



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



Yüksek Lisans Tezi

**Güneş'te Gözlenen Uzun Süreli Gama Işını Parlamaları Üzerine Bir
Araştırma**

Ceren Nur ÇALIK

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı

**DANIŞMAN
Prof. Dr. Zahide Funda BOSTANCI GÜVER**

Temmuz, 2025

İSTANBUL

Bu çalışma, 17.07.2025 tarihinde aşağıdaki jüri tarafından Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programında Yüksek Lisans tezi olarak kabul edilmiştir.

Tez Jürisi

Prof. Dr. Zahide Funda BOSTANCI GÜVER(Danışman)
İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi

Dr. Öğr. Üyesi Ece KILERCİ
İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi

Dr. Öğr. Üyesi Seray ŞAHİN SOLAKCI
Akdeniz Üniversitesi
Fen Fakültesi

İntihal Programı Beyanı

20.04.2016 tarihli Resmi Gazete’de yayımlanan Lisansüstü Eğitim ve Öğretim Yönetmeliğinin 9/2 ve 22/2 maddeleri gereğince; Bu Lisansüstü teze, İstanbul Üniversitesi’nin aboneliği olduğu intihal yazılım programı kullanılarak Fen Bilimleri Enstitüsü’nün belirlemiş olduğu ölçütlere uygun rapor alınmıştır.

Proje Destekleri

--

Tezden Üretilmiş Yayınların Künye Bilgileri

--

ÖNSÖZ

Yüksek lisans tez çalışmam süresince Güneş parlamalarının detaylı tayfsal analizlerine dair yönlendirmeleriyle katkı sağlayan danışmanım Sn. Prof. Dr. Zahide Funda BOSTANCI GÜVER'e teşekkür ederim.

Hayat şarkısının sözlerini kendi ritmini belirleyerek,kesintilere,engellere,yorgunluklara rağmen istikrarlı ve dirayetli bir notayla yazarak varlığı ve katkısıyla bana her zaman örnek olan annem Hatice MİRASYEDİ'ye teşekkür ederim.

Üniversiteye hazırlık dönemimden itibaren bana duydukları güven ve sağladıkları maddi-manevi destekle yanımda olarak benim için her zaman bir onur ve motivasyon kaynağı olan başta İsmail ALGÜL ve eşi Sema ALGÜL olmak üzere tüm ALGÜL ailesi ve üyelerine teşekkürü borç bilirim.

Temmuz 2025

Ceren Nur ÇALIK

İÇİNDEKİLER

Sayfa No

ÖNSÖZ	iv
İÇİNDEKİLER.....	v
ŞEKİL LİSTESİ	viii
TABLO LİSTESİ.....	x
SİMGE VE KISALTMA LİSTESİ	xi
ÖZET	xiii
SUMMARY	xv
1. GİRİŞ	1
2. GENEL KISIMLAR	3
2.1 GÜNEŞ PARLAMALARI	3
2.1.1 Uzun Süreli Gama Işını Güneş Parlamaları.....	4
2.2 UZUN SÜRELİ GAMA IŞINI OLAYLARINDA PARLAMA İLİŞKİLİ PARÇACIK İVMELENDİRME MEKANİZMALARI.....	7
2.2.1 Türbülanslı Stokastik İvmelendirme Modeli.....	7
2.2.2 CME Kaynaklı Şok İvmelendirmesi.....	10
2.2.3 Büyük Ölçekli Koronal Yaylarda Parçacıkların Hapsedilmesi İle İvmelendirme	12
2.3 GÜNEŞ PARLAMALARINDA YÜKSEK ENERJİLİ FOTON ÜRETİM SÜREÇLERİ	14
2.3.1 Bremsstrahlung Mekanizması (Frenleme Radyasyonu).....	14
2.3.2 Nükleer Deeksitasyon.....	15
2.3.3 Nötron Üretimi ve Nötron Yakalama Çizgisi.....	16
2.3.4 Pozitron Bozunumu ve 0.511 Mev Gama Işını Üretimi.....	18
2.3.5 Piyon Bozunması ile Gama Işın Üretimi	19
2.4 UZUN SÜRELİ GAMA IŞIN GÜNEŞ PARLAMALARI İLE İLİŞKİLİ ASTROFİZİKSEL OLAYLAR	21
2.4.1 Koronal Kütle Atımları ve Gözlemsel Özellikleri.....	21
2.4.1.1 CME'lerin Parlamalar ile İlişkisi	23
2.4.1.2 CME ve Şok İlişkisi.....	24
2.4.2 Güneş Enerjili Parçacıklar	25
2.4.2.1 Atımlı SEP Olayları	25

2.4.2.2	<i>Kademeli SEP Olayları</i>	26
2.4.3	Tip II Radyo Patlamaları	28
3.	MALZEME VE YÖNTEM	30
3.1	FERMİ GAMA IŞIN UZAY TELESKOBU.....	30
3.1.1	GBM ve LAT Dedektörlerinin Özellikleri	30
3.1.2	Fermi/GBM Verilerinin İşlenmesi Ve Veri Tipleri.....	32
3.2	VERİ SEÇİMİ	33
3.3	TAYF ANALİZİ.....	34
3.3.1	OSPEX Programı.....	34
3.3.2	Zemin Işımasının Belirlenmesi ve Çıkarılması	35
3.3.3	Tayfsal Analiz İçin Zaman Aralıklarının Belirlenmesi	35
3.3.4	Tayfsal Bileşenlerin Modellenmesi	35
4.	BULGULAR	38
4.1	TAYFSAL ANALİZ UYGULANAN PARLAMALARA GENEL BAKIŞ	38
4.2	TAYFSAL ANALİZ BULGULARI	39
4.2.1	Uzun Süreli Gama Işın Emisyonu Göstereen Güneş Parlamaları	39
4.2.1.1	<i>FLSF20121023 X1.8 Parlaması</i>	39
4.2.1.2	<i>FLSF20130411 M6.5 Parlaması</i>	42
4.2.1.3	<i>FLSF20121127 M1.6 Parlaması</i>	45
4.2.2	Uzun Süreli Gama Işın Emisyonu Göstermeyen Güneş Parlamaları	48
4.2.2.1	<i>SF20141220 X1.8 Parlaması</i>	48
4.2.2.2	<i>SF20140402 M6.5 Parlaması</i>	51
4.2.2.3	<i>SF20110216 M1.6 Parlaması</i>	54
4.3	FAZLARA AİT ORTALAMA MODEL PARAMETRE DEĞERLERİ.....	57
5.	TARTIŞMA VE SONUÇ	60
5.1	X1.8 SINIFI PARLAMALARIN KARŞILAŞTIRILMASI.....	60
5.2	M6.5 SINIFI PARLAMALARIN KARŞILAŞTIRILMASI.....	60
5.3	M1.6 SINIFI PARLAMALARIN KARŞILAŞTIRILMASI.....	61
5.4	GENEL DEĞERLENDİRME VE SONUÇ	61
KAYNAKLAR		64
EKLER		73
EK 1.	Ajello ve diğ., 2021 çalışmasında tanımlanmış LAT parlama sınıfları ve açıklamaları.....	73

EK 2. 24. Çevrim süresince gözlenmiş olan İlk Fermi/LAT Güneş Parlama (İng. The First Fermi-LAT Solar Flare Catalog, FLSF) kataloğunda gözlenmiş LDGRF parlamalarının GBM kataloğundaki bilgilerini içeren liste.	74
EK 3. 24. Çevrim boyunca 30 MeV–10 GeV enerji aralığında atımlı faz sonrasında gama ışını emisyonu gösteren LDGRF parlamalarının bilgilerini içeren liste.	75
EK 4. Tayfsal analizde kullanılan modellerin matematiksel ifade ve açıklamaları.	76
EK 5. Tayf analizi gerçekleştirilen LDGRF parlamalarının iki kare dağılımları.	77
EK 6. Tayf analizi gerçekleştirilen standart parlamaların iki kare dağılımları.	78
ÖZGEÇMİŞ	79



ŞEKİL LİSTESİ

Sayfa No

- Şekil 2.1: Stokastik ivmelenme modeline ait şematik gösterim. *Solda*: Güneş parlamaları için önerilen stokastik ivmelenme modelinin bir çizimi (Hamilton ve Petrosian, 1992; Park ve Petrosian, 1995; Petrosian ve Liu, 2004). Yeşil eğriler, olası bir konfigürasyondaki manyetik alan çizgilerini temsil etmektedir. Kırmızı daireler ise manyetik yeniden bağlantı (reconnection) sırasında oluşan türbülans ya da plazma dalgalarını göstermektedir. *Sağda*: Fiziksel senaryonun şematik çizimi, eşzamanlı 9–10 keV (ince) ve 16–19 keV (kalın) konturların RHESSI verileriyle üst üste bindirilmiş biçimiyle sunulmuştur (Liu ve diğ., 2008)..... 8
- Şekil 2.2: CME kaynaklı şoktan Güneş'e doğru ve Güneş'ten uzağa doğru yayılan protonların (p) ve elektronların (e⁻) hareketini gösteren şematik model. Düşük enerjili elektronlar (~10 keV), şok bölgesine yakın yerlerde tip II radyo patlamaları üretir. Yüksek enerjili protonlar ve elektronlar ise, bu parçacıkların ilerlediği manyetik alan çizgisine bağlı bir gözlemci tarafından SEP olayı olarak tespit edilebilir (Gopalswamy ve diğ., 2019)..... 11
- Şekil 2.3: Solda: RHESSI gama ışını sayım oranı tayfı, 0.3 ile 10 MeV aralığında ve 0027:20 – 0043:20 UT zaman aralığı boyunca entegre edilmiştir. Çizgiler, tayfı fit etmek için kullanılan modelin farklı bileşenlerini göstermektedir (Lin ve diğ., 2003). Sağda: 4 Haziran 1991 tarihli gama ışını parlamasının CGRO-OSSE tarafından gözlemlenen tayfsal enerji dağılımı. Hızlandırılmış iyonların Güneş'in çevresindeki maddeyle etkileşimi sonucu oluşan de-eksitasyon çizgileri şekilde belirtilmiştir. Nötron yakalama çizgisi de oldukça belirgindir (Murphy ve diğ., 1994)..... 18
- Şekil 2.4: Üst panelde (Kademeli SEP olayı), CME kaynaklı bir şok dalgasının (gri), zayıf şekilde kapalı manyetik halkalardan ve jet kaynaklı termal üstü parçacıklar (İng. suprathermal particles) iyonlar ile plazma kalıntılarından gelen parçacıkları hızlandırdığı görülmektedir (Reames, 2018). Alt panelde (Atımlı) ise Güneş'in manyetik alanının olası bir konfigürasyonu gösterilmektedir: Koronal deliklerden (mavi) hızlı Güneş rüzgarı, yüksek derecede ayrılmış açık manyetik alan çizgilerinden (yeşil, sarı) yavaş rüzgar, aktif bölgelerden (kırmızı) ise jetlerin (koyu kırmızı) çıktığı varsayılmaktadır. 27
- Şekil 2.5: 11 Nisan 2013 tarihli FLSF20130411 parlaması ve buna eşlik eden koronal kütle atımı (CME) sırasında, Hiraïso Radyo Spektrografı (HiRAS) tarafından 25–2500 MHz aralığında kaydedilen dinamik spektrum. Görselde, olaya eşlik eden Tip II ve Tip III radyo patlamaları açıkça izlenmektedir. Bu parlama, aynı zamanda bu tez kapsamında zamana bağlı tayfsal analiz uygulanarak değerlendirilen uzun süreli gama ışını emisyonu gösteren olaylardan biridir (Fulara ve diğ., 2019)..... 29
- Şekil 3.1: Fermi Gama Işın Teleskobu ve Dedektörleri (Thomson ve Wilson-Hodge, 2022)..... 31
- Şekil 4.2.1: Parlamaya ait GBM ışık eğrisi ve analiz aralıkları. 40
- Şekil 4.2.2: FLSF20121023 parlamasına ait tayf model parametrelerinin zaman içindeki değişimi. (a) Power-law modeline ait normalizasyon parametresi, (b) Power-law foton

indeksi,(c) Thick2 modeline ait toplam elektron akısı, (d) Düşük enerji elektron indeksi, (e) Kırılma enerjisi (f) Yüksek enerji elektron indeksi.....	41
Şekil 4.2.3: Parlamaya ait GBM ışık eğrisi ve analiz aralıkları.	43
Şekil 4.2.4: FLSF20130411 parlamasına ait tayf model parametrelerinin zaman içindeki değişimi.(a) Emisyon ölçümü (b) Plazma sıcaklığı (c) Thick2 modeline ait elektron akısı ve Power-law modeline ait normalizasyon parametresi(d) Thick2 düşük enerji elektron indeksi ve Power-law foton indeksi (e) Thick2 modeline ait kırılma enerjisi (f) Thick2 modeline ait Yüksek enerji elektron indeksi.	44
Şekil 4.2.5: Parlamaya ait GBM ışık eğrisi ve analiz aralıkları	46
Şekil 4.2.6: FLSF20121127 parlamasına ait tayf model parametrelerinin zaman içindeki değişimi.(a) Emisyon ölçümü (b) Plazma sıcaklığı (c) Thick2 modeline ait elektron akısı ve Power-law modeline ait normalizasyon parametresi(d) Thick2 düşük enerji elektron indeksi ve Power-law foton indeksi (e) Thick2 modeline ait kırılma enerjisi (f) Thick2 modeline ait Yüksek enerji elektron indeksi.	47
Şekil 4.2.7: Parlamaya ait GBM ışık eğrisi ve analiz aralıkları	49
Şekil 4.2.8: SF20141220 parlamasına ait tayf model parametrelerinin zaman içindeki değişimi.(a) Emisyon ölçümü (b) Plazma sıcaklığı (c) Thick2 modeline ait elektron akısı (d) Thick2 düşük enerji elektron indeksi (e) Thick2 modeline ait kırılma enerjisi (f) Thick2 modeline ait Yüksek enerji elektron indeksi.	50
Şekil 4.2.9: Parlamaya ait GBM ışık eğrisi ve analiz aralıkları.	52
Şekil 4.2.10: SF20140402 parlamasına ait tayf model parametrelerinin zaman içindeki değişimi.(a) Emisyon ölçümü (b) Plazma sıcaklığı (c) Thick2 modeline ait elektron akısı ve Power-law modeline ait normalizasyon parametresi(d) Thick2 düşük enerji elektron indeksi ve Power-law foton indeksi (e) Thick2 modeline ait kırılma enerjisi (f) Thick2 modeline ait Yüksek enerji elektron indeksi.	53
Şekil 4.2.11: Parlamaya ait GBM ışık eğrisi ve analiz aralıkları.	55
Şekil 4.2.12: SF20110216 parlamasına ait tayf model parametrelerinin zaman içindeki değişimi.(a) Emisyon ölçümü (b) Plazma sıcaklığı (c) 1pow normalizasyon(d) 1pow foton indeksi.	56

TABLO LİSTESİ

Sayfa No

Tablo 4.1: Tayfsal analiz için belirlenen LDGF parlamaları ve standart parlamaların bilgileri	38
Tablo 4.2.1: FLSF20121023 parlamasına ait fit numaralarına karşılık gelen tayf modelleri	39
Tablo 4.2.2 : FLSF20130411 parlamasına ait fit numaralarına karşılık gelen tayf modelleri.	42
Tablo 4.2.3: FLSF20121127 parlamasına ait fit numaralarına karşılık gelen tayf modelleri	45
Tablo 4.2.4: SF20141220 parlamasına ait fit numaralarına karşılık gelen tayf modelleri.	48
Tablo 4.2.5: SF20140402 parlamasına ait fit numaralarına karşılık gelen tayf modelleri.	51
Tablo 4.2.6: SF20110216 parlamasına ait fit numaralarına karşılık gelen tayf modelleri.	54
Tablo 4.3.1: İncelenen parlamaların atımlı fazlarına ait tayfsal model parametrelerinin ortalama değerleri.....	58
Tablo 4.3.2: İncelenen parlamaların kademeli (azalan) fazlarına ait tayfsal model parametrelerinin ortalama değerleri.....	59

SİMGE VE KISALTMA LİSTESİ

Simgeler Açıklama

α	: Alfa parçacığı
β_p	: Plazma beta parametresi
e^+	: Pozitron
erg	: Enerji birimi (1 erg = 10^{-7} joule; CGS sisteminde kullanılır)
ξ	: keV cinsinden foton enerjisi
GeV	: Giga-elektronvolt
γ	: Gama ışını
k_B	: Boltzmann sabiti
keV	: Kilo-elektronvolt
MeV	: Mega-elektronvolt
MK	: Milyon Kelvin
ν_e	: Nötrino
ρ	: Plazma yoğunluğu (g/cm^3)
R \odot	: Güneş'in yarıçapı
χ^2	: Ki-kare testi değeri (İng. Chi-square statistic)

Kısaltmalar Açıklama

1POW	: Tekli Güç Yasası Tayf Modeli (İng. Single Power Law)
ACD	: Eşzamanlı olmayan olayları önleyici dedektör (İng. Anti-Coincidence Detector)
BTL	: Güneş'in görünür disk arkası parlamaları (İng. Behind the Limb Flares)
CME	: Koronal kütle atımı (İng. Coronal Mass Ejection)
CSPEC	: Sürekli Yüksek Tayfsal Çözünürlüklü Veri (İng. Continuous Spectral Data)
CTIME	: Sürekli Yüksek Zaman Çözünürlüklü Veri (İng. Continuous Time Data)
DRM	: Dedektör Tepki Matrisleri (İng. Detector Response Matrices)
DSA	: Difüz şok ivmelenmesi (İng. Diffusive Shock Acceleration)
DSCOV	: Derin Uzay İklimi Gözlemevi (İng. Deep Space Climate Observatory)
EGRET	: Enerjik Gama Işını Deney Teleskobu (İng. Energetic Gamma Ray Experiment Telescope)

FGST	: Fermi Gama Işın Uzay Teleskobu (İng. Fermi Gamma-ray Space Telescope)
FLSF	: İlk Fermi-LAT Güneş Parlaması Kataloğu (İng. First Fermi-LAT Solar Flare Catalog)
FWHM	: Tam genişlik yarı maksimum (İng. Full Width at Half Maximum)
GBM	: Gama Işını Patlama Monitörü (İng. Gamma-ray Burst Monitor)
GLE	: Yeryüzü seviyesi artışı (İng. Ground Level Enhancement)
GOES	: Jeosenkron Operasyonel Çevresel Uydular (İng. Geostationary Operational Environmental Satellites)
GRB	: Gama ışını patlamaları (İng. Gamma-Ray Bursts)
HXR	: Sert X-ışın emisyonları (İng. Hard X-Ray Emissions)
IMF	: Gezegenler arası manyetik alan (İng. Interplanetary Magnetic Field)
LASCO	: Büyük Açılı Ve Spektrometrik Koronagraf (İng. Large Angle and Spectrometric Coronagraph)
LAT	: Geniş Alan Teleskobu (İng. Large Area Telescope)
LDGRF	: Uzun Süreli Gama Işını Güneş Parlamaları (İng. Long Duration Gamma-Ray Flares)
NASA	: Amerikan Uzay ve Havacılık Dairesi (İng. National Aeronautics and Space Administration)
OSPEX	: Nesne yönelimli Tayfsal Analiz Yazılımı (İng. Object Spectral Executive)
Pile-up	: Foton yığılması (İng. Photon Pile-up)
SAA	: Güney Atlantik Anomalisi (İng. South Atlantic Anomaly)
SEP	: Güneş kaynaklı enerjik parçacıkları (İng. Solar Energetic Particles)
SGR	: Yumuşak gama tekrarlayıcıları (İng. Soft Gamma Repeaters)
SGRE	: Sürekli gama ışını emisyonu (İng. Sustained Gamma-Ray Emission)
SOHO	: Güneş Ve Helyosferik Gözlemevi (İng. Solar and Heliospheric Observatory)
SXR	: Yumuşak X-ışın emisyonları (İng. Soft X-Ray Emissions)
THICK2	: Kalın Hedef Bremsstrahlung Tayf Modeli (İng. Thick-Target Bremsstrahlung)
TTE	: Zaman etiketli olaylar (İng. Time-Tagged Events)
VTH	: Değişken Termal Tayf Modeli (İng. Variable Thermal)

ÖZET

YÜKSEK LİSANS TEZİ

GÜNEŞ'TE GÖZLENEN UZUN SÜRELİ GAMA IŞINI PARLAMALARI ÜZERİNE BİR ARAŞTIRMA

Ceren Nur ÇALIK

İstanbul Üniversitesi

Fen Bilimleri Enstitüsü

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Danışman : Prof. Dr. Zahide Funda BOSTANCI GÜVER

Güneş parlamaları, Güneş atmosferinde gerçekleşen ani enerji salınımları ile hem termal hem de termal olmayan süreçlerin birlikte gözlemlendiği karmaşık olaylardır. Bu çalışmada, özellikle *Uzun Süreli Gama Işını Parlamaları* (Long Duration Gamma-Ray Flares, LDGRFs) olarak sınıflandırılan olaylar ile standart parlamalar karşılaştırmalı olarak incelenmiştir.

Çalışmanın temel amacı, Fermi/GBM verileri kullanılarak farklı sınıflardaki Güneş parlamalarının tayfsal özelliklerini belirlemek ve atımlı ile kademeli azalan fazlardaki model parametrelerinin zaman içindeki evrimini analiz etmektir. Bu kapsamda üç uzun süreli (FLSF20121023, FLSF20130411, FLSF20121127) ve üç standart (SF20141220, SF20140402, SF20110216) parlamaların detaylı tayfsal analizi gerçekleştirilmiştir. Her bir parlama için termal (v_{th}) ve termal olmayan ($1p_{ow}$ ve $thick2$) en yaygın foton modelleri uygulanmış, model parametrelerinin ortalama değerleri hesaplanmıştır.

Sonuç olarak, uzun süreli parlamalarda çoğunlukla birden fazla termal olmayan bileşenin aynı anda modele dahil edilmesi gerekmiş, bu da karmaşık ivmelenme süreçlerine işaret etmiştir. Buna karşılık standart parlamalarda çoğunlukla tek bir modelin yeterli olduğu görülmüştür. Parametrelerin ortalama değerleri sınıflar arasında belirgin bir farklılık göstermemekle birlikte, zaman içindeki evrimleri ve model geçiş dinamikleri, sınıflar arasındaki olası yapısal farklılıkları anlamada daha açıklayıcı bir rol oynamıştır.

Bu çalışma, LDGRF olaylarının daha iyi anlaşılmasına katkı sunmakta, aynı zamanda tayfsal analizlerin faz bazlı yaklaşım ve model evrimleriyle değerlendirilmesinin önemini ortaya koymaktadır.

Temmuz 2025, 95 sayfa.

