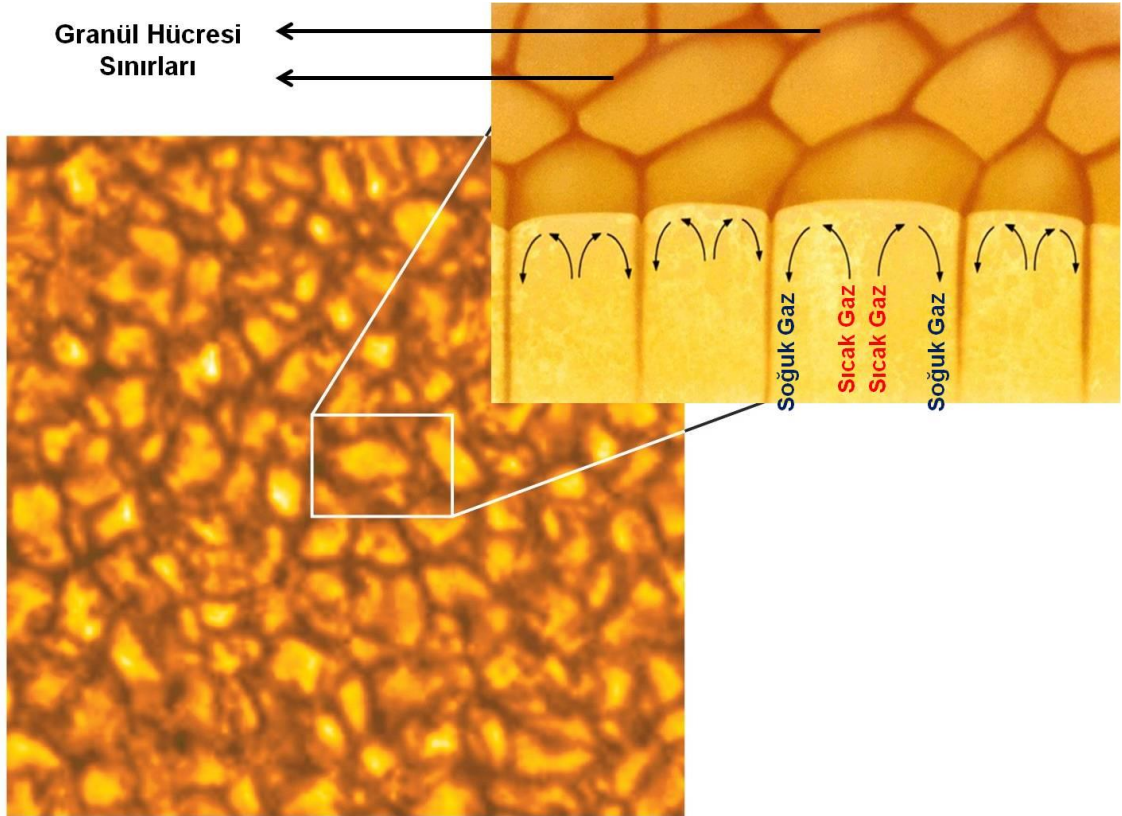


**Şekil 2.6.** Sol taraf, Güneş fotosferinin beyaz ışık görüntüsü ile H $\alpha$  görüntüsü üzerinde yer alan yapıların bazıları gösterilmektedir (avertedimagination.com, burada, kutu içerisinde yer alan yapı Güneş lekесi olup sağ tarafta bir Güneş lekесinin ayrıntılı görünümü verilmiştir. Güneş lekесine ait bu yüksek çözünürlüklü görüntü, 2 Temmuz 2010'da Titanyum Oksit (TiO, 706 nm) filtresi ile BBSO'da alınmıştır)

**Güneş lekeleri:** Güneş diski üzerinde manyetik alanın oldukça kuvvetli olduğu ve civarına göre daha koyu renkte gözlenen yapılardır (Şekil 2.6). Güneş yüzeyindeki manyetik alan şiddeti yaklaşık 1 Gauss (1 G) mertebesinde iken gelişmiş bir Güneş lekесindeki manyetik alan şiddeti birkaç bin Gauss mertebesinde olabilmektedir. Güneş yüzeyindeki ortalama sıcaklık 5800 K iken bu sıcaklık Güneş lekесinde yaklaşık 3700 - 3800 K civarındadır (NOAA, <https://www.weather.gov/fsd/sunspots>). Bu sebepten dolayı Güneş lekeleri, civarındaki bölgeye kıyasla daha koyu görünürler. Evrimsel açıdan bakıldığında Güneş lekeleri gelişimlerinin başlangıcında küçük gözenekler (porlar) şeklinde ortaya çıkarlar. Gelişimlerinin maksimum evresine 3 ile 10 gün içerisinde ulaşırlar ve ardından yavaş yavaş yok olurlar. Ancak, gözlenen tüm Güneş lekeleri bu evrimsel yolu takip etmez (Kılçık ve Şahin 2017). Güneş lekelerinin boyutları ise geniş bir dağılım sergilemektedir. Örneğin, Solanki (2003) ve Parnell'e (2009) göre lekelerin boyutları yaklaşık 5 ile 50 Mm (1 Mm  $10^3$  km) arasında değişen büyüklüğe sahip olup yaşam süreleri birkaç saatten aylara kadar değişiklik göstermektedir.

Güneş lekeleri en uzun gözlemsel veriye sahip Güneş aktivite göstergesidir. Lekeler Güneş diski üzerinde gruplar halinde bulunup grubun morfolojisi ve diğer bazı parametrelere göre farklı şekillerde sınıflandırılmışlardır: İlk olarak 1901 yılında Cortie (1901) tarafından leke gruplarının şekli ve evrimi göz önüne alınarak bir sınıflandırma yapılmıştır. Daha sonra Waldmeier (1938) tarafından Cortie sınıflandırmasına dayanan

Zürih sınıflandırılması geliştirilmiştir. Fakat bu iki sınıflandırma sonucunda elde edilen leke sayılarının leke alanları, Güneş patlamaları gibi diğer Güneş aktivite göstergeleriyle düşük korelasyon göstermesi bu sınıflandırma sistemlerinin yeniden gözden geçirilerek iyileştirilmesini gerekli kılmıştır. Bu sebeple McIntosh (1990) tarafından Zürih sınıflandırması modifiye edilmiş ve eksiklikler büyük ölçüde ortadan kaldırılmıştır. McIntosh (1990) Güneş leke sınıflandırmasına göre Güneş lekeleri üç tanımlayıcı başlık altında incelenir. Bunlar: i) leke sınıfı (lekenin morfolojik yapısı ve evrimi): A, B, C, D, E, F ve H, ii) grubun en büyük lekesinin penumbrası: x, r, s, a, h, ve k, ve iii) ara leke dağılımı: x, o, i, c.

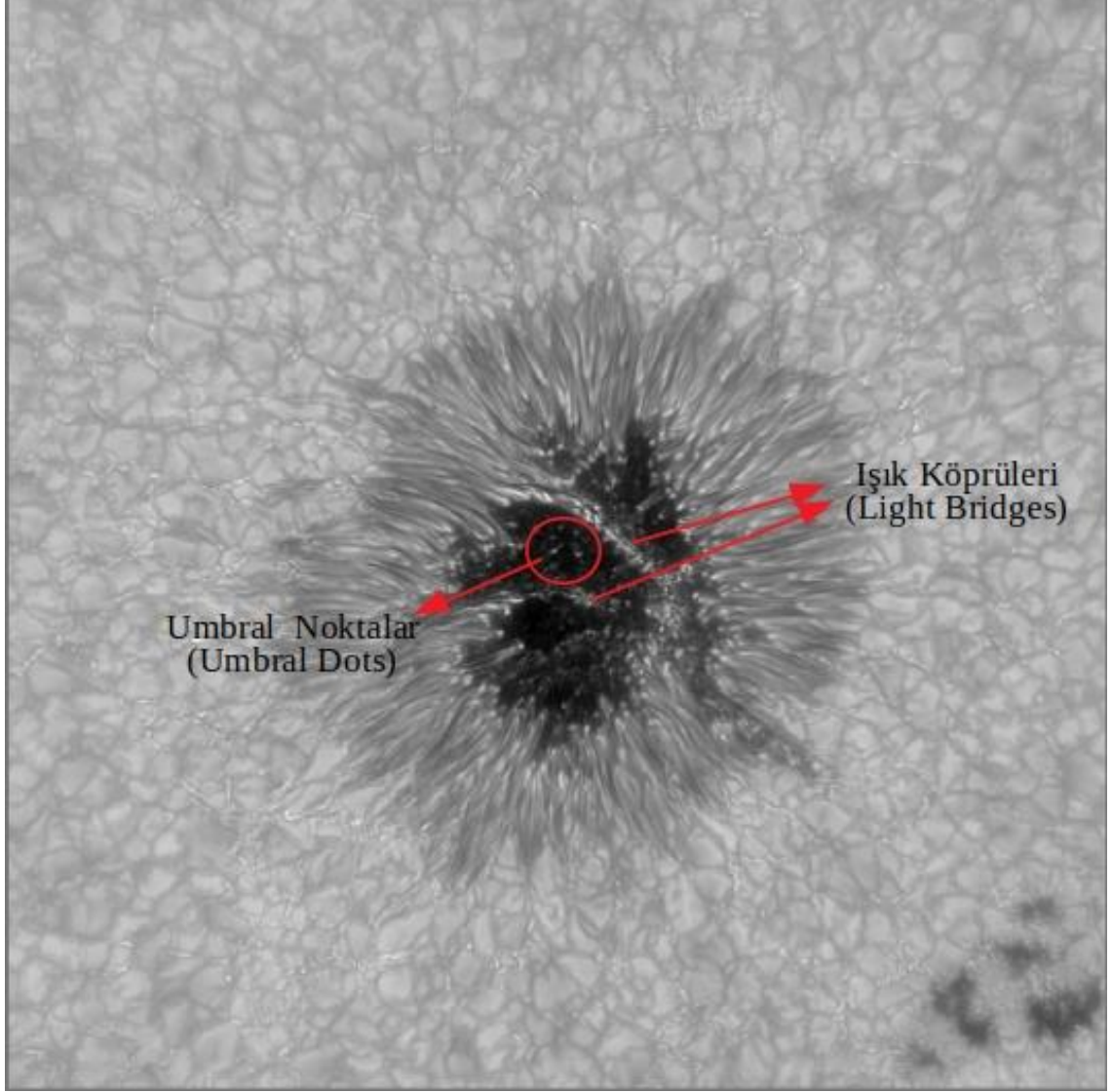


**Şekil 2.7.** Güneş yüzeyinde gözlenen granüllerin görüntüsü (Şekilde granüllerin çekirdeklerindeki sıcak gazın yükselinceye kadar enerjinin yüzeye çıkışı ve soğuk gazın tekrar kenarlardan akışı şematik olarak gösterilmiştir, <http://ircamera.as.arizona.edu/web> sayfasından alınarak düzenlenmiştir.)

Güneş lekelerindeki manyetik alan Hale (1908) tarafından yapılan bir çalışma ile keşfedilmiştir. Hale bu çalışmasında Zeeman etkisinden kaynaklı spektral çizgilerin bölünmesini gözleyerek bu yapılarda manyetik alanın varlığını tespit etmiştir. Zeeman etkisine göre, bir gaz, manyetik alana yerleştirildiğinde spektral çizgileri boyunca birkaç bileşene ayrılır. Çizgiler arasındaki ayırım, manyetik alanın gücüyle doğrudan orantılıdır. Böylelikle ayrılmış olan spektral çizgilerin miktarı ölçülerek manyetik alanın büyüklüğü tahmin edilebilir (Mestel 1999).



Şekil 2.6’da gösterildiği gibi gelişmiş bir Güneş lekesi iki kısımdan oluşur. Bunlar: i) lekenin merkezindeki nispeten daha soğuk ve manyetik alanın yoğunlaşmış olduğu koyu kısım, umbra, ii) umbrayı çevreleyen nispeten daha açık renkli ve manyetik alanın daha zayıf olduğu bölge, penumbradır. Günümüzde yüksek çözünürlüğe sahip gözlemler sayesinde Güneş lekelerinin hem umbrasında hem de penumbrasında ince yapıların varlığı ortaya konulmuştur (Şekil 2.8).



**Şekil 2.8.** BBSO-NST/TiO tarafından 02/09/2013 tarihinde alınmış umbra ve penumbrada yer alan bazı ince yapılar

**Umbral noktalar (umbral dots):** Bir Güneş lekesinin umbrasında gözlenen küçük parlak yapılardır (UDs, Şekil 2.8 daire içerisindeki alan). UD’ler alan olarak umbral bölgenin küçük bir kısmını kaplamalarına rağmen parlaklık olarak umbral parlaklığın büyük çoğunluğunu oluşturmaktadırlar (Sobotka ve ark. 1993). UDs, sakin fotosfere kıyasla ortalama 500 - 1000 K daha soğukturlar, ancak umbraya göre 1000 K daha sıcak olmaları umbral alanda parlak yapılar olarak gözlenmelerini sağlar (Sobotka ve

Hanslmeier 2005; Kitai ve ark. 2007). Kilcık ve ark. (2012) tarafından yapılan çalışma sonucunda incelenen güneş lekesindeki UD'lerin hiçbirinin tam olarak dairesel olmadığı ve çaplarının 0.23 ila 0.41 yay saniyesi arasında değiştiği bulunmuştur.

**Işık köprüleri (light bridges):** Bir Güneş lekесinin umbrasını iki veya daha fazla parçaya bölen parlak ışık köprüleri (Şekil 2.8'de oklar ile işaret edilenler) olarak tanımlanmaktadır (Bray & Loughhead 1984). LBs, bazı Güneş lekelerinde lekenin ömrü boyunca ortaya çıkarlar ve kaybolurlar. Fakat yeni LB'lerin ortaya çıkışı veya mevcut olan LB'nin parlaklığının artışı lekelerdeki parçalanmanın bir göstergesidir (Vazquez 1973). Bunlara ek olarak, LB'lerdeki manyetik alan umbraya kıyasla daha zayıf ve eğimlidir (Leka 1997).

### 2.3.2. Kromosfer

Fotosferin hemen üzerindeki atmosfer tabakasıdır. Bu tabakada plazma sıcaklığı kademeli olarak 4400 K'den 10.000 K'lere kadar yükselirken yoğunluk fotosferden uzaklaştıkça düşmektedir (Şekil 2.5). Kromosferik yapılar bazı spektral çizgilerde (Ca II H & K, H-alfa çizgileri) filtreler veya spektrometreler yardımı ile ayrıntılı olarak gözlenmektedir (Sotnikova 1978; Aquilano ve ark. 2003 ve diğer referanslar). Örneğin de Pontieu (2007) ve arkadaşları, Ca II H'de (3968 Å) kromosferin manyetik yapısına hakim olan en az iki tip spikül (Tip I ve Tip II) olduğunu bulmuşlardır. Spiküller, QS bölgelerinin kromosferik kısımlarından dışarı doğru hareket eden 20 ila 300 km s<sup>-1</sup> arasındaki hızlara sahip plazma jetleridir. Tip I spikülleri 3 ila 7 dk arasında yaşam süresine sahip olup 10-40 km s<sup>-1</sup> hızla 5-6 Mm yüksekliğe kadar ulaşabilirler. Tip II spikülleri ise herhangi bir yükseklikte 10-150 saniye aralığında yaşam süresine sahiptirler ve hızları 50-150 km s<sup>-1</sup> arasındadır (de Pontieu ve ark. 2007). Kromosferde gözlenen diğer yapılardan bazıları kromosferik jetler ve jet benzeri yapılardır. Bu yapıların Manyetik yeniden bağlanma olayının bir sonucu olarak üretildiği düşünülmektedir (Shibata ve ark. 2007; Shimizu 2015). Örneğin, anemone olarak bilinen jetler, manyetik yeniden bağlanmanın bir ürünüdür ve bu jetler ters Y şeklinde plazma atılımı olarak görünürler. Bu jetler genellikle korona ve geçiş bölgesinde gözlenir ancak, buna benzer fakat daha küçük boyuttaki jetler, kromosferik aktif bölgelerde görülebilirler. Shibata ve ark. (2007), Hinode/SOT verilerini kullanarak bir Güneş lekесine yakın kromosferik jet yapısı gözlemlemişlerdir. Bu jet ve jet benzeri yapılar küçük parıltılar olarak da ortaya çıkmaktadırlar (Morita ve ark. 2010). Bu jetlerin 150-300 km genişliğinde olduğu ve 1-10 Mm yüksekliğe ulaştıkları bulunmuştur (Shimizu 2015). Fan şeklindeki jetler, tipik olarak Güneş lekelerinin yakınlarında gözlenirler. Bu jetler ilk olarak Roy (1973) tarafından Güneş lekесini ikiye bölen bir LB üzerinde tespit edilmiş olup 100 km s<sup>-1</sup> hızlara ulaşabilecekleri tahmin edilmiştir. Aynı yapı Shimizu ve ark. (2009) tarafından Hinode/SOT verilerinde daha yüksek çözünürlükte gözlenmiş olup 180 km s<sup>-1</sup> hızlarına ulaşabilecekleri tespit edilmiştir. Bu jet yapıların ayakucu noktaları genellikle SDO/AIA 1700 Å ve 1600 Å kanallarında net olarak görülebilmekte olup (Toriumi ve ark. 2015) bu da bu jetlerin

ayakucu noktalarının üst fotosferde veya alt kromosferde bulunabileceğini göstermektedir (Fossum ve Carlsson 2005).

### 2.3.3. Geçiş bölgesi

Kromosferin üzerindeki çok küçük bir mesafede Güneş atmosferi çok sıcaktır ve 200-300 km'lik bir alanda bu sıcaklık yaklaşık  $2 \times 10^4$  K değerine kadar yükselir. Geçiş bölgesi (TR) çoğunlukla He II, C III, C IV, O III, O IV ve O VI kaynaklı EUV emisyon çizgilerinde gözlenmektedir. Çünkü bu bölge yukarıda belirtilen iyonlaşmış atomların (He II, C III, C IV, O III, O IV ve O VI) baskın olması için sıcaklığın yeterince yüksek olduğu bir bölgedir (Doschek ve Feldman 2010).

### 2.3.4. Korona

Korona, Güneş'in görünür yüzeyinden (fotosfer) gezegenler arası ortama kadar uzanan Güneş'in en dış atmosfer tabakasıdır. Fotosferden yayınlanan güçlü ışık dolayısıyla Korona Güneş tutulması (Şekil 2.9) haricinde direkt olarak gözlenmemektedir. Ancak, Koronograf diye isimlendirilen özel aletler kullanılarak gözlenebilmektedir (Golub ve Pasachoff 2010). Bu aletler Güneş fotosferinden gelen ışığı engelleyerek Korona'nın görünür hale gelmesini sağlar.

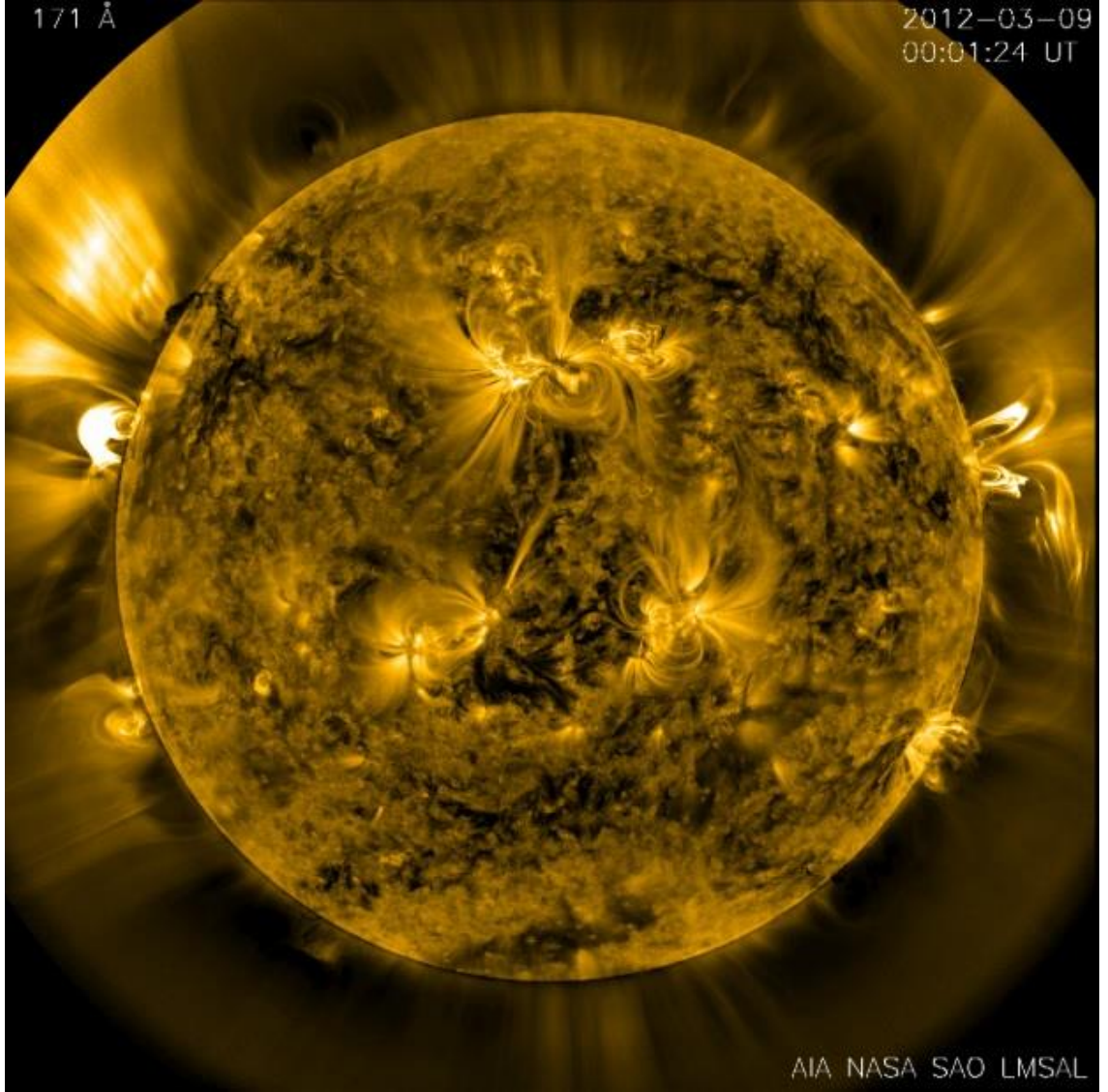


**Şekil 2.9.** 21 Ağustos 2017 tam Güneş tutulması esnasında alınmış Güneş'in Korona görüntüsü (NASA/Aubrey Gemignani)



Güneş'teki aktiviteye bağlı olarak Korona aktif bölgeler (ARs), sakin bölgeler (QS) ve koronal delikler (CH) olmak üzere üç farklı kategoride incelenebilir. Aktif bölgeler; Güneş'in toplam yüzey alanının çok küçük bir kısmını kaplamasına rağmen Güneş'te gözlenen büyük ölçekli aktif olayların/yapıların meydana geldiği bölgelerdir. Güneş atmosferindeki güçlü manyetik alan genellikle bu bölgelerde bulunmaktadır. Sakin Güneş bölgeleri, aktif bölgelerin dışında kalan bölgeleri içermektedir (de Wijn ve ark. 2009; Sánchez Almeida & Martínez González 2011; Martínez Pillet 2013; Bellot Rubio & Orozco Suárez 2019). Her ne kadar sakin olarak adlandırılırsalar da bu bölgelerde de parlak noktalar (BPs) ve yumuşak X-ışını jetleri gibi bazı küçük dinamik yapıların olduğu keşfedilmiştir (Brueckner ve Bartoe 1983; Shibata ve ark. 1992; Alexander & Fletcher 1999; Perez-Suarez ve ark. 2008). Koronal delikler ise, aktif bölgeler ve sakin bölgelerden farklı olarak açık manyetik alanın hakim olduğu bölgelerdir. Bu bölgeler, plazmanın sürekli olarak açık manyetik alan çizgileri boyunca gezegenler arası ortama taşınması nedeni ile çoğu zaman sakin Güneş bölgelerinden çok daha düşük plazma yoğunluğuna sahiptirler ve bu yüzden de sakin Güneş bölgelerine kıyasla çok daha koyu görünmektedirler. Korona'dan çok geniş dalga boyu aralığında (radyo dalgalarından gama ışınlarına kadar) ışınım yayılmaktadır. Bu durum, yukarıda bahsedilen üç bölgeyi (ARs, QS, CH), birkaç farklı dalga boyunda görüntülemeye olanak tanır. Aynı zamanda, her bir dalga boyu, Korona'nın farklı özelliklerini ortaya koyar ve koronal plazmanın genel yapısı hakkında bilgi verir. Korona'nın EUV ve soft X-ışını görüntüleri parlak ve karanlık olan bölgeler içerir. Buna bir örnek olarak Şekil 2.10'da SDO/AIA 171 Å'da alınmış orijinal korona görüntüsü zenginleştirme filtresi uygulanmış olarak gösterilmektedir. Zenginleştirme işlemi soluk veya net olarak ayıramayan yapıları ayırarak koronal yapıların daha ayrıntılı bir görüntüsünü sunar. Burada, parlak bölgeler aktif bölgeler olup birçok kapalı manyetik alan çizgisi içerirken, karanlık bölgeler açık manyetik alan çizgilerine karşılık gelmektedir (Priest 2000). Her ne kadar açık manyetik alan çizgileri olarak bilinseler de gerçekte kapalı oldukları yani bir ucunun Güneş manyetik alanında (Güneş yüzeyine bağlı) diğer ucunun ise ya Güneş üzerinde uzak bir noktada ya da Güneş sisteminde bulunan başka bir bölgede yer aldığı bilinmektedir. Kapalı manyetik alan çizgileri büyük lup şekilleri oluştururlar ve alan çizgileri belirli bir yükseklikten sonra Güneş yüzeyine tekrar geri dönerler. Böylece farklı manyetik kutup bölgelerini birleştirirler ki bunlar da koronal lup olarak adlandırılır. Koronal luplar bir sonraki bölümde detaylı bir şekilde anlatılmıştır.