Anahtar kelimeler: Güneş parlamaları, Uzun Süreli Gama Işın Güneş Parlamaları, Sürekli Gama Işın Emisyonu,tayfsal analiz,Fermi/GBM



SUMMARY

M.Sc. THESIS

A STUDY ON LONG DURATION GAMMA-RAY FLARES OBSERVED ON THE SUN

Ceren Nur ÇALIK

İstanbul University

Institute of Graduate Studies in Sciences

Department of Astronomy and Space Sciences

Supervisor : Prof. Dr. Zahide Funda BOSTANCI GÜVER

Solar flares are complex phenomena in the solar atmosphere, characterized by sudden energy releases in which both thermal and non-thermal processes are simultaneously observed.

This study presents a comparative analysis between events classified as Long Duration Gamma-Ray Flares (LDGRFs) and standard flares.

The primary aim of the study is to determine the spectral characteristics of solar flares of different classes using Fermi/GBM data, and to analyze the temporal evolution of model parameters during the impulsive and gradual decay phases. In this context, detailed spectral analyses were performed for three LDGRFs (FLSF20121023, FLSF20130411, FLSF20121127) and three standard flares (SF20141220, SF20140402, SF20110216). For each flare, the most commonly used photon models were applied: the thermal model (ν_{th}) and the nonthermal models (1pow and thick2), and the average values of the model parameters were calculated.

The results indicate that, in most LDGRFs, more than one non-thermal component had to be included simultaneously in the model, implying more complex acceleration processes. In contrast, a single model component was generally sufficient for standard flares. While the average parameter values did not exhibit significant differences between the flare classes, the

temporal evolution of the parameters and the model transition dynamics played a more decisive role in interpreting potential structural differences between them.

This study contributes to a better understanding of LDGRF events and highlights the importance of evaluating spectral analyses in a phase-based framework with attention to model evolution.

July 2025, 95 pages.

Keywords: Solar flares, Long Duration Gamma-Ray Flares (LDGRFs), Sustained Gamma Ray Emission (SGRE), Spectral analysis, Fermi/GBM



1. GİRİŞ

Güneş, sadece yeryüzündeki yaşam için temel enerji kaynağı olmakla kalmaz, aynı zamanda karmaşık manyetik yapısı ve plazma dinamikleri ile evrendeki en dikkat çekici astrofiziksel laboratuvarlardan biridir. Bu karmaşık yapının bir sonucu olarak ortaya çıkan Güneş parlamaları, Güneş'in atmosferinde gerçekleşen ani ve şiddetli enerji salınımları ile tanımlanır. Güneş parlamaları, genellikle Güneş lekeleriyle karakterize edilen aktif bölgeler üzerinde veya yakınında meydana gelir (Brown ve Smith, 1980) ve çoğunlukla manyetik alan dağılımının bozulması sonucu ortaya çıkan manyetik yeniden bağlanma sürecinin bir ürünüdür (Liu ve diğ., 2008).

Parlama olayları, fotosferdeki konvektif hareketlerin manyetik alan çizgilerini sürüklemesi ve zıt yönlü alanları bir araya getirerek yeniden bağlanması sonucu ortaya çıkar (Bai ve diğ., 2019). Bu olay sırasında plazma hızla ısınır ve sert (HXR) ile yumuşak (SXR) X-ışını emisyonları yayar (Ruan ve diğ., 2020). Enerji salınımı hem termal hem de termal olmayan süreçleri içerir. Güneş parlamalarının çoğu, koronal kütle atımları (CME), solar enerjik parçacıklar (SEP) ve çeşitli radyo patlamaları ile ilişkilidir ve bu olaylar uzay havasını ciddi şekilde etkileyebilir (Schwenn, 2006; Kahler ve diğ., 2023).

Parlama sürecinin klasik modeli, üç temel faza ayrılır: parlama öncesi faz, atımlı faz ve kademeli azalan faz (Petrosian, 2012; Chen ve Petrosian, 2013). Atımlı fazda sert X-ışını ve gama ışın emisyonlarının zirve yaptığı, kademeli fazda ise daha düşük enerjili ışınların baskın olduğu bilinmektedir. Bu evreler sürecinde elektronlar ve iyonlar rölativistik enerjilere kadar ivmelenebilir ve elektromanyetik tayfin geniş bir aralığında radyasyon yayılabilir (Lin ve Hudson, 1976; Emslie ve diğ., 2012).

1990'lı yıllarda, Compton Gama Işın Gözlemevi'ndeki EGRET teleskobuyla yapılan gözlemler, klasik modele ek olarak yeni bir fenomeni ortaya koymuştur: Uzun Süreli Gama Işını Güneş Parlamaları (Long Duration Gamma-Ray Flares, LDGRFs). Bu olaylar, atımlı faz sonrasında da 100 MeV üzerinde enerji yayan gama ışınları gözlemlenmesiyle tanımlanmıştır (Kanbach ve diğ., 1993; Ryan, 2000). 11 Haziran 1991'deki bir parlama, atımlı faz sonrasında yaklaşık 8 saat boyunca gama ışını yaymaya devam etmiş ve bu olgu LDGRF sınıfının tanımlanmasının önünü açmıştır (Fichtel ve diğ., 1994).

Bu parlamaların ortaya çıkış mekanizmasına dair farklı senaryolar ileri sürülmüştür: (1) Parçacıkların koronal halkalarda hapsolüp ikinci dereceden Fermi mekanizması ile ivmelenmesi (Ryan ve Lee, 1991), (2) CME şokları aracılığıyla parçacık ivmelenmesi ve bir kısmının kromosfere geri dönüp etkileşime girmesi (Rank ve diğ., 2001). Son yıllarda yapılan çalışmalar, özellikle CME-şok kaynaklı senaryoyu destekleyen gözlemsel verileri ortaya koymuştur (Pesce-Rollins ve diğ., 2022).

Bu olayların daha sistematik biçimde incelenmesi, ancak Fermi/LAT teleskobunun 2008 yılında devreye girmesiyle mümkün olabilmektedir. Ajello ve diğ. (2021), tarafından yayınlanan "First Fermi-LAT Solar Flare Catalog", 2010-2018 yılları arasında gözlemlenen 45 uzun süreli gama ışını parlamasını kapsamaktadır. Çalışmada bu olaylar, gama ışını emisyonlarının sert X-ışınlarıyla olan zamansal ilişkisine göre sınıflandırılmıştır. Bu sınıflandırmaya ilişkin detaylı açıklama EK 1'de sunulmuştur (Ajello ve diğ., 2021).

Bu tez çalışmasında, Fermi/GBM verileri kullanılarak LDGRF ve uzun süreli gama ışın emisyonu göstermeyen "standart" Güneş parlamalarının tayfsal karakteristikleri karşılaştırmalı olarak analiz edilmektedir. Parlamalar, hem öncü hem de gecikmeli fazları ile birlikte ele alınarak, zamansal olarak tayfsal parametrelerdeki değişimin yapısı incelenmektedir. Bu yönüyle çalışma, Güneş parlamalarının fiziksel doğasının daha iyi anlaşılmasına katkı sağlamayı ve gelecekteki çalışmalar için hem metodolojik hem de içerik açısından temel oluşturmayı amaçlamaktadır.

2. GENEL KISIMLAR

2.1 GÜNEŞ PARLAMALARI

Güneş parlamaları, Güneş atmosferinin en dış katmanı olan koronada, manyetik alan demetlerinin yeniden bağlantısıyla ortaya çıkan yüksek enerjili ve karmaşık olaylardır. Güneş lekeleriyle karakterize edilebilen aktif bölgelerin üzerinde veya yakınında gerçekleşirler (Brown ve Smith, 1980). Şiddetleri ve süreleri parlamanın gerçekleştiği noktadaki manyetik alanların karmaşıklığına ve yoğunluğuna bağlı olarak değişir. Güneş parlamalarının ortalama süresi, GOES 1–8 Å kanalında yaklaşık 11 dakika, GOES 0.5–4 Å kanalında ise yaklaşık 6 dakika olarak belirlenmiştir. Bu süreler, her iki kanalda da yarı-maksimumdaki tam genişlik (İng. Full Width at Half Maximum, FWHM) ölçümüne göre hesaplanmıştır (Reep ve Knizhnik, 2019). Gözlenen bu yüksek enerjili parlamaların temel tetikleyicisi, Güneş'teki birbirine zıt yönlü manyetik alan çizgilerinin ani bir şekilde yeniden bağlanmasıdır. Bu manyetik yeniden bağlanma (İng. magnetic reconnection) süreciyle açığa çıkan enerji, çevredeki plazma tarafından absorbe edilerek, plazmanın ani ve şiddetli bir şekilde ısınmasına neden olur (Liu ve diğ., 2008).

Bu parlamalar esnasında yaklaşık $10^2 - 10^3$ saniye içerisinde toplam $10^{28} - 10^{32}$ erg arasında enerji açığa çıkabilir (Fletcher ve diğ., 2011) ve bu enerjinin yaklaşık yüzde %10-%50'si elektronları ve iyonları atımlı faz aşamasında rölativistik enerjilere kadar ivmelendirir (Lin ve Hudson 1976 ; Lin ve diğ., 2003 ; Emslie ve diğ., 2012). Parlamalar sonucu yayınlanan radyasyon elektromanyetik tayfın radyo, optik, UV , X- ışınları ve gama ışın dalga boylarında gözlenebilir (Gopalswamy, 2020).

Manyetik alan çizgilerinin fotosfere uzanan uçları, ayak noktaları (İng. footpoints) olarak adlandırılır. Fotosferde gaz basıncı manyetik basınca göre daha baskın olduğundan ($\beta_p > 1$), gaz basıncı manyetik basıncı baskılar ve bu bölgede granüler konvektif hareketler belirleyici olur. Bu konvektif hareketler, manyetik alan çizgilerinin yapılarını (konfigürasyonlarını) bozar, zıt yönlü manyetik alanların bir araya gelmesine ve yeniden bağlanmasına neden olur (Bai ve diğ., 2019).

Manyetik yeniden bağlanma sonucunda serbest kalan enerji, plazmayı hızla ısıtarak sert (Hard X-Ray emissions, HXR) ve yumuşak X-ışını (Soft X-Ray Emissions, SXR)

emisyonlarının oluşmasına yol açar. Bu süreç sırasında hızlanan elektronlar, manyetik alan çizgileri boyunca koronadan kromosfere doğru ilerler. Enerjilerini daha yoğun alt atmosfer katmanlarında kaybederek ayak noktalarında HXR ışınımı oluşturur. Hızlanan elektronlar, manyetik alan çizgilerinin ayak noktalarında artan manyetik alan yoğunluğu nedeniyle aşağıya doğru yönleneemediğinde, bu elektronlar manyetik ayna etkisiyle geri yansıtılır ve parlama yayının tepe noktası (İng. looptop) bölgesinde birikmeye başlar. Bu bölgede yoğunlaşan elektronlar ortamdaki plazmayla etkileşime girerek sert X-ışını (HXR) emisyonu oluşturabilir (Ruan ve diğ., 2020).

Sonuç olarak, Güneş parlaması; fotosferdeki konvektif hareketlerle başlatılan manyetik yeniden bağlanma sürecinin, üst atmosfer katmanlarında ani enerji salınımı ve plazma ısınmasıyla sonuçlanmaktadır. Bu olay hem termal hem de termal olmayan süreçleri içeren, çok katmanlı ve çok aşamalı bir fiziksel olgudur.

Pek çok Güneş parlaması, CME, Güneş kaynaklı enerjik parçacıklar (Solar Energetic Particles, SEP) ve çeşitli radyo patlamaları ile ilişkilidir. Bu olaylar, yalnızca Güneş'in yakın çevresindeki uzay ortamını değil, aynı zamanda Dünya'ya yakın uzay bölgesini de doğrudan etkileyebilir. Özellikle Dünya yörüngesindeki uydular, astronotlar, iletişim ve navigasyon sistemleri ile elektrik şebekeleri bu etkilerden olumsuz yönde etkilenebilir. Güneş'teki bu tür etkinliklerin Dünya ve uzay teknolojileri üzerindeki fiziksel etkileri, genel olarak uzay havasını belirler (İng. space weather) (Schwenn, 2006; Kahler ve diğ., 2023).

Bu bağlamda, Güneş parlamalarının hem ilişkili oldukları olaylarla etkileşimleri hem de parlama sırasında plazmada gerçekleşen fiziksel süreçler açısından incelenmesi, Güneş atmosferinin yapısı ve dinamiklerini anlamak açısından büyük önem taşır.

2.1.1 Uzun Süreli Gama Işını Güneş Parlamaları

Parlama esnasında açığa çıkan manyetik enerjinin parçacıkları nasıl ivmelendirdiğine dair çeşitli modeller olmakla beraber en çok kabul gören stokastik ivmelendirme modeline (Petrosian, 2012; Chen ve Petrosian, 2013) göre Güneş parlamasının üç fazı vardır; 1) Plazmanın koronada birikerek filamenter yapının olduğu parlama öncesi faz (İng. pre-flare), 2) Parlamanın şiddetlendiği ve parçacıkların yüksek enerjilere ivmelendirildiği atımlı faz (İng. impulsive phase) 3) Parlama şiddetinin giderek azaldığı kademeli azalan faz (İng. gradual) (Fajardo-Mendieta ve diğ., 2016) . Modele göre atımlı fazda sert X-ışınlarının ve

gama ışınlarının arttığı, kademeli azalan fazda ise daha düşük enerjilerdeki ışınımın yayınlandığı kabul edilir.

Compton Gama Işın Gözlemevi'ndeki EGRET (İng. Energetic Gamma Ray Experiment Telescope) teleskobuyla yapılan gözlemler, Güneş parlamalarına dair önemli bir keşfi ortaya koymuştur (Fichtel ve diğ., 1994). Normalde, Güneş parlamalarının atımlı fazı sona erdikten sonra parlama enerjisinin kademeli olarak azalması beklenirken, bazı parlamalarda bu enerji azalmamış ve beklenenden çok daha uzun süre gama ışın emisyonu gözlenmiştir. Özellikle üç parlama, atımlı faz sonrasında 100 MeV'in üzerinde enerji yaymaya devam etmiş ve bu durum yaklaşık bir saatten fazla sürmüştür. Örneğin, 11 Haziran 1991'de gözlenen bir parlama, atımlı faz sonrasında yaklaşık 8 saat boyunca 50 MeV'in üzerinde gama ışın emisyonu üretmiştir (Kanbach ve diğ., 1993). Bu gözlemler sonucunda, Uzun Süreli Gama Işını Güneş Parlamaları (İng. Long Duration Gamma-Ray Flares, LDGRFs) olarak adlandırılan yeni bir parlama sınıfı tanımlanmıştır (Kanbach ve diğ., 1993).

Eğer bir Güneş parlaması, atımlı evreden sonra da 100 MeV üzeri enerjide gama ışın emisyonu üretmeye devam ediyorsa, bu tür uzun süreli emisyonlar uzun süreli gama ışını parlamaları (Long Duration Gamma-Ray Flares, LDGRFs) (Kanbach ve diğ., 1993; Ryan, 2000) olarak veya sürekli gama ışını emisyon olayları (Sustained Gamma-Ray Events, SGRs) olarak adlandırılır (Share, ve diğ., 2018 ; Mäkelä ve diğ., 2023).

Uzun gama ışın parlamaları, ilk keşfedildikleri dönemde kullanılan teknolojik enstrümanlardaki kısıtlılıklar nedeniyle yeterince detaylı incelenememiştir. Ancak, 11 Haziran 2008 tarihinde göreve başlayan Fermi teleskobuna entegre edilen LAT dedektörü sayesinde bu parlamaların gözlem sayısı artmış ve daha kapsamlı araştırmalar mümkün hale gelmiştir (Dubois, 2011). İlk kez Ajello ve diğ. (2021) çalışmasında, "First Fermi-LAT Solar Flare Catalog" kapsamında uzun süreli gama ışını Güneş parlamalarının sistematik bir şekilde incelenmesi sağlanmıştır. Araştırmacılar, Ocak 2010 ile Ocak 2018 tarihleri arasındaki 24. Güneş çevriminde gerçekleşen 45 adet parlama üzerinde çalışmışlardır. Bu parlamaların enerji aralıkları 30 MeV ile 10 GeV arasında değişmektedir. Çalışmada, uzun süreli gama ışını Güneş parlamaları zamansal özelliklerine göre sınıflandırılmış olup, bu sınıflamada gama ışınlarının süresi ve katkısı belirleyici faktör olmuştur. Parlamalar, öncü-atımlı (İng. prompt-impulsive) ve gecikmiş-kademeli emisyon gösteren (İng. delayed-gradual) parlamalar olmak üzere iki ana gruba ayrılmıştır. Bu iki sınıf, sert X-ışınları ve

gama ışınları arasındaki ilişkiye göre daha detaylı alt gruplara (İng. prompt, prompt only, delayed, delayed only, prompt short-delayed, prompt-delayed) ayrılmıştır. Sınıflandırmada iki temel kriter dikkate alınmıştır: 1) Parlamanın atımlı fazında gama ışını gözlenip gözlenmemesi 2) Atımlı faz sonrası gama ışınının varlığı ve süresi. Gama ışınları sert X-ışınlarıyla eş zamanlı başlıyorsa öncü (İng. prompt), başlamıyorsa öncü olmayan (İng. no-prompt) olarak adlandırılır. Atımlı fazdan sonra gama ışını uzun süreli olarak gözleniyorsa gecikmiş (İng. delayed), kısa süreli olarak gözleniyorsa (İng. short-delayed) olarak sınıflandırılmıştır. Çalışmada, incelenen 45 parlamanın neredeyse yarısının iki saatten uzun süren belirgin bir gecikmiş emisyonu sahip olduğu görülmüştür. Özellikle, 7 Mart 2012'de yaklaşık 20 saat süren en uzun gecikmiş gama ışını emisyonu gözlemlenmiştir. Bu bulgu, uzun süreli parlamaların beklenenden daha yaygın olabileceğini göstermektedir (Ajello ve diğ., 2021; Pesce-Rollins ve diğ., 2022). Fermi/LAT ile yapılan tayfsal analizler sonucunda, gözlemlenen parlamaların piyon bozunma modeli ile uyumlu olduğu tespit edilmiştir.

Ajello ve diğ. (2021) çalışmasının sonuçları, uzun süreli gama ışın emisyonu gösteren parlamaların M ve X parlama sınıflarında baskın olduğunu ortaya çıkarmıştır. Ayrıca çalışmanın bir diğer ilginç yanı bu parlamaların CME'ler ile ilişkili olması ve çoğunluğunun hızlı halo CME'leri (656-1535km/s) olmasıdır. Atımlı fazın devamında gecikmiş gama ışın emisyonu gösteren ve Ajello ve diğ. (2021) çalışmasında gecikmiş tip (İng. delayed-type flares) olarak sınıflandırılan parlamaların ortalama lineer CME hızı 1535 km/s'dir. Atımlı fazın devamında gecikmiş emisyon göstermeyen ancak atımlı fazda sert X-ışınları ile eş zamanlı gama ışın emisyonu gösteren ve öncü tip (İng. prompt-type flares) olarak sınıflandırılan parlamaların ortalama CME lineer hızı ise 656 km/s ile daha yavaştır. CME ile beraber sert tayflı SEP'lerin gözlenmesi şoktan kaynaklanan yüksek enerjili parçacıkların sayısının, nötr piyon bozunması ile oluşan gama ışınlarının üretimi için yeterli sayıda olduğunu göstermiştir (Share ve diğ., 2018; Gopalswamy ve diğ., 2020). Ayrıca > 100 MeV gama ışını Güneş parlamalarının süresi, ilişkili Tip II radyo patlamalarının süresiyle doğrusal bir ilişki göstermektedir (Gopalswamy ve diğ., 2021). Bu iki sonuç, CME şok senaryosunu destekleyen gözlemsel ipuçlarıdır (Pesce-Rollins ve diğ., 2022). Uzun süreli gama ışın parlamalarının keşfedilmesi Güneş parlamalarının doğasına dair şu üç soruyu ortaya çıkarmıştır 1) Bu ivmelenme sürecindeki parçacıkların, yani elektron ve iyonların hangi oranlarda etkili olduğu 2) Klasik yeniden bağlanma modeline ek olarak nasıl

bir mekanizma gerektiği 3) Güneş'in hangi katmanının gözlenen gecikmiş emisyon kaynağı olduğu (Ajello ve diğ., 2021; Pesce-Rollins ve diğ., 2022).

2.2 UZUN SÜRELİ GAMA IŞINI OLAYLARINDA PARLAMA İLİŞKİLİ PARÇACIK İVMELENDİRME MEKANİZMALARI

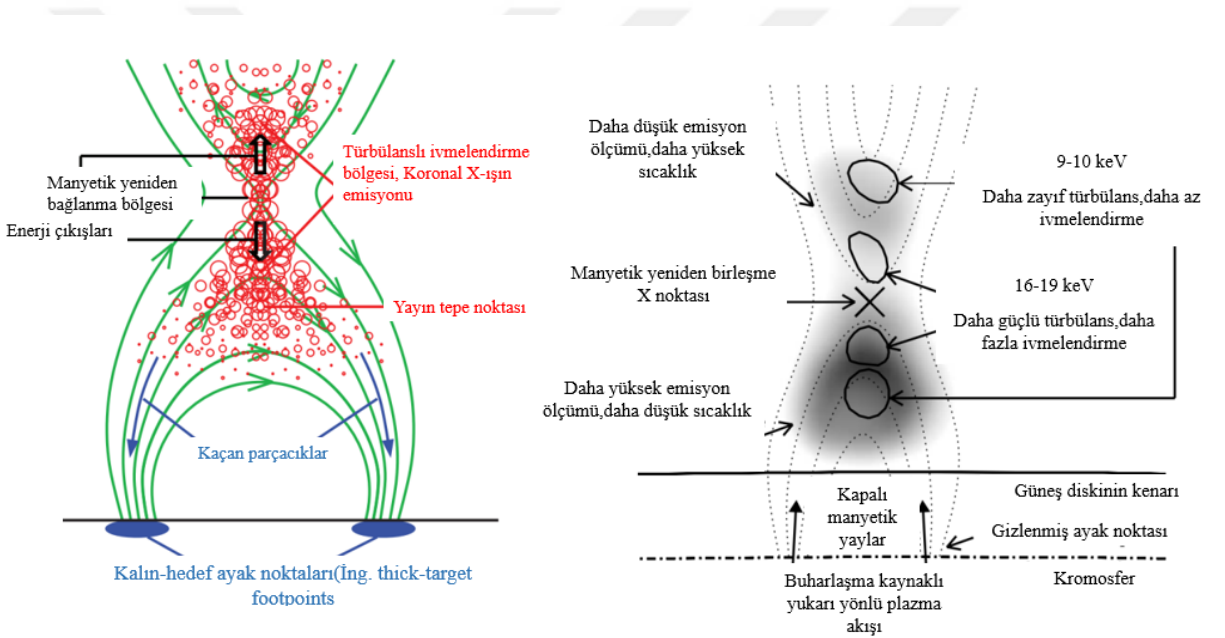
Güneş parlamaları sırasında, korona bölgesinde birikmiş olan manyetik enerji, manyetik yeniden bağlanma mekanizması yoluyla ani bir şekilde serbest bırakılır. Bu süreçte ortaya çıkan enerji, elektronları ve iyonları rölativistik (ışık hızına yakın) hızlara kadar ivmelendirebilir (Zharkova ve diğ., 2011; Pesce-Rollins ve diğ., 2022). Parlama sırasında gerçekleşen bu parçacık ivmelenmesi, Güneş fiziğinde aktif olarak araştırılan konular arasındadır (Wei ve diğ., 2024).

Güneş parlamalarında parçacık ivmelendirmesini açıklamak üzere geliştirilmiş çeşitli teorik modeller bulunmaktadır. Öne çıkan parçacık ivmelendirme modelleri arasında; doğrudan elektrik alanı ile ivmelendirmeyi açıklayan modeller (Holman, 1995), klasik manyetik yeniden bağlanma süreci temelli modeller (Petschek, 1964; Sweet, 1969; Priest ve Forbes, 2000), şoklarla ilişkili ivmelendirme modelleri (Blandford ve Ostriker, 1978; Bell, 1978; Cargill, 1991; Jokipii ve Giacalone, 1996) ve türbülanslı stokastik (rastlantısal) ivmelendirme modelleri yer almaktadır (Pryadko ve Petrosian, 1997 ; Petrosian, 2012; Petrosian, 2016).

2.2.1 Türbülanslı Stokastik İvmelendirme Modeli

Koronada manyetik basıncın gaz basıncını aşması, yani plazma betasının (β_p) 1'den küçük olması, bu bölgedeki plazmanın güçlü manyetik alanlar tarafından kontrol edildiğini gösterir. Bu koşullarda manyetik alan, plazmanın hareketini belirler; plazma yalnızca manyetik döngüler veya akı tüpleri boyunca hareket edebilir. Bu tür düşük β_p ortamlarında, plazma türbülansı önemli bir rol oynar (Reames, 2021). Özellikle 2000'lerden sonra yapılan çalışmalar, stokastik ivmelendirme sürecinde türbülansın etkisini vurgulamaktadır (Liu ve diğ., 2004; Liu ve diğ., 2008; Chen ve Petrosian, 2013; Comisso ve Sironi, 2022). Petrosian (2012), bu türbülansın korona ortamındaki sıcak ama henüz yüksek enerji kazanmamış, yani rölativistik olmayan parçacıkların, "stokastik ivmelenme" adı verilen bir süreçle hızlandırılmasında etkili olduğunu belirtir. Stokastik ivmelendirme mekanizması, Fermi Tip II ivmelenmesi olarak da bilinmektedir (Zharkova ve diğ., 2011; Petrosian, 2012).

Parlama süreci, Güneş atmosferinin korona katmanında zıt yönlü manyetik alan çizgilerinin birleşerek X noktası adı verilen bölgede yeniden bağlanmasıyla başlar. Bu manyetik yeniden bağlanma olayı sonucunda, büyük miktarda manyetik enerji açığa çıkar. Yeniden bağlanma sırasında açığa çıkan enerji, bu bölgenin hem alt hem de üst kısmında kuvvetli plazma akımları (İng. outflows) oluşturur. Bu akımlar, çevredeki manyetik yapı ile etkileşime girerek ortamda plazma türbülansı meydana getirir. Türbülanslı ortamda parçacıklar, plazma dalgalarıyla (Alfvén, whistlers, magnetohidrodinamik dalgalar) rastgele yönlerde tekrar tekrar çarpışır. Bu çarpışmalar sırasında küçük ama sürekli enerji kazanımları gerçekleşir (Petrosian, 2012; Petrosian, 2016).



Şekil 2.1: Stokastik ivmelenme modeline ait şematik gösterim. *Solda:* Güneş parlamaları için önerilen stokastik ivmelenme modelinin bir çizimi (Hamilton ve Petrosian, 1992; Park ve Petrosian, 1995; Petrosian ve Liu, 2004). Yeşil eğriler, olası bir konfigürasyondaki manyetik alan çizgilerini temsil etmektedir. Kırmızı daireler ise manyetik yeniden bağlantı (reconnection) sırasında oluşan türbülans ya da plazma dalgalarını göstermektedir. *Sağda:* Fiziksel senaryonun şematik çizimi, eşzamanlı 9–10 keV (ince) ve 16–19 keV (kalın) konturların RHESSI verileriyle üst üste bindirilmiş biçimiyle sunulmuştur (Liu ve diğ., 2008)

Stokastik ivmelenme, parçacıklara her etkileşimde kademeli olarak enerji kazandırır. Bu sayede elektronlar, çok sayıda çarpışma sonunda rölativistik enerji seviyelerine ulaşabilir. Bu mekanizma, özellikle parlamanın atımlı evresinde gözlenen sert X-ışını (HXR) emisyonlarının oluşumunda etkili bir rol oynar.

Bu modele ait temel fiziksel senaryo ve manyetik yapıların konfigürasyonu Şekil 2.1’de şematik olarak gösterilmiştir. İvmelenen elektronların bir kısmı, manyetik alan çizgileri boyunca aşağıya doğru hareket ederek kromosfere ulaşır ve burada plazmayla etkileşerek sert X-ışını (HXR) emisyonu üretir. Diğer bir kısmı ise, yine aynı manyetik alan çizgileri üzerinde yukarı ya da aşağı yönde hareket ederken, manyetik alanın ayak noktalarına yaklaştıkça artan manyetik alan şiddeti nedeniyle ilerleyemez. Çünkü bu alan çizgileri, koronal yay (İng. coronal loop) şeklinde kapalı bir yapı oluşturur. Bu manyetik yapı, parçacıklar üzerinde bir manyetik “ayna etkisi” (İng. magnetic mirror effect) yaratır. Enerjisine ve hareket yönüne bağlı olarak bazı parçacıklar bu alan tarafından yansıtılır, ileriye gidemeyip geri döner. Böylece koronal yayın tepe noktasında (İng. looptop) sıkışır ve bu parçacıklar koronal yayın tepe noktasında ileri geri sekerek geçici olarak manyetik tuzaklamaya (İng. magnetic trapping) maruz kalır. Bu bölgede daha uzun süre kalan parçacıklar, çevredeki plazmayla etkileşerek sert X-ışını (HXR) veya mikrodalga radyasyonu üretir (Petrosian, 2016).

Uzun süreli gama ışın parlamalarını açıklarken stokastik ivmelendirme modeli tek başına yeterli gelmemektedir. Parlamamanın atımlı evresi sırasında hızlı ve yoğun elektron ivmelenmesini açıklamakta başarılıdır (Pesce-Rollins ve diğ., 2022). Ancak, LDGRF olayları parlama bitiminden saatler sonra da gama ışını (> 100 MeV) üretmeye devam edebilir (Share ve diğ., 2018; Gopalswamy ve diğ., 2021). Stokastik ivmelendirme ise lokal türbülansın devam ettiği kısa zamanlı bir süreci kapsar (Petrosian, 2012; Petrosian, 2016).

LDGRF olayları fiziksel olarak parlamamanın gerçekleştiği bölgeden daha uzak bir bölgede gözlenebilir. Fermi/LAT uydusu Güneş’in görünür diskinin arkasındaki parlamalardan bile uzun süreli gama ışın emisyonu gözlemlemiştir (Behind the limb flares, BTL) (Cliver ve diğ., 1993; Pesce-Rollins ve diğ., 2015; Ackermann ve diğ., 2017; Ajello ve diğ., 2021). Bu durum stokastik ivmelendirme gibi daha lokal bir mekanizmadan ziyade, daha geniş yayılma alanına sahip bir ivmelendirme kaynağı gerektiğini göstermektedir.

Ayrıca LDGRF olaylarında gözlenen gama ışınları genellikle > 300 MeV protonların piyon üretimiyle gerçekleşir (Vilmer ve diğ., 2011). Stokastik ivmelendirmede, parlamamanın atımlı evresinden sonra elektron popülasyonu azalır çünkü parlama esnasında elektronların bir kısmı ayak noktalarında X-ışını üretir bir kısmı ise manyetik alan çizgileri boyunca yukarıya doğru kaçarak Güneş rüzgarına karışır. Atımlı faz evresi bittikten sonra elektronların çoğu

ışınım yaparak enerji kaybeder veya alan çizgileri boyunca Güneş atmosferini terk eder. Böylece ortamda aktif, yüksek enerjili elektron sayısı azalır ve bu da >100 MeV mertebesinde gama ışın emisyonu üretmek için yetersizdir (Pesce-Rollins ve diğ., 2022).

2.2.2 CME Kaynaklı Şok İvmelendirmesi

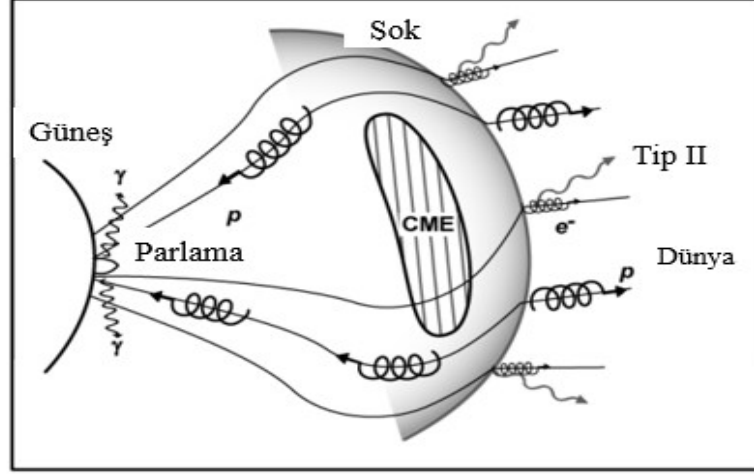
Bu ivmelenme mekanizmasında, ilk etapta elektronlar stokastik (rastlantısal) süreçlerle hızlandırılır. Bu süreç sonucunda sert X-ışınları ve <1 MeV gama ışını emisyonu gözlenir. (Bykov ve Fleishman, 2009 ; Zharkova ve diğ., 2011). Bu sırada meydana gelen manyetik yeniden bağlanma sonucunda büyük miktarda plazma fırlatılır ve bu plazma, CME olarak hızla Güneş atmosferinden gezegenler arası ortama doğru ilerlemeye başlar.

CME'nin ilerlemesi sırasında, tıpkı bir geminin suyu yarması gibi, önünde bir şok dalgası oluşturur. Bu şok dalgası, birkaç Güneş yarıçapı (örneğin $3-10 R_{\odot}$) uzaklığa kadar yayılabilir. Eğer CME'nin hızı, ortamın manyetik alan ve yoğunluğuna bağlı olarak tanımlanan Alfvén hızını (v_a) aşarsa, CME'nin ön yüzünde Alfvénik şoklar meydana gelir. Bu şoklar, ortam plazmasını sıkıştırarak çarpışmasız (İng. collisionless) şok yapılar oluşturur ve bu şoklar aracılığıyla protonlar >300 MeV enerjiye kadar ivmelenebilir (Share ve diğ., 2018; Kouloumvakos ve diğ., 2020; Reames, 2021).

İvmelenen protonlar, şok önünde dağıldıktan sonra farklı yönlerde hareket ederler. Bir kısmı gezegenler arası ortama (örneğin, Dünya'ya ulaşan SEP'ler) ilerlerken, bir kısmı manyetik alan çizgileri boyunca spiral hareketlerle Güneş'in atmosferine geri döner. Bu protonlar, literatürde Güneş atmosferine geri yönelen protonlar (İng. back-precipitating protons) veya Güneş'e doğru yeniden ilerleyen parçacıklar (İng. sunward returning particles) olarak tanımlanır (Simnett, 1985; Hutchinson ve diğ., 2022). Geri dönüş, ancak manyetik bağlantının Güneş'in kromosferine kadar uzandığı çizgiler üzerinden mümkündür. Bu nedenle protonların gama ışını üretmesi için yalnızca şokla ivmelenmeleri değil, aynı zamanda uygun bir geri dönüş yolu (İng. magnetic connection) da gereklidir (Kouloumvakos et al., 2020). Bu sürecin şematik temsili Şekil 2.2'de sunulmuştur.

Bu protonlar, parlama bölgesinin doğrudan parçası değildir; daha ziyade CME'nin geçtiği yol üzerindeki çevre plazmada bulunan protonlardır. Bu parçacıklar şok dalgası tarafından ivmelendirilir ve bazıları uygun manyetik bağlantılar üzerinden Güneş'e geri döner. CME

şokunun görülemeyen (örneğin, görünür diskin arkası) bir aktif bölgede oluşması durumunda bile, şokun bir kısmı manyetik alan çizgileri aracılığıyla Güneş'in Dünya'dan görülebilen yüzeyine bağlanıyorsa, bu alanlarda gama ışını emisyonu üretilebilir (Örneğin, BTL parlamaları).



Şekil 2.2: CME kaynaklı şoktan Güneş'e doğru ve Güneş'ten uzağa doğru yayılan protonların (p) ve elektronların (e^-) hareketini gösteren şematik model. Düşük enerjili elektronlar (~ 10 keV), şok bölgesine yakın yerlerde tip II radyo patlamaları üretir. Yüksek enerjili protonlar ve elektronlar ise, bu parçacıkların ilerlediği manyetik alan çizgisine bağlı bir gözlemci tarafından SEP olayı olarak tespit edilebilir (Gopalswamy ve diğ., 2019).

Gözlemsel çalışmalar uzun yıllar boyunca CME kaynaklı şok ivmelenme mekanizmasını desteklemiştir. Share ve diğ. (2018) ile Ajello ve diğ. (2021) tarafından analiz edilen LDGR olaylarının büyük çoğunluğunda, hızlı ve geniş CME'ler, koronal şoklar, SEP olayları ve gecikmiş uzun süreli gama ışınlarının birlikte gözlenmiş olması, bu mekanizmanın geçerli bir açıklama sunduğunu göstermektedir. Özellikle, gama ışını emisyonlarının CME şoku başladıktan saatler sonra bile devam etmesi (Share ve diğ., 2018), parçacık ivmelenmesinin parlama anı ile sınırlı kalmadığını ve CME sonrası süreçlerde de etkin olduğunu ortaya koymuştur. Kouloumvakos ve diğ. (2020) tarafından gerçekleştirilen üç boyutlu şok modellemeleri, şokların uzamsal yapısı ile gama ışını emisyon zamanlaması arasında yüksek uyum olduğunu göstermiştir. Güneş'in arka tarafında meydana gelen (BTL) parlamalarda bile gama ışını gözlenebilmesi, SEP olayları ile gama ışını süreleri arasındaki güçlü korelasyon ve gama ışın tayflarında kromosfer kaynaklı çizgilerin varlığı da (Gopalswamy

ve diğ., 2019; Pesce-Rollins ve diğ., 2022; Share ve diğ., 2018; Makelä ve diğ., 2023) CME şoklarının ivmelendirdiği protonların, uygun manyetik bağlantılar üzerinden Güneş atmosferine geri dönerek gama ışını üretimine neden olabileceğini desteklemektedir. Bu bağlamda, CME kaynaklı şok ivmelenmesi modeli, özellikle parlama sonrası dönemde gözlenen >100 MeV gama ışınlarını açıklamak açısından uzun süreli bir temel çerçeve oluşturmuştur.

Ancak son yıllarda yapılan bazı detaylı gözlemler, bu modelin her olay için yeterli açıklama sunamayabileceğini ortaya koymuştur (Bruno ve diğ., 2023; Pesce-Rollins ve diğ., 2024). Özellikle, gama ışını emisyonunun gözlemlendiği bazı olaylarda CME hızlarının şok oluşturacak kadar yüksek olmadığı, şok bölgesi ile Güneş atmosferi arasında parçacıkların geri dönebileceği manyetik alan bağlantısının sağlanamadığı ya da gözlenen emisyon süresinin şokun ulaşabileceği zamansal sınırları aştığı durumlar rapor edilmiştir. Ayrıca, bazı olaylarda gama ışını üretiminin parlama anına çok daha yakın ya da ondan bağımsız olarak geliştiği gözlemlenmiş; bu da parçacıkların parlama sonrasında değil de doğrudan parlama bölgesinde ivmelenmiş olabileceğini düşündürmüştür (Pesce-Rollins ve diğ., 2024). Tüm bu gözlemler, CME kaynaklı şokların LDGRF üretiminde çok önemli bir rol oynasa da, her durumda tek başına yeterli bir açıklama sunamayabileceğini göstermektedir. Bu nedenle, literatürde parlama sırasında oluşan manyetik yapıların parçacıkları Güneş'e geri yönlendirdiği alternatif mekanizmalar da araştırılmaya başlanmıştır.

2.2.3 Büyük Ölçekli Koronal Yalarda Parçacıkların Hapsedilmesi İle İvmelendirme

Son yıllarda uzun süreli gama ışın parlamalarının (LDGRF) yalnızca CME-şok kaynaklı süreçlerle açıklanmasında bazı yetersizliklerin ortaya çıkması, alternatif senaryoların geliştirilmesini zorunlu kılmıştır. Örneğin, CME-şok sonrası Güneş atmosferine dönen yüksek enerjili parçacık sayısının her LDGRF olayında gama ışını üretimi için yeterli olmaması, gama ışın emisyonunun zamanlamasının CME ile örtüşmemesi, bazı LDGRF olaylarında hiç CME gözlenmemesi ya da gözlenen CME'lerin oldukça düşük hızlarda gerçekleşmesine rağmen yine de LDGRF oluşması bu durumu açıkça ortaya koymaktadır (Klein ve diğ., 2018; Hudson, 2018; De Nolfo ve diğ., 2019; Ajello ve diğ., 2021; Pesce-Rollins ve diğ., 2022; Bruno ve diğ., 2023).

CME şoklarının, rölativistik protonları çok geniş heliosantrik mesafelerden Güneş atmosferine geri döndürecek kadar etkili bir manyetik bağlantı kurması gerektiği fikri, Hudson (2017) ve Klein ve diğ. (2018) tarafından eleştirilmiştir. Bu çalışmalar, manyetik aynalama etkisinin (magnetic mirroring), protonların Güneş'e geri dönüşünü büyük ölçüde engelleyebileceğini ileri sürmüştür. Ek olarak de Nolfo ve diğ. (2019), LDGRF olayları sırasında güneş enerjili parçacık iyon popülasyonlarını analiz etmiş ve birçok olayda CME-şok modeliyle uyumlu olabilmesi için CME esnasında ivmelendirilen parçacıkların çok yüksek geriye çökme oranlarına ihtiyaç duyulduğunu göstermiştir. Ancak, Hutchinson ve arkadaşları (2022), bu kadar büyük parçacık çökme oranlarının pratikte elde edilmesinin zor olduğunu ve CME-şok modelinin bu nedenle açıklamada sınırlı kaldığını belirtmişlerdir.

LDGRF olaylarında, Güneş'e dönen protonların ürettiği gama ışını emisyonlarını açıklamak için iki farklı manyetik tuzaklama temelli model önerilmiştir. İlk senaryo, protonların parlama sırasında ivmelendirildikten hemen sonra, gerilmiş ancak kapalı manyetik alan çizgileri boyunca Güneş'e geri yönelerek çöktüğü ve gama ışını ürettiği "Lasso" modelidir (Hudson, 2018). Bu modelde, manyetik alan çizgileri bir halat (İng. lasso) gibi davranarak SEP'leri heliosfere kaçmadan tutar ve böylece gama ışını emisyonu Güneş'e yakın bölgelerde gerçekleşebilir. İkinci senaryoya göre, yüksek enerjili protonlar yine parlama sırasında ivmelendirilir, ancak bu kez geniş ölçekli ($\geq 1 R_{\odot}$) koronal yay yapıları içinde uzun süre manyetik olarak hapsolür ve bu süreçte sürekli olarak yeniden ivmelendirilir. Bu yaklaşım, koronal "kalın-hedef" (İng. coronal thick-target) modeli olarak bilinir (Ryan ve Lee, 1991; Mandzhavidze ve Ramaty, 1992; Chupp ve Ryan, 2009; Grechnev ve diğ., 2018; de Nolfo ve diğ., 2019; de Nolfo ve diğ., 2021).

İkinci senaryoya göre, yüksek enerjili protonlar parlama sırasında ivmelendirilir, daha sonra büyük ölçekli ($\geq 1 R_{\odot}$) koronal yaylarda hapsedilerek tekrar ivmelendirilir. Stokastik ivmelendirme sürecinden farklı olarak, burada zaten ivmelendirilmiş parçacığın büyük ölçekli koronal looplara taşınması ve burada hapsolarak tekrar ivmelenmesi söz konusudur. Bu noktadan sonra amaç sıfırdan enerji kazanmak değil, ikinci kere ivmelendirilmiş bu parçacıkların Güneş'e geri dönerek gama ışını üretmesidir. Koronal yay yapısı yeterince büyük ve stabilse, parçacıklar burada defalarca yansiyarak saatlerce kalabilir. Loop'un boyutu, eğimi ve plazma yoğunluğu gibi faktörler hapsolme süresini belirlemede kritik rol oynar (de Nolfo ve diğ., 2019; Ryan ve diğ., 2019; de Nolfo ve diğ., 2021).

Ancak bu modelin işlenmesi için bazı fiziksel koşulların sağlanması gerekir: Yay yapılarının yeterince büyük ve stabil olması, uçlarının kromosfere kadar uzanması ve geri çöken protonların bu bölgelere erişebilmesi gibi. Ancak bu koşullar her LDGRF olayında sağlanamayabilir (Bruno ve diğ., 2023). Güncel literatürde, CME-şok ivmelenmesi, parlama kaynaklı stokastik ivmelenme ve parçacık tuzaklama-çökme mekanizmalarının birlikte çalıştığı hibrit modellerin daha kapsamlı bir açıklama sunduğu ve daha fazla teorik çalışmanın gerekli olduğu düşünülmektedir (Hudson, 2018; de Nolfo ve diğ., 2019; Bruno ve diğ., 2023).

2.3 GÜNEŞ PARLAMALARINDA YÜKSEK ENERJİLİ FOTON ÜRETİM SÜREÇLERİ

Güneş parlamalarından elde edilen gama ışın emisyonuna katkıda bulunan en az altı farklı fiziksel süreç vardır. Bunlar 1) elektron bremsstrahlung süreklilik emisyonu, 2) nükleer de-eksitasyon çizgi emisyonu, 3) nötron yakalama çizgi emisyonu, 4) 0,511 MeV'de pozitron-elektron yok oluş çizgi emisyonu, 5) > 50 MeV'de piyon bozunma radyasyonu ve 6) nötron üretimi (Ramaty ve Mandzhavidze, 1998 ; Lin ve diğ., 2003; Schwenn, 2006).