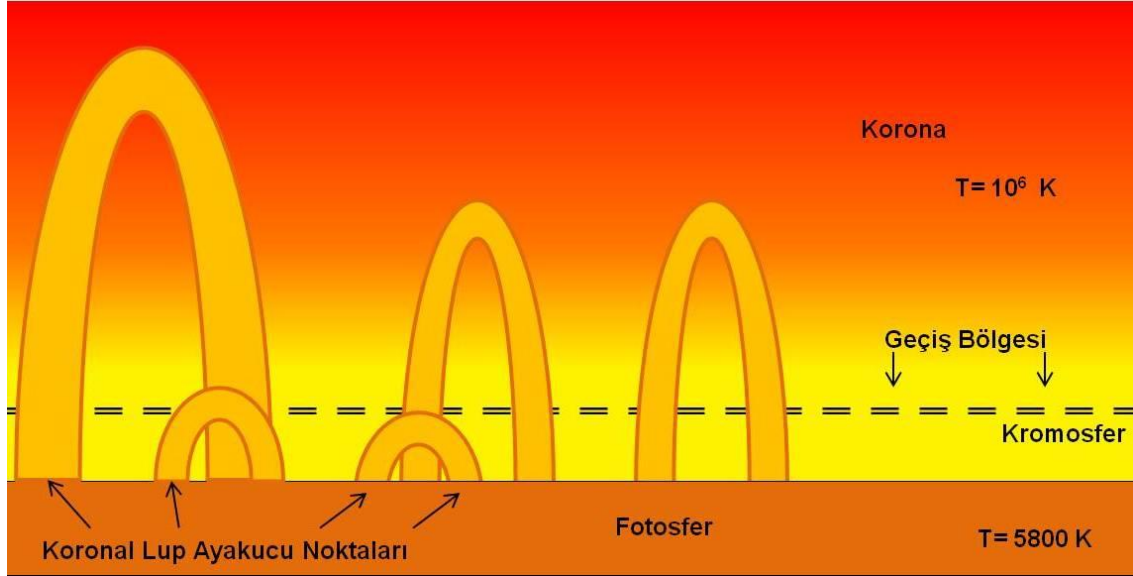
Korona'nın ortalama sıcaklığı yaklaşık 1-2 MK'dır (yaklaşık  $10^6$  K). Ancak, aktif bölgeler 2 MK'nin üzerinde yüksek sıcaklıklara ulaşabilirler. Bu, QS bölgelerinde ve AR'lerdeki sıcaklık farkı, farklı ısıtma olaylarından ve enerji kayıplarından kaynaklanmaktadır (Aschwanden 2005). Bu atmosfer tabakasının yoğunluğu ise Fotosfere kıyasla çok daha düşüktür (Şekil 2.5). Bu düşük yoğunluk Korona'nın neden bu kadar sönük olduğunu açıklamaktadır. Genel olarak bir gazın sıcaklığı ne kadar yüksek ise o kadar parlak olur. Fakat Korona'da çok az atom bulunduğu için yaydığı net ışık miktarı çok zayıftır.



**Şekil 2.10.** 9 Mart 2012 tarihinde alınmış AIA 171 Å (EUV) dalga boyuna ait Güneş Korona'sının zenginleştirilmiş (enhancement) görüntüsü (NASA/SDO'nun sitesinden alınmıştır)

Korona tabakası, Güneş'in manyetizması ile yakından ilişkilidir. Çünkü Korona'daki gaz basıncının manyetik basınca oranı (plazma beta) çok küçüktür. Bu nedenle bu tabakanın çoğu yerinde manyetik kuvvet, basınç ve yerçekimi kuvvetlerine göre daha baskındır. Dinamo teorisine göre güçlü manyetik alanların Güneş'in iç kısımlarında oluşarak manyetik akı tüpleri yardımı ile yüzeye doğru hareket ettiği, Fotosferde kök salarak Kromosfere ve hatta Korona'ya kadar ulaştıkları tahmin edilmektedir (NASA). Koronal yapılar ile bağlantılı olan manyetik alan çizgilerinin görünür yüzeyi terk ettiği ve tekrar yüzeye geri döndüğü bu alanlar genellikle ayakucu noktaları (foot-points) olarak adlandırılmaktadırlar (Şekil 2.11).

Bu tezde tartışılacak olan yapı, koronal luplar olup bir sonraki bölümde (Bölüm 2.4) bu konuya detaylı bir şekilde değinilmiştir.



**Şekil 2.11.** Çok sayıda koronal lup ve bu lupların ayakucu noktalarının görülebildiği Kromosfer, Korona ve Geçiş bölgesinin şematik gösterimi

#### 2.4. Koronal Lupların Yapısı ve Fiziksel Özellikleri

Koronal manyetik alanın uyguladığı basınç çevresindeki gazın basıncına nazaran çok daha güçlü olduğu için sıcak plazma, manyetik alan çizgileri boyunca akmaya zorlanır. Bu durum manyetik akı oluşumu, yeniden bağlanma, manyetik akı iptali gibi aktif bölgelerdeki dinamik olaylardan kaynaklanmaktadır. Koronal luplar, bu sıcak plazmanın akışı ile yoğun hale gelen, sıcak, yarı dairesel yapılar olarak adlandırılır (Katsukawa ve ark. 2005; Ugarte-Urra 2009). Sıcak plazmanın lup içerisindeki bu akışı, aktif bölgelerin özellikle UV ve X-ışını görüntülerinde parlak görünmesinin bir nedenidir. Lupların birçoğunun ayakucu noktaları Güneş yüzeyi üzerindeki zıt manyetik alana sahip iki fotosferik bölge içerisine kök salmıştır. Eğer bu manyetik alan çizgileri plazma ile doldurulursa koronal luplar görünür bir hal alır ve radyasyon yayarlar. Koronal lupların uzunlukları sadece birkaç Mega Metreden (Mm) Güneş yarıçapının önemli bir bölümüne kadar geniş bir alanı kaplar (Reale 2010). Sıcaklıkları ise milyon Kelvin (MK) mertebesinde olup sıcaklıklarına göre üç farklı şekilde sınıflandırılabilirler. Bu sınıflandırma Tablo 2.2’de verilmiştir.

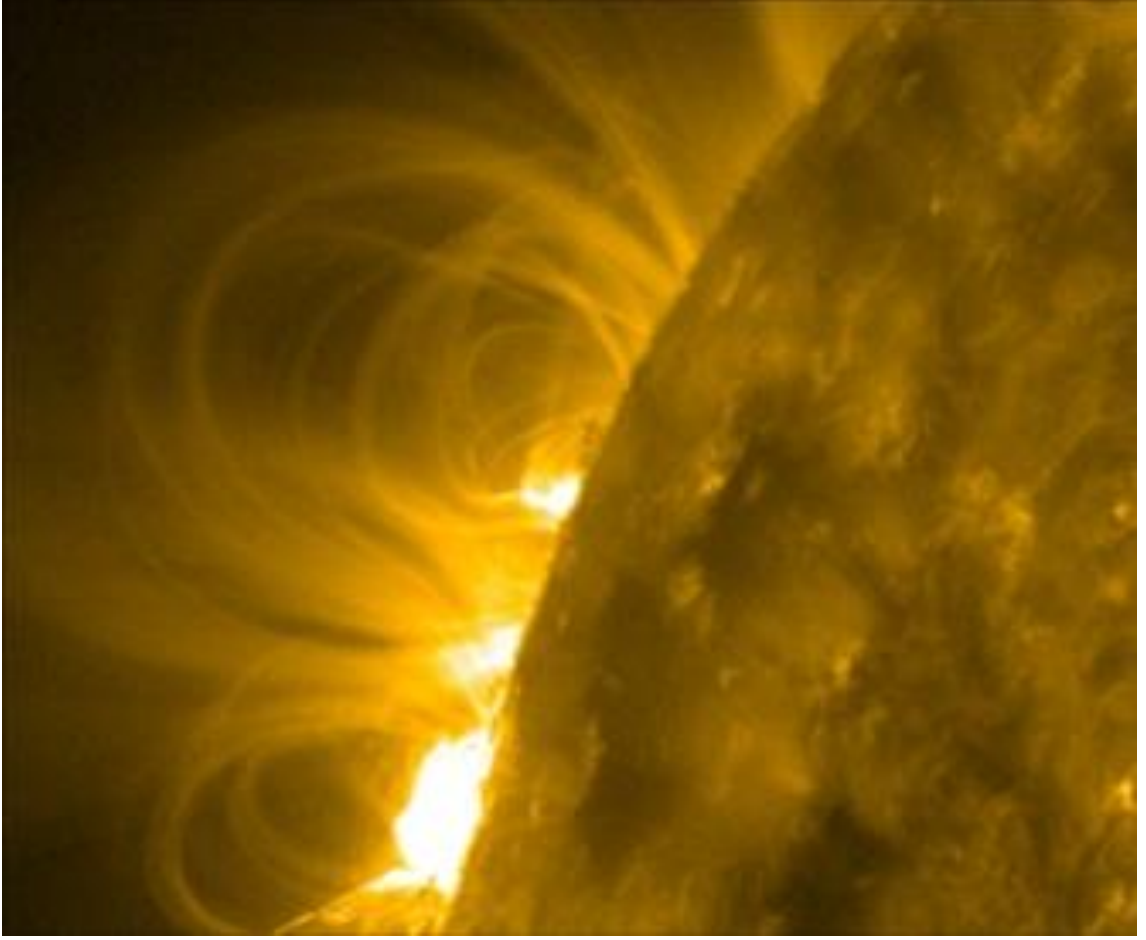
Güneş plazmasının Doppler hızı, yoğunluğu ve sıcaklığı gibi fiziksel parametreler, koronal lupların termal evrimini ortaya çıkardıkları için ilgi çekicidir (Reale, 2014). Son on yıldaki manyetogram görüntüleri ile birlikte spektroskopik gözlemler, koronal lupların altında yatan manyetik alan hakkında bilgi sağlamış ve bu yapıların içerisindeki koronal lupları ve akışları daha iyi anlamamıza olanak sağlamıştır (Del Zanna & Mason 2003).

**Çizelge 2.2.** Koronal Lupların Sınıflandırılması

Sıcaklık Sınıfı	Sıcaklık Değeri	İlk Gözlendiği Spektral Çizgi	Referans
Soğuk Luplar (Cool Loops)	0.1 - 1.0 MK	UV	Foukal 1976
Ilık Luplar (Warm Loops)	1.0 - 1.5 MK	EUV	Lenz 1999; Del Zanna 2003
Sıcak Luplar (Hot Loops)	$\geq 2.0$ MK	X-ışını	Nagata ve ark. 2003

Neredeyse sıcak (ılık) koronal luplar, UV'deki (10 ile 400 nm arası) AR'lerde görülen yoğun yapıların birçoğunu oluşturmaktadır. Bu lupların ayakucu noktalarındaki sıcaklığın 1 MK civarında ve elektron yoğunluklarının da  $10^9 \text{ cm}^{-3}$  mertebesinde olduğu bilinmektedir (Del Zanna 2003). Ilık luplar genellikle Geçiş Bölgesi çizgilerinde (CIII-IV, OIII-VI, SIII-VI, NIII) lup boyunca aşağı doğru akışlar, UV spektral çizgilerinde ise yukarı doğru akışlar göstermektedirler (Tripathi ve ark. 2009). Ayrıca ayakucu noktaları yakınlarında kayda değer bir termal olmayan hızlarının da olduğu bilinmektedir (Harra ve ark. 2008; Harra ve Abramenko 2012). Özellikle Tripathi ve ark. (2009) yaptıkları bir çalışmada, koronal luplardaki yukarı akışların daha yüksek plazma sıcaklıkları ile arttığını bildirirken, lupların ayakucu noktalarında aşağı doğru akışların düşük sıcaklıklarda gözlemlendiğinde  $60 \text{ km s}^{-1}$  hızına kadar ulaşabileceğini belirtmişlerdir. Winebarger ve ark. (2002) yaptıkları çalışmada bakış doğrultusu boyunca (LOS), ılık luplardaki akışların  $40 \text{ km s}^{-1}$  hızlarına kadar aktığını belirtirken, Ofman ve Wang (2008) bu hızların 74 ile  $123 \text{ km s}^{-1}$  arasında olduğunu tespit etmişlerdir.

Gözlenen lup yapılarının değişkenliğinden sorumlu olan ısıtma mekanizmalarının belirlenmesi hangi koronal ısıtma teorilerinin takip edilmeye değer olduğunu belirlemede çok önemlidir. Ancak, koronal luplar çeşitlidir ve genellikle kalabalık gruplar halinde görünürler (Şekil 2.12). Bu sorunların ortaya çıkardığı teknik zorluklar vardır. Bu tez çalışmasında yukarıda bahsedilen durumlar göz önüne alınarak, veri seçimi yapılırken lupların kalabalık gruplar halinde bulunmasından ziyade tek olarak bulunmasına ve yaşam süresinin çoğunda bir ayakucu noktasından diğer ayakucu noktasına kadar iyi bir şekilde takip edilebilir olmasına dikkat edilmiştir.



**Şekil 2.12.** 24 Şubat 2011 tarihinde SDO ile elde edilmiş Güneş diskinin kenarında gözlenen lup yapılar

Koronal lupların termal yapısı koronal ısınmadan hangi mekanizmanın sorumlu olabileceğine dair bir ipucu verebilmektedir. Yüksek çözünürlüklü UV gözlemleri, 365 km'nin altındaki konumsal ölçeklerde koronal lupların genişlikleri boyunca sabit yoğunluk ve sıcaklık sergilediğini düşündürmektedir (Del Zanna ve Mason 2003). Winebarger ve ark. (2014) High Resolution Coronal Imager (Hi-C) (Yüksek Çözünürlüklü Koronal Görüntüleyici, Hi-C) verilerini kullanmışlar ve lupların %70'nin termal yapılarının varlığına dair bir kanıt göstermediği sonucuna varmışlardır. Öte yandan, Pontin ve ark. (2017) tarafından elde edilen simülasyon sonuçları, örgülü yapıların, manyetik alanda bulunsalar bile EUV görüntülerinde her zaman kolayca görülemeyebileceğini ortaya koymuştur. Her ne kadar son yıllarda koronal lupların fiziksel özelliklerinin incelenmesinde ilerleme kaydedilmiş olsa da koronal ısıtma mekanizmaları hakkındaki bilgiler hala merak konusudur. Koronal ısıtma için gerekli enerjinin manyetik alanda depolandığı ve daha sonra bu enerjinin, manyetik alan çizgilerini geren (stretch), yer değiştiren (displace), büken (twist) ve bağlanan (braid) Güneş plazmasının konvektif hareketleri ile mekanik enerjiye dönüştüğü görüşü yaygın olarak kabul edilmektedir (Priest ve ark. 1998; Klimchuk 2006; Shibata ve Magara 2011; Crooker ve ark. 2012; Xue ve ark. 2016; Li ve ark. 2016). Depolanan bu

manyetik enerji, manyetik yeniden bağlanma işlemi (DC, doğru akım ısıtma) veya dalgaların yayılması (AC, alternatif akım ısıtma) yoluyla serbest bırakılabilir. Bu yeniden bağlanma, ya lup ayakucu noktalarında (makroskopik ölçekler) karışık polarite alanlarının varlığını ya da uzunlukları boyunca çok örgülü lupları (mikroskopik ölçekler) gerektirmektedir (Cirtain ve ark. 2013). Yakın zamana kadar, her iki durum da Güneş atmosferinde sık olarak gözlenmemiştir.

#### 2.4.1. Koronal ısıtma

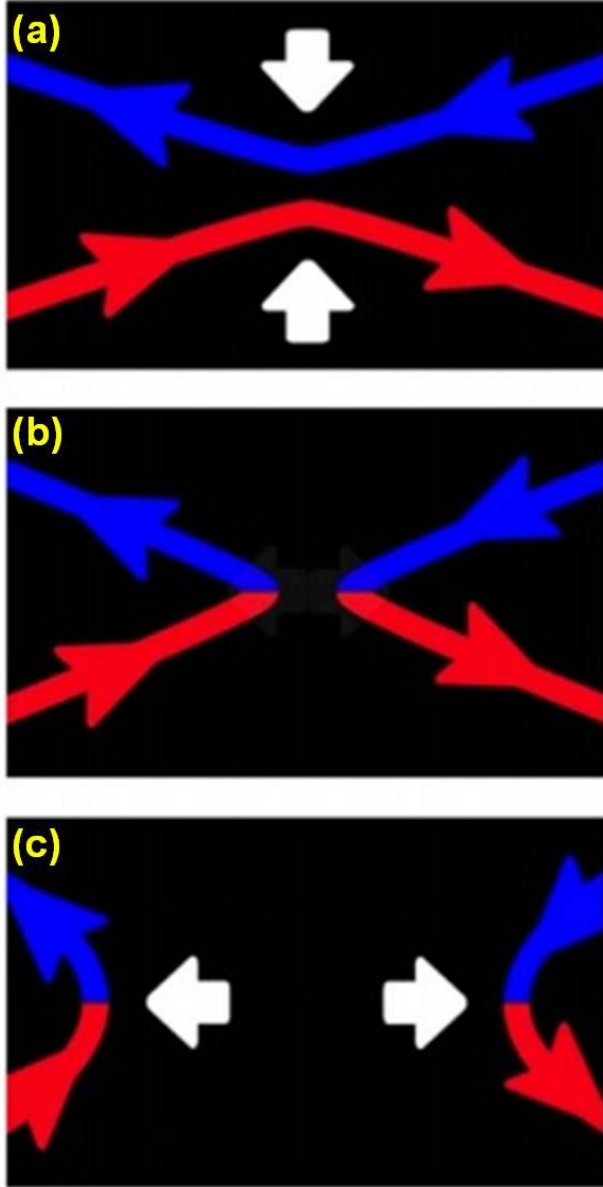
Güneş fiziğinde henüz cevabı bulunamamış birçok fiziksel soru vardır. Bunlardan en önemlilerinden biri de uzun zamandır üzerinden çalışılan Koronal Isıtma Problemidir (Grotrian 1939; Edlen 1943; Klimchuk 2006; Kanella ve ark. 2017; van Ballegooijen ve ark. 2017). Bu problem, Güneş Korona'sının çekirdekten bir hayli uzak olmasına rağmen neden ve nasıl birkaç milyon dereceye kadar ısındığını temel almaktadır. Genel olarak bu ısının, fotosferin üstündeki Koronal manyetik alanlardan geldiği düşünülmektedir (Priest 1990; Browning 1991; Cargill 1993; Wolfson ve ark. 2000).

Bu problemi açıklamak için gereken enerji taşınım ve dönüşümlerini içeren ısıtma mekanizmalarının araştırılması gerekmektedir. Tarihsel süreçte bu ısıtma mekanizmaları için iki tip model önerilmiştir. Bu modeller, koronal lupların ayakucu noktalarına iletilen elektrik akımlarının tiplerine bağlı olarak Doğru Akım (DC) ve Alternatif Akım (AC) modelleri olarak sınıflandırılmaktadır (Milano ve ark. 1997).

DC modeline göre, Güneş yüzeyinden Güneş atmosferine doğru iletilen enerji, bir elektrik akımı olarak manyetik bir yapı içinde depolanır ve daha sonra bu elektrik akımının dağılması ile Korona'nın doğrudan ısıtıldığı düşünülmektedir. Başka bir deyişle, DC modelinde, iletilen enerjinin ısıya dönüşmesi manyetik yeniden bağlanma ile olur. AC modeline bakıldığında ise, iletilen enerjinin dalgalar şeklinde manyetik bir yapıya yayıldığı ve bu dalgaların dağılmasının sonucu Korona'nın ısınmasının mümkün olabileceği varsayılmaktadır. Her iki durumda da enerji, fotosferik ayakucu noktalarındaki hareket ile sağlanır (Schmelz ve ark. 2015). Manyetik alanlar çok miktarda enerji depolayabilirler. Bu enerjinin serbest kalması ile gerçekleşen fiziksel olaya Manyetik Yeniden Bağlanma denir (Yamada ve ark. 2010). Bu işlem, zıt kutuplara sahip manyetik alan çizgilerinin birbirleri ile birleştiği ve daha sonra kırılarak bağlanma düzenini değiştirdiği durumu tarif etmektedir. Bu işlem sonucunda, manyetik alan enerjisi, kinetik enerji ve termal enerjiye dönüşmektedir. Şekil 2.13'te Manyetik Yeniden Bağlanma olayının basit bir örneği gösterilmiştir. Burada, paralel olmayan manyetik alan çizgilerinin bulunduğu noktada (Şekil 2.13 a), manyetik alan şiddeti neredeyse sıfırdır. Bu durum alan çizgilerinin yeniden bağlanmasına izin verir (Şekil 2.13 b). Yeniden bağlanma tamamlandıktan sonra, manyetik gerilim oldukça yüksektir. Manyetik gerilimin daha iyi anlaşılması için; örneğin bir poşet lastiği gerildiğinde, lastiğe verilen potansiyel enerjiden bahsedilebilir. Bu lastik serbest bırakıldığında,



gerilim enerjisi kinetik enerjiye dönüştürülür. Benzer şekilde, bu manyetik gerilimin aniden serbest kalmasıyla (kırılmasıyla), alan çizgileri birbirinden ayrılır (Şekil 2.13 c) ve üzerinde taşıdığı plazma hızlanmış olur.



**Şekil 2.13.** İki boyutlu Manyetik Yeniden Bağlanmayı temsil eden şematik gösterim; **a)** zıt kutuplara sahip manyetik alan çizgilerinin birleşmeden önceki durumu olup, bu iki alan çizgisinin yeniden bağlandığı nokta X çizgisi olarak bilinmektedir; **b)** manyetik alan çizgilerinin yeniden bağlandığı durum ve; **c)** manyetik gerilimin serbest kalması

Manyetik yeniden bağlanma için öne sürülen ilk model, manyetohidrodinamik (MHD) teorileri kullanılarak zıt yönelimli manyetik alanlar arasındaki bağlantıyı tanımlayan Sweet-Parker modelidir (Parker 1957; Sweet 1958). Bu modelden elde edilen manyetik alan çizgilerinin yeniden bağlanma hızlarının gözlenen bağlanma hızından çok daha yavaş olması nedeniyle Petshek (1964) tarafından yeni bir model

geliştirilmiştir. Bu modellerin işleyişini anlamadan önce MHD'nin tanımı ve MHD denklemlerine kısaca bakmak faydalı olacaktır.

Manyetohidrodinamik (MHD), manyetik alanda (“manyeto”) yüksek iletkenliğe sahip bir sıvının (“hidro”) dinamiklerini tanımlamaktadır. MHD denklemleri, akışkanlar mekaniği denklemleri ile birlikte elektrik alan,  $\mathbf{E}$ , ve manyetik alan,  $\mathbf{B}$ , denklemlerinin bir bütünüdür (Priest 2014). Dinamik bir sistemde manyetik alanların etkileşimi ile ilgili herhangi bir çalışmanın başlangıç noktası Maxwell denklemleridir. Maxwell denklemleri, bir sistemdeki manyetik ve elektrik alanların karşılıklı etkileşimlerini tanımlamaktadır. Bu denklemler, Denklem 2.1 (Gauss Yasası), Denklem 2.2 (Manyetik alan için Gauss Yasası), Denklem 2.3 (Ampère Yasası) ve Denklem 2.4'te (Faraday Yasası) verilmiştir. Bu denklemlerde,  $\mathbf{j}$  akım yoğunluğunu,  $\mu_0$  boşluğun manyetik geçirgenliği,  $\rho$  yük yoğunluğunu,  $\epsilon_0$  boşluğun elektriksel geçirgenliğini ve  $c$  ışık hızını ifade etmektedir.

$$\nabla \cdot \mathbf{E} = \frac{1}{\epsilon_0} \rho \quad (2.1)$$

$$\nabla \cdot \mathbf{B} = 0 \quad (2.2)$$

$$\nabla \times \mathbf{B} = \mu_0 \mathbf{j} + \frac{1}{c^2} \frac{\partial \mathbf{E}}{\partial t} \quad (2.3)$$

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = -\nabla \times \mathbf{E} \quad (2.4)$$

İdeal MHD denklemleri birkaç denklem sisteminden oluşmaktadır. Bunlardan ilki kütlelerin sürekliliği denklemidir (Denklem 2.5). Bu denklem maddenin yoktan varedilemeyeceğini, vardan yokedilemeyeceğini açıklamaktadır. İkinci ise Euler denklemi (Denklem 2.6) olarak adlandırılan akışkan bir elemanın hareket denklemidir. Burada,  $\mathbf{v}$  plazma içerisindeki kütle hızı,  $P$  basıncı,  $\mathbf{j}$  vektörü, manyetik alan ( $\mathbf{B}$ ) boyunca elektrik akımı yoğunluğudur. Üçüncü denklem, en basit adyabatik (izole edilmiş bir sistemde ısı kaybı veya kazancının olmadığı durum) durumdaki enerji denklemidir (Denklem 2.7). Burada  $\gamma_s$  özgül ısıların  $C_p/C_v$  oranıdır ve güneş için değeri 5/3 olarak alınır. Son olarak dördüncü denklem ise İndüksiyon denklemidir (Denklem 2.8).

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla(\rho \mathbf{v}) = 0 \quad (2.5)$$

$$\rho \left[ \frac{\partial \mathbf{v}}{\partial t} + (\mathbf{v} \nabla) \mathbf{v} \right] = -\nabla P + \mathbf{j} \times \mathbf{B} \quad (2.6)$$

$$\frac{d}{dt} \left( \frac{P}{\rho \gamma_s} \right) = 0 \quad (2.7)$$



$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) \quad (2.8)$$

Bu denklemler temel alınarak yukarıda bahsedilen modeller (Sweet-Parker ve Petshek) geliştirilmiş ve manyetik yeniden bağlanmanın fiziksel temelleri ortaya konmuş ve olaya ilişkin teoriler geliştirilmiştir.

Manyetik Yeniden Bağlanma küçük ölçeklerde gerçekleşmektedir. Bu durum teleskoplar ile çözülemeyecek kadar küçük olup doğrudan gözlenmemektedir. Buna rağmen, Korona'da gözlenen bazı yapılarda Manyetik Yeniden Bağlanmanın imzasına rastlanılmaktadır (Ciaravella ve ark. 2002; Savage ve McKenzie 2011).

#### 2.4.2. Güneş gözlemleri

Koronal lupların fiziksel özelliklerinin incelenmesi yüksek çözünürlüklü gözlemleri gerekli kılmaktadır. Burada bahsi geçen "yüksek çözünürlüklü gözlemler", mekansal, zamansal ve spektral alanları da bir bütün olarak ifade etmektedir. Bu bölümde, tez süresince analizleri yapılan yüksek çözünürlüklü verilerin elde edildiği Güneş teleskoplarına kısaca değinilmiştir.

**Big Bear Solar Observatory (BBSO):** Güney Kaliforniya'da San Bernardino Dağlarında inşa edilmiş olan BBSO, dünyadaki en büyük açıklığa (1.6 m) sahip GST (Goode Solar Telescope) teleskopuna (Goode ve ark. 2003) ev sahipliği yapmaktadır. Bu teleskop Temmuz 2017'den önce NST (New Solar Telescope) olarak biliniyordu. GST için geliştirilen, Near-InfraRed Imaging Spectropolarimeter (NIRIS) Fotosferden Korona tabakasına kadar Güneş atmosferinin yüksek çözünürlüklü spektroskopik ve polarimetrik verilerini sunmaktadır. Bu tez içeriğinde ise GST gözlemleri, Fotosferik TiO (Titanium Oksit) filtresinde ve Kromosfeik H $\alpha$  spektral çizgisinde VIS spektrometresi kullanılarak alınan görüntüler kullanılmıştır.