Bu fiziksel süreçler parçacık bakımından iki kategoriye ayrılabilir; elektronlar ve iyonlar. Elektronlar bremsstrahlung süreçleri ile sert x-ışınları ve gama ışın üretimine katkıda bulunurken, iyonlar; uyarılmış çekirdekler, nötronlar, radyoaktif çekirdekler ve piyonların bozunması ile katkıda bulunur.

2.3.1 Bremsstrahlung Mekanizması (Frenleme Radyasyonu)

Güneş parlamaları sırasında gözlenen sert X-ışını ve düşük enerjili gama ışın emisyonları, büyük oranda bremsstrahlung (frenleme radyasyonu) mekanizmasına dayanmaktadır. Bu süreç, yüksek enerjili elektronların Güneş atmosferindeki iyonlar ve çekirdeklerle etkileşime girerek enerji kaybetmeleri sonucu elektromanyetik fotonlar üretmeleriyle gerçekleşir. Özellikle sert X-ışını (10 keV – 1 GeV) ve <1 MeV gama ışını emisyonlarının kökeni bu mekanizma ile açıklanır (Brown ve Smith, 1980; Ramaty ve Mandzhavidze, 1998).

Güneş parlamaları sırasında manyetik yeniden bağlanma bölgelerinde oluşan elektrik alanlar ya da türbülans kaynaklı stokastik mekanizmalar, elektronları çok yüksek enerjilere kadar ivmelendirebilir (Petrosian, 2016). Bu yüksek enerjili elektronlar, daha yoğun

atmosferik katmanlara—özellikle kromosfere ve onun altındaki bölgelere—doğru hareket ederler. Plazma yoğunluğunun arttığı bu katmanlar, literatürde “kalın hedef” (İng.thick target sources) olarak tanımlanır. Elektronlar bu bölgelere ulaştıklarında, burada bulunan iyonlarla sık sık ve genellikle esnek olmayan Coulomb çarpışmalarına girerler. Bu etkileşimler sırasında elektronlar ani yön değişikliklerine uğrar; bu ivmelenme ya da frenlenme sonucunda ise enerjilerinin bir kısmını elektromanyetik radyasyon olarak kaybederler. İşte bu şekilde ortaya çıkan fotonlara bremsstrahlung (frenleme) radyasyonu denir. Üretilen fotonun enerjisi, elektronun kaybettiği kinetik enerjiye bağlıdır. Düşük enerjili elektronlar genellikle sert X-ışınları (10 keV – birkaç yüz keV) üretirken, daha yüksek enerjili elektronlar <1 MeV aralığında gama ışını oluşturabilir (Ramaty ve Mandzhavidze, 1998). Elektronların çarpışmalar yoluyla ortama aktardığı bu enerji aynı zamanda plazmanın önemli ölçüde ısınmasına neden olur. Bu ısı enerjisi, yoğun kromosferik plazmanın buharlaşarak yeniden parlama bölgesine, koronal yaylara yükselmesine yol açar. Bu süreç, yalnızca termal yumuşak X-ışını ve optik foton üretimi ile sonuçlanmaz; aynı zamanda parlama ortamındaki sıcaklık ve yoğunluk yapısını değiştirerek, yeniden bağlanma sürecinin evrimini ve parçacık ivmelendirme koşullarını da dolaylı olarak etkileyebilir. Öte yandan, eğer elektronlar daha seyrek ortamlarda, yani koronal düzeyde etkileşime girerse, bu durumda “ince hedef” (İng. thin target sources) bremsstrahlung modeli geçerli olur. Bu modelde karşılaşılan madde miktarı (N), bir elektronun enerjisini önemli ölçüde kaybetmesine neden olacak kritik değerden (N_c) çok daha küçüktür ($N \ll N_c$). Dolayısıyla elektronlar ortamla çok az çarpışmaya uğrar; bu da yayılan foton sayısının görece az olmasına rağmen, elektronların enerjilerini büyük ölçüde koruyarak korona gibi daha geniş ve dağınık bir hacimde hareket etmelerine olanak tanır. Bu nedenle kaynak daha yaygın görünür ve yayılan fotonlar yüksek enerjili olabilir (Caspi, 2010). Bununla birlikte, sert X-ışını emisyonunun büyük çoğunluğunun “kalın hedef” ($N \gg N_c$) kaynaklı olduğu ve bu emisyonların parlamanın ayak noktalarında yoğunlaştığı çeşitli gözlemsel çalışmalarla da doğrulanmıştır (Dennis, 1988; Liu ve diğ., 2004; Liu ve diğ., 2008).

2.3.2 Nükleer Deeksitasyon

Güneş parlamaları sırasında ivmelenen iyonların, manyetik alan çizgilerini takip ederek Güneş atmosferinin kromosfer gibi yoğun tabakalarına ulaşması ve burada bulunan atom

çekirdekleriyle çarpışması sonucunda, hedef çekirdekler (İng. target nucleus veya ambient nucleus) daha yüksek enerji seviyelerine uyarılır. Uyarılan çekirdekler, kararlı hâllerine geri dönerken bu fazla enerjilerini gama fotonları şeklinde yayarlar. İşte bu sürece nükleer deeksitasyon adı verilir. Nükleer deeksitasyonla yayılan gama ışınları, genellikle birkaç MeV enerjiye sahip olup, bu ışınım tayfında kendine özgü çizgiler şeklinde gözlemlenir (Ramaty ve Mandzhavidze, 1998; Kozlovsky ve diğ., 2002).

Bu gama ışını çizgileri, parçacık etkileşiminin türüne göre dar ya da geniş olabilir. Dar çizgiler, genellikle ivmelenmiş protonların ve alfa parçacıklarının ortam çekirdekleriyle (örneğin, ^{12}C , ^{16}O) etkileşmesi sonucunda oluşur. Bu etkileşimlerde hedef çekirdekler kısa süreliğine uyarılır ve düşük hızla hareket ettikleri için Doppler kayması sınırlıdır ve yayılan gama çizgileri dar enerji aralığında yoğunlaşır. Buna karşılık, geniş çizgiler, ivmelenmiş ağır iyonların (örneğin, C, O, Fe gibi) ortamda bulunan hafif hedef çekirdeklerle (H, He) ters reaksiyona girmesiyle oluşur. Bu durumda ağır çekirdekler yüksek hızla ilerlediği için yayılan gama fotonları daha belirgin Doppler genişlemesine uğrar ve çizgiler tayf boyunca daha geniş bir enerji aralığına dağılır (Murphy ve diğ., 1987; Ramaty ve Mandzhavidze, 1998; Murphy ve diğ., 2016).

Nükleer deeksitasyon sürecinden elde edilen bu çizgiler, gama ışını tayfında hem parçacıkların türünü hem de etkileşim ortamının kimyasal bileşimini çözümleyebilmek açısından önemli ipuçları sunar. Özellikle parlama sırasında gerçekleşen bu reaksiyonlar, gama ışını tayfının en belirgin ve karakteristik bileşenlerini oluşturur.

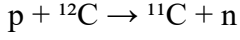
2.3.3 Nötron Üretimi ve Nötron Yakalama Çizgisi

Güneş parlamaları sırasında, yüksek enerjili iyonların nükleer çarpışmaları yalnızca gama çizgileri üretmekle kalmaz, aynı zamanda serbest nötronların ortaya çıkmasına da neden olur. Parlama esnasında yüksek enerjili protonlar ve alfa parçacıkları, Güneş atmosferindeki atom çekirdekleriyle çarpışır. Bu çarpışmalardan bazıları doğrudan serbest nötronların oluşmasıyla sonuçlanır. (Murphy ve diğ., 2005; Miroshnichenko ve diğ., 2010)

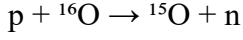
Örnek reaksiyonlar:

1. Proton-indüklenmiş reaksiyonlar:

Örneğin:

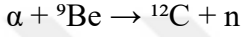


Yani bir proton, ${}^{12}\text{C}$ çekirdeğine çarpar, bir nötron koparır ve ortaya ${}^{11}\text{C} +$ nötron çıkar.



Bir proton, ${}^{16}\text{O}$ çekirdeğine çarpar, bir nötron koparır ve ortaya ${}^{15}\text{O} +$ nötron çıkar.

2. Alfa-indüklenmiş reaksiyonlar:



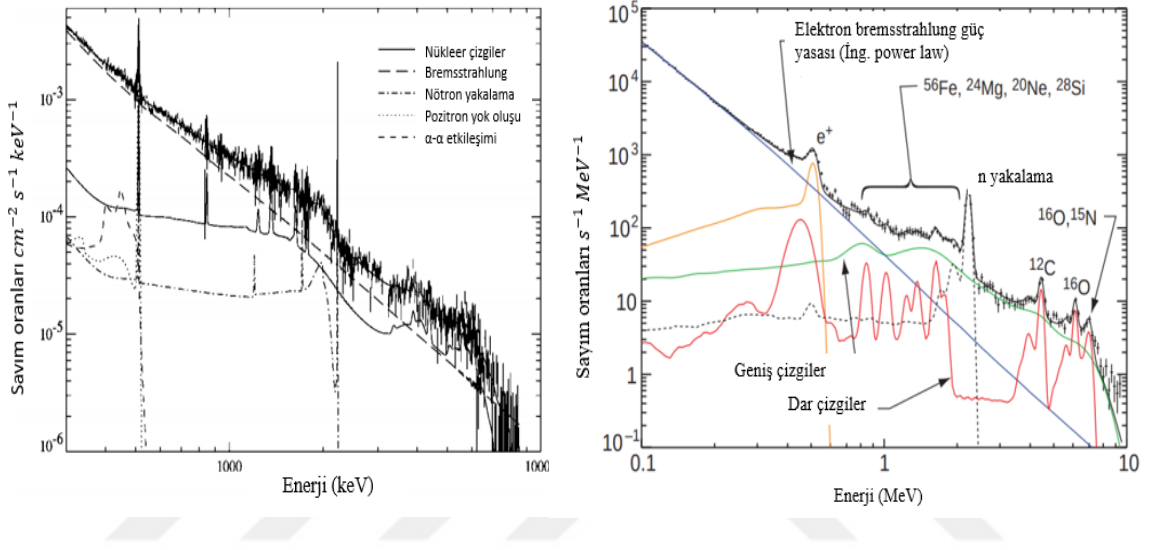
Bu tür reaksiyonlarda alfa parçacıkları ortamdaki çekirdeklere çarpıp nötron salabilir.

Nötron üretimi süreci, hem nükleer çizgi emisyonlarını hem de nötron yakalama sonucunda ortaya çıkan özgün gama ışın çizgi oluşumunu tetiklediği için, Güneş parlamalarının radyasyon imzasını anlamada kritik bir mekanizmadır.

Bu nötronların bir kısmı gezegenler arası uzaya dağılırken, Güneş'in alt atmosferindeki yoğun bölgelere (kromosfer, fotosfer) doğru yönelen kısmı burada, çevredeki protonlarla birleşerek döteryum oluşturur (Ramaty ve Mandzhavidze, 1998). Bu süreç sırasında açığa çıkan bağlanma enerjisi, 2.223 MeV enerjili karakteristik bir gama ışını olarak tayfa yansır. Bu çizgi, literatürde nötron yakalama çizgisi olarak adlandırılır ve oldukça dar profilli olmasıyla ayırt edilir (Ramaty ve Mandzhavidze, 1998; Miroshnichenko ve diğ., 2003).

Nötron yakalama çizgisinin gözlenebilmesi için etkileşimin yüksek yoğunluklu bir plazma ortamında, yani genellikle kromosferde veya fotosferde gerçekleşmesi gerekir. Bu nedenle, bu çizginin tayfta bulunması, gama ışını üretiminin konumu hakkında da bilgi verir. Örneğin, 29 Eylül 1989'da Güneş'in arka tarafında (BTL) meydana gelen bir parlama sırasında, yoğun çizgi emisyonlarının yanı sıra 2.223 MeV'lik nötron yakalama çizgisi de tespit edilmiştir. Bu durum, ivmelenmiş parçacıkların, görünmeyen aktif bölgeden Dünya'dan görülebilen diskin kromosferine kadar manyetik olarak taşınabildiğini göstermektedir (Cliver ve diğ., 1993). Öte yandan, 1 Haziran 1991'de yine arka tarafta gerçekleşen bir diğer parlamada çizgi emisyonları gözlenmiş fakat nötron yakalama çizgisi tespit edilmemiştir. Bu durum, gama ışını üretiminin bu olayda koronal kaynaklı

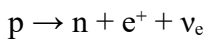
olabileceğini düşündürmektedir (Barat ve diğ., 1994; Ramaty ve diğ., 1997). Nötron yakalama çizgisi, klasik nükleer deeksitasyon çizgilerinden farklı bir süreçten kaynaklansa da, gama ışını tayfına katkı sağlayan ve parlama ortamının fiziksel özellikleri hakkında bilgi veren oldukça önemli bir bileşendir. Nötron yakalama çizgisi dahil olmak üzere gama ışını tayfında gözlenen farklı bileşenler, Şekil 2.3'te verilen iki örnek tayfta (RHESSI ve CGRO-OSSE verileri) net biçimde ayırt edilebilmektedir.



Şekil 2.3: Solda: RHESSI gama ışını sayım oranı tayfı, 0.3 ile 10 MeV aralığında ve 0027:20 – 0043:20 UT zaman aralığı boyunca entegre edilmiştir. Çizgiler, tayfı fit etmek için kullanılan modelin farklı bileşenlerini göstermektedir (Lin ve diğ., 2003). Sağda: 4 Haziran 1991 tarihli gama ışını parlamasının CGRO-OSSE tarafından gözlemlenen tayfsal enerji dağılımı. Hızlandırılmış iyonların Güneş'in çevresindeki maddeyle etkileşimi sonucu oluşan de-eksitasyon çizgileri şekilde belirtilmiştir. Nötron yakalama çizgisi de oldukça belirgindir (Murphy ve diğ., 1994).

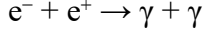
2.3.4 Pozitron Bozunumu ve 0.511 MeV Gama Işını Üretimi

Güneş parlamaları sırasında, yüksek enerjili protonlar ve alfa parçacıkları Güneş atmosferindeki çekirdeklerle nükleer reaksiyonlara girerek kısa ömürlü radyoaktif izotoplar oluşturabilir. Bu reaksiyonlar sonucunda ortaya çıkan çekirdekler arasında ^{11}C , ^{13}N ve ^{15}O gibi pozitif beta bozunumu yapan radyoaktif izotoplar yer alır. Pozitif beta bozunumu, bir radyoaktif çekirdeğin kararsız bir durumda fazla olan protonu nötrona dönüştürerek bir pozitron (e^+) ve bir nötrino (ν_e) yaymasıdır.



Çekirdekte proton sayısı nötronlardan fazlaysa, çekirdek bu dengesizliği düzeltmek ister. Protonun bu şekilde nötrona dönüşmesi çekirdeği daha kararlı hale getirir.

Salınan pozitronlar, Güneş atmosferindeki düşük enerjili elektronlarla karşılaştığında, birbirlerini yok ederek şu reaksiyonu gerçekleştirir:



Bu yok oluş sürecinde, her biri 0.511 MeV enerjili iki gama fotonu oluşur. Bu fotonlar, gama ışını tayfında karakteristik bir çizgi olarak gözlemlenir ve bu çizgi, elektron-pozitron yok oluş çizgisi (İng. positron annihilation line) olarak adlandırılır (Murphy ve diğ., 2005; Gopalswamy, 2020).

Bu süreç yalnızca parlama kaynaklı kısa süreli gama ışını üretiminde değil, aynı zamanda uzun süreli gama ışını olaylarında (SGRE/LDGRF) da önemli bir role sahiptir. Yapılan çalışmalarda, 0.511 MeV çizgisinin parlama anında değil, parlamadan dakikalar hatta saatler sonra gözlemlendiği olaylara rastlanmıştır. Bu durum, pozitron üretiminin yalnızca parlama bölgesinde değil, CME kaynaklı şoklarla hızlandırılan protonların etkileşimleriyle de oluşabileceğini göstermektedir (Gopalswamy, 2020).

Ayrıca pozitronların yoğunluğu ve hareketliliği, bulunduğu bölgedeki plazma sıcaklığı ve yoğunluğuyla da ilişkilidir. Bu nedenle, 0.511 MeV çizgisinin tayf içindeki varlığı, parçacıkların hem türünü hem de etkileşim ortamının koşullarını anlamada önemli bir araç olarak değerlendirilmektedir. Nükleer deeksitasyon çizgileriyle birlikte gözlemlendiğinde, bu çizgi iyonların parlama anında ivmelenerek etkileşime girdiğini gösterebilirken; piyon bozunumu ve LDGR evresindeki gözlemleri ise şok kaynaklı süreçleri desteklemektedir (Gopalswamy, 2020).

2.3.5 Piyon Bozunması ile Gama Işın Üretimi

Enerjisi 100 MeV'den küçük olan elektronlar ve ~ 1 GeV'den küçük protonlar, büyük ölçüde parlama plazmasının ısınmasına ve buharlaşmasına katkı yapar. Bu ısınma, termal yumuşak X-ışını emisyonlarının güçlenmesine neden olur (Petrosian, 2016). Öte yandan, enerjisi 300 MeV'yi aşan protonlar ve iyonlar, piyon üretimi sürecinde etkin rol oynar ve

parlamalardan yayılan, enerjisi 60 MeV'den büyük olan gama ışını emisyonlarına önemli katkı sağlar(Ajello ve diğ., 2021).

Piyonlar temelde iki gruba ayrılır: nötral piyonlar (π^0) ve yüklü piyonlar (π^\pm). Yüksek enerjili protonlar ve α -parçacıkları, Murphy ve diğ., (2005) listelendiği üzere; proton-proton, proton-alfa ve alfa-alfa etkileşimleri yoluyla kromosfer veya fotosferdeki çekirdeklerle çarpışarak piyon üretirler.

Yüksek enerjili pozitronlar birincil olarak, pozitif yüklü piyonların (π^+) bozunmasıyla ortaya çıkar. Bu bozunmada önce pozitif müonlar (μ^+) oluşur; ardından bu müonlar pozitronlara bozunur. Pozitronlar da düşük enerjili elektronlarla birleşerek yok olur (İng. annihilation), bu sırada 0.511 MeV enerjili iki gama fotonu yayılır. Ortalama ömürleri 0.84×10^{-16} saniye olan yüklü piyonlar bu şekilde müonlar aracılığıyla pozitronlara ve ardından gama ışınına dönüşerek katkı sağlarlar. Ayrıca, ikincil elektronlar yoluyla bremsstrahlung süreciyle de gama ışını üretimi desteklenir. Benzer şekilde, negatif piyonlar (π^-) da negatif müonlara (μ^-) bozunur ve müonlar daha sonra elektronlara dönüşerek, yok oluş süreçlerine ve ilgili radyatif süreçlere katkıda bulunurlar (Murphy ve diğ., 2005; Gopalswamy, 2020).

Bu piyonları üreten yüksek enerjili iyonlar, Güneş atmosferinin derinliklerine nüfuz edebilir (Murphy ve diğ., 2005). Bu nedenle piyon bozunmasından kaynaklanan yüksek enerjili gama ışını emisyonlarının özellikle parlamanın ayak noktalarından gözlenmesi beklenmektedir.

Öte yandan, nötral piyonlar (π^0) doğrudan bozunarak her biri yaklaşık 67.5 MeV enerjili iki gama fotonuna dönüşür. Ortalama ömürleri 2.6×10^{-8} saniye olan nötral piyonların hızlı bozunması, Güneş parlamalarından yayılan yüksek enerjili gama ışını tayfinin karakteristik bir bileşenini oluşturur (Gopalswamy, 2020).

EGRET ve TASC gözlemleri, yoğun bir atımlı (prompt) nükleer çizgi emisyonu ve uzun süreli güçlü bir genişletilmiş emisyonu içeren, mezon (piyon) bozunumundan kaynaklanan gama ışınları içeren parlamaların varlığını doğrulamıştır (Chupp ve Ryan, 2009). Özellikle, bu gama ışınlarının, enerjisi 300 MeV'yi aşan proton akısı ile ilişkilendirildiği ve nötral piyon bozunumundan kaynaklandığı tespit edilmiştir (Kanbach ve diğ., 1993; Vilmer ve diğ., 2011; Petrosian, 2016).

Ek olarak, nötral piyonların dinlenme enerjisi 135 MeV, yüklü piyonlarınkı ise 139.6 MeV'dir. Bu durum, bu parçacıkları üretmek için protonların enerjisinin 300 MeV veya daha fazla olması gerektiğini göstermektedir. Dolayısıyla, piyon üretimi hem parlama bölgesindeki manyetik yeniden bağlanma bölgelerinde hem de CME kaynaklı şoklar tarafından ivmelenmiş protonlar aracılığıyla meydana gelebilir (Gopalswamy, 2020).

2.4 UZUN SÜRELİ GAMA IŞIN GÜNEŞ PARLAMALARI İLE İLİŞKİLİ ASTROFİZİKSEL OLAYLAR

2.4.1 Koronal Kütle Atımları ve Gözlemsel Özellikleri

Koronal kütle atımları (CME'ler), Güneş'ten gezegenler arası uzaya fırlatılan, güçlü manyetik alanlar içeren iyonize plazmadan oluşan devasa gaz bulutlarıdır. CME'lerin kütlesi yaklaşık 10^{13} g ile birkaç 10^{16} g arasında değişirken; toplam enerjileri (kinetik ve potansiyel dahil) 10^{27} erg ile 10^{33} erg arasında değişebilir (Vourlidis ve diğ., 2002; Gopalswamy ve diğ., 2004). Oluşum mekanizmaları, genellikle Güneş'in alt koronasında yer alan yoğun şekilde bükülmüş manyetik alan yapılarına yani akı halatlarına (İng. flux rope) dayanmaktadır. Bu yapılar, fazla gerildiklerinde daha az enerjili bir konfigürasyona yeniden hizalanır (reconfigure), bu sırada biriken elektromanyetik enerji hızla açığa çıkar ve plazma Güneş'ten uzağa doğru patlayıcı bir biçimde ivmelenir. Bu plazma ya Güneş yüzeyine geri çökerek yeniden emilir ya da serbest kalıp bir CME oluşturur. CME'ler genellikle Güneş lekeleriyle ilişkili aktif bölgelerdeki yoğun manyetik akı alanlarında meydana gelir; ancak daha sakin bölgelerde, özellikle iç koronaya kadar uzanan filament veya prominens gibi soğuk ve yoğun plazmanın hapsediği yapılarda da ortaya çıkabilir (Mäkelä ve diğ., 2016; Bemporad ve diğ., 2023).