**Hi-C,** yaklaşık 5 dakikada bir veri sağlamaktadır (Kobayashi ve ark. 2014). Güneş Korona'sını araştırmak için 11 Temmuz 2012 tarihinde fırlatılmıştır. Temel amacı, küçük ölçekli yapıların dinamiklerini incelemek ve hem iyi bir mekansal çözünürlükte hem de iyi bir zamansal çözünürlükte aktif bölgelerin görüntülerini elde etmektir.

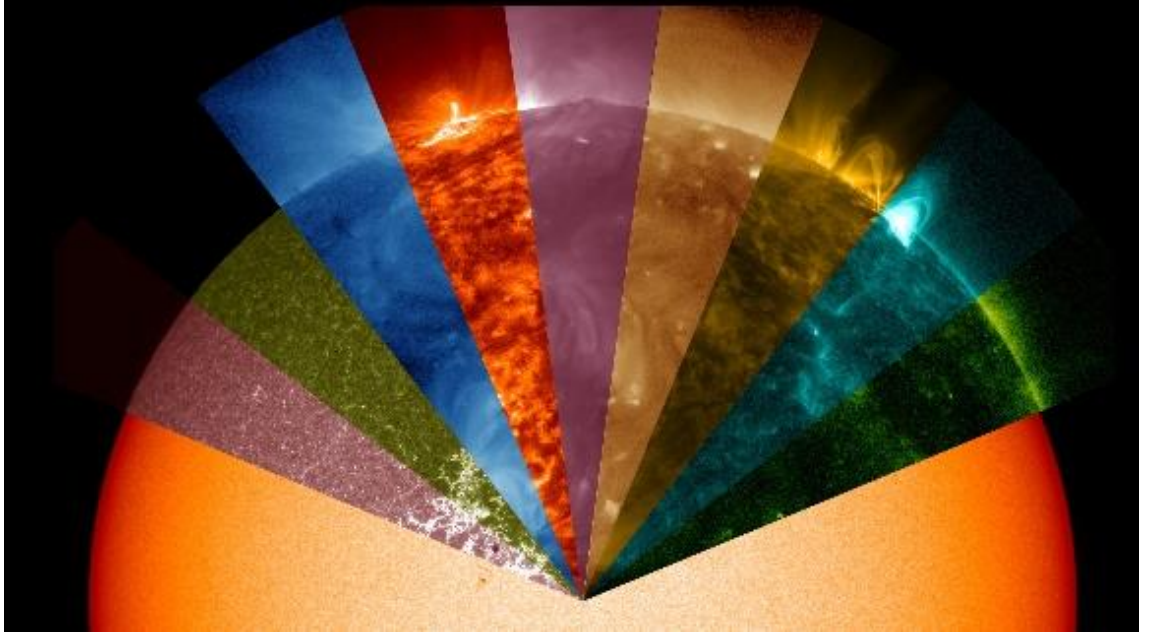
**Solar Dynamics Observatory (SDO):** SDO, NASA'daki Living With a Star (LWS) programına ait bir uzay aracıdır ve 2010 yılından bu yana veri sağlamaktadır. Tablo 2.3'te SDO/AIA hakkında sunulan teknik bilgiler Lemen ve ark. (2011) tarafından yapılan çalışmaya aittir.

Çizelge 2.3. SDO/AIA için Teknik Bilgiler

Gözlenen Dalga Boyu (Å)	Öncelikli İyon	Gözlediği Atmosfer Tabakası	logT
4500	Süreklilik	Fotosfer	3.7
1700	Süreklilik	Fotosfer	3.7
304	He II	Kromosfer, TR	4.7
1600	Süreklilik, C IV	Üst Fotosfer, TR	3.7, 5
171	Fe IX	Korona, Üst TR	5.8
193	Fe XII, XXIV	Korona	6.2
211	Fe XIV	Korona	6.3
335	Fe XVI	Korona	6.4
94	Fe XVIII	Korona	6.8
131	Fe XVIII, XXI	TR, Korona	5.6, 7

SDO üzerinde yer alan cihazlar şu şekildedir.

**Atmospheric Imaging Assembly (AIA):** UV ve EUV bandında Güneş Korona'sının tüm disk görüntülerini 12 saniyede bir kayıt eden dört teleskoptan oluşan bir cihazdır. Açıklığı 20 cm'dir. AIA, Güneş manyetik alanının dinamiğini incelemek için tasarlanmıştır. Tüm disk AIA görüntüleri 4096 × 4096 piksel boyutuna ve yüksek çözünürlüğe (0.6") sahiptir. AIA tarafından Güneş diski görüntüleri dokuz farklı dalga boyunda gözlenmektedir ve bu dalga boylarının dağılımı Şekil 2.14'te 4500 Å dalga boyuna sahip fotosferik arka plan için soldan sağa doğru 1700, 1600, 335, 304, 211, 193, 171, 131 ve 94 Å olarak gösterilmiştir.



**Şekil 2.14.** SDO/AIA bandında yer alan görüntüleyici filtreler (4500 Å dalga boyuna sahip fotosferik arka plan için soldan sağa doğru 1700, 1600, 335, 304, 211, 193, 171, 131 ve 94 Å) için temsili görüntü (<http://sdo.gsfc.nasa.gov> web sitesinden alınmıştır)

**Helioseismic and Magnetic Imager (HMI):** HMI, Güneş osilasyonları ile Güneş'in dinamosunu ve fotosferik manyetik aktiviteyi incelemek için tasarlanmıştır. Fotosferik LOS manyetik alanını, vektör manyetik alanını, Doppler kaymasını ve süreklilik şiddetini ölçmektedir. HMI cihazı 14 cm açıklığa sahiptir.

**Extreme Ultraviolet Variability Experiment (EVE):** EVE, EUV spektral aralığındaki (1 ile 120 nm) ışınımı ölçmektedir.

Bu tez çalışmasında SDO'ya ait sadece AIA ve HMI olmak üzere bu iki aletin verileri kullanılmıştır. Bu sebeple EVE aleti ile ilgili detaylı bilgi verilmemiştir.

### 3. MATERYAL VE METOT

Bu tez çalışmasında kullanılan verilerin/görüntülerin büyük çoğunluğu BBSO gözleminde araştırmacı olan Dr. Yurchyshyn tarafından analize hazır hale getirilerek tarafımıza ulaştırılmıştır. Söz konusu bu veriler, BBSO'da bulunan GST/TiO geniş bant görüntüleyici, VIS (Cao ve ark. 2010) ve NIRIS (Cao ve ark. 2012) ile SDO'da bulunan HMI (Scherrer ve ark. 2012; Schou ve ark. 2012) ve AIA (Lemen ve ark. 2011) cihazlarından alınmıştır. Burada, Fotosferik TiO görüntüleri her 15 saniyede bir 7057 Å dalga boyunda 10 Å'luk bant geçiren TiO fitresi kullanılarak (piksel boyutu 0".0375) elde edilmiştir. VIS görüntüleri 5 Å'luk bir ön girişim filtresi ile birlikte Fabry-Perot'un birleşimi sonucunda 70 yay saniyesinin üzerinde geniş bir görüş alanı (FOV) boyunca 0.07 Å'luk bant geçişi üretmektedir. Piksel boyutu ise 0".029'dur. İki ardışık çizgi konumlarında (örneğin, +0.8 ve -0.8 Å) görüntülerin alınma süreleri arasındaki fark yaklaşık 2 saniyedir.

Tüm görüntüler adaptif optik (AO) sistem yardımı ile elde edilmiştir. Bu sistemde 357 hareketli ayna, 308 alt açıklığa sahip bir Shack-Hartmann dalga cephesi sensörü ve bir dijital sinyal işlemcisi bulunmaktadır (Zhang ve ark. 2014). Tüm TiO ve VIS verileri, teleskopun büyük bir FOV üzerindeki kırınım sınırını (0".1) elde etmek için KISIP (Kippenheuer-Institut für Sonnenphysik's Software Package, Wöger ve von der Lühe 2007) ile yeniden oluşturulmuştur.

NIRIS vektör manyetik alan verileri, AO, bir çift Fabry-Perot etalon ve  $2k \times 2k$  HgCdTe (Civa Kadmiyum Tellürüt) Helyum soğutmalı bir Teledyne kamera kullanılarak elde edilmiştir. İki polarizasyon durumu için  $1024 \times 1024$  piksellik bir alanda, her biri yan yana görüntülenen, piksel başına 0".083 çözünürlüğe sahip 85 cm'lik bir FOV sağlayan çift ışın sistemi kullanılmıştır. Ölçümler Fe I (15650 Å) çift bant ile 0.1 Å bant geçişi ve hareketli bir dalga düzlemi kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Daha sonra bu görüntülere, NIRIS verileri için kabul edilen bir yaklaşım olan Milne-Eddington (ME) kodu uygulanarak vektör manyetik alanları elde edilmiştir. Bu kod, Landi Degl'Innocenti ve ark. (1993) tarafından türetilen formüller yardımı ile J.Chae (2019) tarafından yazılmış olup, özel iletişim yoluyla tarafımla paylaşılmıştır. Bu kodun ilk versiyonu daha önce Chae ve ark. (2009) tarafından Hinode/SP verilerine başarı ile uygulanmıştır.

ME kodu, ME yaklaşımı altında radyatif transfer denklemini çözer. Bu yaklaşım Güneş veya yıldız atmosferinde spektral çizgilerin oluşumuyla ilgili birçok fiziksel parametrenin sabit veya başka bir ifadeyle optik derinlikten bağımsız olduğunu, yalnızca kaynak fonksiyonların optik derinlikle doğrusal olarak değiştiğini varsaymaktadır. ME kodunun içerdiği dokuz fiziksel parametre şu şekildedir:  $\eta_0$  (çizgi-süreklilik soğurma katsayısı),  $\eta_0$  (sönümlenme, damping),  $\Delta\lambda_D$  (spektral çizginin doppler genişliği),  $\mathbf{B}$  (manyetik alan vektörü, küresel koordinatlarda  $B$ ,  $\gamma$ ,  $\psi$ ),  $S_0$  &  $S_1$  (kaynak fonksiyonları),  $V_{LOS}$  (hızın LOS bileşenidir) (Borrero ve ark. 2011, 2014).

Güneş üzerindeki manyetik alanı ölçmek için Stokes profillerinin elde edilmesi gerekmektedir. Fakat bu profiller manyetik alanın ne kadar güçlü olduğunu ve nasıl yönlendirildiği bilgilerini içermemektedir. Benzer şekilde, spektral çizgiler de doğrudan plazma sıcaklığı, yoğunluğu ve plazmanın hızı hakkındaki bilgileri içermemektedir. Dolayısıyla, bu fiziksel parametreler (plazma sıcaklığı, yoğunluğu ve hızı) kullanılarak

ME kodu yardımı ile manyetik alanın şiddeti, eğimi, azimut açısı değerleri elde edilebilir. Bu kodun içerisinde belirtilen parametrelere bağlı birçok atmosfer modeli yer almaktadır. Gözlemsel sonuçlar ile model parametreleri karşılaştırılarak sentetik Stokes profilleri elde edilir. Bu karşılaştırma yapılırken gözlemsel sonuçlar ile modelin eşleşmemesi durumunda model parametreleri otomatik olarak değiştirilir ve tekrar gözlemsel sonuçlar ile eşleşme olup olmadığı kontrol edilir. Sonuç olarak en iyi eşleşmenin elde edildiği durumdaki model kullanılarak manyetik alan ile ilgili eğim, güç ve azimut gibi parametrelerin değerleri bulunur. Bunun sonucunda da NIRIS verileri ile vektör manyetik alan haritaları oluşturulur.

Tez içeriğinde kullanılan SDO/AIA ve SDO/HMI görüntüleri bu veriler için özel olarak hazırlanmış ve halihazırda mevcut olan *aia\_perep.pro* ve *hmi\_prep.pro* IDL kodları kullanılarak analize hazır hale getirilmiştir. SDO/AIA cihazı Güneş'in tüm disk ( $FOV \approx 1.3R_{\odot}$ ) EUV görüntülerini  $1''.5$  uzaysal çözünürlük (piksel başına  $0''.6$ ) ile elde etmekte olup, iki ardışık görüntü arasındaki zaman farkı (cadence) 12 saniyedir. Bu çalışmada,  $171 \text{ \AA}$  AIA verileri kullanılmıştır. Çünkü bu dalga boyundaki görüntüler lup ayakucu noktalarının daha güvenilir bir şekilde tanımlanmasına olanak sağlamaktadır.

Koronal lupların ayakucu noktalarındaki manyetik alanı ölçmek için SDO/HMI verileri kullanılmıştır. Bu veriler HMI/AIA Joint Science Operations olarak bilinen internet sitesinden (<http://jsoc.stanford.edu/>) indirilmiş olup, *hmi.B720s* seri verileri kullanılmıştır. Bu verilere VFISV (Very Fast Inversion of the Stokes Vector) kodu (Borrero ve ark. 2011; Scherrer ve ark. 2012) uygulanmıştır. HMI cihazı Güneş'in tüm diski için Stokes I, Q, U ve V parametrelerini gözlemektedir. Bu kod da tıpkı ME kodunda olduğu gibi verilen bir model atmosferden Sentetik Stokes profilleri üretmek için ME yaklaşımını kullanarak radyatif transfer denklemini çözer (Unno 1956; Rachkovsky 1962). Başka bir deyişle, bu kod gözlenen ve sentetik Stokes profilleri arasındaki farkı ölçen bir fonksiyonunun ( $\chi^2$ ), doğrusal olmayan en küçük kareler yöntemine indirgenmesine dayanmaktadır (Denklem 3.1)

$$\chi^2 = \frac{1}{F} \sum_S W_S^2 \sum_{\lambda} \frac{(\text{OBS}_S(\lambda) - \text{SYN}_S(\lambda, M))^2}{\sigma_S^2} \quad (3.1)$$

Denklem 3.1'de, F serbestlik derecesini (model içerisindeki parametreler ve gözlemsel parametreler arasındaki fark) göstermektedir. OBS ve SYN, sırasıyla gözlenen ve sentetik Stokes profillerini ifade eder. M ise ME yaklaşımıyla elde edilen model atmosferini tanımlar. S indeksi 4 Stokes parametresini,  $\lambda$  ise dalga boylarını belirtmektedir.  $\sigma_S$  ise foton gürültüsünü (yoğunluğu ve polarizasyon görüntülerini oluşturmak için farklı sayıda filtrenin kullanılması gürültüye yol açmaktadır) temsil etmektedir.  $W_S$  (ağırlık), her Stokes parametresi için bir tane olmak üzere dört farklı değerden oluşur. Bu parametrenin amacı, belirli bir Stokes parametresinin  $\chi^2$ 'ye katkısını vurgulamaktır.

Farklı filtreler kullanılarak elde edilmiş olan görüntüler filtrenin ve teleskopun özelliklerine bağlı olarak farklılıklar göstermektedir. Dolayısı ile iki farklı aletle alınan görüntülerdeki aynı yapılar farklı piksel değerlerinde bulunabilmektedirler. Farklı aletlerle alınan görüntülerdeki aynı yapıların aynı koordinat değerlerinde (piksel değerlerinde) olması, farklı cihazlar ile elde edilen görüntülerin analiz edilmesinde

oldukça önemlidir (Schimizu ve ark. 2007). Öte yandan aynı aletle alınmış görüntülerde dahi gözlem esnasında teleskopun hareketi, atmosfer koşulları vb. dolayısıyla ardışık görüntüler arasında da farklılıklar olabilmektedir. Bu farkların giderilmesi için öncelikli olarak her bir aletle alınmış ardışık görüntüler seçilecek bir referans görüntüye göre hizalanmıştır (alignment). Bu işlem tamamlandıktan sonra farklı aletlerle alınmış görüntüler de birbirine göre hizalanarak (coalignment) aynı yapıların aynı piksel değerlerine denk gelmesi sağlanmıştır. Bu tez kapsamında farklı aletlerden alınan görüntülerin birbirine göre hizalanması aşağıda verilen adımlar uygulanarak yapılmıştır: veri setlerinden biri referans olarak seçilmiştir. Referans görüntü ve referans görüntüye göre hizalanacak görüntü üzerindeki ortak noktalar manuel olarak belirlenmiştir. Bu seçim yapılırken en az 3 aynı yapı/nokta tespit edilmiş ve bu noktaların görüntülerde iyi çözülmüş olması dikkate alınmıştır.

Lup içerisindeki plazma akışlarının evrimini incelemek için tarafımda basit bir IDL kodu yazılmıştır. İlk olarak, AIA 171 Å orijinal görüntülerden lup üzerinde 6" lik kesitler alınarak yeni bir veri küpü elde edilmiştir. Bu veri küpü içerisinde lupun gözlenmeye başladığı ve parlaklığının maksimuma ulaştığı zaman aralıklarını içeren 6 kesit seçilmiştir. Bu kesitlerin yan yana grafiğe edilmesi, lup içerisindeki plazma akışının takip edilebilmesine olanak sağlamıştır. Böylece her iki lup içinde, plazma akış hızları plazmanın birim zamandaki yer değiştirme miktarı kullanılarak doğrudan gözlemlerden hesaplanmıştır.

Diferansiyel emisyon ölçüm (DEM) dağılımı, elektron yoğunluğu ve plazmanın sıcaklık gradyeni ile ilgili fiziksel bir miktardır. Bu tez çalışması kapsamında bir AR'deki koronal sıcaklıkların ve emisyon ölçümlerinin hesaplanması için Aschwanden ve ark. (2013) tarafından geliştirilen otomatik DEM kodu kullanılmıştır. Bu kod ilk olarak, altı AIA kanalındaki görüntüleri birbirine göre hizalar. Bu 6 dalga boyu, 94 Å (Fe XVIII,  $T \approx 6.3$  MK), 131 Å (Fe VIII, Fe XXIV, Fe XXIV, Fe XXIII,  $T \approx 0.4, 10, 16$  MK), 211 Å (Fe XIV,  $T \approx 2$  MK), 193 Å (Fe XII, Fe XXIV  $T \approx 1.5, 20$  MK) ve 335 Å (Fe XVI  $T \approx 2.5$  MK) dalga boylarını içerir. Bu kod içerisindeki model  $T_i$ ,  $\sigma_j$  ve  $\lambda_k$  olmak üzere 3 parametre içermektedir. Burada  $T_i$  sıcaklık parametresi olup 23 farklı ( $i=0,1,2,\dots,22$ ) sıcaklık değeri mevcuttur. Bu sıcaklık değerleri  $\log(T)=5.70$  ile  $\log(T)=7.30$  arasında dağılım göstermektedir.  $\sigma_j$  parametresi Gaussyen sıcaklık değişimlerini ( $j=0.1, 0.2, 0.3, \dots, 1.0$ ) ifade etmektedir.  $\lambda_k$  ise yukarıda bahsedilen 6 dalga boyu için  $k=1,2,3,4,5,6$  şeklindedir. Gözlemsel sonuçların model ile fit edilmesi sonucunda her bir pikseldeki  $x, y$  koordinatları için en uygun değerler hesaplanır. Denklem 3.2 incelendiğinde DEM kodunun sadece sıcaklığa bağlı olduğu görülmektedir. Bu sebeple belirli bir alandaki plazmanın tamamı DEM'e katkı sağlamaktadır. Hesaplanan en uygun değerler pik sıcaklıklarıdır. Böylece, yapılan hesaplamalar sonucunda bir DEM haritası elde edilir ve bir AR içerisindeki plazma sıcaklığı hesaplanabilmektedir.

$$DEM = DEM_0 \exp\left(-\frac{(\log T - \log T_p)^2}{2\sigma^2}\right) \quad (3.2)$$

Denklem 3.2'de  $T_p$  model atmosfer sıcaklığını,  $T$  gözlemlenen atmosfer sıcaklığını,  $DEM_0$  ile verilen terim ise  $1/(n-n_f)$  (gözlem yapılan dalga boyu sayısı nedeniyle  $n=6$  ve model parametre sayısı  $n_f=3$ ) olarak verilmiştir.

Bu tez çalışmasında incelenen her iki lupun her bir ayakucu noktasındaki manyetik alanın evrimi SDO/HMI ve GST/NIRIS verileri kullanılarak incelenmiştir. Ölçümlerin güvenilirliğini sağlamak amacıyla bu iki veri setinin karşılaştırılması her bir veri setinin histogramı ve güç spektrumu elde edilerek yapılmıştır. Bu çalışmada çizilen histogram grafiği bir görüntüdeki piksellerde ölçülen manyetik alan şiddetinin frekans dağılımını gösteren bir grafikdir. Güç spektrumu ise bir veri setindeki sinyalin frekansında bulunan gücün dağılımını ifade etmektedir.

Lup 1'in ayakucu noktası için elde edilen hız haritası Fourier Local Correlation Tracking (FLCT) C kodu (Fisher ve Welsch 2008) tarafımızca IDL diline dönüştürülerek kullanılmıştır. Bu kodun ana mantığı  $t_1$  ve  $t_2$  gibi iki farklı zamanda alınmış,  $I_1(x,y)$  ve  $I_2(x,y)$  olarak isimlendirilen iki görüntünün birbiriyle ilişkilendirilmesi sonucu iki boyutlu bir hız alanının oluşturulmasıdır. Bu kod temel olarak üç işlem içermektedir: i) ilgilenilen iki görüntüde çevresinden izole edilerek incelenecek alan boyutunu tanımlanır; örneğin 4x4 piksel gibi, ii) iki görüntü arasındaki korelasyon fonksiyonunun hesaplanması ve iii) çapraz korelasyon fonksiyonunun pik noktasını yani korelasyon katsayısının en yüksek olduğu noktayı bulmak. Kod her iki görüntüde de belirli bir konumdan başlayarak tüm görüntü taranarak suretiyle belirlenen boyuttaki her bir izole edilmiş nokta için bir hız vektörü tanımlanır. Kodun çalışma prensibi aşağıdaki algoritma ile adım adım verilebilir:

1. İncelenecek alan boyutu tanımlanır ve tüm görüntü için tanımlanan boyuttaki alt görüntüler oluşturulur ( $S_1^{i,j*}$ ,  $S_2^{i,j}$ ). Burada  $S_1$  birinci görüntüdeki alt görüntüleri,  $S_2$  de ikinci görüntüdeki alt görüntüleri temsil etmektedir.

2. Bu alt görüntülerin Fourier dönüşümleri hesaplanır ( $s_1$ ,  $s_2$ ) (Denklem 3.3)

$$C_{i,j}(\delta x, \delta y) = \iint dx dy S_1^{i,j*}(-x, -y) S_2^{i,j}(\delta x - x, \delta y - y) \quad (3.3)$$

Denklem 3.3'teki  $\delta x$  ve  $\delta y$ ,  $S_1$  ve  $S_2$  alt görüntülerinin her birinin bulunduğu konumlarda ( $x_i, y_j$ )  $C_{i,j}$ 'yi maksimum yapan kaymaları ifade etmektedir.

3. Fourier dönüşümlerinin tersinin ( $s_1^* s_2$ ) hesaplanması ile  $C_{i,j}$  elde edilir.

4.  $C_{i,j}$ 'nin mutlak değeri hesaplanır.

5. Hızlar hesaplanır ( $v = \delta x / \delta t$ ), burada  $\delta t$  zaman farkını tanımlamaktadır.

6. Sıradaki alana geçilir ve algoritma başa döner.

## 4. BULGULAR

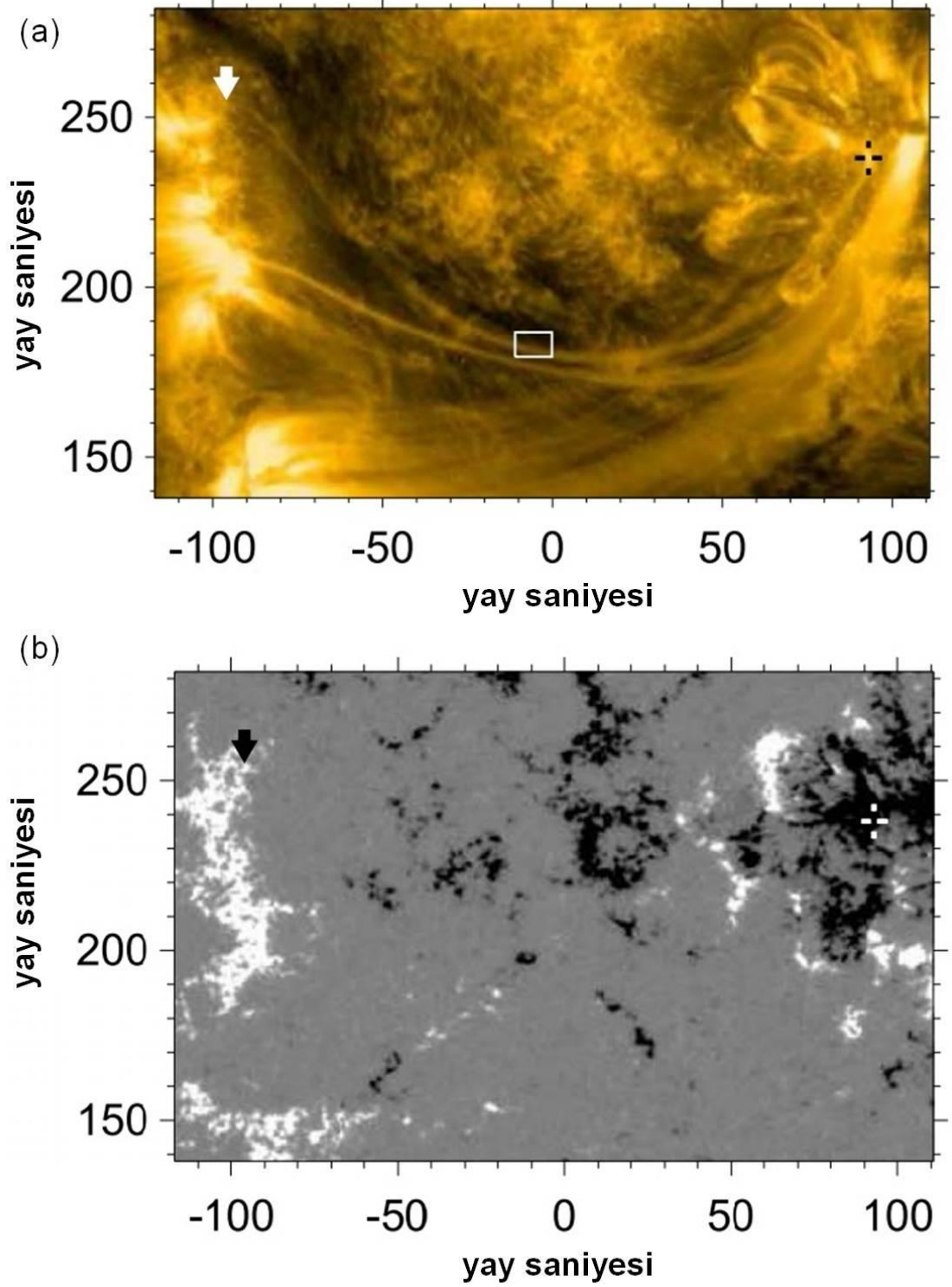
### 4.1. Lup 1 (10 Mayıs 2016)

10 Mayıs 2016 tarihinde gözlenmiş olan Lup 1'in AIA ve HMI görüntüleri Şekil 4.1'de (sırasıyla a, b) gösterilmiştir. Şekil 4.1 incelendiğinde Lup 1'in uzak ayakucu noktası (Güneş lekesi içermeyen) pozitif polariteye sahip bir plaj bölgesi (ok işareti) üzerinde konumlanmış durumunda iken diğer ayakucu noktası ise Güneş lekesi üzerinde (kesikli artı işareti) konumlanmış durumdadır. Bu lup ilk olarak 16:40 UT'de (Evrensel Zaman) gözlenmeye başlamış ve AIA 171 Å görüntülerinde maksimum parlaklığa 16:50 UT civarında ulaşmıştır. Daha sonra parlaklığında bir azalma meydana gelmiş ve ardından gözlenemez duruma geldikten hemen sonra saat 17:05 UT'de tekrar görünür olmaya başlamış olup bir ayakucu noktasından diğer ayakucu noktasına kadar iyi bir şekilde takip edilebilmiştir. 17:05 - 17:20 UT arasındaki 15 dakikalık süre boyunca Güneş lekesi üzerinde yer alan ayakucu noktası oldukça parlak görülmüştür. Bu durum Güneş plazmasının bu noktaya doğru iletiliğini göstermektedir.