CME'lerin gözlemsel tanımı, koronal yapıda birkaç dakika ile birkaç saat arasında gelişen değişimlerin, koronagraf görüntülerinde yeni ve ayrı, parlak bir beyaz ışık yapısının ortaya çıkışıyla karakterize edilmesine dayanır (Hundhausen ve diğ., 1984; Schwenn, 1996). Beyaz ışık gözlemleri, fırlatılan materyalin fotosfer ışığını serbest elektronlar aracılığıyla Thomson saçılmasıyla yansıtması sayesinde gerçekleşir. Bu saçılma, aynı zamanda elektron yoğunluğunun bir ölçüsünü de sağlar ve CME'lerin hızı, yönü ve morfolojisi hakkında bilgi verir (Reames, 2021).

CME'lerin hızları oldukça değişkendir: 20 km/s ila 3200 km/s arasında ölçülmüş ve 1993–2003 yılları arasında ortalama hız yaklaşık 489 km/s olarak rapor edilmiştir (Yashiro ve diğ., 2004). Hızına bağlı olarak, CME'ler Güneş'ten Dünya'ya birkaç saat ile birkaç gün arasında ulaşabilir; en hızlı CME'ler 15–18 saat gibi kısa sürede Dünya'ya varabilirken, daha yavaş olanların gelişi birkaç günü bulabilir.

CME'ler genellikle koronagraflar aracılığıyla gözlemlenir. Bu teleskoplarda, Güneş'in parlak disk görüntüsünü engelleyen bir okültleme diski (İng. occulting disk) bulunur. Bu sayede daha sönük koronal yapılar görünür hale gelir. CME'ler bu disk çevresinde halka şeklinde yayıldığında halo CME olarak adlandırılır (Howard ve diğ., 1982; Howard ve diğ., 1985). CME'nin Güneş-Dünya hattında ne kadar merkezli olduğuna ve gözlem yönüne bağlı olarak, görünür açısal genişliği projeksiyon etkilerinden (İng. projection effects) etkilenebilir. Bu etkiler, CME'nin gözlemlenen morfolojisinde çeşitlilik yaratır. Genişlikler birkaç dereceden 120° 'ye kadar değişebilirken, 120° – 360° arasında görünenler kısmi halolar (İng. partial halo) olarak sınıflandırılır (Burkepile ve diğ., 2004; Cremades ve Bothmer, 2004; Schwenn, 2006).

CME'lerin izlenmesinde temel araç, Amerikan Uzay ve Havacılık Dairesi (İng. National Aeronautics and Space Administration, NASA) tarafından geliştirilen Güneş ve Heliosfer Gözlemevi (İng. Solar and Heliospheric Observatory, SOHO) uydusudur. Bu uydu üzerindeki Geniş Açılı Tayfsal Koronagraf (İng. Large Angle and Spectrometric Coronagraph, LASCO) cihazı, Güneş koronasını gözlemlemek üzere tasarlanmıştır. LASCO, üç ayrı koronagraf (C1, C2, C3) içeren bir sistemdir. Bunlardan C2 ve C3, Güneş koronasında daha dış bölgeleri görüntülemek üzere geliştirilmiş harici okültleyici koronagraflardır. LASCO'nun C2 ve C3 olarak adlandırılan bu alt bileşenleri, sırasıyla 1.5–6 Güneş yarıçapı (R_\odot) ve 3–32 R_\odot aralığında koronal yapıları gözlemleyebilir. Cihazın bu özellikleri, ilk olarak Brueckner ve diğ. (1995) tarafından yayımlanan çalışmada detaylandırılmıştır. CME'ler, uzaya fırlatıldıktan sonra Derin Uzay İklimi Gözlemevi (İng. Deep Space Climate Observatory, DSCOVR) uydusu tarafından da L1 noktasında izlenmektedir. DSCOVR verileri özellikle plazma yoğunluğu, gezegenler arası manyetik alan (İng. interplanetary magnetic field, IMF) gücü ve Güneş rüzgarındaki ani hız artışları, CME'ye bağlı şok dalgalarını ve onu takip eden manyetik bulutları tespit etmede önemli rol oynar (Burt ve Smith, 2012).

2.4.1.1 CME'lerin Parlamalar ile İlişkisi

CME'ler ve parlamalar, koronal manyetik alan kararsızlığı ve yeniden bağlanmanın farklı sonuçları olarak kabul edilir (Lin ve diğ., 2003; Forbes ve diğ., 2006). Koronal manyetik alanda önemli bir yeniden düzenleme (İng. rearrangement) gerçekleştiğinde, açığa çıkan enerjinin çoğu CME tarafından taşınır (Emslie ve diğ., 2004). CME'ler bazen parlamalar olmadan meydana gelebilir (Robbrecht ve diğ., 2009; D'Huys ve diğ., 2014) ve parlamalar CME'ler olmadan meydana gelebilir (Hudson, 2011; Sun ve diğ., 2015). Parlamaların CME'lere veya SEP olaylarına eşlik etmesi gerekmez ve aslında ikincil bir fenomendir (Kahler ve Hundhausen, 1992). Parlamalar CME'lere eşlik etse de, CME parlamadan önce veya sonra da gerçekleşebilir. Bununla birlikte, ilişki oranı (İng. association rate) parlama sınıfının artan bir fonksiyonudur ve her ikisi de genellikle en güçlü Güneş parlaması olaylarında birlikte meydana gelir (Andrews, 2003).

CME ve parlama birlikteliği olasılığı, parlamanın süresi ile doğrudan ilişkilidir. Sheeley ve diğ. (1983) tarafından yapılan çalışmaya göre:

- Süresi < 1 saat olan parlamalarda CME ilişkisi yaklaşık %26 oranındadır.
- Süresi > 6 saat olan uzun süreli parlamalarda ise CME ile ilişkilendirme oranı %100'e ulaşmaktadır.

Bununla birlikte, bazı istisnalar da vardır: kısa süreli olmalarına rağmen, büyük ölçekli enerji boşalımı gösteren parlamalar da CME oluşumu ile ilişkilendirilebilmektedir (Nitta ve Hudson, 2001; Chertok ve Grechnev, 2004). Bu durum, CME oluşumunun yalnızca parlama süresiyle değil, aynı zamanda manyetik yapıların dinamik yapısıyla da ilişkili olduğunu göstermektedir.

CME-parlama ilişkisi üzerinde dikkatli bir başka istatistiksel çalışma Yashiro ve diğ. (2006) tarafından gerçekleştirilmiştir; sonuçlar CME'lerin parlamalarla ilişki oranının M sınıfı parlamalar için yaklaşık %50 olduğunu, bu oranın X1.0 sınıfı parlamalar için >%90'a, X2.0 ve üzeri parlamalar için ise neredeyse %100'e çıktığını göstermektedir (Balamuralikrishna ve diğ., 2023; Youssef, 2013).

2.4.1.2 CME ve Şok İlişkisi

CME'ler, yalnızca plazma kütlesinin Güneş'ten uzaklaştırılmasıyla sınırlı kalmaz; aynı zamanda belirli fiziksel koşullar sağlandığında, gezegenler arası ortamda şok dalgaları da üretebilirler. Şok oluşumu, CME'nin hem fiziksel özelliklerine hem de içinden geçtiği ortamın plazma ve manyetik alan yapısına bağlıdır. Özellikle bir CME'nin şok oluşturabilmesi için, hareket ettiği ortamın yerel Alfvén hızını aşması gerekir (Petrosian, 2016). Bu nedenle hızlı ($>500-700$ km/s) ve geniş açılı CME'ler şok üretme eğilimi gösterir (Youssef, 2012; Kumari ve diğ., 2023).

CME kaynaklı şok oluşumu, yalnızca CME'nin hızına değil, aynı zamanda ortam koşullarına da bağlıdır. Özellikle $\sim 3-4$ km/s² düzeyindeki yüksek ivmelenmeler ve ~ 2500 km/s'ye varan maksimum hızlar, şok gelişimi açısından kritik rol oynar. Ayrıca CME'nin geniş açılı bir şekilde (örneğin halo CME) yayılması ve yeterli plazma kütlesi taşınması gerekir. Öte yandan, CME'nin ilerlediği bölgede düşük yoğunluklu plazma ya da zayıf manyetik alan bulunması, yerel Alfvén hızını düşüreceği için şok oluşumunu kolaylaştırır (Mäkelä ve diğ., 2023).

Bu koşullar sağlandığında, CME'nin ön kısmında çarpışmasız (İng. collisionless) bir şok dalgası gelişir. Bu şok, yüksek enerjili parçacıkların ivmelenmesine olanak tanıyan etkili bir ortam sunar. Gerek elektronlar gerekse protonlar bu şokta yüksek enerjilere kadar ivmelenebilir. Bu süreç sonucunda, protonların bir kısmı uzaya kaçarak SEP olaylarına neden olurken, diğer kısmı manyetik alan çizgileri boyunca Güneş'e geri döner. Atmosfere çarpan bu yüksek enerjili (>300 MeV) protonlar, piyon bozunumu aracılığıyla >100 MeV gama ışını üretir (Mäkelä ve diğ., 2023).

CME'lerin şok oluşturma potansiyeli, yalnızca fiziksel koşullarla değil, aynı zamanda zamansal olarak parlamalarla olan ilişkileriyle de değerlendirilmiştir. Youssef (2012), CME ve Güneş parlamaları arasındaki zamanlamayı analiz etmiş ve CME'lerin yaklaşık %67'sinin parlamalardan sonra başladığını göstermiştir. Bu bulgu, bazı durumlarda parlama dinamiklerinin CME'leri tetiklediğini ve dolayısıyla şok oluşumunun parlama süreciyle doğrudan ilişkili olabileceğini ortaya koymaktadır. Özellikle güçlü X-sınıfı parlamalarla ilişkili CME'lerin şok üretme ve sonrasında yüksek enerjili parçacık ivmelenmesine neden olma olasılığı daha yüksek bulunmuştur (Youssef, 2012).

2.4.2 Güneş Enerjili Parçacıklar

Güneş Enerjili Parçacıklar (SEP'ler), Güneş kaynaklı parlama olayları sırasında yayılan yüksek enerjili protonlar, elektronlar ve ağır iyonlardan oluşan parçacık akımlarıdır. Bu parçacıklar saatler, hatta günler boyunca devam edebilir ve enerjileri birkaç keV'den birkaç GeV'e kadar çıkabilir (Reames, 1999). İlk kez Forbush (1946) tarafından yeryüzü seviyesinde artış gösteren bir olay (İng. ground-level event, GLE) olarak rapor edilmiştir. Forbush bu artışı "Forbush Azalmaları" üzerine çalışırken fark etmiştir, ancak CME ve şokların varlığı o dönem bilinmediği için SEP'leri sadece parlamalarla açıklamıştır.

SEP'ler, manyetik alan çizgileri boyunca yayılır ve açık manyetik alan çizgilerinin Güneş'ten dış heliosfere kadar uzanması sayesinde Dünya'ya ulaşabilir. Bu süreçte SEP'ler, uzayda bulunan parçacık dedektörleri ya da yer tabanlı nötron monitörleri tarafından ölçülebilir (Reames, 2021). SEP olayları kaynağı ve ivmelenme mekanizmalarına göre; atımlı (İng. impulsive) ve kademeli (İng. gradual) olmak üzere iki ana gruba ayrılmıştır.

2.4.2.1 Atımlı SEP Olayları

Atımlı SEP olayları, Güneş parlamaları ve genellikle manyetik yeniden bağlanma ile ilişkili olarak Güneş'in atmosferinde (kromosfer ve korona katmanlarında) meydana gelen dar, hızlı ve sütun şeklindeki plazma fışkırmaları (Güneş jetleri) sonucu oluşur. Bu jetler, manyetik alan çizgilerinin ani bir şekilde yeniden bağlanması ve yapılandırılması sonucunda açığa çıkan enerjinin plazmayı koronaya doğru hızla itmesiyle oluşur (Bucik, 2020).

Yüklü parçacıklar, Güneş atmosferindeki plazma dalgalarıyla senkronize bir etkileşime girer. Parçacık ile dalga aynı hızda hareket ettiğinde, dalga parçacığa enerji aktararak onun ivmelenmesini sağlar. Bu mekanizma, atımlı SEP olaylarında parçacıkların hızlanmasında temel rol oynar ve genellikle Güneş'ten 1.5 R_{\odot} uzaklıktaki parlama alanlarına yakın bölgelerde gerçekleşir (Reames ve Ng, 2004).

Bu tür SEP olayları genellikle kısa sürelidir (< 20 saat) ve çoğu durumda yalnızca birkaç saat içinde sona erer. Uzaysal yayılımı oldukça dardır; parçacıklar çoğunlukla, Güneş'in batı yarımküresiyle manyetik olarak iyi bağlantılı, yani Dünya ile aynı manyetik alan çizgileri üzerinden bağlantı kurabilen bölgelerden tespit edilir. Bu durum, Güneş rüzgarının

manyetik alan yapısının spiral formda (Parker spirali) organize olmasıyla ilişkilidir. Kimyasal bileşenler açısından değerlendirildiğinde, bu olaylarda belirgin bir elektron zenginliği, $^3\text{He}/^4\text{He}$ oranında 10^3 – 10^4 katına varan artış ve Fe/O oranında yaklaşık 10 kata ulaşabilen zenginleşme görülmektedir (Reames, 1999). Radyo gözlemleriyle eşleştirildiğinde, bu tür SEP olaylarının Tip III radyo patlamalarıyla ilişkili olduğu bilinmektedir (Reames ve Ng, 2004). Ayrıca bu olayların gerçekleştiği plazma ortamının sıcaklığı genellikle 2–4 milyon Kelvin (MK) arasında değişmektedir (Reames, 2016; 2021).

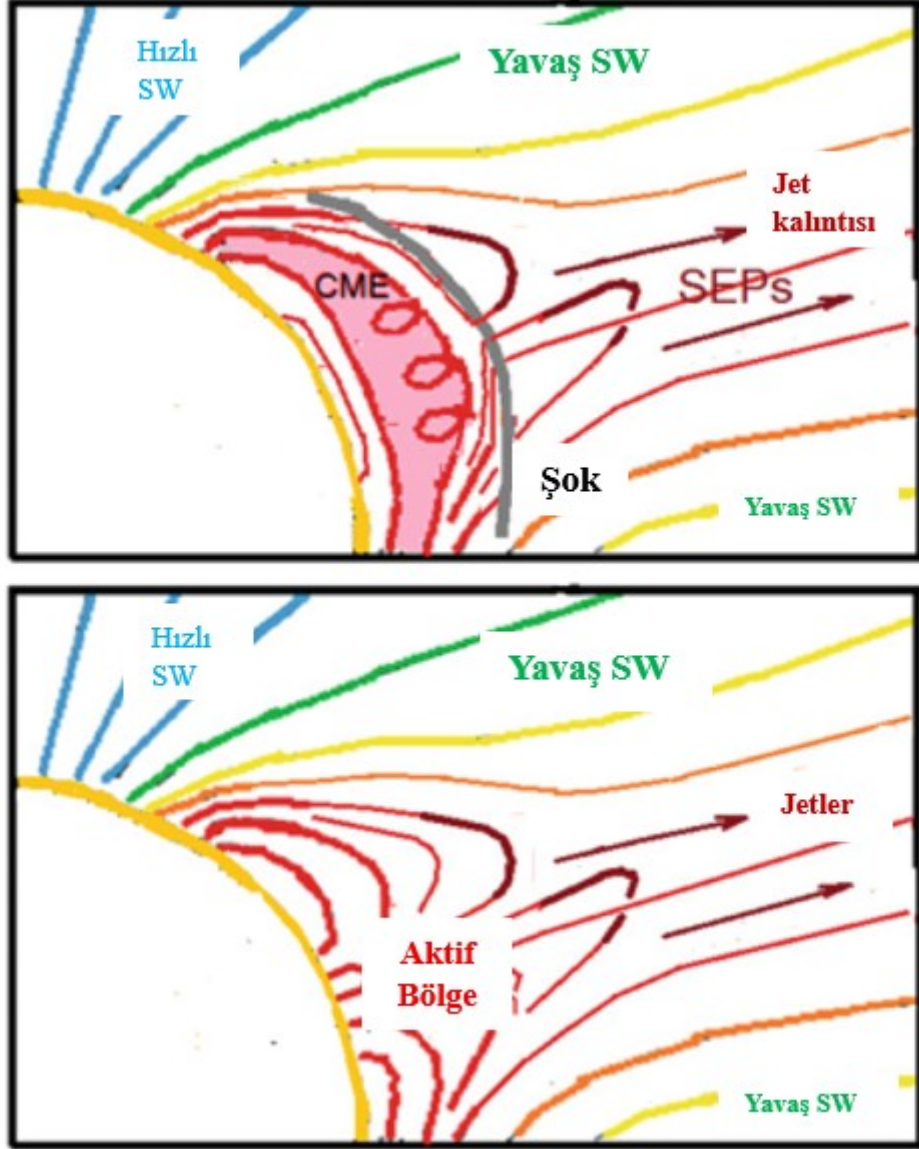
2.4.2.2 *Kademeli SEP Olayları*

Kademeli SEP olayları, CME'lerin ön kısmında oluşan şok dalgaları tarafından tetiklenen, daha uzun süreli ve geniş uzaysal kapsamlı olaylardır. CME hızlı ve geniş olduğunda, Güneş'in korona katmanında ve gezegenler arası ortamda bir şok dalgası oluşturur. Bu şok, CME'nin ön cephesiyle Güneş rüzgarı arasındaki sıkışma bölgesinde meydana gelir. Burada oluşan şok, SEP'leri geniş bir alanda ivmelendirebilir.

CME'nin önünde oluşan şok dalgaları, parçacıkları geniş bir alanda ivmelendirir; bu süreç, saçılmalı şok ivmelendirmesi (İng. diffusive shock acceleration, DSA) ile açıklanır. "Saçılmalı" ifadesi, parçacıkların şokun her iki tarafında ileri geri saçılarak çok sayıda kez bölgeyi geçmeleri ve bu geçişler sırasında kademeli olarak enerji kazanmaları anlamına gelir. Bu tekrar eden geçişler sayesinde, parçacıklar çok yüksek enerjilere ulaşabilir. Bu mekanizma, özellikle geniş çapta ve yavaş hızla ilerleyen CME'lerde daha etkilidir ve genellikle en enerjik SEP olaylarının başlıca kaynağıdır (Reames, 1999).

Bu tür SEP olayları, genellikle 1 ila 3 gün süren uzun süreli bir yapıya sahiptir ve bazı durumlarda bu süre daha da uzayabilir. Özellikle 1500 km/s 'yi aşan hızlı CME'lerle ilişkili olan olayların, daha yoğun SEP üretimiyle bağlantılı olduğu gösterilmiştir (Mäkelä ve diğ., 2023). Bu olaylar, radyo tayfında Tip II radyo patlamalarıyla ilişkili olarak gözlemlenmektedir. Kimyasal bileşim açısından değerlendirildiğinde, parçacıklar içinde protonlar baskındır ve bu olaylarda $^3\text{He}/^4\text{He}$ oranında belirgin bir artış gözlenmez. Ayrıca Fe/O oranı, kısa süreli olaylardan farklı olarak ortalama ~ 0.1 civarında seyretmektedir (Reames, 1999). İlişkili plazma ortamı genellikle 0.8–1.6 milyon Kelvin (MK) sıcaklık aralığındadır; ancak SEP'lerin kaynak popülasyonuna ait bazı durumlarda, bu sıcaklığın %24 oranında 2–4 MK'ya kadar çıkabildiği de rapor edilmiştir. Uzamsal olarak bu SEP

olayları çok daha geniş bir alana yayılabilir; 180 dereceyi aşan boylam farklarında bile tespit edilebildikleri rapor edilmiştir (Reames, 2016). Bu olayların oluşum senaryosu Şekil 2.4'te hem kademeli hem de atımlı SEP olayları için şematik olarak gösterilmiştir.



Şekil 2.4: Üst panelde (Kademeli SEP olayı), CME kaynaklı bir şok dalgasının (gri), zayıf şekilde kapalı manyetik halkalardan ve jet kaynaklı termal üstü parçacıklar (İng. suprathermal particles) iyonlar ile plazma kalıntılarında gelen parçacıkları hızlandırdığı görülmektedir (Reames, 2018). Alt panelde (Atımlı) ise Güneş'in manyetik alanının olası bir konfigurasyonu gösterilmektedir: Koronal deliklerden (mavi) hızlı Güneş rüzgarı, yüksek derecede ayrılmış açık manyetik alan çizgilerinden (yeşil, sarı) yavaş rüzgar, aktif bölgelerden (kırmızı) ise jetlerin (koyu kırmızı) çıktığı varsayılmaktadır.

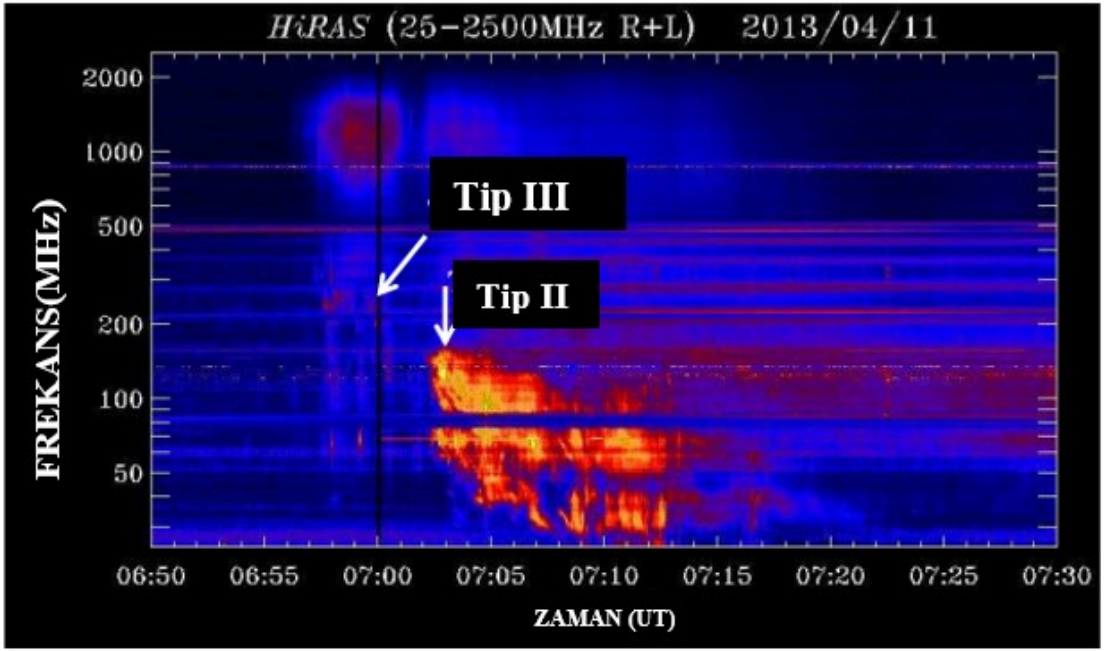
2.4.3 Tip II Radyo Patlamaları

Tip II radyo patlamaları, genellikle Güneş'te meydana gelen büyük patlamalar veya CME'lerin oluşturduğu şok dalgaları tarafından ivmelendirilen elektronlar sonucunda ortaya çıkar. Bu patlamalar, dinamik radyo tayflarında yüksekte düşüğe doğru yavaşça kayan bir radyo emisyon çizgisi olarak gözlemlenir. Bu frekans düşüşü, şok dalgasının Güneş'ten uzaklaştıkça daha düşük yoğunluklu plazma bölgelerinden geçmesiyle ilgilidir (Schwenn, 2006). Tip II patlamaların karakteristik özelliği bu yavaş frekans kaymasıdır ve bu sayede şok dalgasının hızı bile tahmin edilebilir (Reames, 1999; Cane ve Erickson, 2005).

Bu tür patlamalar, özellikle CME'nin hızlı (≥ 500 km/s) ve geniş açılı ($\geq 60^\circ$) olduğu durumlarda görülür (Kumari ve diğ., 2023) ve bu durum CME'nin yerel Alfvén hızını aşarak çarpışmasız bir şok üretmesini mümkün kılar (Mäkelä ve diğ., 2023). Şok dalgalarının bu şekilde oluşması, hem düşük enerjili elektronları hem de yüksek enerjili protonları ivmelendirebilir. Bu elektronlar, yerel plazma frekansında radyasyon yayarak tip II radyo emisyonu üretir (Lin, 1970; 1974). Bu nedenle tip II radyo patlamaları, şokla ivmelendirmenin doğrudan bir gözlemsel göstergesi olarak kabul edilir (Gopalswamy ve diğ., 2018; Reames, 2021).

Tip II patlamaları ayrıca SEP'ler ile de sıkça ilişkilendirilir. Özellikle dekametrik-hektometrik dalga boylarında gözlenen uzun süreli tip II patlamaların, geniş açılı ve hızlı CME'ler ile bağlantılı olduğu ve bunların çoğunlukla 20 MeV üzeri proton içeren SEP olaylarıyla birlikte görüldüğü rapor edilmiştir (Cliver ve diğ., 2004; Reames, 2016). Bu gözlemler, şokla ivmelenmiş protonların hem uzaya kaçtığını hem de bazı manyetik bağlantılar yoluyla Güneş'e geri dönebildiğini göstermektedir. Geri dönen bu protonlar, özellikle > 300 MeV enerjiye sahiplerse, kromosferle etkileşerek uzun süreli gama ışını emisyonlarına (LDGRF) neden olabilir (Bruno ve diğ., 2023; Gopalswamy ve diğ., 2018). Bu gözlemsel ilişkinin örneklerinden biri, 11 Nisan 2013 tarihli FLSF20130411 olayıdır. Bu olayda, hem uzun süreli gama ışını emisyonu hem de Tip II radyo patlaması tespit edilmiştir. Patlamaya eşlik eden Tip II ve Tip III radyo emisyonları, Şekil 2.5'te, HiRAS tarafından kaydedilen dinamik spektrum üzerinde açıkça görülmektedir (Fulara ve diğ., 2019).

LDGRF olayları ile tip II radyo patlamalarının süresi ve frekans bitişi arasında anlamlı korelasyonlar bulunmuştur. Daha uzun süren ve daha düşük frekanslara kadar devam eden tip II patlamaların, daha uzun süreli LDGRF'lerle eşleştiği görülmüştür. Bu ilişki, CME-şok modelini destekler görünmektedir (Bruno ve diğ., 2023). Ancak, LDGRF olaylarının sadece bu şekilde açıklanamayacağı; çünkü şoktan Güneş'e geri dönebilen proton sayısının bazı olaylarda yetersiz kaldığı da ifade edilmiştir (Hutchinson ve diğ., 2022). Özellikle CME şokları uzaklaştıkça, manyetik ayna etkisi nedeniyle bu geri dönüş zorlaşır.



Şekil 2.5: 11 Nisan 2013 tarihli FLSF20130411 parlaması ve buna eşlik eden koronal kütle atımı (CME) sırasında, Hiraizo Radyo Spektrografı (HiRAS) tarafından 25–2500 MHz aralığında kaydedilen dinamik spektrum. Görselde, olaya eşlik eden Tip II ve Tip III radyo patlamaları açıkça izlenmektedir. Bu parlama, aynı zamanda bu tez kapsamında zamana bağlı tayfsal analiz uygulanarak değerlendirilen uzun süreli gama ışını emisyonu gösteren olaylardan biridir (Fulara ve diğ., 2019).

Sonuç olarak, tip II radyo patlamaları sadece bir radyo gözlemi değil, aynı zamanda şok oluşumunun, elektron ivmelenmesinin ve dolaylı olarak yüksek enerjili parçacıkların varlığının bir işaretidir. CME-şok tabanlı LDGRF senaryolarında bu patlamaların varlığı önemli bir destek unsuru olarak değerlendirilirken, zamanlama ve uzamsal örtüşme gibi detaylar, bu ilişkinin her olayda doğrudan ve tek açıklama olmadığını da göstermektedir (Bruno ve diğ., 2023; Pesce-Rollins ve diğ., 2024).

3. MALZEME VE YÖNTEM

3.1 FERMİ GAMA IŞIN UZAY TELESKOBU

Fermi Gama Işın Uzay Teleskobu (İng. Fermi Gamma-ray Space Telescope, FGST), 2008 yılında NASA tarafından yörüngeye yerleştirilmiş ve o zamandan bu yana yüksek enerjili astrofiziksel olayların araştırılmasında önemli katkılar sunmuştur. Teleskobun yapısı ve bileşenleri, Şekil 3.1’de şematik olarak sunulmuştur. FGST’nin temel amacı, gama ışınlarının evrende nasıl üretildiği ve nasıl yayıldığı gibi sorulara yanıt aramaktır. Özellikle geçici olayların, yani birkaç saniye ile birkaç dakika arasında sürebilen kısa süreli parlama ve patlamaların gözlemlenmesinde güçlü bir araçtır.

FGST, uzaydaki gama ışını kaynaklarını çok geniş bir enerji aralığında gözlemleyebilmek için iki ana dedektör sistemi ile donatılmıştır: Geniş alan teleskobu (İng. Large Area Telescope, LAT) ve Gama ışın patlama monitörü (İng. Gamma-ray Burst Monitor, GBM). Bu iki sistem birbirini tamamlayıcı özellikte çalışarak düşük enerjilerden, yüksek enerjiye kadar geniş bir tayf aralığında veri üretir.

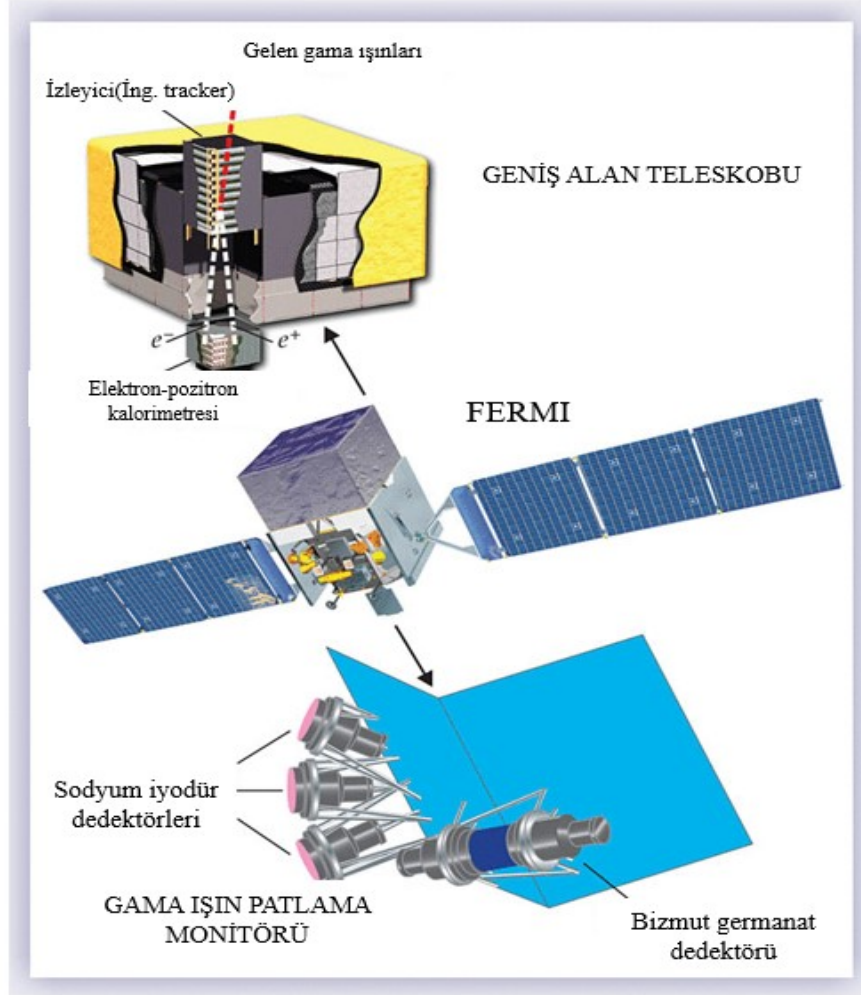
Teleskop, yaklaşık 565 km irtifada, 25.6 derece eğimli bir yörüngede hareket eder. Bu sayede, Dünya’nın farklı bölgelerini tarayabilir ve gökyüzünün geniş bir kısmını sürekli gözlem altında tutabilir. Fermi’nin gözlem stratejisi, geçici olayları mümkün olduğunca geniş bir enerji aralığında yakalayarak, bu olayların zamansal ve tayfsal evrimini ortaya koymaktır (Meegan ve diğ., 2009).

3.1.1 GBM ve LAT Dedektörlerinin Özellikleri

GBM, Fermi teleskobunun düşük ve orta enerjili gama ışınlarını tespit eden bileşenidir. GBM, 8 keV ile 40 MeV aralığında çalışmakta olup, 12 adet NaI(Tl) ve 2 adet BGO (Bizmut Germanat) dedektöründen oluşur. NaI dedektörleri 8 keV – 1 MeV, BGO dedektörleri ise 200 keV – 40 MeV aralığında duyarlıdır. Bu düzenek, GBM'e neredeyse tüm gökyüzünü kapsayacak genişlikte bir görüş alanı sağlar.

NaI dedektörlerinin yönelimi, gelen radyasyonun yönünü belirlemeye olanak tanır. Bu dedektörlerde kullanılan toryumlu sodyum iyodür kristalleri, düşük enerjili gama ışınlarına karşı hassasiyet göstermektedir. Buna karşılık, BGO dedektörleri daha yüksek enerjilere

yönelik olarak konumlandırılmıştır ve LAT ile enerji aralığı açısından çakışma bölgesini kapsar. Bu durum, çapraz kalibrasyon yapılabilmesine olanak tanır (Meegan ve diğ., 2009).



Şekil 3.1: Fermi Gama Işın Teleskobu ve Dedektörleri (Thomson ve Wilson-Hodge, 2022).

GBM yalnızca gama ışın patlamaları (İng. Gamma-Ray Bursts, GRB) değil, aynı zamanda Güneş parlamaları, yumuşak gama tekrarlayıcıları (İng. Soft Gamma Repeater, SGR) ve atmosferik gama ışınları gibi farklı geçici olayları da kaydeder. Uydunun uçuş yazılımı, olayları anlık olarak belirler, konumlarını hesaplar ve bu bilgileri hem LAT dedektörüne hem de yer istasyonlarına gönderir.

GBM, Fermi'nin yörünge konumuna bağlı olarak Dünya etrafında günde yaklaşık 15 kez tur atar (yaklaşık her 96 dakikada bir yörünge). Bu da yılda yaklaşık 5.400 yörünge anlamına

gelir. Her tur sırasında, GBM dedektörleri gökyüzünün farklı bölümlerini tarar ve sürekli veri toplar.

Ancak bazı özel durumlarda, örneğin Güney Atlantik Anomalisi (İng. South Atlantic Anomaly, SAA) bölgesinden geçerken, Fermi dedektörleri geçici olarak kapatılır. Bu uygulama, yüksek enerjili parçacıkların dedektörlere zarar vermesini önlemek ve veri kalitesini korumak amacıyla yapılır; çünkü bu bölge, Dünya'nın manyetik alanının zayıf olduğu bir alan olup, kozmik ışın yoğunluğu burada belirgin şekilde artar (Meegan ve diğ., 2009). Ayrıca, tutulma (İng. Earth occultation) durumunda da veri alınmaz. Bu, Fermi'nin gözlem yapmakta olduğu kaynağın Dünya'nın arkasında kalması nedeniyle geçici olarak görüş alanı dışına çıkması durumudur.

LAT ise, Fermi teleskobunun yüksek enerjili gama ışınlarını (20 MeV – 300 GeV) gözlemleyen ana dedektördür. LAT, yaklaşık 2.4 steradyanlık geniş görüş alanıyla gökyüzünün yaklaşık beşte birini tek seferde tarayabilir. Dedektör, gama fotonlarının madde ile çarpışarak oluşturduğu elektron-pozitron çiftlerini algılar. Bu sayede hem parçacıkların yönü hem de enerjisi belirlenebilir (Atwood ve diğ., 2009).

LAT, yüksek enerjili gama ışını kaynaklarının haritalanmasında oldukça başarılıdır. Anti-koincidans (İng. Anti-Coincidence Detector, ACD) dedektörü sayesinde, kozmik ışın kaynaklı arka plan gürültüsü büyük ölçüde azaltılabilir. Ayrıca, LAT'ın inceleme yaptığı enerji aralığı, pion bozunması sonucu oluşan proton ağırlıklı emisyonları tespit etme açısından oldukça uygundur.

Sonuç olarak, GBM ve LAT dedektörleri farklı enerji aralıklarında çalışmakla birlikte, aynı geçici olayları farklı yönleriyle gözlemleyerek birbirini tamamlayıcı bir rol üstlenir. GBM daha çok düşük enerjili, elektron kaynaklı emisyonları yakalarken; LAT yüksek enerjili, proton kaynaklı bileşenleri gözlemler. Bu sayede Güneş parlamaları gibi olayların hem zamansal evrimi hem de tayfsal özellikleri daha geniş bir perspektiften analiz edilebilir.

3.1.2 Fermi/GBM Verilerinin İşlenmesi Ve Veri Tipleri

GBM'in topladığı veriler, farklı zaman ve enerji çözünürlüklerinde sunulmak üzere çeşitli veri formatlarında işlenir. Bu veriler; gözlemsel olayların zamansal yapısını, tayfsal karakteristiklerini ve yön bilgilerini belirlemek amacıyla kullanılır.

GBM'in veri ürünleri arasında en sık kullanılanlardan biri CSPEC (İng. Continuous Spectral Data) formatıdır. Bu veri seti, her dedektörden gelen foton sayılarının 128 enerji kanalına dağılımını içerir. Yüksek enerji çözünürlüğü sayesinde, tayfsal analizlerde ayrıntılı bilgi sağlar. Standart zaman çözünürlüğü 4.096 saniye olmakla birlikte, parlama gibi geçici olaylar sırasında bu çözünürlük 1.024 saniyeye kadar indirilebilir (Meegan ve diğ., 2009).

Diğer bir veri formatı olan CTIME (İng. Continuous Time Data) ise zamansal çözünürlüğün ön planda olduğu durumlarda kullanılır. Bu formatta, veri 8 enerji kanalına ayrılır ve genellikle 0.256 saniyelik zaman çözünürlüğü ile sunulur. Detektörleri tetikleyen olaylar sırasında bu çözünürlük 64 milisaniyeye kadar yükseltilebilir.

Kısa süreli olayların yüksek hassasiyetle analizi için kullanılan bir diğer veri türü TTE (İng. Time-Tagged Events) formatıdır. Bu formatta her bir foton olayı, hem zaman, hem de enerji bilgisiyle birlikte ayrı ayrı kaydedilir. 2 mikrosaniyelik zaman çözünürlüğüne sahip olan TTE verisi, özellikle birkaç saniyeyle sınırlı gama ışın patlamaları ve hızlı zamansal değişim gösteren olaylar için idealdir (Meegan ve diğ., 2009).

Veri analizinin doğru şekilde yapılabilmesi için, dedektörlerin gözlemsel çıktıları olan sayım verilerinin fiziksel foton akısına dönüştürülmesi gerekir. Bu dönüşüm, her enerji kanalında sayılan fotonların, dedektörün enerjiye duyarlılığına göre düzeltilmesini içerir ve bu süreç Dedektör Yanıt Matrisleri (İng. Detector Response Matrices, DRM'ler) ile gerçekleştirilir. Her dedektör için ayrı ayrı oluşturulan bu matrisler; kaynak yönü, enerjisi ve dedektörün açisal duyarlılığı gibi parametreleri içerir. DRM'ler, ilgili uydu görevleri tarafından Monte Carlo simülasyonları kullanılarak hazırlanmış ve araştırmacıların kullanımına sunulmuştur. Belirli enerjilere sahip fotonların dedektörde nasıl bir sayım yanıtı oluşturacağını modelleyen bu matrisler, tayfsal çözümlenelerde kritik bir rol üstlenir (Bissaldi ve diğ., 2009).

3.2 VERİ SEÇİMİ

Bu çalışmanın temel amacı, Güneş parlamalarının uzun süreli gama ışını emisyonu gösteren örneklerini detaylı tayfsal analizle incelemek ve bunlarla aynı sınıfa sahip, ancak uzun süreli emisyon göstermeyen parlamaların da detaylı tayfsal analizini yaparak parametreler arasındaki zamana bağlı karakteristikleriyle karşılaştırma yapmaktır. Bu bağlamda, çalışma

için kullanılan örneklem, Ajello ve diğ. (2021) tarafından yayınlanan “First Fermi-LAT Solar Flare Catalog” esas alınarak oluşturulmuştur.

Söz konusu katalog 24. Güneş çevriminde 2010-2018 yılları arasında , LAT tarafından 30 MeV-10 GeV enerji aralığındaki gama ışını emisyonu gözlemlenen toplam 45 Güneş parlamasını içermektedir. Katalogda parlamalar, gama ışın emisyonunun zamanlamasına göre sınıflandırılmıştır. Sınıflandırmada iki temel kriter dikkate alınmıştır: 1) Parlamaların atımlı fazında eş zamanlı olarak gama ışını gözlenip gözlenmemesi 2) Atımlı faz sonrası gama ışınının varlığı ve süresi. Sınıfların tanımları EK-1’de sunulmuştur.

Bu çalışma kapsamında, atımlı faz sonrasında uzun süreli gama ışını emisyonu göstermeyen 11 parlama ve GBM gözlem verisi olmayan bir parlama katalog dışı bırakılmış ve böylece GBM karşılığı bulunan 33 LDGRF olayı listelenmiştir. LDGRF parlamalarının LAT ve GBM ile ilgili katalog bilgileri sırasıyla EK-2 ve EK-3’te sunulmuştur.

Bu tezde listelenen 33 uzun süreli gama ışını olayı arasından, üç parlama seçilerek detaylı tayfsal analiz gerçekleştirilmiştir. Bu olayların seçiminde, farklı X-ışını sınıflarını ve LAT sınıflamalarını temsil ederek çeşitlilik sunmalarına dikkat edilmiştir.

Kıyaslama amaçlı seçilen üç standart parlamaların seçiminde ise; uzun süreli parlamalarla aynı Güneş çevriminde yer almalarına, benzer X-ışını sınıfına sahip olmalarına ve veri kalitesine (örneğin; yörüngesel arka plan etkisi, foton yığılması gibi) dikkat edilmiştir.

3.3 TAYF ANALİZİ

3.3.1 OSPEX Programı

Bu çalışmada, Güneş parlamalarının tayfsal analizleri için OSPEX (İng. Object Spectral Executive) yazılımı kullanılmıştır. OSPEX, Güneş gözlem uydularından elde edilen verilerin analizine yönelik olarak geliştirilmiş, nesne yönelimli IDL (İng. Interactive Data Language) tabanlı bir arayüzdür (Tolbert ve Schwartz, 2020).

Yazılım, tayfsal verilerin içe aktarılması, zemin ışınmasının belirlenip çıkarılması, analiz için zaman aralıklarının seçilmesi, uygun foton akı modellerinin belirlenmesi, model parametrelerinin gözlenen tayflarla en iyi eşleşecek şekilde ayarlanması ve sonuçların görselleştirilmesi gibi işlevleri entegre bir şekilde sunar.

3.3.2 Zemin Işımasının Belirlenmesi ve Çıkarılması

Tayfsal analizlerde kullanılacak GBM verilerinden zemin (İng.background) ışısının doğru şekilde çıkarılması büyük önem taşımaktadır. Bu amaçla, 8 keV ile 900 keV arasındaki yedi farklı enerji bandında (8–15, 15–25, 25–50, 50–100, 100–300, 300–600, 600–900 keV) veriler incelenmiş; her bir enerji bandı için parlamadan önce ve sonra belirlenen zaman aralıklarında polinom fitleme yöntemi uygulanarak zemin seviyesi belirlenmiştir. Elde edilen zemin fonksiyonu, parlamanın gerçek ışınım bileşenini izole edebilmek amacıyla toplam sayım verisinden çıkarılmıştır.

3.3.3 Tayfsal Analiz İçin Zaman Aralıklarının Belirlenmesi

Zemin ışınması çıkarıldıktan sonra, tayfsal analizlerin gerçekleştirileceği zaman aralıkları belirlenmiştir. M sınıfı parlamalar için 25–50 keV, X sınıfı parlamalar için ise 50–100 keV enerji bantlarındaki ışık eğrileri dikkate alınarak analiz zamanları tespit edilmiştir. Seçilen bu aralıklar eşit süreli adımlara bölünmüş ve her bir zaman adımı için ayrı ayrı tayf analizi yapılmıştır. Bu aşamada, tayf modelinin veriye en uygun şekilde uyarlanması amacıyla ileri yönlü fit (İng. forward-fitting) yöntemi kullanılmıştır. Bu yöntem, gözlemsel verilerle fiziksel olarak anlamlı model bileşenlerini doğrudan ilişkilendirebilmesi açısından önemli bir analiz aracıdır. Ancak her tayf için modelin ayrı ayrı uygulanmasını gerektirmesi nedeniyle, zaman açısından oldukça zahmetli ve dikkat gerektiren bir süreçtir (Grigis ve Benz, 2004).

3.3.4 Tayfsal Bileşenlerin Modellenmesi

Bu çalışma kapsamında, Güneş parlamalarında gözlemlenen tayfsal emisyonun hem termal hem de termal olmayan bileşenleri dikkate alınarak analiz edilmiştir.