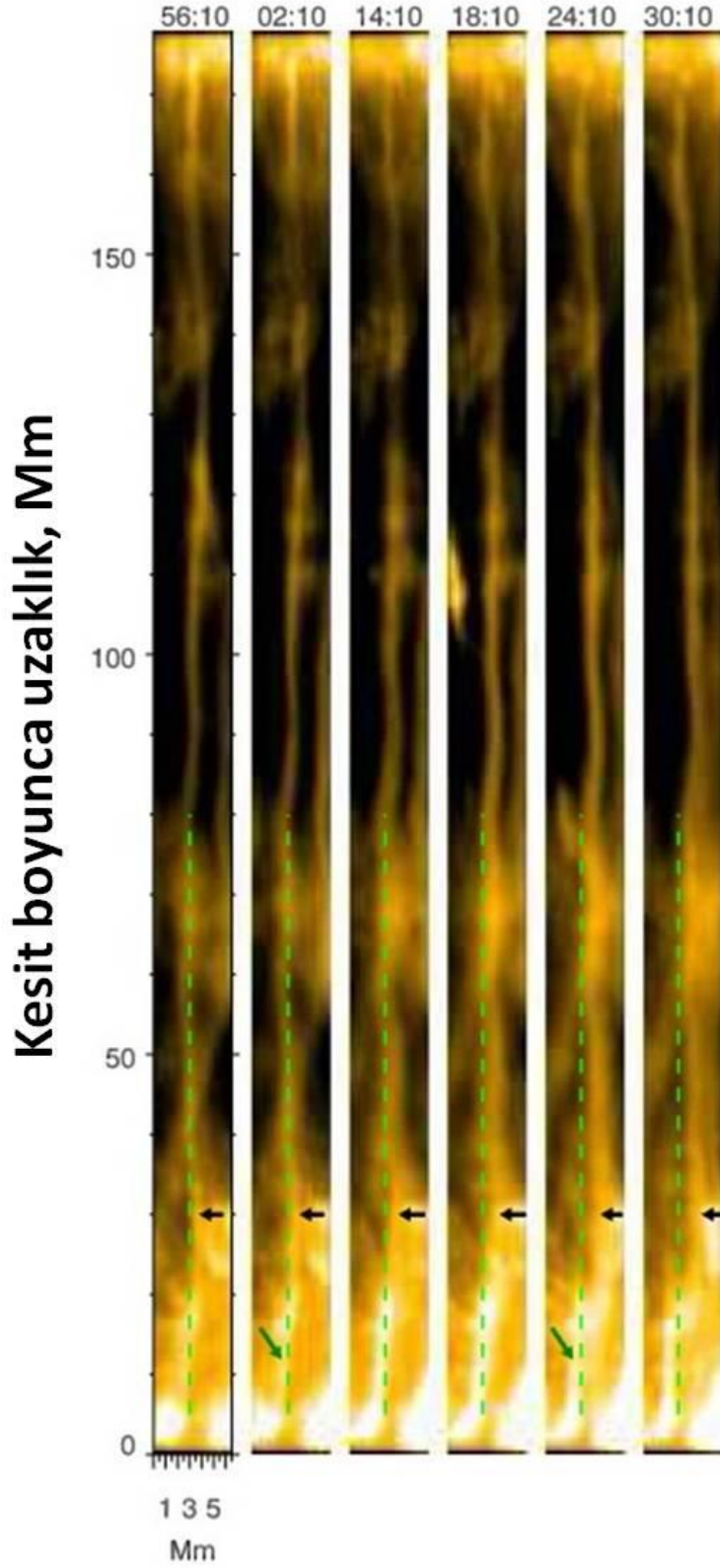
Şekil 4.2 16:56:10 UT ve 17:30:10 UT arasında Lup 1'in evrimini göstermektedir. Her bir panelin üzerinde yer alan başlıklar, ilgili görüntünün alınma zamanını (DD:SS, dakika:saniye) göstermektedir.  $y=3$  Mm (alt kısım) lupun Güneş lekesindeki ayakucu noktası (batı) olup,  $y=147$  Mm (üst kısım) ise lupun uzak ayak ucu (plaj bölgesi) noktasıdır (doğu). Yeşil dikey kesikli çizgiler, 16:56:10 UT'de elde edilen lup plazmasının konumunu göstermektedir. Siyak oklar ise, kademeli olarak sağa doğru (güney) kaymakta olan lupun mevcut konumunu işaret etmektedir. İki yeşil ok, lupun evrimleşen ayakucu noktasını göstermektedir. Lup evrimleştikçe yer değiştirmiş olan Güneş lekesi üzerinde bulunan ayakucu noktası kısa bir süre sonra parlak AIA 171 Å görüntülerinde mevcut konumundan yaklaşık 2 Mm ayrılmıştır ve bu konumda yaklaşık 20 Mm'lik parlak jet benzeri bir yapı ortaya çıkmıştır (Şekil 4.2 panel 24:10). Gözlenen lup ayakucu noktasının yer değiştirmesi ve yeni jet özelliği, açık manyetik alana sahip bir bölgenin yanında ortaya çıkan bir dipolün (çift kutuplu yapı) üzerinden atlayabileceği yeniden bağlanma olayı ile tutarlıdır (Crooker ve ark. 2002; Cranmer ve van Ballegoijen 2010; Kong ve ark. 2018).

Şekil 4.3'te lup evriminin zirvesine yakın (17:16 UT) bir zamanda hesaplanmış olan EM ( $\log EM$ ) ve sıcaklık ( $T \log[K]$ ) haritaları gösterilmiştir. Lupun Güneş lekesi içeren ayakucu noktasının (sağ) bir kısmının termal görüntüsü dağınık olmasına rağmen, sıcaklık haritasına göre, Lup 1'in sıcaklığı 1.0 ila 1.5 MK aralığında bulunmuş ve ılık lup sınıfına (Lenz 1999; Del Zanna 2003) dahil edilmiştir.

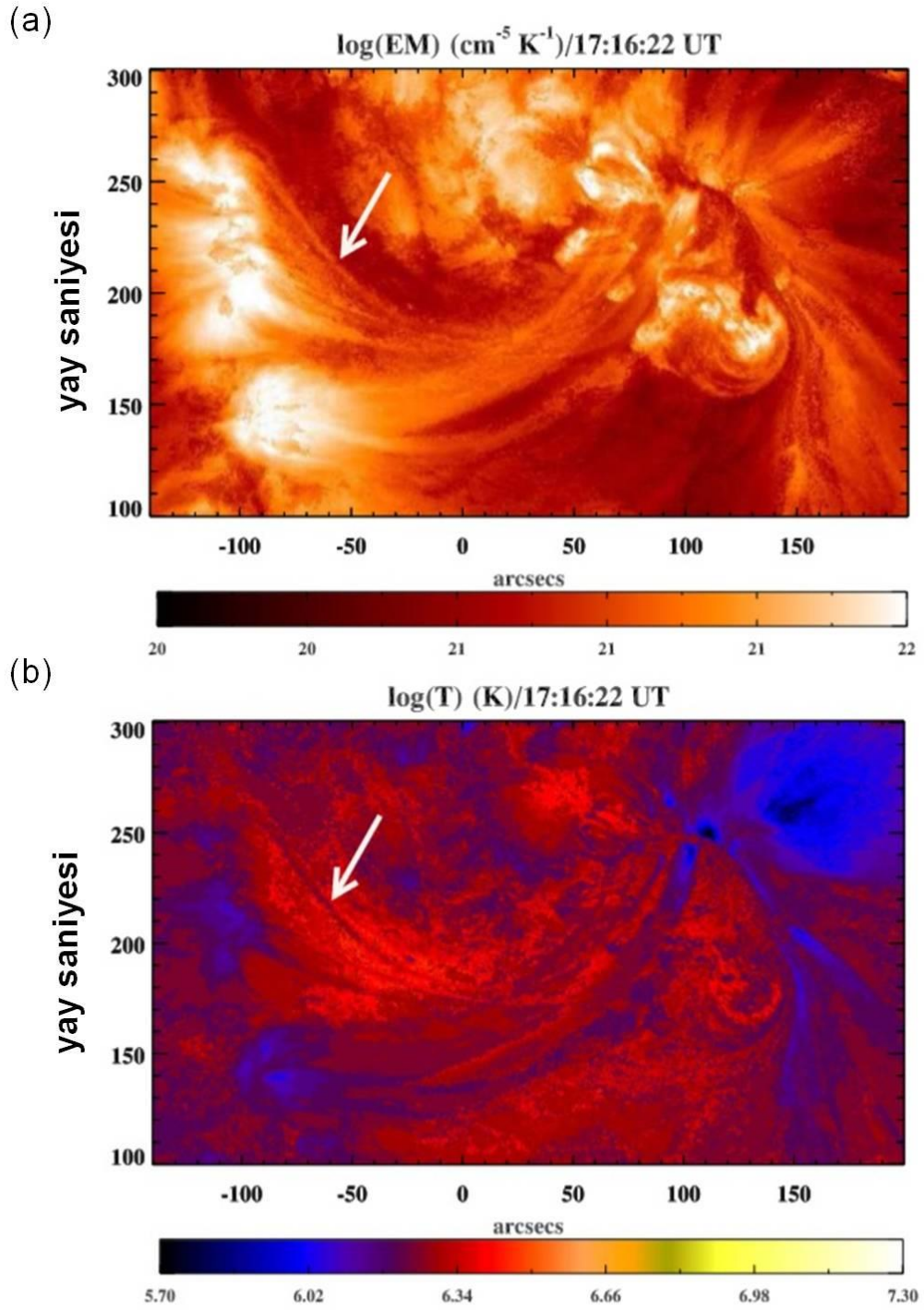




**Şekil 4.1.** 10 Mayıs 2016 tarihinde 17:15 UT'de alınmış Lup 1'e ait; **a)** AIA 171 Å ve **b)** HMI görüntüsü (Burada ok (-97", 225") ve kesikli artı (92",238") işaretleri lup'un ayakucu noktalarının konum bilgilerini işaret etmektedir)

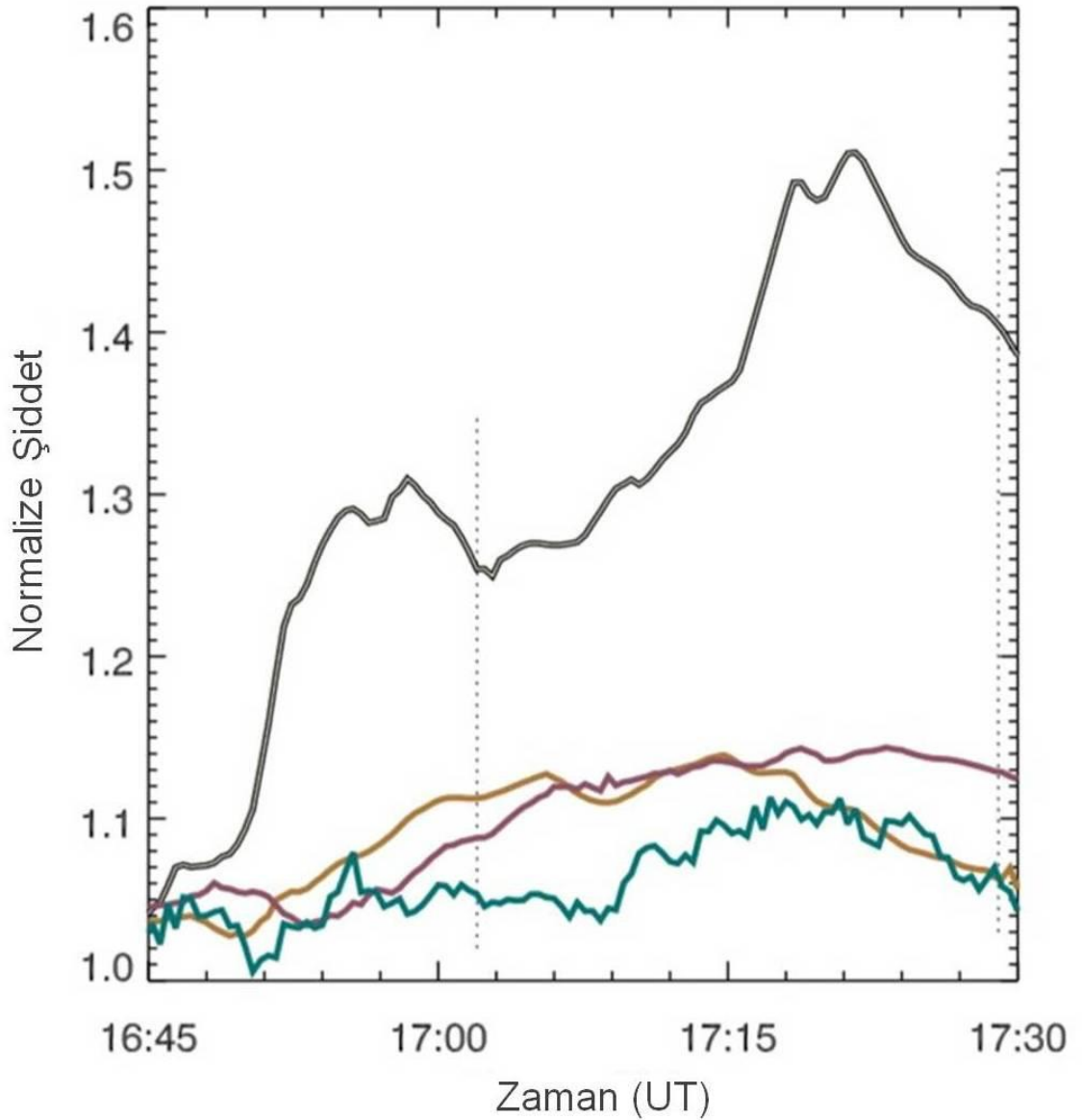


Şekil 4.2. 10 Mayıs 2016, 16:56:10 UT ve 17:30:10 UT zaman aralığında AIA 171 Å’da alınmış görüntülerdeki lup 1’in evrimi



**Şekil 4.3.** Lup 1 (okun işaret ettiği lup) için 17:16:22 UT’de belirlenen emisyon ölçümü ( $\log EM$ ) haritası ve sıcaklık haritalarını göstermektedir; **a)** emisyon ölçümü ( $\log EM$ ), **b)** sıcaklık ölçümü ( $\log T$ ) haritası

Lup içerisindeki ısıtma - soğutma işlemlerini anlamak ve farklı filtrelerdeki pik yoğunluklarını içeren zamansal gecikmeleri belirlemek (Viall ve Klimchuk 2011) için AIA 94, 131, 211, 193, 171 ve 335 Å görüntüleri ayrı ayrı analiz edilmiştir. Şekil 4.4'te Şekil 4.1'deki beyaz kutu içerisinde kalan lupun tepe noktasının şiddet grafiği verilmiştir. Sonuçlar ilgilenilen zaman aralığında (16:45 - 17:30 UT) tespit edilen minimum şiddete göre normalize edilmiştir. Şekilde, AIA 131 Å kanalı (turkuaz), yaklaşık 17:09 UT'ye kadar sabit bir süreç göstermiş ve daha sonra 17:18 UT'de maksimuma ulaşmıştır. Bunun sebebinin bu zaman aralığında meydana gelen çok sayıda zayıf impulsiv (itici) olaydan kaynaklandığı düşünülmektedir. AIA 171 Å şiddet profili (çift siyah) genellikle AIA 131 Å ile aynı davranışı sergilemektedir. Bu durum hem sıcak hem de soğuk plazmadan kaynaklanan katkıları temsil etmektedir. AIA 211 Å şiddet profili (mor çizgi) 17:18 UT'ye yakın bir zamanda maksimuma ulaşması dolayısıyla yukarıda bahsedilen iki şiddet profiline benzer; ancak, şiddet profilindeki ince yapılar farklı olup benzer dalgalanmaları göstermemektedir. Bunların aksine, AIA 193 Å şiddet profili (turuncu) diğer sıcak kanalların pik zamanlarında (17:18 -17:24 UT) düşüş eğilimi göstermektedir. Ayrıca, AIA 211, 193 ve 131 Å'da gözlenen plazma akışının davranışı AIA 171 Å kanalındaki davranışa oldukça benzerdir. Benzer lup ve plazma akışları sıcak AIA 94 ve AIA 335 Å kanallarında tespit edilememiştir. UV ışık eğrilerindeki gecikme süresi ve büyüklüğü, lup ısıtma ve soğutma aşamalarının arkasında yatan fiziksel süreçlerin anlaşılması için oldukça önemlidir. Tek bir ısıtma olayı durumunda, ısıtılmış plazmanın daha sıcak UV spektral çizgilerinde (131 veya 211 Å gibi) tespit edilmesi beklenir. Plazma soğudukça, lup giderek daha soğuk çizgilerde (AIA 171 Å) görülebilir hale gelebilir (Viall ve Klimchuk 2011). Plazma soğuma süresinden çok daha kısa bir zaman aralığında ardışık çok sayıda ısıtma olayı meydana geldiğinde söz konusu zaman aralığında, sıcak ve soğuk kanallar arasındaki zaman gecikmesi daha az belirgin olmaktadır. Çünkü soğumuş olan lup tekrardan ısıtılabilir. Bu durumda ısıtmanın sabit ve emisyonun sıcak olduğu düşünüldüğünde yukarıda bahsedilen soğuma durumu gözlenmeyebilir. İncelenen olay sabit bir ısıtma işlemi fikri ile ilişkili gözükmekte ve net bir zaman gecikmesi göstermemektedir.



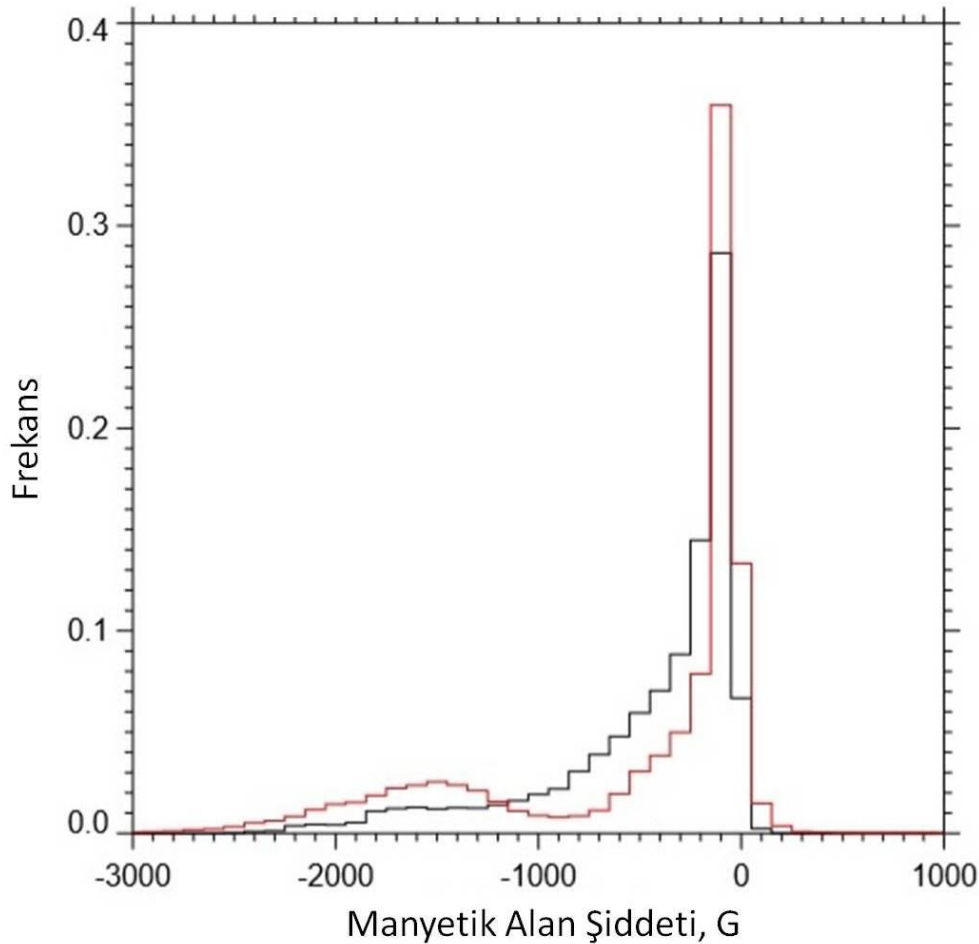
**Şekil 4.4.** Lup 1'in maksimum olduğu zamana (Şekil 4.1'deki beyaz kutu içerisindeki alan) ait ışık eğrisi grafiği (Burada, turkuaz rengi AIA 131 Å, mor AIA 211 Å, turuncu AIA 193 Å ve çift katlı siyah AIA 171 Å'a ve kesikli dikey çizgiler de çalışılan zaman aralığına karşılık gelmektedir)

Bu tez çalışması kapsamında, lupların ayakucu noktalarındaki manyetik alanın evrimini anlamak için HMI ve NIRIS manyetik alan verileri kullanılmıştır. Ölçümlerin güvenilirliğini sağlamak amacıyla ilk olarak NIRIS ve HMI veri setleri karşılaştırılmıştır. NIRIS verilerinin piksel boyutu HMI verilerinin piksel boyutuna kıyasla neredeyse altı kat daha küçüktür. Buna rağmen HMI verilerinde lup ısıtması için önemli görünen bazı küçük ölçekli özellikler (manyetik akı oluşumu veya iptali gibi) tespit edilebilmiştir. Şekil 4.5'te Güneş yüzeyindeki aynı bölge için NIRIS (kırmızı çizgi) ve HMI (siyah çizgi) verilerinin histogramları sunulmuştur. Burada, NIRIS

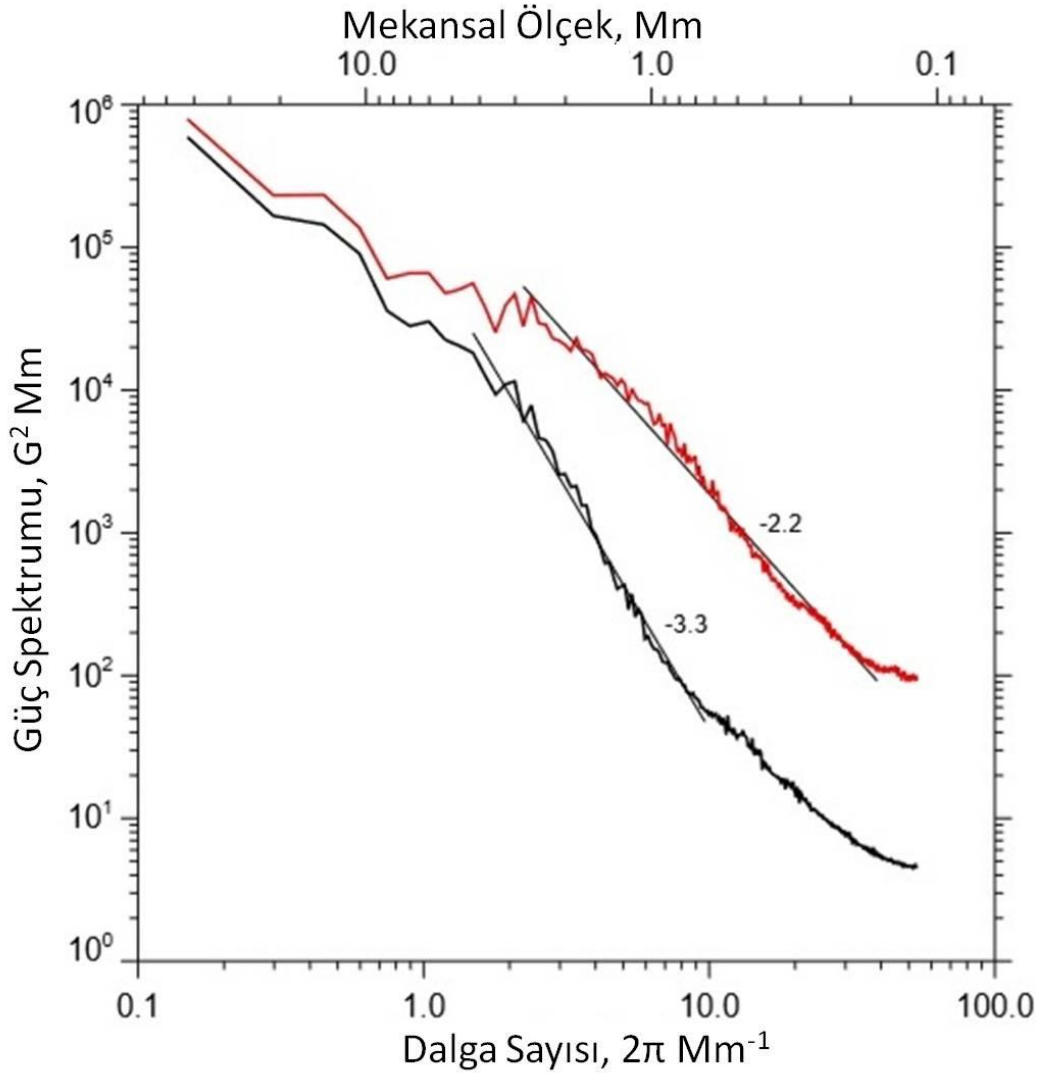


verileri çok daha yüksek çözünürlüğe sahip olmasına rağmen beklenenden daha fazla sayıda zayıf şiddetli piksel olduğunu göstermektedir. Aynı şekilde HMI histogramı yavaş yavaş düşmekte ve pikseldeki manyetik alan şiddeti  $-2300$  G'de neredeyse sıfıra yaklaştığı anda NIRIS verileri dalgalı bir davranış göstermektedir. Bu davranışın sebebi henüz tam olarak anlaşılammakla birlikte NIRIS verilerindeki  $-150$ 'den  $-1200$  G'ye piksel sayısı eksikliğinin buna sebep olabileceği düşünülmektedir.

Ayrıca HMI ve NIRIS verileri arasındaki farkı göstermek için güç spektrumları elde edilmiştir (Şekil 4.6). Beklenildiği üzere, NIRIS güç spektrumu HMI'ya göre çok daha yüksektir. Bunun sebebi NIRIS'ın yüksek mekansal çözünürlüğüdür. Her iki veri setinde de yaklaşık 3 Mm uzaysal ölçekte keskin bir kırılma gözlenmektedir. Ancak, bu kırılma NIRIS verilerinde çok daha belirgin olup bunun sebebi muhtemelen HMI da gözlenen büyük ölçekli yapıların NIRIS gözlemlerinde yüksek çözünürlük dolayısıyla birden fazla yapı olarak görünmesidir. NIRIS ve HMI verilerinin her ikisine de doğrusal fit uygulanmış olup verilerin doğrusallıktan saptığı 0.16 Mm (NIRIS) ve 0.7 Mm'den (HMI) daha düşük değerler gürültü düzeyleri olarak kabul edilmiştir.



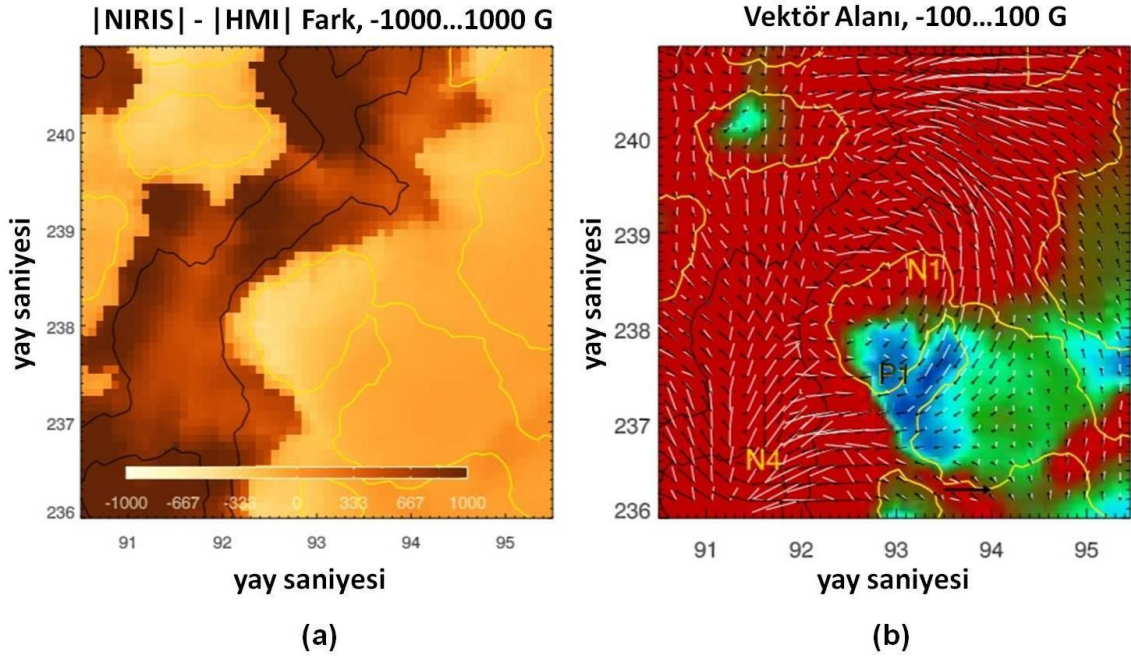
**Şekil 4.5.** Güneş yüzeyindeki aynı bölge için elde edilmiş BBSO/NIRIS (kırmızı çizgi) ve SDO/HMI (siyah çizgi) manyetik akı yoğunluğunun dağılımı



**Şekil 4.6.** Güneş yüzeyindeki aynı bölge için elde edilmiş BBSO/NIRIS (kırmızı çizgi) ve SDO/HMI (siyah çizgi) güç spektrumları

Şekil 4.7 a'da LOS fark görüntüsü üzerindeki koyu gölgeli alanlar, NIRIS verilerinde HMI verilerine nazaran daha net gözlenen alanlara karşılık gelmektedir. Şekil 4.7 b'de aynı konumlardaki manyetik alan yönelimleri verilmiştir. Siyah ve beyaz okların yönelimleri sırası ile HMI ve NIRIS verilerine karşılık gelmektedir. Buna göre NIRIS'te gözlenen manyetik eleman P1'in HMI verilerinde gözlenemeyen pozitif kutuplara sahip olduğu görülmektedir. Tersine aynı alan HMI verilerinde negatif polariteye sahip görünmektedir. İki veri seti arasındaki yönelim farkları FOV boyunca değişmektedir. Örneğin bazı alanlarda (çerçevenin sağ yarısı) okların yönelimleri oldukça benzer olsa da bazı alanlarda bu yönelimler oldukça farklıdır. Bu karşılaştırma sonucunda bazı alanlardaki yönelimlerin uyumsuzluğunun sebebinin farklı çözünürlüğe sahip cihazların oldukça farklı sonuçlar üretebileceğini göstermektedir. Tüm bunlara rağmen, Lup 1'in Güneş lekesi üzerindeki ayakucu noktası N1 ve N4 arasında geniş bir alanda

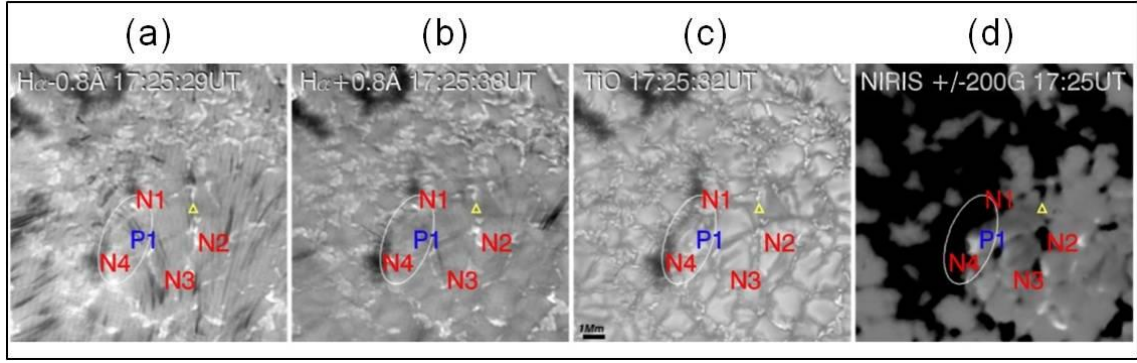
konumlanmıştır ve bu konumda her iki veri seti de oldukça tutarlı yönelimler sergilemektedir.



**Şekil 4.7. a)** LOS alanı fark görüntüsü ve **b)** NIRS (beyaz oklar) ve HMI (siyah oklar, bir NIRS görüntüsü üzerine çizilmiş enine manyetik alanların (kırmızı bölgeler negatif, mavi bölgeler ise pozitif polarite alanları) yönelimleri

Şekil 4.8’de, Güneş lekesi içeren lupun ayakucu noktasıyla ilişkili olan Fotosfer ve alt Kromosfer görüntüleri verilmiştir. Parlak AIA 171 Å görüntülerinde görünen ayakucu noktalarının konumları elips içerisinde gösterilmiştir. GST ve SDO verilerinin hizalanması, negatif polarite elementlerinin (N1 ve N4), pozitif polarite elementi (P1) ile ilişkili olduğunu göstermiştir. NIRS gözlemlerinin yaklaşık 17:14 UT’de başladığı bilinmektedir. TiO görüntülerine göre, P1 elementi N4’e doğru ilerlemekte ve 17:09 UT’de başlayan yeni bir akı oluşumunun parçası olduğu bilinmektedir. Aynı zamanda, bu akı oluşumu, parlak ve yuvarlak bir özelliğe sahip olan bir granülün üzerinde soluk ve karanlık "girinti" (elipsin ortalarında P harfinin solunda görülen) olarak görülen bir ayak izi bırakmıştır. Eş zamanlı olarak elde edilen GST/VIS görüntüleri, GST/VIS H $\alpha$  -0.8 Å görüntüsünde P1 ve N1 arasında görülen soluk dar maviye kaymış jetlerin yanı sıra akı oluşum olayına güvenilir bir şekilde bağlanabilecek başka bir jet aktivitesi bulunamamıştır.

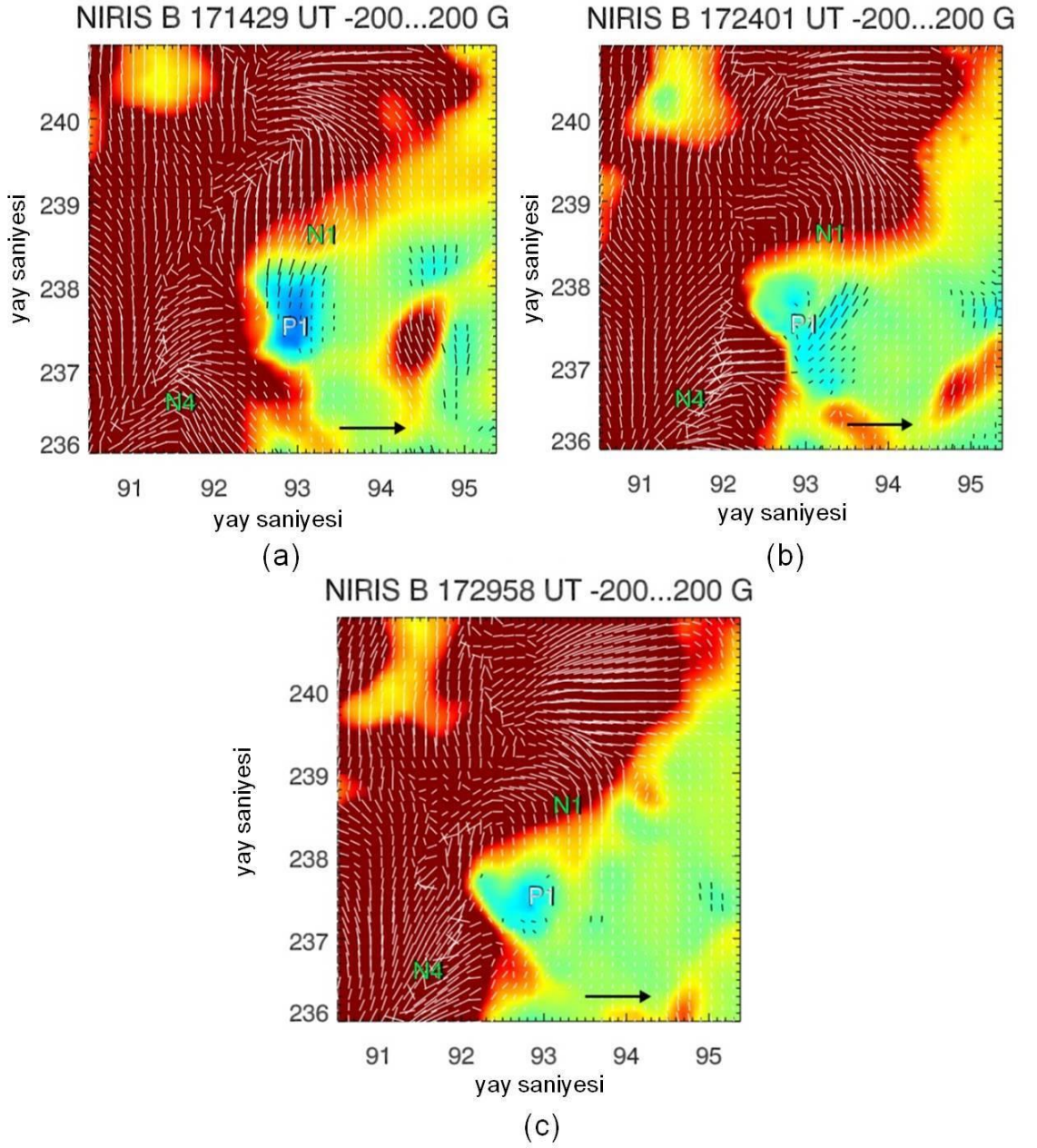




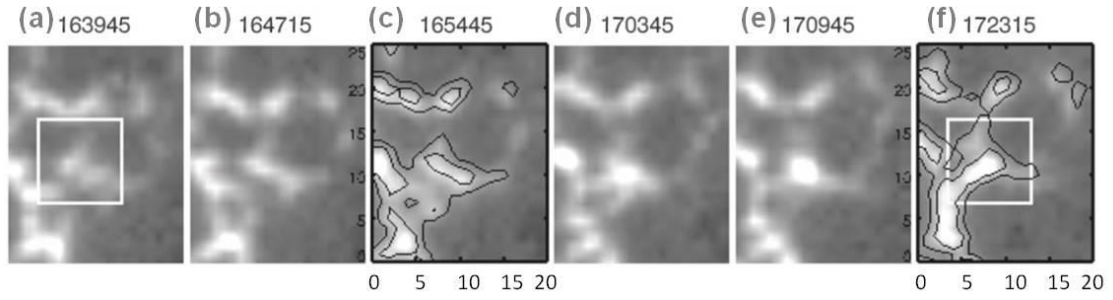
**Şekil 4.8.** AIA 171 Å görüntülerine lupun Güneş lekesi içeren ayakucu noktası konumlarının (elips içerisinde kalan alanlar) Fotosfer ve alt Kromosfer ile olan ilişkisi (Burada **a**, **b**) kromosferik VIS H-alfa ( $-0.8 \text{ \AA}$  ve  $+0.8 \text{ \AA}$ ) görüntüleri; **c**) fotosferik TiO ( $7059 \text{ \AA}$ ) görüntüsü; **d**) manyetik alanın NIRIS B LOS bileşenidir. N1 ve N4 iki negatif polariteye sahip manyetik elementi ve P1 bir granülün ortasında bulunan küçük bir pozitif polarite akısını göstermektedir. Görüntü karşılaştırmasını kolaylaştırmak için N2, N3 ve  $\Delta$  eklenmiştir)

Şekil 4.9’da Güneş lekesi içeren ayakucu noktası ile ilişkili GST/NIRIS vektör manyetik alanlarının evrimi gösterilmiştir. Okların yönelimi incelendiğinde manyetik akının ortaya çıkışı ile birlikte P1 elementinin N4’e doğru kaydığı tespit edilmiştir (Şekil 4.9 a,b). Bu esnada N1 noktasındaki manyetik akı artış göstermiştir. Bununla birlikte, 17:30 UT civarında (Şekil 4.9 c) N1 - P1 çiftini bağlayan bölgenin manyetik akısının zayıfladığı, tersine P1 - N4 çiftini bağlayan bölgedeki manyetik akısında güçlendiği gözlenmiştir (bakınız okların yönelimi). Bu değişimler P1 bölgesinin zayıflamasının yanı sıra, her iki bağlantının sınırında, küçük ölçekli alanların ortaya çıkmasından kaynaklanan bir manyetik akı iptali olayının gözlendiğinin göstergesidir.

Şekil 4.10, HMI LOS manyetik alanlarının Lup 1’in uzak ayakucu noktasındaki (plaj bölgesi) evrimini göstermektedir: (a) 16:39:45, (d) 17:03:45 ve (f) 17:23:15 UT panellerinin karşılaştırılması zamanla pozitif alanların (beyaz kutu ile çevrili) arttığını göstermektedir. Ancak, AIA 171 Å görüntülerinde, analiz edilen zaman aralığı boyunca uzak ayakucu noktasında tespit edilebilir herhangi bir parlaklık değişimi görülmemiştir. Sonuç olarak, Şekil 4.10 dikkatlice incelendiğinde, diğer manyetik elementlerin çoğunlukla değişmeden kalmış ve konvektif plazma akışlarından dolayı yer değiştiren hiç bir manyetik element işareti bulunmadığı için bölgedeki pozitif polarite artışının, manyetik alan artışından ziyade yeni manyetik akı ortaya çıkması ile ilgili olduğu düşünülmektedir.



**Şekil 4.9.** Lup 1'in Güneş lekesi içeren ayakucu noktasındaki manyetik alanın evrimi (N1, N4 ve P1 incelenen manyetik elementlerin konumlarını göstermektedir. Arka plan LOS manyetik alanlar -200 G (kırmızı) ve 200 G (mavi) arasında ölçeklendirilmiştir.)

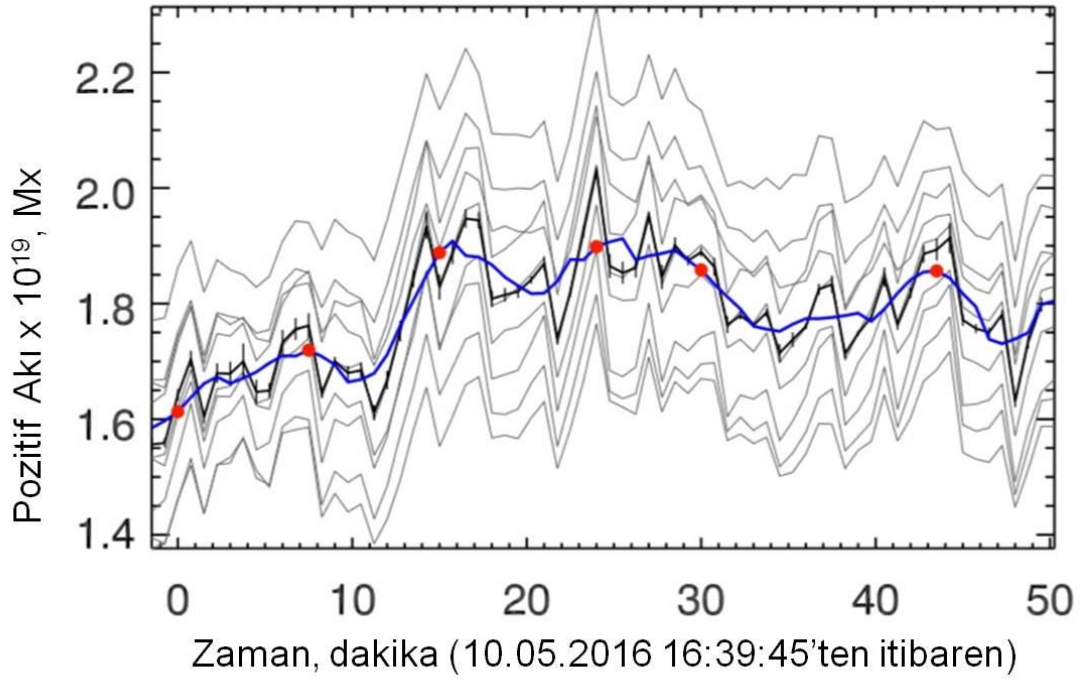


**Şekil 4.10.** Lup 1'in uzak ayakucu noktasının manyetik alan evrimi (Burada, beyaz kutu içerisindeki alan ayakucu noktasının konumuna karşılık gelmektedir. Sadece kutu içindeki pozitif (beyaz) alanlar 16:39 UT (a) ve 17:23 UT (f) arasında önemli farklılıklar göstermiş olup geri kalan bölgenin ise neredeyse sabit kaldığı görülmüştür.)

Yeni manyetik akının ortaya çıkması ile ilgili olarak, ortaya çıkan yeni akıdaki kutupluluğun ortamda bulunan mevcut akıdan neredeyse her zaman daha güçlü olduğu bilinmektedir (McIntosh ve ark. 1981; Lites ve ark. 1998; Schmieder ve ark 2004; Yurchyshyn ve ark. 2010; van Driel-Gesztelyi ve Green 2015; Chen ve ark. 2017). Bu durumda, ortaya çıkan küçük negatif kutuplu akı dağılmış olabilir ve bu da HMI'nin çözünürlük sınırının altında kalmış olabilir. Buna ek olarak, ortaya çıkar çıkmaz civardaki pozitif polarite tarafından kısmen iptal edilmiş olabilir.

Şekil 4.11'deki kalın siyah çizgi HMI görüntülerinden elde edilen ortalama pozitif akının zamanla değişimini göstermektedir. Burada negatif akı, HMI görüntülerinde herhangi bir düzenli eğilim göstermediği için ihmal edilmiştir. Şekil incelendiğinde, pozitif akının 16:40 UT'den başlayarak hızlı bir şekilde artış gösterdiği görülmektedir. Ortalama pozitif akı profili ile dokuz farklı pozisyon (gri ince çizgiler) için elde edilen çizgilerin profillerinin oldukça benzer olduğu görülmektedir. Ortalama değerlerdeki küçük farklılıklar kutunun küçük miktarlarda rastgele kaydırılmasından kaynaklanmaktadır.

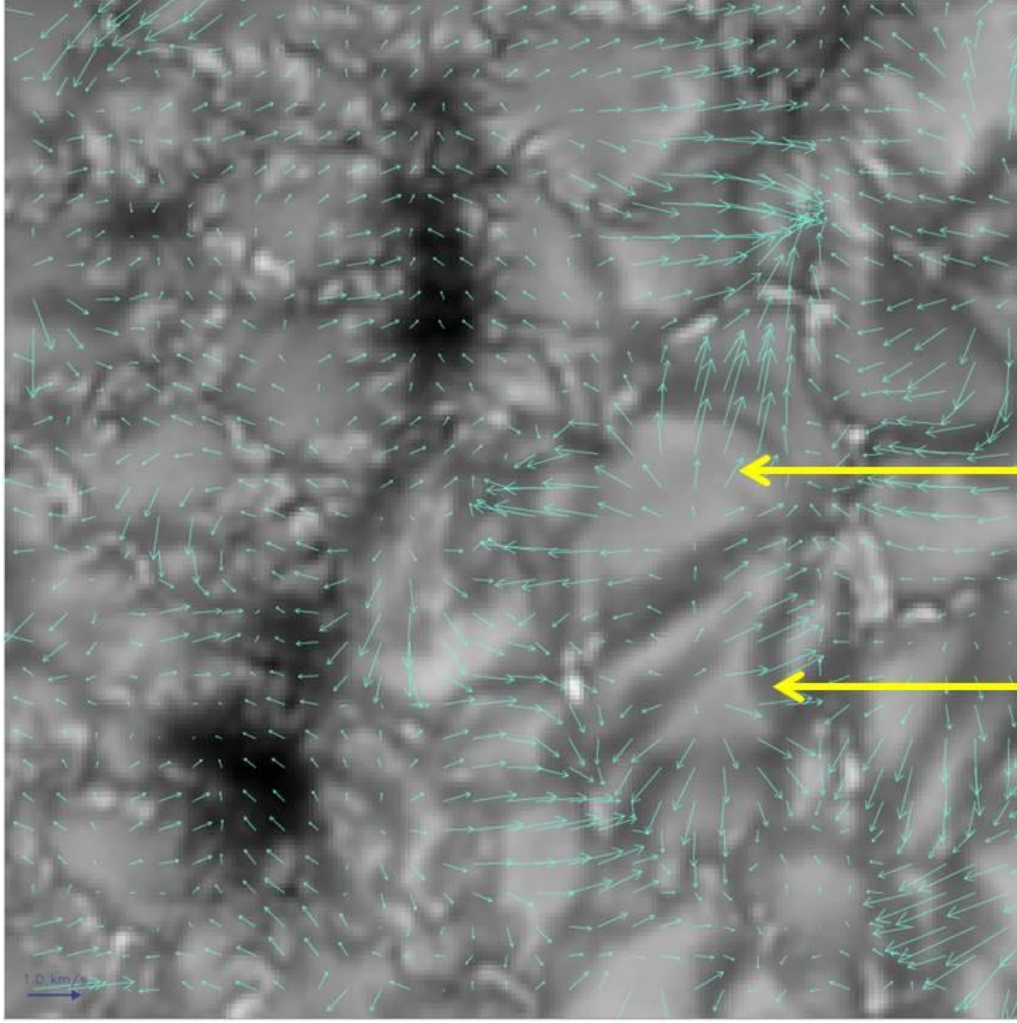
Şekil 4.12'de lup 1'in Güneş lekesi üzerinde konumlanmış olan ayakucu noktasının ve civarının hız haritası verilmiştir. Buna göre sarı oklar ile gösterilen bölgede iki büyük granülün genişlemesi sonucu ortaya çıkan küçük ölçekli manyetik akı oluşumu açık bir şekilde gözlenmektedir. Ayrıca burada açıkça görülmektedir ki, granül hücrelerinin ortasından çıkan manyetik akı etrafa yayılarak (okların yönelimi) civarını etkilemektedir. Bu da bu bölgedeki manyetik yeniden bağlanma veya manyetik akı iptalinin sebeplerinden biri olabilir.



**Şekil 4.11.** Tüm HMI görüntülerdeki FOV üzerinden hesaplanan pozitif akının zamana bağlı değişimi (İnce gri çizgiler, beyaz kutunun, dokuz konumu için ayrı ayrı hesaplanan akıyı göstermektedir. Kalın siyah çizgi ise tüm bu akılara karşılık gelen ortalama akı profilini gösterirken, mavi çizgi ise ortalama akının beş adımda yürüyen ortalama ile smooth edilmiş halini göstermektedir. Mavi çizgi üzerindeki kırmızı kapalı daireler, Şekil 4.10'daki her bir panelin zamanını ve akısını göstermektedir.)

Özetle, analiz edilen veriler bu lupun (lup 1) her iki ayakucu noktasında da akı oluşumuna ilişkin kayda değer manyetik aktivite olduğunu gösterse de, yalnızca daha parlak Güneş leke ayakucu noktası net olarak gözlenmiştir. Eğer lup gerçekten 17:09 UT'den hemen önce görünür olmaya başlamış ve Güneş lekesi ayakucundaki yeni akı oluşumu nedeni ile yeniden bağlanma sonucu buharlaşan plazma ile doldurulmuşsa, plazma akış hızının lup boyunca yaklaşık  $110 \text{ km s}^{-1}$  olduğu tahmin edilmiştir. Bu tahmin, spektroskopik gözlemlerden elde edilen  $40\text{-}60 \text{ km s}^{-1}$  (Winebarger ve ark. 2002; Tripathi ve ark. 2009; Sadykov ve ark. 2015) hızlarından daha yüksek olmakla birlikte Ofman ve Wang (2008) tarafından verilen sonuçlarla tutarlıdır.