Termal bileşen :Yüksek sıcaklıklara sahip plazma içerisindeki elektronların iyonlarla yaptığı çarpışmalar sonucu yayılan termal bremsstrahlung emisyonunu ifade eder. Bu bileşen, OSPEX yazılımında vth (İng.variable thermal) modeli ile temsil edilmiştir. Modelin temel parametreleri:

- Emisyon ölçümü (Emission Measure, EM): Elektron yoğunluğunun karesi ile hacim üzerinden alınan integral.

- Plazma sıcaklığı (kT): keV cinsinden ifade edilir.

Bu parametreler sayesinde, Güneş atmosferindeki sıcak ve yoğun plazmanın fiziksel özellikleri belirlenebilir (Caspi, 2010).

Termal olmayan bileşen ise, yüksek enerjili elektronlar tarafından yayılan termal olmayan bremsstrahlung emisyonunu kapsar. Bu bileşen, iki farklı modelle temsil edilmiştir:

- 1pow (İng. Single Power Law): Güç yasasına uyan elektron popülasyonlarını ifade eder.

Parametreleri:

- Pivot enerjisindeki foton akısı (normalizasyon)
- Spektral indeks (tayfın eğimini belirler)

- thick2 (İng. Thick Target Bremsstrahlung): Enerjisini ortamda kaybeden elektronların emisyonunu simgeler.

Parametreleri:

- Toplam elektron akısı
- Kırılma enerjisi (elektron tayfindaki geçiş noktası)
- Alt ve üst enerji sınırları (cutoff'lar)

Bu üç modelin birlikte kullanılması, tayf üzerinde hem termal hem de termal olmayan süreçlerin etkilerini ayırt etmeye ve fiziksel yorumlamaları daha doğru yapabilmeye olanak tanımaktadır.

Bazı parlamalarda, özellikle aynı zaman aralığında dedektöre ulaşan birden fazla fotonun, dedektör tarafından ayırt edilemeyip tek bir yüksek enerjili foton gibi kaydedildiği "pile-up" (foton yığılması) etkisinin belirgin olduğu zaman dilimlerinde, bu etkiyi bastırmak ve parametrelerdeki yapay bozulmaları önlemek amacıyla line modeli kullanılmıştır. Böylece, diğer model bileşenlerinin bozulmadan uygulanabilmesine katkı sağlanmıştır.

- line (İng. Single Gaussian Line): Tayf üzerinde Gauss profilli bir çizgi bileşeni ile temsil edilir. Genellikle dar, yüksek enerjili yapay yükselmeleri modellemek için tercih edilir. Parametreleri:

- Entegre yoğunluk (photon / (cm²·s))
- Merkez enerji (keV)

- Genişlik (sigma cinsinden, keV)

Bu dört modelin birlikte ve uygun kombinasyonlarla kullanılması, tayf üzerinde hem termal hem de termal olmayan süreçlerin etkilerini ayırt etmeye ve fiziksel yorumlamaları daha doğru yapabilmeye olanak tanımaktadır.



4. BULGULAR

4.1 TAYFSAL ANALİZ UYGULANAN PARLAMALARA GENEL BAKIŞ

Bu tez çalışmasında, uzun süreli gama ışını emisyonu gösteren Güneş parlamalarının tayfsal özellikleri — örneğin plazma sıcaklığı, emisyon ölçüsü ve yüksek enerjili elektron bileşenleri— modellenerek analiz edilmiş ve bu özelliklerin, aynı parlama sınıfındaki ancak uzun süreli gama-ışın emisyonu göstermeyen parlamalarla karşılaştırılması amaçlanmıştır.

Ajello ve diğ. (2021) tarafından sunulan “First Fermi-LAT Solar Flare Catalog” esas alınarak, 2010–2018 yılları arasında 24. Güneş çevrimi kapsamında LAT tarafından 30 MeV–10 GeV enerji aralığında gözlemlenen 45 Güneş parlamasından oluşan örneklem değerlendirmeye alınmıştır.

Bu parlamalar, gama ışını emisyonlarının zamanlamasına göre sınıflandırılmış; ancak atımlı faz ile sınırlı olan, yalnızca düşük enerjili LAT verisi içeren ve GBM gözlemi bulunmayan toplam 12 olay çalışma kapsamı dışında bırakılmıştır. Böylece LAT ve GBM eşgözlemi içeren 33 uzun süreli gama ışını olayı (LDGRF) analiz için uygun adaylar olarak belirlenmiştir (bkz. EK-2, EK-3).

Bu adaylar arasından, farklı X-ışını sınıfları (X, M) ve LAT sınıflamalarını (bkz. EK1) temsil eden üç uzun süreli Güneş parlaması seçilmiş; her biri için detaylı tayfsal analiz gerçekleştirilmiştir. Karşılaştırmalı değerlendirme amacıyla, bu uzun parlamalarla aynı çevrimde yer alan, benzer X-ışını sınıfına sahip ve yeterli veri kalitesi sunan üç standart parlama daha analiz edilmiştir. Böylece altı parlama özelinde tayfsal parametrelerin zamansal evrimi karşılaştırılmıştır.

Tablo 4.1: Tayfsal analiz için belirlenen LDGF parlamaları ve standart parlamaların bilgileri

Parlama İsmi	Parlama Sınıfı	LAT Sınıflaması	GBM Süresi (sn)	GBM En Parlak 5 Dedektör	GBM Trigger No
FLSF20121023	X1.8	LLE-Eşzamanlı Gecikmeli	503	n5,n4,n1,n3	bn121023135
FLSF20130411	M6.5	Ön Emisyon Yok-Kısa Gecikmeli	2996	n0,n1,n3,n5	bn130411298
FLSF20121127	M1.6	Eşzamanlı Kısa Gecikmeli	672	n0,n1,n3,n6	bn121127663
SF20140402	M6.5	—	1693	n5,n3,n1,n0	bn140402578
SF20141220	X1.8	—	1330	n1,n3,n5,n0	bn141220020
SF20110216	M1.6	—	932	n5,n3,n1,n4	bn110216600

4.2 TAYFSAL ANALİZ BULGULARI

4.2.1 Uzun Süreli Gama Işın Emisyonu Göstereen Güneş Parlamaları

4.2.1.1 FLSF20121023 X1.8 Parlaması

23 Ekim 2012 tarihinde gerçekleşen ve Fermi/LAT tarafından uzun süreli gama ışını emisyonu gösterdiği tespit edilen bu parlama, tayfsal analiz için seçilen üç LDGRF örneğinden biridir. Fermi/GBM tarafından kaydedilen verilerde, zenit açısı 0° olan en parlak dedektörde foton yığılması (pile-up) problemi gözlemlendiğinden, analizlerde zenit açısı 57.3° olan ve sinyal gücü yeterli olan n4 dedektörü tercih edilmiştir.

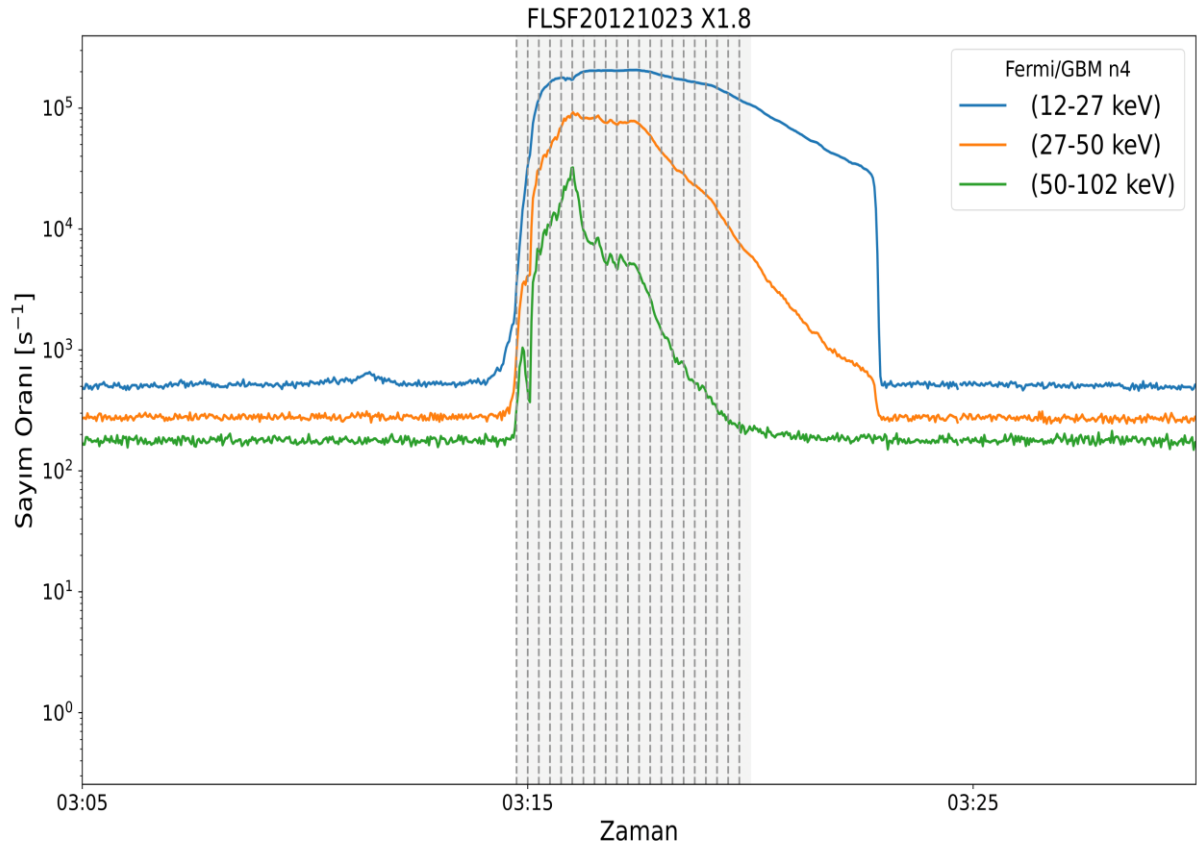
Analize temel alınan zaman aralıkları, 50–100 keV enerji bandındaki sayım oranına göre belirlenmiştir. Sinyalin zemin seviyesinin üzerine çıktığı ve tekrar zemin seviyesine indiği zamanlar 03:14 – 03:20 arası olarak belirlenmiş ve bu süre 15 saniyelik eşit zaman adımlarına bölünerek toplamda 22 analiz aralığı oluşturulmuştur (bkz. Şekil 4.2.1 gri kesikli çizgiler).

Parlamaya ait tayf modellemesi Tablo 4.2.1’de özetlenmiştir. Termal bileşen eksikliği nedeniyle analizler 25–900 keV aralığında gerçekleştirilmiş ve tüm zaman adımlarında yalnızca termal olmayan foton modelleri kullanılmıştır.

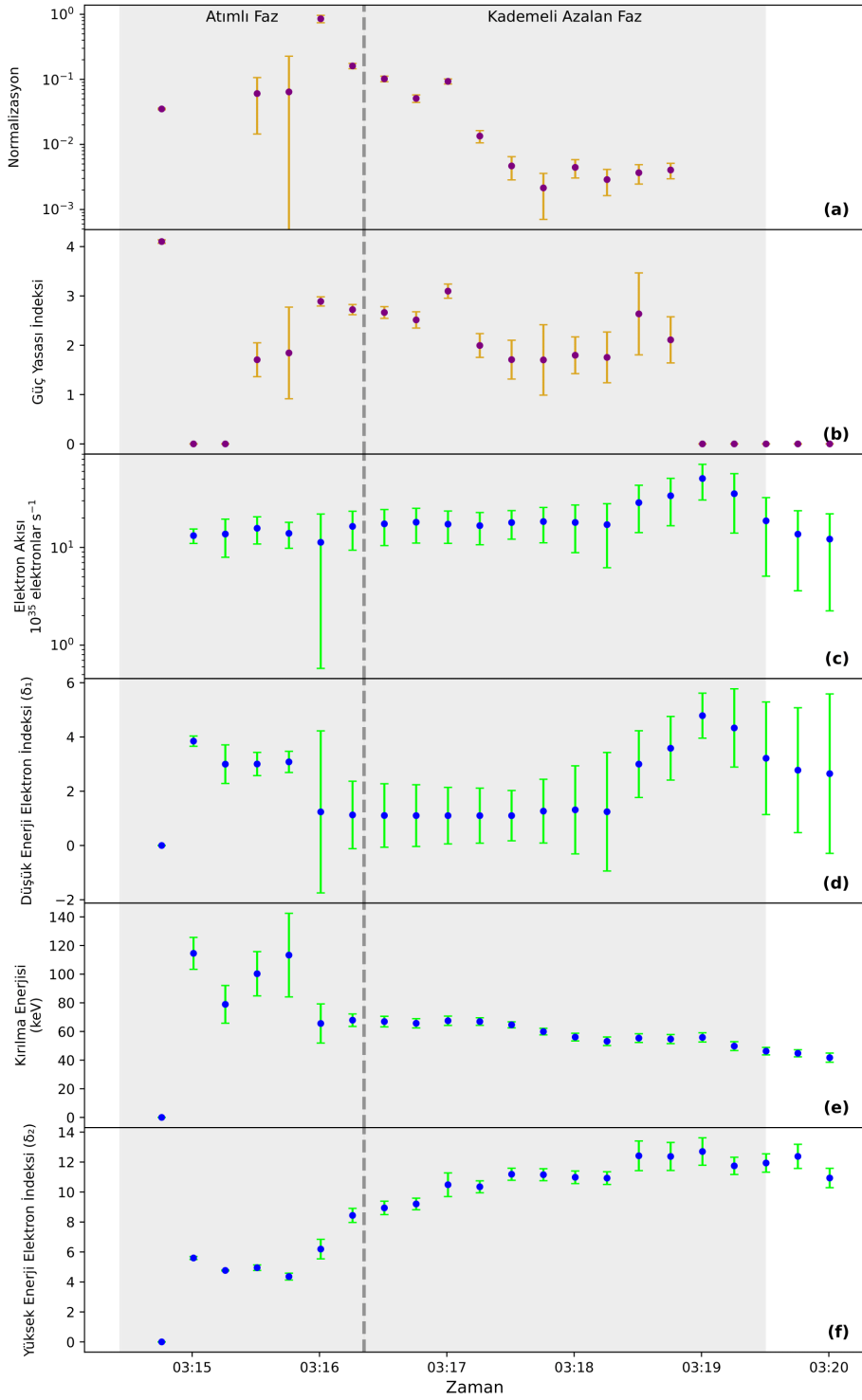
Parlamaya ait spektral model parametrelerinin zamana bağlı değişimi Şekil 4.2.2’te gösterilmiştir. Farklı model bileşenlerine ait parametreler ayrı panellerde sunulmuş; power-law ve thick-target (thick2) modellerinin temel parametreleri zaman eksenini boyunca izlenmiştir. Her bir zaman aralığına ait tayf modellemesinin χ^2 uygunluk değerleri Ek-5’te ayrı ayrı sunulmuştur.

Tablo 4.2.1: FLSF20121023 parlamasına ait fit numaralarına karşılık gelen tayf modelleri

Zaman Adımı	Uygulanan Model	Enerji Aralığı (keV)
0	1pow + line	25–900
1–2	thick2 + line	25–900
3–15	thick2 + 1pow + line	25–900
16–21	thick2 + line	25–900



Şekil 4.2.1: Parlamaya ait GBM ışık eğrisi ve analiz aralıkları.



Şekil 4.2.2: FLSF20121023 parlamasına ait tayf model parametrelerinin zaman içindeki değişimi. **(a)** Power-law modeline ait normalizasyon parametresi, **(b)** Power-law foton indeksi, **(c)** Thick2 modeline ait toplam elektron akısı, **(d)** Düşük enerji elektron indeksi, **(e)** Kırılma enerjisi **(f)** Yüksek enerji elektron indeksi.

4.2.1.2 FLSF20130411 M6.5 Parlaması

11 Nisan 2013 tarihinde gerçekleşen ve Fermi/LAT tarafından uzun süreli gama ışını emisyonu gösterdiği doğrulanan bu parlama, tayfsal analiz kapsamında değerlendirilen üç LDGRF olayından biridir. Fermi/GBM tarafından kaydedilen verilerde zenit açısı 60° 'nin altında olan dedektörlerden n0, n1, n3, n5 ve n6 bu olayı gözlemlemiştir. Ancak bu dedektörlerin en parlak üçü zenit açısı 30° 'den küçük olmasına rağmen, termal enerji aralığındaki sinyal yığılmaları (pile-up) nedeniyle uygun modelleme yapılamamıştır. Bu nedenle analizlerde, zenit açısı 48.7° olan ve dördüncü en parlak dedektör olan n5 tercih edilmiştir.

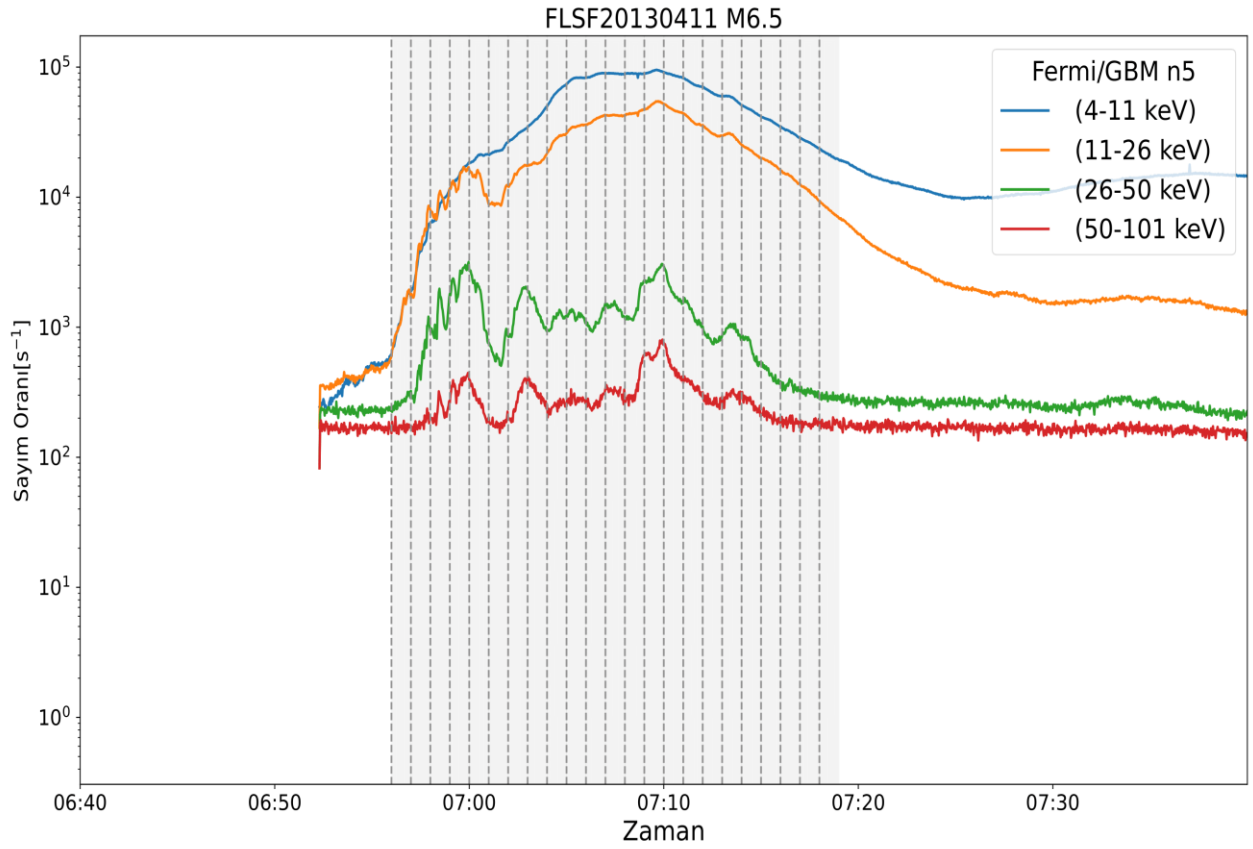
Tayfsal analiz zaman aralıklarının belirlenmesinde 25–50 keV enerji bandındaki ışık eğrisi referans alınmış; sinyalin zemin seviyesinin üzerine çıktığı ve tekrar zemin seviyesine indiği süre 06:57–07:19 arası olarak belirlenmiştir. Bu süre 60 saniyelik eşit zaman adımlarına bölünmüş ve toplamda 22 tayfsal zaman dilimi oluşturulmuştur (bkz. Şekil 4.2.3 gri kesikli çizgiler).

Parlamaya ait tayf modellemesi aşağıdaki tabloda özetlenmiştir. Analizler 8–900 keV aralığında gerçekleştirilmiş ve her bir zaman dilimi, uygun foton modelleriyle temsil edilmiştir (bkz. Tablo 4.2.2).