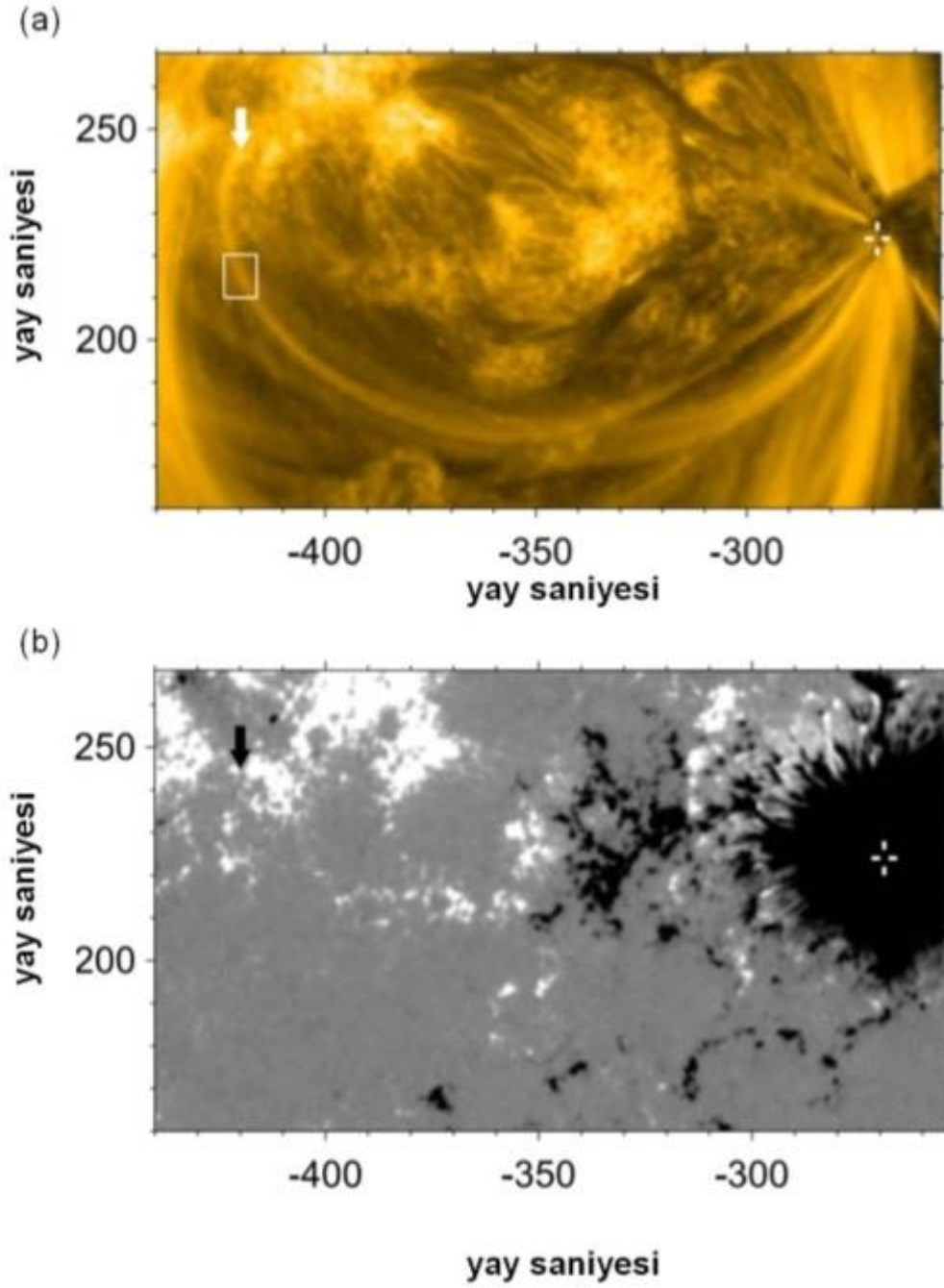


**Şekil 4.12.** 10 Mayıs 2016 (NOAA AR 12542) lup 1'e ait ayakucu noktasının yer aldığı bölge

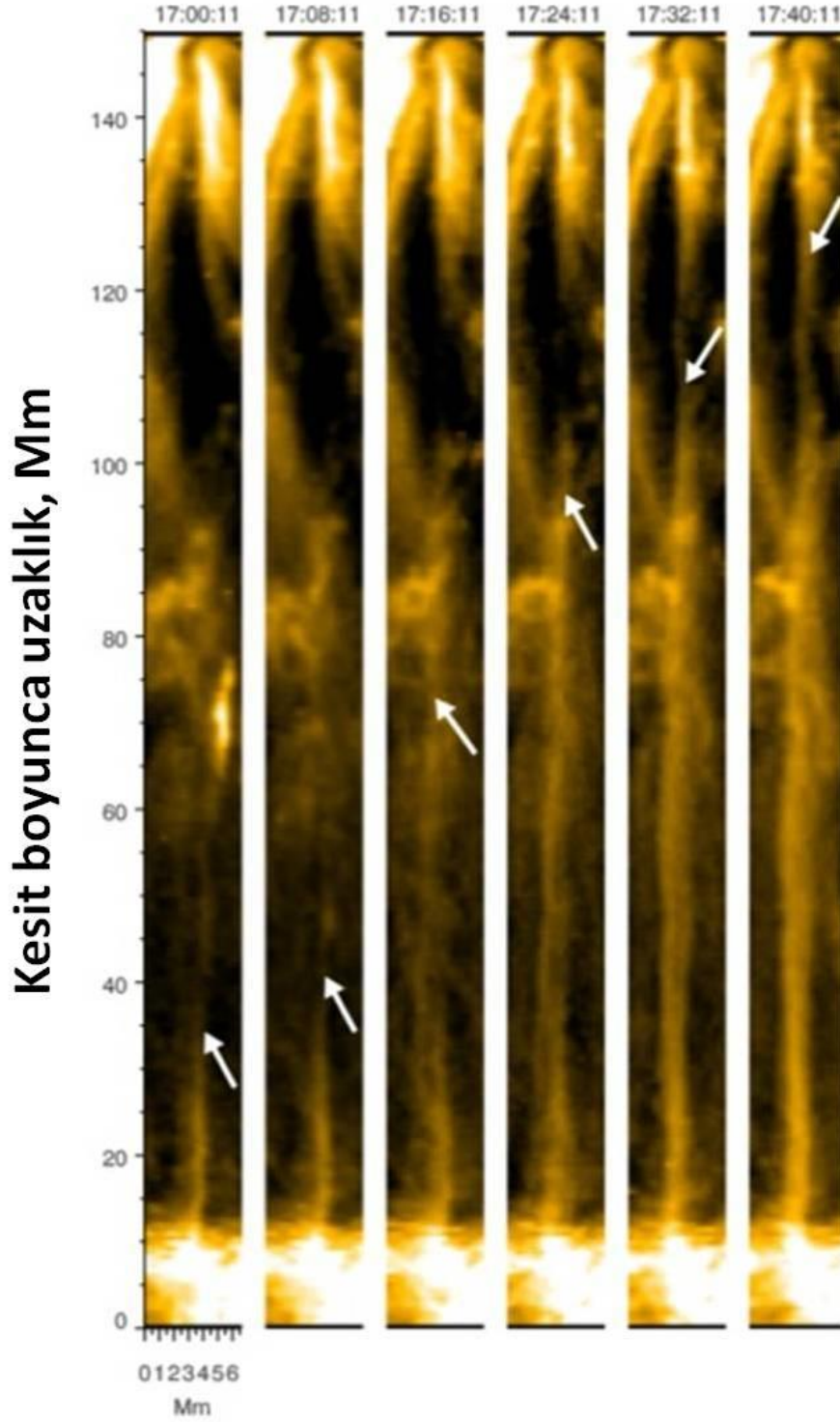
#### 4.2. Lup 2 (17 Aralık 2015)

Lup 2, NOAA AR 12470'deki Güneş lekесinin dış umbra bölgesi ile bir plaj bölgesini birbirine bağlamaktadır (Şekil 4.13). GST gözlemleri lider Güneş lekесini kapsamasına rağmen, düşük görüş kalitesinden dolayı bu tez içeriğinde sunulmamıştır. Lup 2, büyüklüğü ve yaşam süresi bakımından Lup 1 ile oldukça benzerdir fakat Güneş lekесi içeren ayakucu noktası, umbranın dış sınırında konumlanmıştır. Ayrıca, Lup 1 tüm uzunluğu boyunca eş zamanlı olarak plazma ile doldurulmuş gözükmemektedir (her iki ayakucu noktasında da plazma akışı mevcuttur). Lup 2'de ise plazma akışı sadece uzak ayakucu noktasından (plaj bölgesi) Güneş lekесine doğrudur (Şekil 4.14 oklar). Bu akış, sıcak ve yoğun plazmayı lup'a ileten ayakucu noktalarından birinde meydana gelen enerjinin yayılması fikri ile tutarlıdır (Kumar ve ark. 2013). Bu enerjinin yayılmasıyla birlikte sıcak plazma lupa enjekte edilir ve lupun diğer ayakucu noktasına kadar ilerler. Lup ayakucu noktasındaki bu enerji yayılması sadece hızlı ısınmayı değil

aynı zamanda lup boyunca birkaç kez ileri geri hareket edebilen boylamsal bir basınç dalgasını da tetiklemektedir (Kumar ve ark. 2015).

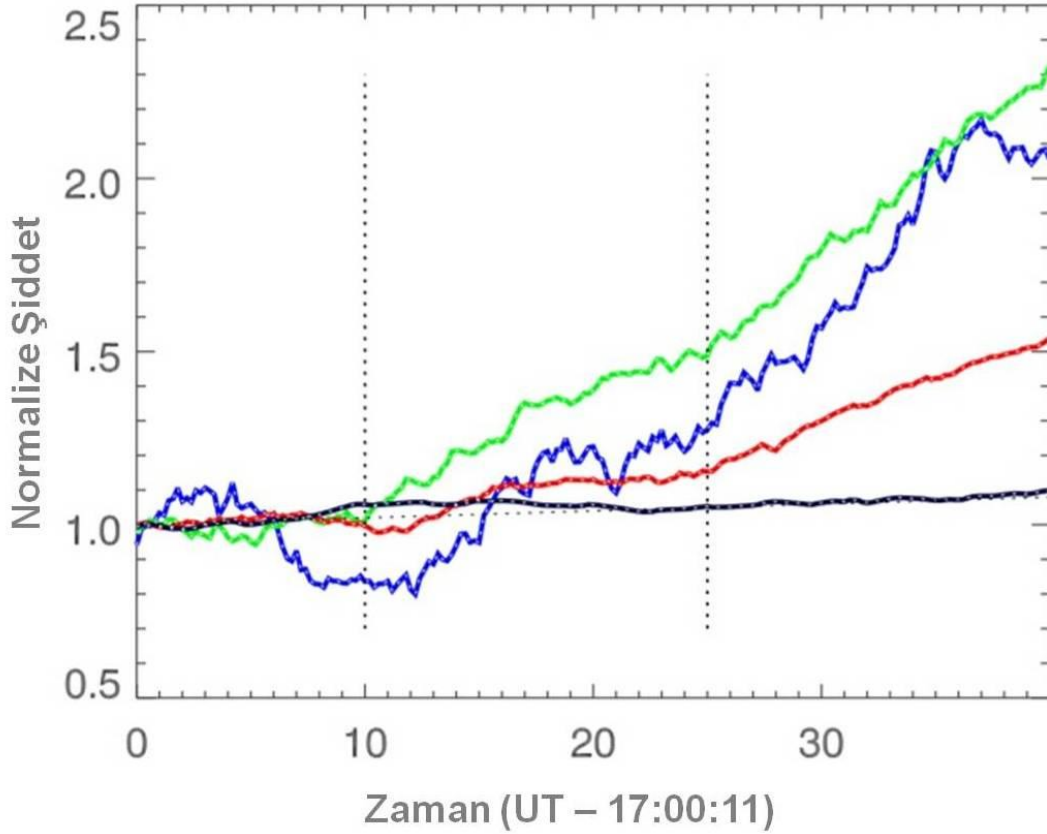


**Şekil 4.13.** 17 Aralık 2015 tarihinde 17:30 UT’de elde edilmiş Lup 2’ye ait **a)** AIA 171 Å ve **b)** HMI LOS görüntüsü (Oklar (-420", 245") ve kesikli artı işaretleri (-270", 225") sırası ile lup2’nin uzak ayakucu noktası ve Güneş leke ayakucu noktasını göstermektedir



**Şekil 4.14.** 17 Aralık 2015, 17:00 UT ve 17:40:10 UT zaman aralığında AIA 171 Å'da alınmış lup 2'nin evrimi (Her bir panelin üzerinde yer alan başlıklar, ilgili görüntünün zamanını (SS:DD:SS) göstermektedir. X eksenini kesit genişliğini,  $y=7$  Mm lupun uzak ayakucu noktasını,  $y=147$  Mm lupun Güneş lekesindeki ayakucunu, beyaz oklar ise plazmanın evrimini göstermektedir.)

Şekil 4.15'te, lup boyunca dört farklı konum için elde edilen şiddet profilleri gösterilmiştir. Şekilde siyah çizgi plaj bölgesi ayakucunu, mavi çizgi Güneş lekesi ayakucunu, kırmızı ve yeşil çizgiler ara bölgelerden seçilmiş iki noktaya (25 ve 40 Mm) ait şiddet profillerini göstermektedir. Lupun plaj bölgesi ayakucu noktasındaki şiddet (siyah çizgi) 17:07 UT'de bir artış göstermiştir. Bu süre aynı zamanda HMI görüntülerindeki negatif akının maksimumuna denk gelmektedir. Bu sonuç yeni akının ortaya çıkma sürecinin başlamasından 10 dakika sonra akı iptalinin de başladığını gösterir niteliktedir. Bu ayakucu noktasındaki şiddet değişimi 17:22 UT'de başlangıçtaki seviyesine geri dönmüştür. Bu süreç, negatif akının büyük ölçüde azaldığı ve plaj bölgesinde başlayan plazma akışının Güneş lekesi ayakucu noktasına ulaştığı zamana karşılık gelmektedir. Güneş lekesi üzerinde konumlanmış ayakucu noktasındaki lupun şiddeti 17:37'de maksimuma ulaşmış ve hemen sonrasında düşmeye başlamıştır (şekilde mavi çizgi). Plaj bölgesi ayakucu noktasından ( $y=40$  Mm) yayılan plazma yaklaşık 17:10 UT'de görünmeye başlamıştır (Şekil 4.14).



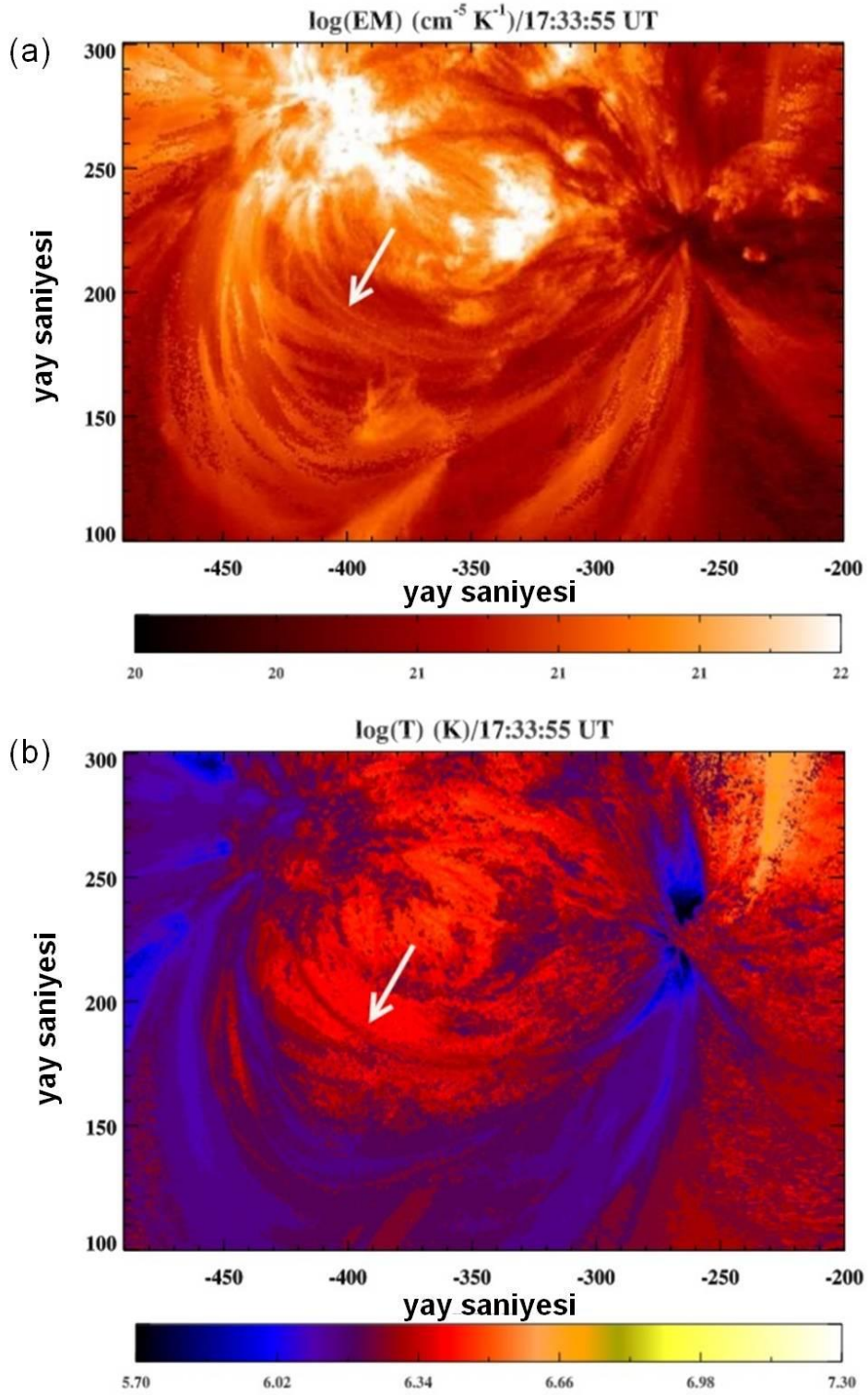
**Şekil 4.15.** Lup boyunca  $y=10$  (siyah),  $y=25$  (kırmızı),  $y=40$  (yeşil) ve  $y=110$  Mm (mavi) konumlarında (bakınız: Şekil 4.14) ölçülen bir değere normalize edilmiş şiddet değişimleri (Dikey kesikli çizgiler, yoğunluk artışının başlangıç zamanını ve yoğun plazmanın Şekil 4.14'te  $y=110$  Mm konumuna ulaştığı zamanı göstermektedirler.)



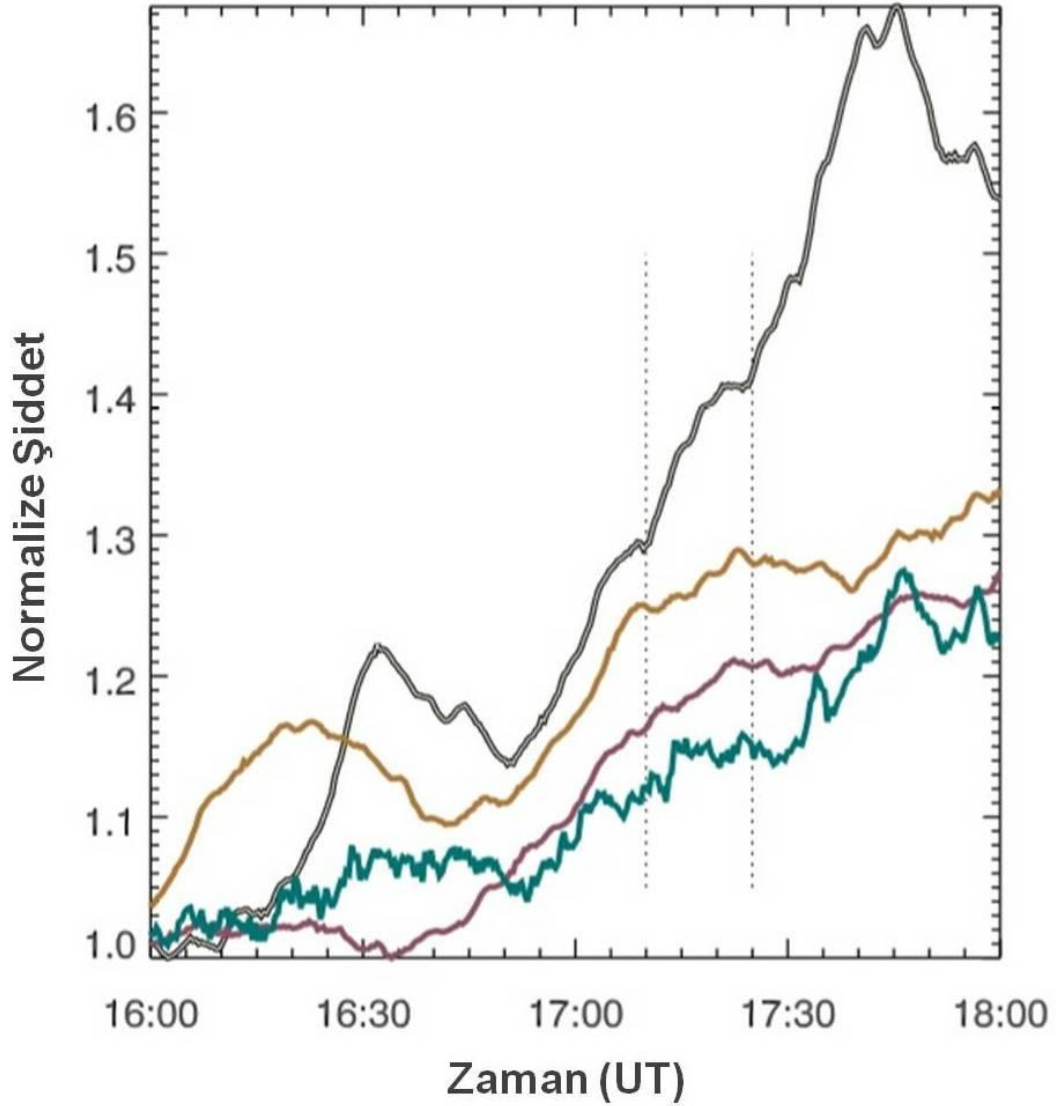
Lup boyunca yayılan plazma  $y=110$ Mm konumuna yaklaşık 17:25 UT civarı ulaşmış olup, plazmanın yayılma hızı, Lup 1 için elde edilen sonuç ile uyumlu olarak  $80 \text{ km s}^{-1}$  bulunmuştur. Şekil 4.15'teki yeşil ve mavi çizgiler sırası ile  $y=40$  Mm ve  $y=110$  Mm'deki şiddet değişimlerini göstermektedir. Bu grafik incelendiğinde,  $y=110$  Mm'deki şiddet kademeli olarak artsa da (mavi çizgi), sadece 25 dakika sonra görüntülerde lupu net bir şekilde belirlemek mümkün hale gelmiştir.

Şekil 4.16'da 17:33 UT'de lup 2 için hesaplanan emisyon ölçümü (EM) ve sıcaklık (T) haritaları gösterilmektedir. Lup 1'den farklı olarak, lup 2'nin sadece uzak yarısında (plaj ayakucu) yüksek sıcaklık (1 – 1.5 MK) ve emisyon artışı ölçülmüştür. Bu da lup 2'nin ılık lup sınıfına (1.0 - 1.5 MK) dahil edilebileceğini göstermektedir (Lenz 1999; Del Zanna 2003). Güneş lekesi üzerinde konumlanmış ayakucu noktası, umbrayı bölen birkaç ince LBs'ninde bulunduğu yerde konumlanmıştır. Ancak, bu ayakucu noktası LB'ye değil, bunun dışındaki düzenli bir umbral alana kök salmıştır. Bu zaman aralığında elde edilen GST verilerinin görüntü kalitesi çok iyi olmamasına rağmen, ne bu veriler ne de AIA görüntülerinde, umbral konumda meydana gelen herhangi bir jet aktivitesi tespit edilememiştir. Ayrıca, mevcut IRIS verilerinde de bu noktada herhangi bir aktivite tespit edilememiştir Dahası, bu lupa ait hiçbir işaretin mevcut IRIS verilerinde tespit edilememesi, bu durumu, Chitta ve ark. (2016) tarafından yapılan çalışmadan farklı kılmaktadır. Bu durum uzak ayakucunun (plaj bölgesi) lupun yeniden canlanmasından sorumlu olduğu sonucuna götürür.

Şekil4.17, lup 2 için plaj bölgesi üzerinde konumlanmış olan ayakucu noktasına yakın bir konum (Şekil 4.13 a'daki beyaz kutu içerisindeki alan) için elde edilmiş AIA şiddet profillerini göstermektedir. Lup birkaç yeniden canlanma (lupun belirli parlaklığa ulaşip, zayıflaması ve sonra tekrar parlak hale gelmesi) göstermiştir. Bu canlanmalardan ilki, AIA 211 Å için (mor çizgi), 16:00 UT'den sonra başlamış ve en yüksek şiddet değerine 16:20UT'de ulaşmıştır. Bu sırada, AIA 193 Å (turuncu çizgi) ve AIA171 Å (siyah çizgi) şiddet değerleri 16:20 UT ve 16:30 UT'de maksimuma ulaşmıştır. Bu durum bir ısıtma olayıyla tutarlı olan yaklaşık 10 dakikalık bir gecikme ile sonuçlanmıştır. Tüm bunlardan kısa bir süre sonra, tüm AIA şiddet profilleri, çoklu enerji salma olayını akla getiren sürekli bir artış göstermiştir. Şekilde, göz önünde bulundurulmuş zaman aralığı iki dikey kesikli çizgi ile gösterilmiştir. Buna göre, AIA 193 Å (turuncu çizgi) şiddeti 17:10UT'de hafifçe azalmaktadır. Daha sonra şiddet değeri 17:20'ye kadar iki farklı zaman aralığında (16:55- 17:10 ve 17:10- 17:20 UT) artmıştır. Ardından 17:40UT'de şiddet değeri tekrar azalmaya başlamıştır. Aynı zaman diliminde, AIA 171 Å (siyah çizgi) şiddeti de dereceli olarak artmış ve 17:45 UT'de maksimum değerine ulaşmıştır. Sonuç olarak, bu zaman aralığı boyunca tüm AIA şiddet profillerinde bir gecikme olmadığı ve sabit olarak artış gösterdikleri bulunmuştur.

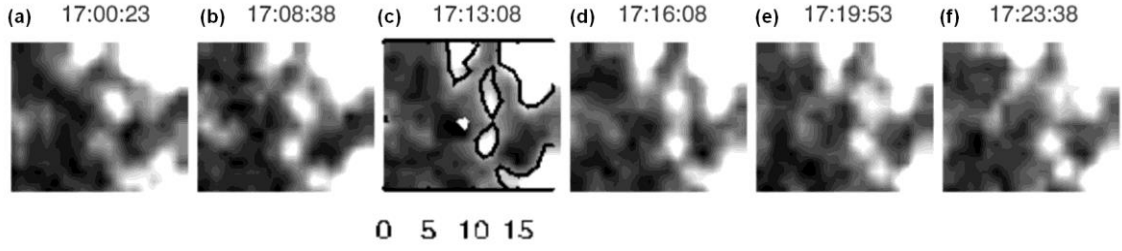


**Şekil 4.16.** Lup 2 (okların işaret ettiği lup) için 17:33 UT’de belirlenen emisyon ölçüm ve sıcaklık haritaları; **a)** emisyon ölçümü ( $\log EM$ ); **b)** sıcaklık ölçümü ( $\log T$ ) (Lupun üst kısımlarının 1.5 MK civarında nispeten daha sıcak olduğu geri kalan kısımların ise 1.0 MK’nın biraz altında olduğu bulunmuştur.)

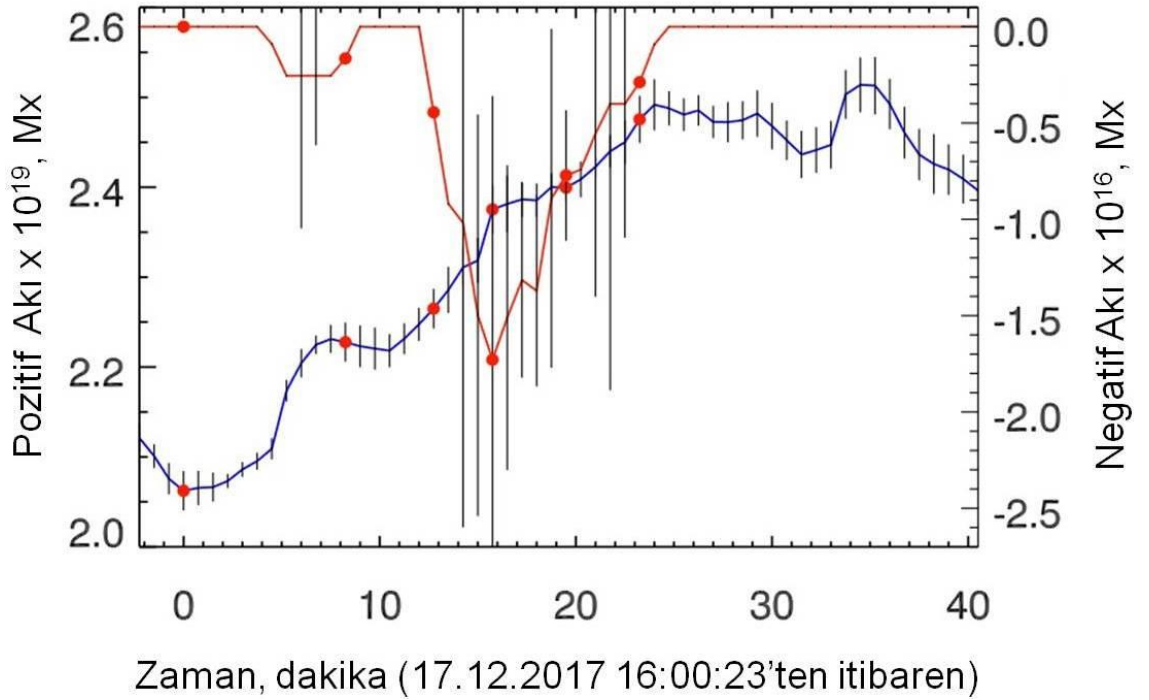


**Şekil 4.17.** Lup 2'nin uzak ayakucu noktası için elde edilen AIA 131 Å (turkuaz rengi), 193 Å (turuncu) ve 171 Å (siyah) şiddet profilleri (Burada, dikey kesikli çizgiler, incelenen zaman aralığını göstermektedir.)

Şekil 4.18'de HMI LOS alanlarının uzak ayakucu (plaj bölgesi) noktasındaki manyetik evrim gösterilmiştir. Panellerde lup 2'nin uzak ayakucu FOV'un tam ortasında konumlanmıştır. 17:13:08 UT'ye ait (Panel c) panelde siyah konturla çevrelenen pozitif polariteye sahip manyetik elementin yavaş yavaş azaldığı görülmektedir. Şekil 4.19 ise 20 dakikalık bir zaman aralığında pozitif akının (mavi çizgi) yaklaşık %20 arttığını ( $0.4 \times 10^{19}$  Mx) göstermektedir. Ayrıca, HMI verilerinde pozitif polariteye sahip manyetik elementin yanında görünen zıt kutuplu akının (17:13:08 UT c panelinin merkezindeki küçük beyaz kontur) çok zayıf olduğu görülmektedir (Şekil 4.17). Negatif akı yaklaşık 17:10 UT'de ortaya çıkmış ve 17:15 UT'de  $1.5 \times 10^{16}$  Mx seviyesinde maksimuma ulaşmıştır ki, bu neredeyse plazma yayılımının başlangıç zamanına karşılık gelmektedir (Şekil 4.14).



**Şekil 4.18.** Lup 2'nin uzak ayakucu noktasındaki Fotosferik manyetik alanın evrimi (Panel c'de x eksenini üzerinde gösterilen birimler HMI piksellerine karşılık gelmektedir. Görüş alanı  $19 \times 16$  ( $6,9 \times 5,8$  Mm) pikseldir.)



**Şekil 4.19.** Tüm HMI görüntülerinin FOV üzerinden hesaplanan pozitif (mavi) ve negatif (kırmızı) akıların zamana göre değişimi (Burada, akı profilleri üzerindeki kırmızı kapalı daireler Şekil 4.18'de yer alan panellerin zamanlarını göstermektedir.)

## 5. TARTIŞMA

Koronal luplar hakkında literatürde çok sayıda çalışma olmasına rağmen, çok az sayıda yayın hem lupların fiziksel özellikleri hem de ayakucu noktalarındaki manyetik aktiviteyi ele almıştır. Özellikle manyetik evrimler göz önüne alındığında, yakın zamana kadar sadece SOHO/MDI, SDO/HMI ve Hinode/SOT cihazlarından elde edilen manyetik alan ölçümleriyle yapılan çalışmalar literatürde yer almaktadır (Del Zanna 2003; Ugarte-Urra ve ark. 2009). Bu verilere dayanarak yapılan çalışmalarda, koronal lupların oldukça dinamik olmasına rağmen tek kutuplu plaj bölgeleriyle ilişkili oldukları rapor edilmiştir. Bununla birlikte, son zamanlarda Wang (2016) tarafından yapılan bir çalışmada HMI cihazının birçok küçük ölçekli yapıyı çözemediği ve karışık polaritenin, aletin çözünürlük sınırının altında olabileceği iddia edilmiştir. Bununla birlikte, Abramenko ve ark. (2009), 2 Mm ölçeğinin altındaki mekansal çözünürlükte patlama benzeri enerji salınım olaylarının mümkün olabileceğini göstermiştir. Brooks ve ark. (2010) tek kutuplu manyetik alanlardaki değişikliklerin ılık lupların ısınmasından kaynaklanabileceğini, ancak bu alanlardaki değişikliklerin sıcak luplar için gerekli enerjiyi sağlayacak kadar güçlü olmadıkları sonucuna varmışlardır. Ji ve ark. (2012), Zeng ve ark. (2013) ve Hong ve ark. (2017) 10830 Å verilerini kullanarak, üst Güneş atmosferini ısıtmak için gerekli enerjinin granüller arası kenar bölgelerden geldiği sonucuna ulaşmışlardır. Bu sonuç, Wiegmann ve ark. (2010) tarafından yapılan çalışma ile oldukça tutarlıdır. Benzer bir yaklaşım kullanan Tiwari ve ark. (2017), koronal ısıtmanın manyetik alan çizgilerini bağlayan kuvvetli manyeto-konveksiyon ile kuvvetlendirilebileceğini ve ısıtma hızının doğrudan luptaki alan şiddetine bağlı olduğunu savunmuşlardır. Chitta ve ark. (2017, 2018) yaptıkları çalışmada, bazı parlak AR luplarının karışık polarite alanlarında konumlandığını belirtirken, Tiwari ve ark. (2017) zıt polarite alanlarının etkileşiminin ek enerji sağlayabileceğini öne sürmüştür. Her ne kadar karışık polariteye sahip manyetik alanların koronal ısıtmada rol oynayabileceği fikri bir süredir tartışılmış olsa da bu tez çalışmasının yeniliği tek bir akı oluşum olayını, izole edilmiş bir lup (tek bir lup) için koronal ısıtma olayına bağlamak ve ortaya çıkan yeni akı ile ilişkili vektör manyetik alanının yapısının incelenmesidir.

Son zamanlarda Gosic ve ark. (2018), IRIS verilerini kullanarak, bu çalışmada elde edildiği gibi manyetik akı iptallerinin üst atmosferde açık bir ısınma işareti oluşturabileceğini göstermiştir. Falconer ve ark. (2003), QS koronal luplarının ısıtılmasının, ağ akısı (network flux) konsantrasyonlarının kenarında ortaya çıkan granül ölçekli makaslanmış manyetik çift kutupların “patlamaları” ile tetiklenebileceğini öne sürmüştür. Schmieder ve ark. (2004), UV TRACE ve SXT Yohkoh ile gözlenen lupları karşılaştırmış ve bunun sonucunda daha soğuk UV luplarının kendi ayakucu noktalarında ısıtıldığını bulmuşlardır. Aschwanden ve ark. (2007), ısıtmanın TR ve kromosferde gerçekleştiğini ve koronal manyetik karmaşıklıktan ziyade fotosferik olduğunu belirtmişlerdir. Su ve ark. (2012) SDO / HMI verilerini kullanarak iki lupun ayakucu noktalarındaki manyetik alan evrimini incelemişlerdir. Yapılan çalışma sonucunda, HMI verisinin lupun ayakucu noktasında güçlü karışık polariteye sahip bir

konumda dışa doğru akışlar gözlemiştirler. Analizi yapılan bir başka lup, gözle görülür herhangi bir dışarı akış göstermemiştir, ancak bu lup yaklaşık dört saat boyunca görünür kalmıştır. Bu 200 Mm'lik uzun bir lup için tahmini 65 dakikalık soğutma süresini önemli ölçüde aşmaktadır (Brooks ve ark. 2010). Birkaç saatlik bir süre içerisinde lupon görünürlüğünü sağlayan enerjinin kaynağının ne olduğu önemlidir. Bu tez çalışması içeriğinde de ele alınan duruma benzer şekilde, bu yazarlar da değişen manyetik alanları gösterebilecek olan lup ayakucu noktalarındaki pozitif polarite akı artışını bildirmişlerdir.

Granül hücrelerinde bulunan ve fotosferik UD kümeleri ile ilişkili küçük ölçekli güçlü manyetik alanların varlığı iyi bir şekilde bilinmektedir (De Pontieu 2002; Lites ve ark., 2008 ve diğer referanslar). Literatürde bu küçük ölçekli manyetik alanların, koronal ısıtma için yeterli enerjiyi taşıyabilecekleri belirtilmiştir (Song ve ark. 2015). Rempel (2014) de simülasyonlardan elde edilen verileri kullanarak aynı sonuca ulaşmıştır. SUNRISE (Güneş atmosferindeki konvektif plazma akışının araştırılmasında görev alan Güneş gözlem balonu) (Solanki ve ark. 2010) / IMeX cihazındaki (Martinez-Pillet ve ark. 2011) LOS verilerini kullanan Chitta ve ark. (2017), çalışılan koronal lupların ayakucu noktalarındaki küçük ölçekli karışık polariteye sahip manyetik alanları tespit etmiş ve Güneş atmosferindeki akı iptalinin ve yeniden bağlanma sonucunda kütlelinin ve enerjinin lup boyunca aktığını savunmuştur.

Bu çalışmada incelenen luplardan biri, LB içeren bir Güneş lekesinde LB'den uzakta konumlanmıştır. Bu lup, uzak ayakucu noktası olan plaj bölgesinden başlayarak yavaş yavaş plazma ile dolmuştur. Chitta ve ark. (2016), LB'siz bir Güneş lekesinde, lup boyunca aşağı akış gösteren parlak bir koronal lup üzerinde çalışmışlardır. Chitta ve ark. (2016) IRIS verilerini kullanarak lup plazmasının fiziksel özelliklerini ölçebilmiş olsalar da bu tez çalışmasında incelenen lup, IRIS spektral çizgilerinde gözlenmemiştir. Bu durum, bu çalışmada incelenen lupon Chitta ve ark. (2016) tarafından incelenen luptan daha sıcak olduğunu göstermektedir. Straus ve ark. (2015), süpersonik aşağı akışlara sahip bir lupon Kromosferik çizgilerde tespit edilemediğini belirtmiş olup bu sonuç, Güneş lekesi üzerinde konumlanmış lupların hala araştırılması ve anlaşılması gereken çeşitli sıcaklık ve akış sergileyebileceklerini ortaya koymaktadır.

Chitta ve ark. (2016) yaptıkları çalışmada inceledikleri lupon sadece bir ayakucu noktasını gözleyebilmiş olup gözlenemeyen uzak ayakucu noktasında, ısınmaya bir sifon akışının sebep olabileceğini iddia etmişlerdir. Bu çalışmada ise, benzer bir lup tamamen takip edilerek uzak ayakucu noktası belirlenebilmiştir. Bu da fotosferdeki küçük ölçekli manyetik aktivitenin tanımlanmasına olanak sağlamıştır. Bu çalışmada, Lup 1 için HMI ölçümlerine ve NIRIS verilerine dayanarak, küçük ölçekli (yaklaşık 1 Mm) akının ortaya çıkması ve iptallerinin muhtemelen ısıtma ve buharlaştırma yolu ile lup içine plazma iletilmesine neden olduğu ve böylece de Chitta ve ark. (2016) tarafından ortaya atılan sifon akışlarını kontrol etmek için gereken ısıtmayı sağladığı düşünülmektedir.

Son olarak, bu çalışmada incelenen her iki lupun da uzak ayakucu noktası, bir plaj bölgesinin kenarında yer almaktadır ve HMI verilerine göre, bu ayakucu noktaları küçük akı yoğunlaşmalarının olduğu yerlerde veya yakınlarında konumlanmıştırlar. Plaj alanlarının tip II spikülleri ile ilişkili olduğu bilinmekte (de Pontieu ve ark. 2007) ve hatta koronal ısıtmaya da katkıda bulunabilecekleri iddia edilmektedir (de Pontieu ve ark. 2009, 2011). Yurchyshyn ve ark. (2013), bir fotosferik BP (parlak nokta) ve tip II spikül kümeleri ile ilişkili NIRIS manyetik alan verilerini analiz etmişlerdir. Yapılan çalışmaya göre, zıt polariteye sahip alanlarının sürekli olarak gözlenen kümelere çok yakın olduğu ve yeni akının ortaya çıkışının tip II spiküllerinin üretimine bağlı olduğu sonuçlarına ulaşmışlardır. Buna ek olarak, Martínez-Sykora ve ark. (2017) tarafından elde edilen simülasyon sonuçlarına göre tip II spiküllerinden ortaya çıkan küçük ölçekli manyetik alanların kaynağının önemini vurgulamışlardır. Sonuç olarak, manyetik yeniden bağlanma ve tip II spiküllerinin ılık koronal lupların kaynağı olduğunu iddia etmişlerdir. Bu sebepten dolayı Fotosferik ve Kromosferik lupların ayakucu noktalarının yüksek çözünürlüklü gözlemlerinin yapılması bu yapıların da daha iyi anlaşılmasına ışık tutacaktır.

## 6. SONUÇLAR

Bu tez çalışması kapsamında, iki farklı koronal lupun fiziksel özelliklerine ve bu lupların dört ayakucu noktasındaki manyetik alanın evrimine odaklanılmıştır. Çalışmada elde edilen sonuçlar aşağıda maddeler halinde sunulmuştur.

- Her iki lup, DEM ve EM analizlerinden elde edilen yaklaşık değerlere göre, neredeyse sıcak koronal lup (ılık) kategorisine dahil edilmiş olup sıcaklıkları 1.0–1.5 MK aralığında bulunmuştur.
- Manyetik akının ortaya çıkması ve iptali ile luplara plazma ve enerji iletildiği sonucuna varılmıştır.
- Lup 1, çok sayıda pordan oluşan bir AR'nin çekirdeği ile uzak bir plaj bölgesi alanını birbirine bağlamaktadır. Lup 1'in uzunluğu boyunca tüm alanlarda eşit bir şekilde plazma ile dolu olduğu görülmüştür.
- BBSO/GST/NIRIS ve SDO/HMI verileri, manyetik aktivitenin yüksek olması beklenen, tek kutuplu manyetik alanların sınırında bulunan Lup 1'in her iki ayakucu noktasında da göz ardı edilemez bir manyetik aktivite olduğunu göstermiştir.
- HMI verileri yalnızca dominant pozitif polaritenin ortaya çıkışını gösterirken çok daha yüksek çözünürlüklü GST/NIRIS vektör manyetogramları, güçlü enine alanlara sahip küçük ölçekli (yaklaşık 1 Mm) bir dipolün ortaya çıktığını göstermiştir.
- Lup 2, Güneş leke umbrasası ile bir plaj bölgesini bağlayan ve neredeyse tüm AR'yi kapsayan bir alan üzerinde konumlanmış olup plazma uzak ayakucu noktasına enjekte edilmiş ve bu ayak ucu noktasının HMI manyetogramlarında önemli farklılıklar gösterdiği bulunmuştur.
- Lup 1 için plazma akış hızı yaklaşık  $110 \text{ km s}^{-1}$ , Lup 2 için plazma akış hızı ise yaklaşık  $80 \text{ km s}^{-1}$  olarak bulunmuştur.
- Lup 2'nin HMI verilerinde gözlenen plaj bölgesindeki ayakucu noktası, plazma akışının başlamasından birkaç dakika önce zıt polariteye sahip manyetik alanların bir gözlenmesine olanak sağlamıştır. Ancak, bu lupun Güneş lekesi ayakucunda hiçbir manyetik ve plazma aktivitesi gözlenmemiştir.

Bu çalışma sonucunda, lupların aktif hale gelmesinin, plazma akışlarının ve ısıtma işlemlerinin küçük ölçekli ortaya çıkan akı ve büyük ölçekli alanlar arasında oluşan manyetik yeniden bağlanma sonucunda gerçekleştiği önerilmiştir. Bu süreç, AIA 171 Å verilerinde açıkça görülen lupun Güneş lekesi üzerindeki ayakucu noktasının yer değiştirmesine karşılık gelmektedir. Ayrıca, Güneş lekesi üzerinde konumlanmış parlak lupların, sadece LB ve UD aktivitesinden kaynaklanmadığı (bkz., Song ve ark. 2017; Tian ve ark. 2018), aynı zamanda uzak ayakucu noktasındaki (Güneş lekesi içermeyen) Fotosferik dinamiklerden de kaynaklanabileceği sonucuna varılmıştır.



## 7. KAYNAKLAR

- Abramenko, V., Yurchyshyn, V., Watanabe, H. 2009. Parameters of the magnetic flux inside coronal holes. *Solar Physics*, 260, 43-57.
- Aquilano, R., Dávoli, D., Missio, H., & Acero, S. 2003. Solar chromosphere activity in H alpha line during January 1999-June 2003. *Boletindela Asociacion Argentina de Astronomia La Plata Argentina*, 46, 6.
- Almeida, J. S., González, M. M. 2011. The magnetic fields of the quiet Sun. arXiv preprint arXiv:1105.0387.
- Archontis, Vasilis, F. Moreno-Insertis, Klaus Galsgaard, and A. W. Hood. 2005. The three-dimensional interaction between emerging magnetic flux and a large-scale coronal field: reconnection, current sheets, and jets. *The Astrophysical Journal* 635, 1299.
- Aschwanden, M. J., Fletcher, L., Schrijver, C. J., Alexander, D. 1999. Coronal loop oscillations observed with the transition region and coronal explorer. *The Astrophysical Journal*, 520(2), 880.
- Aschwanden, M. J. 2001. An evaluation of coronal heating models for Active Regions based on Yohkoh, SOHO, and TRACE observations. *Astrophysical Journal*, 560 (2), 1035-1044, U.S.A.
- Aschwanden, M. J. 2004. Physics of the Solar Corona. An Introduction. Praxis Yayıncılık Şirketi, New York: Springer-Verlag.
- Aschwanden, M. J. 2005. Physics of the solar corona – An introduction with problems and solutions. Praxis Yayıncılık Şirketi, Chichester, UK.
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A.J., Scott, P. 2009. The chemical composition of the Sun. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 47, 481-522.
- Babcock, H. W., Babcock, H. D. 1955. The Sun's Magnetic Field, 1952-1954. *The Astrophysical Journal*, 121, 349.
- Bahng, J., Schwarzschild, M. 1961. Lifetime of Solar Granules. *The Astrophysical Journal*, 134, 312.
- Bahcall, J. N. 1989. Neutrino astrophysics. Cambridge University Press.
- Biskamp, D. 2000. Magnetic Reconnection in Plasmas. Cambridge University Basımı, Cambridge, UK, 387.
- Boothroyd, A. I., & Sackmann, I. J. 2003. Our Sun. IV. The standard model and helioseismology: consequences of uncertainties in input physics and in observed solar parameters. *The Astrophysical Journal* , 583(2), 1004.
- Bray, R. J., Loughhead, R. E., & Durrant, C. J. 1984. The solar granulation (Vol. 270). Cambridge: Cambridge University 2. Baskı.
- Brooks, D. H., Warren, H. P., Winebarger, A. R. 2010. Characteristics and evolution of the magnetic field and chromospheric emission in an active region core observed by Hinode. *The Astrophysical Journal*, 720(2), 1380.

- Browning, P. K. 1991. Mechanisms of solar coronal heating. *Plasma Physics and Controlled Fusion*, 33(6), 539.
- Brown, T. M., Christensen-Dalsgaard, J., Dziembowski, W. A., Goode, P., Gough, D. O., & Morrow, C. A. 1989. Inferring the Sun's internal angular velocity from observed-mode frequency splitting. *The Astrophysical Journal*, 343,526-546.
- Brueckner, G. E., Bartoe, J. D. 1983. Observations of high-energy jets in the corona above the quiet Sun, the heating of the corona, and the acceleration of the solar wind. *The Astrophysical Journal*, 272, 329-348.
- Cao, W., Goode, P. R., Ahn, K., Gorceix, N., Schmidt, W., Lin, H. 2012. NIRIS: the second generation near-infrared imaging spectro-polarimeter for the 1.6 meter New Solar Telescope. In 2nd ATST-EAST Workshop in Solar Physics: Magnetic Fields from the Photosphere to the Corona, ASP Conf. Ser Vol. 463, 291.
- Cao, W., Gorceix, N., Coulter, R., Ahn, K., Rimmele, T. R., Goode, P. R. 2010. Scientific instrumentation for the 1.6 m new solar telescope in big bear. *Astronomische Nachrichten*, 331(6), 636-639.
- Cargill, Peter J. 1993. The fine structure of a nanoflare-heated corona. *Solar Physics*, 147, 263-268.
- Chaisson, Eric J., Eric Chaisson. 2002. Cosmic evolution. Harvard University Basımı.
- Chitta, L. P., Peter, H., Solanki, S. K., Barthol, P., Gandorfer, A., Gizon, L., ... Iniesta, J. D. T. 2017. Solar Coronal Loops Associated with Small-scale Mixed Polarity Surface Magnetic Fields. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 229, 4.
- Chitta, L. P., Peter, H., Solanki, S. K. 2018. Nature of the energy source powering solar coronal loops driven by nanoflares. *Astronomy & Astrophysics*, 615, L9.
- Chae, J., Park, S. 2009. Magnetic Activity on the Sun Revealed by Hinode/SOT. In The Second Hinode Science Meeting: Beyond Discovery-Toward Understanding Vol. 415, p. 101.
- Chen, F., Peter, H., Bingert, S., Cheung, M.C.M. 2014. A model for the formation of the active region corona driven by magnetic flux emergence. *Astronomy & Astrophysics*, 564,12-13.
- Chen, F., Peter, H., Bingert, S., Cheung, M.C.M. 2015. Magnetic Jam in the Corona of the Sun. *Nature Physics*, 11, 492-495.
- Chen, F., Rempel, M., Fan, Y. 2017. Emergence of Magnetic Flux Generated in a Solar Convective Dynamo. I. The Formation of Sunspots and Active Regions, and The Origin of Their Asymmetries. *The Astrophysical Journal*, 846(2), 149.
- Cranmer, S.R., Van Ballegoijen, A. A. 2010. Can the solar wind be driven by magnetic reconnection in the Sun's magnetic carpet?. *The Astrophysical Journal*, 720(1), 824.

- Cirtain, J. W., Golub, L., Winebarger, A. R., De Pontieu, B., Kobayashi, K., Moore, R. L., Title, A., vd. 2013. Energy release in the solar corona from spatially resolved magnetic braids. *Nature*, 493(7433), 501.
- Cortie, A.L. 1901. On the types of sun-spot disturbances. *The Astrophysical Journal*, 13, 260.
- Crooker, N. U., Gosling, J. T., Kahler, S. W. 2002. Reducing heliospheric magnetic flux from coronal mass ejections without disconnection. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 107(A2), SSH-3.
- Crooker, N. U., Antiochos, S. K., Zhao, X., & Neugebauer, M. 2012. Global network of slow solar wind. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 117(A4).
- Ciaravella, A., Raymond, J. C., Li, J., Reiser, P., Gardner, L. D., Ko, Y. K., Fineschi, S. 2002. Elemental abundances and post-coronal mass ejection current sheet in a very hot active region. *The Astrophysical Journal*, 575(2), 1116.
- De Pontieu, B., McIntosh, S., Hansteen, V. H., Carlsson, M., Schrijver, C. J., Tarbell, T. D., vd. 2007. A tale of two spicules: the impact of spicules on the magnetic chromosphere. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 59(sp3), S655S652.
- De Pontieu, B. 2002. High-resolution observations of small-scale emerging flux in the photosphere. *The Astrophysical Journal*, 569(1), 474.
- De Pontieu, B., McIntosh, S. W., Hansteen, V. H., Schrijver, C. J. 2009. Observing the roots of solar coronal heating—in the chromosphere. *The Astrophysical Journal Letters*, 701(1), L1.
- De Pontieu, B., McIntosh, S. W., Carlsson, M., Hansteen, V. H., Tarbell, T. D., Boerner, P., Schrijver, C. J., vd. 2011. The origins of hot plasma in the solar corona. *Science*, 331(6013), 55-58.
- De Wijn, A. G., McIntosh, S. W., De Pontieu, B. 2009. On the propagation of p-modes into the solar chromosphere. *The Astrophysical Journal Letters*, 702(2), L168.
- Del Zanna, G., Mason, H. E. (2003). Solar active regions: SOHO/CDS and TRACE observations of quiescent coronal loops. *Astronomy & Astrophysics*, 406(3), 1089-1103.
- Doyle, J.G., Ishak, B., Madjarska, M.S., O’Shea, E. and Dzif’cáková, E. 2006. Dynamic features in the solar atmosphere with unusual spectral line enhancements and Doppler-shifts. *Astronomy & Astrophysics*, 451(3), L35-L38.
- Doschek, G. A., Feldman, U. 2010. The solar UV–x-ray spectrum from 1.5 to 2000 Å. *Journal of Physics B: Atomic, Molecular and Optical Physics*, 43(23), 232001.
- Edlén, B. 1943. Die Deutung der Emissionslinien im Spektrum der Sonnenkorona. Mit 6 Abbildungen. *Zeitschrift für Astrophysik*, 22, 30.

- Emilio, M., Kuhn, J. R., Bush, R. I., & Scholl, I. F. 2012. Measuring the solar radius from space during the 2003 and 2006 Mercury transits. *The Astrophysical Journal*, 750(2), 135.
- Endeve, E., Holzer, T.E., and Leer, E. 2004. Helmet streamers gone unstable: Two-fluid magnetohydrodynamic models of the solar corona. *The Astrophysical Journal*, 603(1), 307.
- Falconer, D.A., Moore, R.L., Porter, J.G., Hathaway, D.H. 2003. Solar coronal heating and the magnetic flux content of the network. *The Astrophysical Journal*, 593(1), 549.
- Fisher, G. H., & Welsch, B. T. 2008. FLCT: A fast, efficient method for performing local correlation tracking. In *Subsurface and Atmospheric Influences on Solar Activity*, Vol. 383, p. 373.
- Foukal, P. V. 2004. Solar Astrophysics, Solar Astrophysics, 2. Baskı, pp. 480. ISBN 3-527-40374-4. Wiley-VCH.
- Fossum, A., Carlsson, M. 2005. Response functions of the ultraviolet filters of TRACE and the detectability of high-frequency acoustic waves. *The Astrophysical Journal*, 625(1), 556.
- Gibson, E. G. 1973. The Quiet Sun, NASA SP-303. *National Aeronautics and Space Administration*, Washington, DC.
- Golub, L., Pasachoff, J. M. 2010. The solar corona. Cambridge University Press.
- Goši'c, M., de la Cruz Rodríguez, J., De Pontieu, B., Rubio, L. B., Carlsson, M., Pozuelo, S. E., Polito, V., vd. 2018. Chromospheric Heating due to Cancellation of Quiet Sun Inter network Fields. *The Astrophysical Journal*, 857(1), 48.
- Gallagher, P. T., Phillips, K. J. H., Harra-Murnion, L. K., Baudin, F., & Keenan, F. P. 1999. Transient events in the EUV transition region and chromosphere. *Astronomy and Astrophysics*, 348, 251-260.
- Gough, Douglas. 1985. Inverting helioseismic data. *Solar Physics* 100, 65-99.
- Goode, P. R., Denker, C. J., Didkovsky, L. I., Kuhn, J. R., Wang, H. 2003. 1.6 M Solar Telescope in Big Bear–The NST. *Journal of Korean Astronomical Society*, 36, S125-S133.
- Grotian, W. 1939. *Naturwissenschaften* 27, 214 Curdt. Landi and Feldman: Coronal EUV Atlas, 11.
- Hale, G. E. 1922. Invisible sun-spots. *Proceedings of the National Academy of Sciences of the United States of America*, 8(7), 168.
- Hale, G. E. 1908. On the probable existence of a magnetic field in sun-spots. *The astrophysical journal*, 28, 315.

- Hara, H., Watanabe, T., Harra, L. K., Culhane, J. L., Young, P. R., Mariska, J. T., Doschek, G. A. 2008. Coronal plasma motions near footpoints of active region loops revealed from spectroscopic observations with Hinode EIS. *The Astrophysical Journal Letters*, 678(1), L67.
- Harra, L. K., Abramenko, V. I. (2012). Non-thermal Response of the Corona to the Magnetic Flux Dispersal in the Photosphere of a Decaying Active Region. *The Astrophysical Journal*, 759(2), 104.
- Hart, A. B. (1954). Motions in the sun at the photospheric level IV. The equatorial rotation and possible velocity fields in the photosphere. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 114(1), 17-38.
- Heyvaerts, J., and Priest, E. 1983. Coronal heating by phase-mixed shear Alfvén waves. *Astronomy and Astrophysics*, 117, 220-234.
- Hong, Z. X., Yang, X., Wang, Y., Ji, K. F., Ji, H. S., Cao, W. D. 2017. Location of energy source for coronal heating on the photosphere. *Research in Astronomy and Astrophysics*, 17(3), 25.
- Ji, H., Cao, W., Goode, P. R. 2012. Observation of ultrafine channels of solar corona heating. *The Astrophysical Journal Letters*, 750(1), L25.
- Kanella, C., Gudiksen, B. V. 2017. Identification of coronal heating events in 3D simulations. *Astronomy & Astrophysics*, 603, A83.
- Katsukawa, Y., Tsuneta, S. 2005. Magnetic properties at footpoints of hot and cool loops. *The Astrophysical Journal*, 621(1), 498.
- Kilcik, A., Yurchyshyn V.B., Rempel M., Abramenko V., Kitai, R., Goode, P.R., Cao, W., Watanabe, H. 2012. Properties of Umbral Dots as Measured From the New Solar Telescope Data and MHD Simulations. *Astrophysical Journal*, 745, 163.
- Kilcik, A., Şahin, S. 2017. Possible variations in sunspot groups before flaring activity during solar cycles 23 and 24. *Turkish Journal of Physics*, 41(4), 351-358.
- Klimchuk, J. A. 2006. On solving the coronal heating problem. *Solar Physics*, 234(1), 41-77.
- Kong, D. F., Pan, G. M., Yan, X. L., Wang, J. C., Li, Q. L. 2018. Observational Evidence of Interchange Reconnection between a Solar Coronal Hole and a Small Emerging Active Region. *The Astrophysical Journal Letters*, 863(2), L22.
- Kobayashi, K., Cirtain, J., Winebarger, A. R., Korreck, K., Golub, L., Walsh, R. W., Beabout, D. 2014. The high-resolution coronal imager (Hi-C). *Solar Physics*, 289(11), 4393-4412.
- Kosovichev, A. G. 1996. Helioseismic constraints on the gradient of angular velocity at the base of the solar convection zone. *The Astrophysical Journal Letters*, 469(1), L61.

- Kopp, G., Lean, J. L. 2011. A new, lower value of total solar irradiance: Evidence and climate significance. *Geophysical Research Letters*, 38(1).
- Khokhlova, V. L. 1959. A Spectrophotometric Investigation of the H and K Ca+ Lines in the Chromosphere and Solar Faculae. *Soviet Astronomy*, 3, 59.
- Kumar, P., Nakariakov, V. M., Cho, K. S. 2015. X-Ray and EUV observations of simultaneous short and long period oscillations in hot coronal arcade loops. *The Astrophysical Journal*, 804(1), 4.
- Landi Degl'Innocenti, E., Sanchez, F., Collados, M., Vazquez, M. 1992. Magnetic field measurements, 71
- Leka, K. D. 1997. The vector magnetic fields and thermodynamics of sunspot light bridges: The case for field-free disruptions in sunspots. *The Astrophysical Journal*, 484(2), 900.
- Lenz, D. D. 1999. Energetics and structure of multispecies solar coronal loops. *The Astrophysical Journal*, 517(1), 497.
- Lemen, J. R., Akin, D. J., Boerner, P. F., Chou, C., Drake, J. F., Duncan, D. W., Katz, N. L. 2011. The atmospheric imaging assembly (AIA) on the solar dynamics observatory (SDO). In *The Solar Dynamics Observatory* (pp. 17-40). Springer, New York, NY.
- Li, L., Zhang, J., Peter, H., Priest, E., Chen, H., Guo, L., Mackay, D., vd. 2016. Magnetic reconnection between a solar filament and nearby coronal loops. *Nature Physics*, 12(9), 847.
- Lites, B. W., Skumanich, A., Martinez Pillet, V. 1998. Vector magnetic fields of emerging solar flux. I. Properties at the site of emergence. *Astronomy and Astrophysics*, 333, 1053-1068.
- Lites, B. W., Kubo, M., Socas-Navarro, H., Berger, T., Frank, Z., Shine, R., Suematsu, Y., vd. 2008. The horizontal magnetic flux of the quiet-Sun inter network as observed with the Hinode spectro-polarimeter. *The Astrophysical Journal*, 672(2), 1237.
- Luzum, B., Capitaine, N., Fienga, A., Folkner, W., Fukushima, T., Hilton, J., vd. 2011. The IAU 2009 system of astronomical constants: the report of the IAU working group on numerical standards for Fundamental Astronomy. *Celestial Mechanics and Dynamical Astronomy*, 110(4), 293.
- Mathioudakis, M., McKenny, J., Keenan, F. P., Williams, D. R., Phillips, K. J. H. vd. 1999. The effects of opacity in the transition region of YZ CMi. *Astronomy and Astrophysics*, 351, L23-L26.
- Martínez-Sykora, Juan, Viggo Hansteen, and Mats Carlsson. 2009. Twisted flux tube emergence from the convection zone to the corona. II. Later states. *The Astrophysical Journal*, 702, 129.

- McIntosh, P. S. 1990. The classification of sunspot groups. *Solar Physics*, 125(2), 251-267.
- McIntosh, P. S. 1981. The Physics of Sunspots, ed. LE Cram & JH Thomas (Sunspot, NM: Sacramento Peak Observatory), 7.
- Mestel L., 1999. Stellar Magnetism. Oxford Univ. Press, Oxford
- Miesch, M.S. 2005. Large-scale dynamics of the convection zone and tachocline. *Living Reviews in Solar Physics*, 2(1), 1.
- Milano, L.J., Gómez, D.O., Martens, P.C. 1997. Solar coronal heating: AC versus DC. *The Astrophysical Journal*, 490(1), 442.
- Morita, S., Shibata, K., UeNo, S., Ichimoto, K., Kitai, R., Otsuji, K. I. 2010. Observations of Chromospheric Anemone Jets with Hinode Ca II Broadband Filtergraph and Hida Ca II Spectroheliograph. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 62(4), 901-920.
- November, L. J., Toomre, J., Gebbie, K. B., Simon, G. W. 1981. The detection of mesogranulation on the Sun. *The Astrophysical Journal*, 245, L123-L126.
- Ofman, L. and Wang, T.J., 2008. Hinode Observations of Transverse Waves with Flows in Coronal Loops. *Astronomy Astrophysics*, 482, 9–12.
- Parker, E. N. 1957. Sweet's mechanism for merging magnetic fields in conducting fluids. *Journal of Geophysical Research*, 62(4), 509-520.
- Parker, E. N. 1988. Nanoflares and the solar X-ray corona. *The Astrophysical Journal*, 330, 474-479.
- Pérez-Suárez, D., Maclean, R.C., Doyle, J.G., Madjarska, M.S. 2008. The structure and dynamics of a bright point as seen with Hinode, SoHO and TRACE. *Astronomy & Astrophysics*, 492(2), 575-583.
- Petschek, H. E. 1964. The physics of solar flares. In *AAS-NASA Symp.* (Vol. 425). NASA.
- Pitjeva, E. V., Standish, E. M. 2009. Proposals for the Masses of the Three Largest Asteroids, the Moon-Earth mass ratio and the Astronomical Unit. *Celestial Mechanics and Dynamical Astronomy*, 103(4), 365-372.
- Pillet, V. M. 2013. Solar surface and atmospheric dynamics. *Space Science Reviews*, 178(2-4), 141-162.
- Pillet, V. M., Del Toro Iniesta, J. C., Álvarez-Herrero, A., Domingo, V., Bonet, J. A., Fernández, L.G., Piqueras, J., vd. 2011. The Imaging Magnetograph eXperiment (IMaX) for the Sunrise balloon-borne solar observatory. *Solar Physics*, 268(1), 57-102.

- Pontin, D. I. 2012. Theory of Magnetic Reconnection in Solar and Astrophysical Plasmas. *Philosophical Transactions of the Royal Society A: Mathematical, Physical and Engineering Sciences*, 370, 3169-3192.
- Pontin, D. I., Janvier, M., Tiwari, S. K., Galsgaard, K., Winebarger, A. R., Cirtain, J. W. 2017. Observable signatures of energy release in braided coronal loops. *The Astrophysical Journal*, 837(2), 108.
- Priest, E., Forbes, T. 2000. Magnetic Reconnection. Cambridge U Basımı, *Irish Astronomical Journal*, 27, 235.
- Priest, E.R., Foley, C.R., Heyvaerts, J., Arber, T.D., Culhane, J.L., Acton, L.W. 1998. Nature of the heating mechanism for the diffuse solar corona. *Nature*, 393(6685), 545.
- Priest, E. R. 1982. Solar magneto-hydrodynamics, Dordrecht, Holland; Boston: D. Reidel Pub. Co, 79-80. (syf 74)
- Priest, E. R. 1990. Magnetic reconnection theory. *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 61, 383-399.
- Priest, E. R., Forbes, T. G. 1990. The evolution of coronal magnetic fields. *Solar Physics*, 130(1-2), 399-402.
- Priest, E. 2014. Magnetohydrodynamics of the Sun. Cambridge University Press.
- Rachkovsky, D. N. 1962. Magnetic rotation effects in spectral lines. *Izvestiya Ordena Trudovogo Krasnogo Znameni Krymskoj Astrofizicheskoj Observatorii*, 28, 259-270.
- Rieutord, M., Rincon, F. 2010. The Sun's supergranulation. *Living Reviews in Solar Physics*, 7(1), 2.
- Rubio, L. B., Suárez, D. O. 2019. Quiet Sun magnetic fields: an observational view. *Living Reviews in Solar Physics*, 16(1), 1.
- Reale, F. 2014. Coronal loops: observations and modeling of confined plasma. *Living Reviews in Solar Physics*, 11(1), 4.
- Rempel, M. 2014. Numerical simulations of quiet sun magnetism: On the contribution from a small-scale dynamo. *The Astrophysical Journal*, 789(2), 132.
- Savage, S. L., McKenzie, D. E. 2011. Quantitative examination of a large sample of supra-arcade downflows in eruptive solar flares. *The Astrophysical Journal*, 730(2), 98.
- Schröter, E.H. 1962. Einige Beobachtungen und Messungen an Stratoskop-NEGativen. *Z. Astrophys.*, 56, 183.



- Scherrer, P. H., Schou, J., Bush, R. I., Kosovichev, A. G., Bogart, R. S., Hoeksema, J. T., Tarbell, T. D., vd. 2012. The helioseismic and magnetic imager (HMI) investigation for the solar dynamics observatory (SDO). *Solar Physics*, 275(12), 207-227.
- Shibata, K., Nakamura, T., Matsumoto, T., vd. 2007. *Science*, 318, 1591.
- Shibata, K., Magara, T. 2011. Solar flares: magnetohydrodynamic processes. *Living Reviews in Solar Physics*, 8(1), 6.
- Shibata, K., Ishido, Y., Acton, L. W., Strong, K. T., Hirayama, T., Uchida, Y., Hara, H., vd. 1992. Observations of X-ray jets with the YOHKOH soft X-ray telescope. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 44, L173-L179.
- Schmieder, B., Rust, D. M., Georgoulis, M. K., Démoulin, P., Bernasconi, P. N. 2004. Emerging flux and the heating of coronal loops. *The Astrophysical Journal*, 601(1), 530.
- Schou, J., Scherrer, P. H., Bush, R. I., Wachter, R., Couvidat, S., Rabello-Soares, M. C., Akin, D. J., vd. 2012. Design and ground calibration of the Helioseismic and Magnetic Imager (HMI) instrument on the Solar Dynamics Observatory (SDO). *Solar Physics*, 275(1-2), 229-259.
- Su, J. T., Liu, Y., Shen, Y. D., Liu, S., Mao, X. J. 2012. Observation of Highspeed Outflows in Coronal Loops Associated with Photospheric Magnetic Field Evolution. *The Astrophysical Journal*, 760(1), 82.
- Sadykov, V. M., Dominguez, S. V., Kosovichev, A. G., Sharykin, I. N., Struminsky, A. B., Zimovets, I. 2015. Properties of chromospheric evaporation and plasma dynamics of a solar flare from IRIS observations. *The Astrophysical Journal*, 805(2), 167.
- Shimizu, T. 2015. *Physics of Plasmas*, 22, 101.
- Shimizu, T., Katsukawa, Y., Matsuzaki, K., Ichimoto, K., Kano, R., De Luca, E.E., Sôma, M. 2007. Hinode calibration for precise image co-alignment between SOT and XRT (2006 November–2007 April). *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 59(sp3), 845-852.
- Schmieder, B., Rust, D. M., Georgoulis, M. K., Démoulin, P., Bernasconi, P. N. 2004. Emerging flux and the heating of coronal loops. *The Astrophysical Journal*, 601(1), 530.
- Schmelz, J.T., Asgari-Targhi, M., Christian, G.M., Dhaliwal, R.S., Pathak, S. 2015. Hot Plasma from Solar Active Region Cores: a Test of AC and DC Coronal Heating Models? *The Astrophysical Journal*, 806(2), 232.
- Schrijver, C.J., Zwaan, C. 2008. Solar and stellar magnetic activity (Vol.34). Cambridge University Press.

- Solanki, S. K. 2003. Sunspots: an overview. *The Astronomy and Astrophysics Review*, 11(2-3), 153-286.
- Solanki, S. K., Barthol, P., Danilovic, S., Feller, A., Gandorfer, A., Hirzberger, J., del Toro Iniesta, J. C., vd. 2010. SUNRISE: instrument, mission, data, and first results. *The Astrophysical Journal Letters*, 723(2), L127.
- Sotnikova, R. T. 1978. On the structure of the Halpha and K Ca II chromospheric network. *Astronomicheskij Tsirkulyar*, 1014, 6-7.
- Stix, M. 2004. *The Sun: An Introduction*. Springer-Verlag Berlin Heidelberg, NewYork, 2. Baskı, 394, sayfa:58
- Stix, M. 2003. On the time scale of energy transport in the sun. *Solar Physics*, 212(1), 3-6.
- Straus, T., Fleck, B., Andretta, V. 2015. A steady-state supersonic downflow in the transition region above a sunspot umbra. *Astronomy&Astrophysics*, 582, 116.
- Song, D., Chae, J., Yurchyshyn, V., Lim, E.K., Cho, K.S., Yang, H., Kwak, H., vd. 2017. Chromospheric plasma ejections in a light bridge of a sunspot. *The Astrophysical Journal*, 835(2), 240.
- Song, D., Chae, J., Park, S., Cho, K. S., Lim, E. K., Ahn, K., Cao, W. 2015. Detection of a Fine-scale Discontinuity of Photospheric Magnetic Fields Associated with Solar Coronal Loop Brightenings. *The Astrophysical Journal Letters*, 810(2), L16.
- Sweet, P. A. 1958. In *Electromagnetic Phenomena in Cosmical Physics*, ed. B. Lehnert (Cambridge University Press, New York), 123
- Şahin, S., Yurchyshyn, V., Kumar, P., Kilcik, A., Ahn, K., & Yang, X. 2019. Magnetic Field Dynamics and Varying Plasma Emission in Large-scale Coronal Loops. *The Astrophysical Journal*, 873(1), 75.
- Tadesse, T., Pevtsov, A. A., Wiegmann, T., MacNeice, P. J., Gosain, S. 2014. Global solarfreemagneticenergyandelectriccurrentdensitydistributionofCarrington rotation 2124. *Solar Physics*, 289(11), 4031-4045.
- Thompson, M. J., Toomre, J., Anderson, E. R., Antia, H. M., Berthomieu, G., Burtonclay, D., vd. 1996. Differential rotation and dynamics of the solar interior. *Science*, 272(5266), 1300-1305.
- Tiwari, S. K., Thalmann, J. K., Panesar, N. K., Moore, R. L., Winebarger, A. R. 2017. New Evidence that Magnetoconvection Drives Solar–Stellar Coronal Heating. *The Astrophysical Journal Letters*, 843(2), L20.
- Tian, H., Yurchyshyn, V., Peter, H., Solanki, S. K., Young, P. R., Ni, L., Samanta, T. 2018. Frequently occurring reconnection jets from sunspot light bridges. *The Astrophysical Journal*, 854(2), 92.

- Toriumi, S., Katsukawa, Y., Cheung, M. C. 2015. Light bridge in a developing active region. I. Observation of light bridge and its dynamic activity phenomena. *The Astrophysical Journal*, 811(2), 137.
- Tripathi, D., Mason, H. E., Dwivedi, B. N., Del Zanna, G., Young, P. R. 2009. Active region loops: Hinode/Extreme-ultraviolet imaging spectrometer observations. *The Astrophysical Journal*, 694(2), 1256.
- Ugarte-Urra, I., Warren, H. P., Brooks, D. H. 2009, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 415, *The Second Hinode Science Meeting: Beyond Discovery-Toward Understanding*, 241.
- Unno, W. 1956. Line formation of a normal Zeeman triplet. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 8, 108.
- van Driel-Gesztelyi, L., Green, L. M. 2015. Evolution of active regions. *Living Reviews in Solar Physics*, 12(1), 1.
- van Ballegooijen, A. A., Asgari-Targhi, M., Voss, A. 2017. The heating of solar coronal loops by Alfvén wave turbulence. *The Astrophysical Journal*, 849(1), 46.
- Vazquez, M. (1973). A morphological study of the light-bridges in sunspots. *Solar Physics*, 31(2), 377-387.
- Von Rekowski, B., and A. W. Hood. 2008. Photospheric cancelling magnetic features and associated phenomena in a stratified solar atmosphere. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 385, 1792-1812.
- Vidotto, A. A., Gregory, S. G., Jardine, M., Donati, J. F., Petit, P., Morin, J., vd. 2014. Stellar magnetism: empirical trends with age and rotation. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 441(3), 2361-2374.
- Viall, N. M., Klimchuk, J. A. 2011. Patterns of nanoflare storm heating exhibited by an active region observed with Solar Dynamics Observatory/Atmospheric Imaging Assembly. *The Astrophysical Journal*, 738(1), 24.
- Wolfson, R., Roald, C.B., Sturrock, P.A., Weber, M.A. 2000. Coronal X-ray brightness and photospheric magnetic field: a study in correlations. *The Astrophysical Journal*, 539(2), 995.
- Wöger, F., von der Lühe, O. 2007. Field dependent amplitude calibration of adaptive optics supported solar speckle imaging. *Applied Optics*, 46(33), 8015-8026.
- Wiegmann, T., Solanki, S. K., Borrero, J. M., Pillet, V. M., del Toro Iniesta, J. C., Domingo, V., Schmidt, W. 2010. Magnetic loops in the quiet Sun. *The Astrophysical Journal Letters*, 723(2), L185.
- Winebarger, A. R., Warren, H., van Ballegooijen, A., DeLuca, E. E., Golub, L. 2002. Steady flows detected in extreme-ultraviolet loops. *The Astrophysical Journal Letters*, 567(1), L89.

- Winebarger, A.R., Cirtain, J., Golub, L., De Luca, E., Savage, S., Alexander, C., Schuler, T. 2014. Discovery of finely structured dynamic solar corona observed in the Hi-C telescope. *The Astrophysical Journal Letters*, 787(1), L10.
- Xue, Z., Yan, X., Cheng, X., Yang, L., Su, Y., Kliem, B., vd. 2016. Observing the release of twist by magnetic reconnection in a solar filament eruption. *Nature communications*, 7, 11837.
- Yamada, M., Kulsrud, R., Ji, H. 2010. Magnetic reconnection. *Reviews of Modern Physics*, 82(1), 603.
- Yurchyshyn, V. B., Goode, P. R., Abramenko, V. I., Chae, J., Cao, W., Andic, A., Ahn, K. 2010. Chromospheric Signatures of Small-scale Flux Emergence as Observed with New Solar Telescope and Hinode Instruments. *The Astrophysical Journal*, 722(2), 1970.
- Yurchyshyn, V., Abramenko, V., Goode, P. 2013. Dynamics of chromospheric upflows and underlying magnetic fields. arXiv preprint arXiv:1303.4766.
- Zeng, Z., Cao, W., Ji, H. (2013). Observation of magnetic reconnection driven by granular scale advection. *The Astrophysical Journal Letters*, 769(2), L33.

## ÖZGEÇMİŞ

**SERAY ŞAHİN**

**seraysahin93@gmail.com**



## ÖĞRENİM BİLGİLERİ

Lisans 2012-2016	Akdeniz Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, Antalya
Lisans * 2014-2016 2018- Devam * Yandal	Akdeniz Üniversitesi Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Antalya
Yüksek Lisans 2016-2019	Akdeniz Üniversitesi Fen Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı, Antalya

## ESERLER

### Uluslararası hakemli dergilerde yayımlanan makaleler

- 1- Şahin, S., Yurchyshyn, V., Kumar, P., Kılçık, A., Ahn, K. ve Yang, X. (2019). Magnetic Field Dynamics and Varying Plasma Emission in Large-scale Coronal Loops *The Astrophysical Journal*, 873 (1), 75, Doi: [10.3847/1538-4357/ab04aa](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab04aa)
- 2- Kılçık, A., Yurchyshyn, V., Sahin,S., Sarp,V., Obridko,V., Ozguc, A. and Rozelot, J.P. (2018). The Evolution of Flaring and non-flaring Active Regions. *MNRAS*,477,293-297, Doi: [10.1093/mnras/sty388](https://doi.org/10.1093/mnras/sty388)

### Ulusal bilimsel toplantılarda sunulan ve bildiri kitaplarında basılan bildiriler

- 1- Yurchyshyn, V., Şahin, S., Kumar, P., Kılçık, A., Ahn, K. ve Yang, X. (2019). Magnetic Field Dynamics and Varying Plasma Emission in Large-scale Coronal Loops, *American Astronomical Society*, Vol. 51, 2019