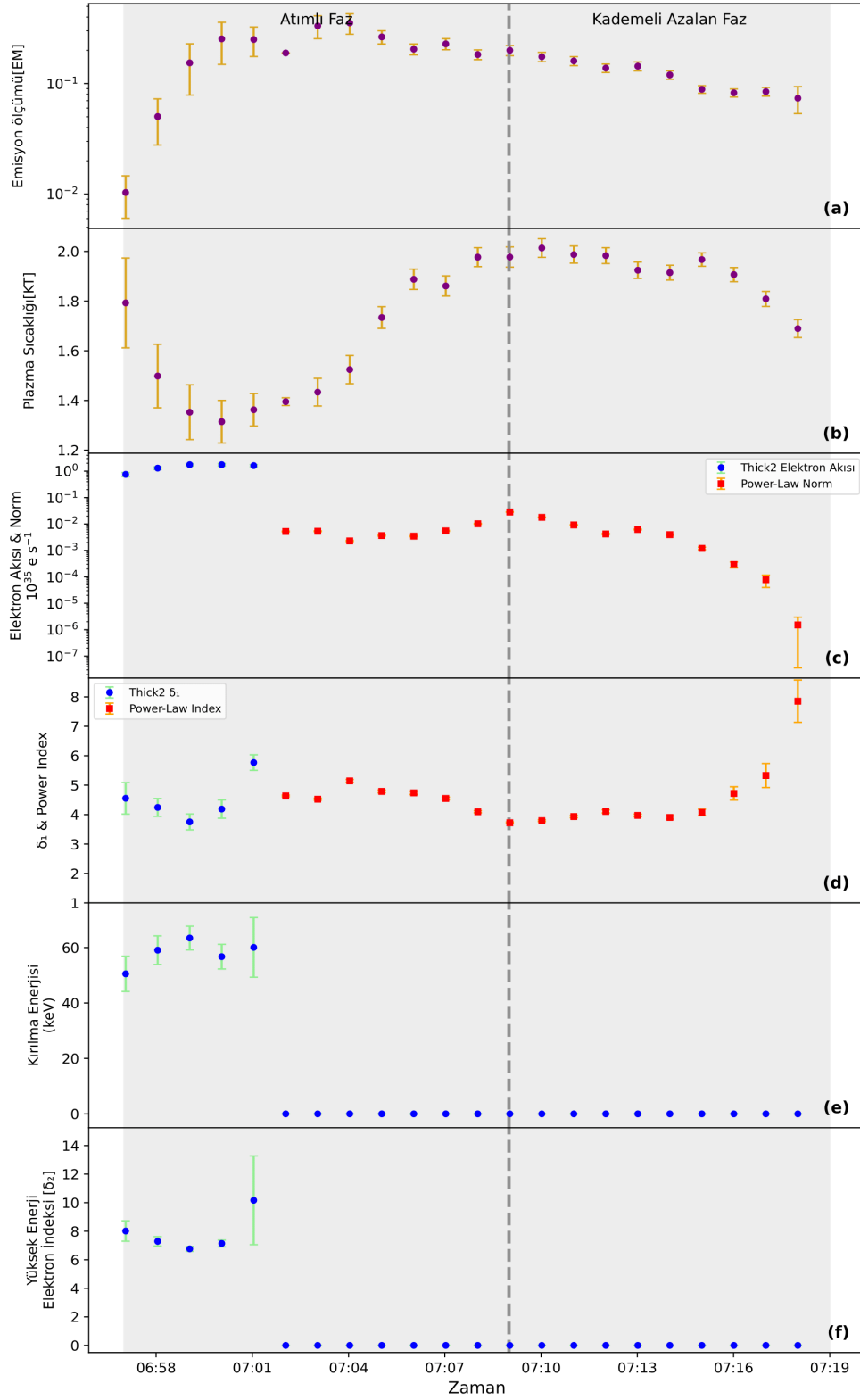
Parlamaya ait tayfsal model parametrelerinin zamana bağlı değişimi Şekil 4.2.4'te gösterilmiştir. Termal ve termal olmayan modellerin temel parametreleri ayrı panellerde sunulmuştur. Her bir zaman adımına karşılık gelen χ^2 uygunluk değerleri Ek-5'de listelenmiştir.

Tablo 4.2.2 : FLSF20130411 parlamasına ait fit numaralarına karşılık gelen tayf modelleri.

Zaman Adımı	Uygulanan Model	Enerji Aralığı (keV)
0-4	vth+thick2	8–900
5-21	vth+1pow	8–900



Şekil 4.2.3: Parlamaya ait GBM ışık eğrisi ve analiz aralıkları.



Şekil 4.2.4: FLSF20130411 parlamasına ait tayf model parametrelerinin zaman içindeki değişimi. (a) Emisyon ölçümü (b) Plazma sıcaklığı (c) Thick2 modeline ait elektron akısı ve Power-law modeline ait normalizasyon parametresi (d) Thick2 düşük enerji elektron indeksi ve Power-law foton indeksi (e) Thick2 modeline ait kırılma enerjisi (f) Thick2 modeline ait Yüksek enerji elektron indeksi.

4.2.1.3 FLSF20121127 M1.6 Parlaması

27 Kasım 2012 tarihinde meydana gelen parlama, analiz edilen üç LDGRF olayından biridir. Fermi/GBM verileri incelendiğinde, bu olayı gözlemleyen dedektörler arasında foton yığılması (pile-up) sorunu bulunmayan ve zenit açısı 24° olan n0 dedektörü uygun sinyal gücü nedeniyle analizlerde tercih edilmiştir.

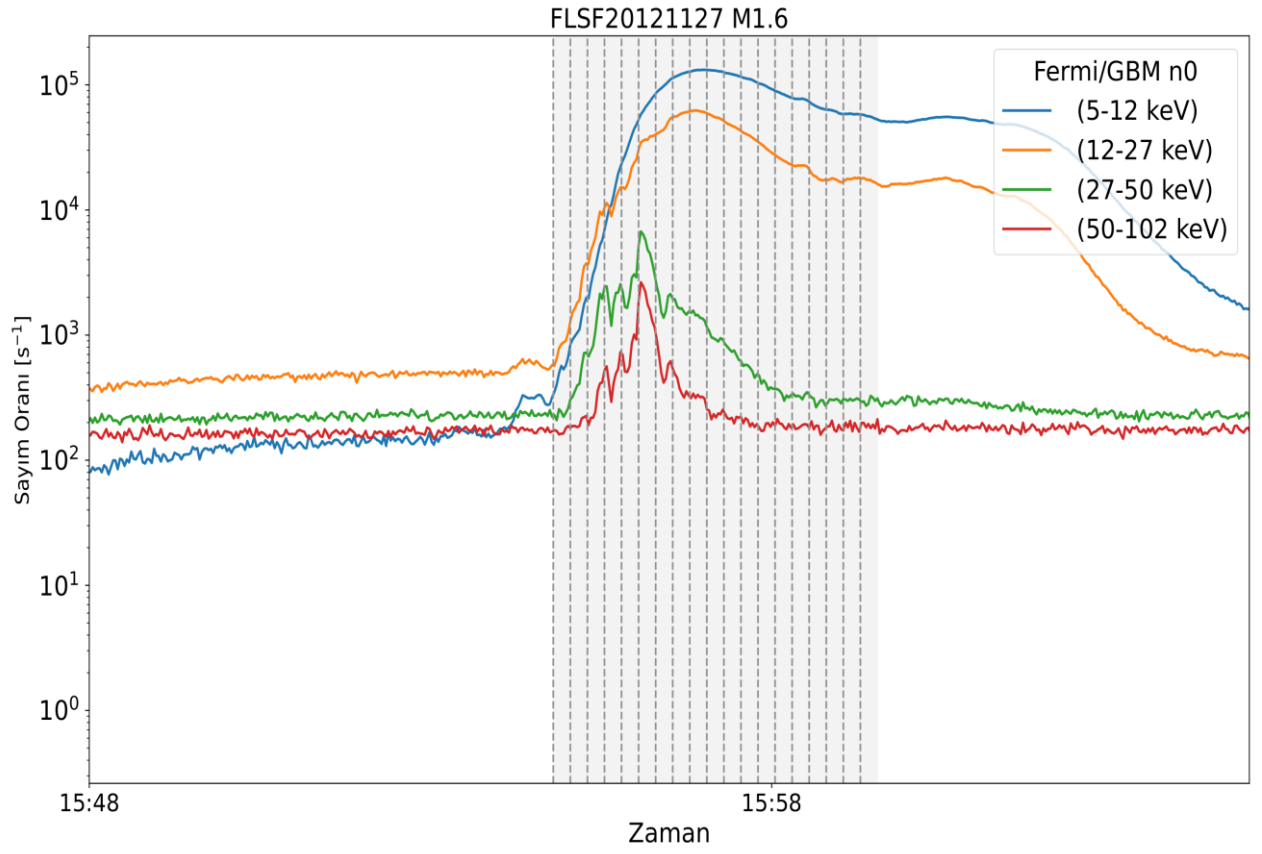
Tayfsal analiz zaman aralıkları, 25-50 keV enerji bandındaki ışık eğrisi temel alınarak belirlenmiş ve sinyalin zemin seviyesinin üzerine çıktığı an 15:54, tekrar zemin seviyesine indiği an ise 16:02 olarak tespit edilmiştir. Bu süre 25 saniyelik eşit zaman adımlarına bölünerek toplam 18 tayfsal zaman dilimi oluşturulmuştur (bkz. Şekil 4.2.5 gri kesikli çizgiler).

Parlamaya ait tayf modellemesi aşağıdaki tabloda özetlenmiştir. Analizler 8–900 keV enerji aralığında gerçekleştirilmiş ve her bir zaman diliminde, verinin yapısına uygun foton model bileşenleri uygulanmıştır (bkz. Tablo 4.2.3). Olayda hem termal hem de termal olmayan süreçlerin etkin olduğu belirlenmiştir.

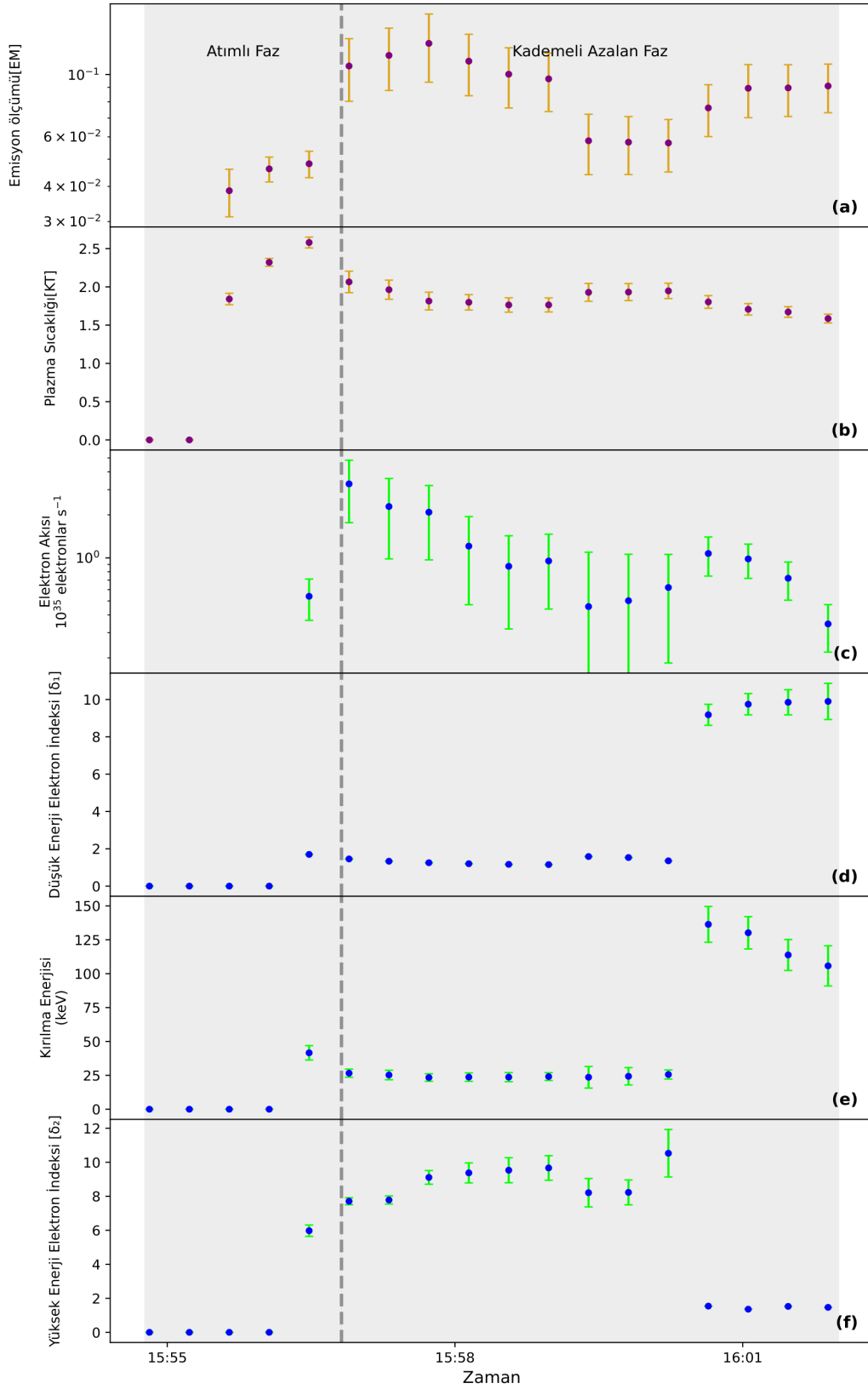
Parlamaya ait tayfsal model parametrelerinin zamana bağlı değişimi Şekil 4.2.6'da gösterilmiştir.

Tablo 4.2.3: FLSF20121127 parlamasına ait fit numaralarına karşılık gelen tayf modelleri

Zaman Adımı	Uygulanan Model	Enerji Aralığı (keV)
0-1	1pow	8-900
2-3	vth+1pow	8-900
4-15	vth+1pow+thick2	8-900
16-17	vth+thick2	8-900



Şekil 4.2.5: Parlamaya ait GBM ışık eğrisi ve analiz aralıkları



Şekil 4.2.6: FLSF20121127 parlamasına ait tayf model parametrelerinin zaman içindeki değişimi. **(a)** Emisyon ölçümü **(b)** Plazma sıcaklığı **(c)** Thick2 modeline ait elektron akısı ve Power-law modeline ait normalizasyon parametresi **(d)** Thick2 düşük enerji elektron indeksi ve Power-law foton indeksi **(e)** Thick2 modeline ait kırılma enerjisi **(f)** Thick2 modeline ait Yüksek enerji elektron indeksi.

4.2.2 Uzun Süreli Gama Işın Emisyonu Göstermeyen Güneş Parlamaları

4.2.2.1 SF20141220 X1.8 Parlaması

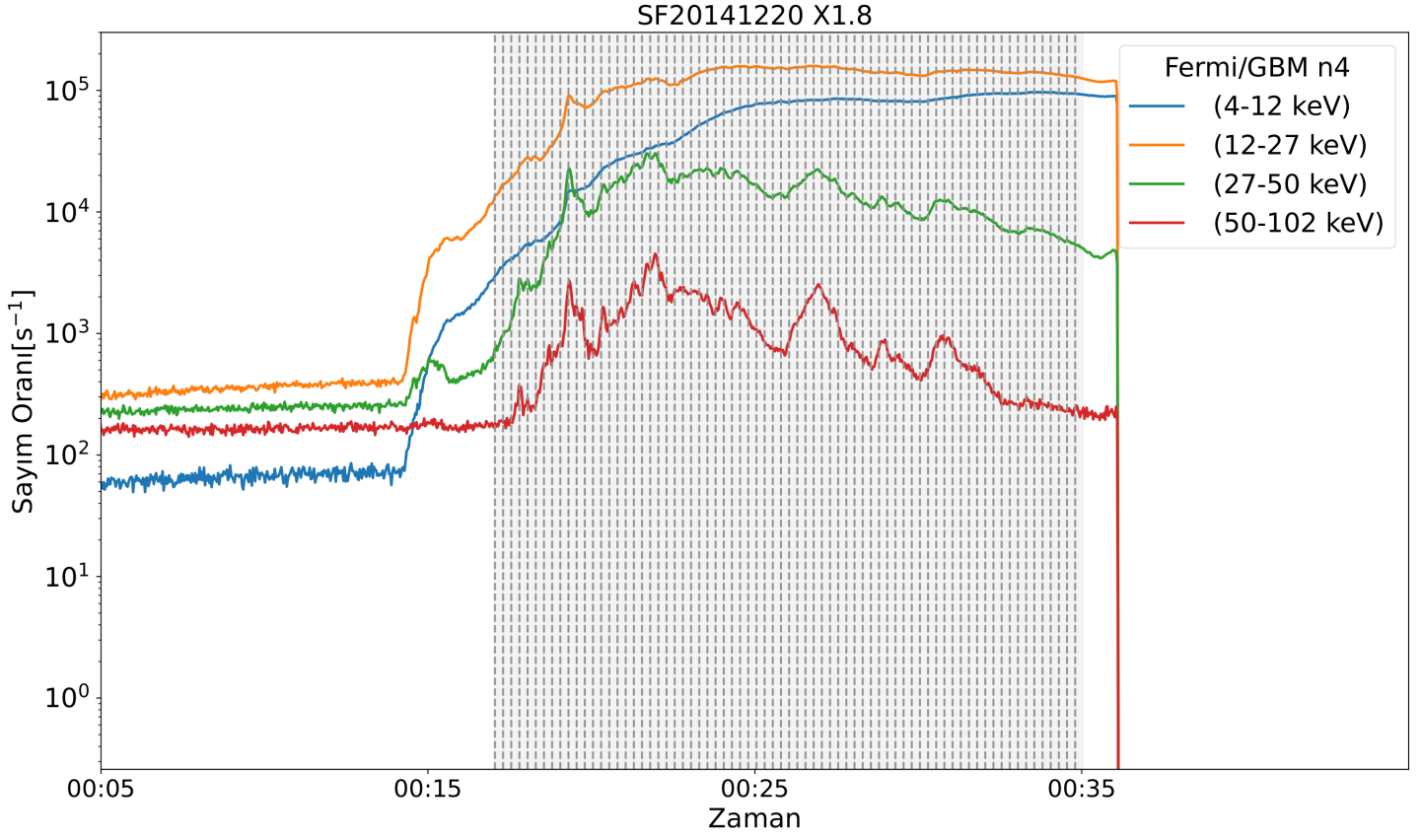
20 Aralık 2014 tarihinde meydana gelen, X1.8 sınıfı parlama, analiz edilen üç standart olaydan biridir. Fermi/GBM tarafından kaydedilen verilerde, zenit açısı 60° 'nin altında olan dedektörler n1, n3, n5 ve n0 olayı gözlemlemiştir. Ancak bu dedektörlerde foton yığılması (pile-up) sorunu gözlemlendiğinden, analizlerde zenit açısı 64.5° olan ve sinyal kalitesi uygun olan n4 dedektörü tercih edilmiştir.

Tayfsal analiz zaman aralıkları, 50–100 keV enerji bandındaki ışık eğrisi referans alınarak belirlenmiş; sinyalin zemin seviyesinin üzerine çıktığı an 00:17, tekrar zemin seviyesine indiği an ise 00:35 olarak tespit edilmiştir. Bu süre, 15 saniyelik eşit zaman adımlarına bölünerek toplamda 71 tayfsal zaman dilimi oluşturulmuştur (bkz. Şekil 4.2.7 gri kesikli çizgiler).

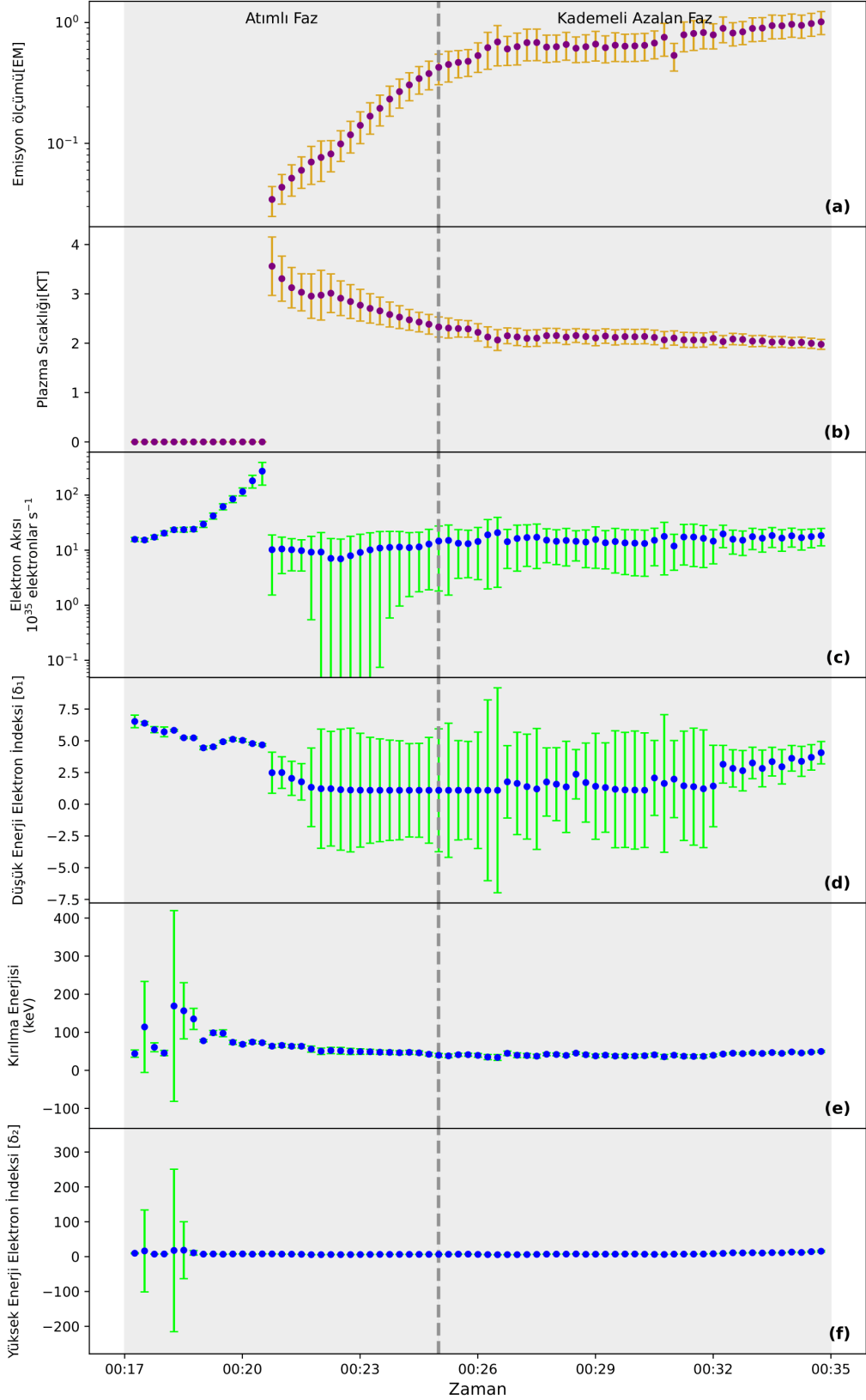
Parlamaya ait tayf modellemesi aşağıdaki tabloda özetlenmiştir. Analizler 8–900 keV enerji aralığında gerçekleştirilmiş ve her bir zaman diliminde uygun foton modelleri kullanılmıştır (bkz. Tablo 4.2.4). Olayda hem termal hem de termal olmayan bileşenlerin birlikte bulunduğu belirlenmiştir. Tayfsal model parametrelerinin zamana bağlı değişimi Şekil 4.2.8'de gösterilmiştir.

Tablo 4.2.4: SF20141220 parlamasına ait fit numaralarına karşılık gelen tayf modelleri.

Zaman Adımı	Uygulanan Model	Enerji Aralığı (keV)
0-13	line+thick2	8–900
13-70	vth+line+thick2	8–900



Şekil 4.2.7: Parlamaya ait GBM ışık eğrisi ve analiz aralıkları



Şekil 4.2.8: SF20141220 parlamasına ait tayf model parametrelerinin zaman içindeki değişimi. (a) Emisyon ölçümü (b) Plazma sıcaklığı (c) Thick2 modeline ait elektron akısı (d) Thick2 düşük enerji elektron indeksi (e) Thick2 modeline ait kırılma enerjisi (f) Thick2 modeline ait Yüksek enerji elektron indeksi.

4.2.2.2 SF20140402 M6.5 Parlaması

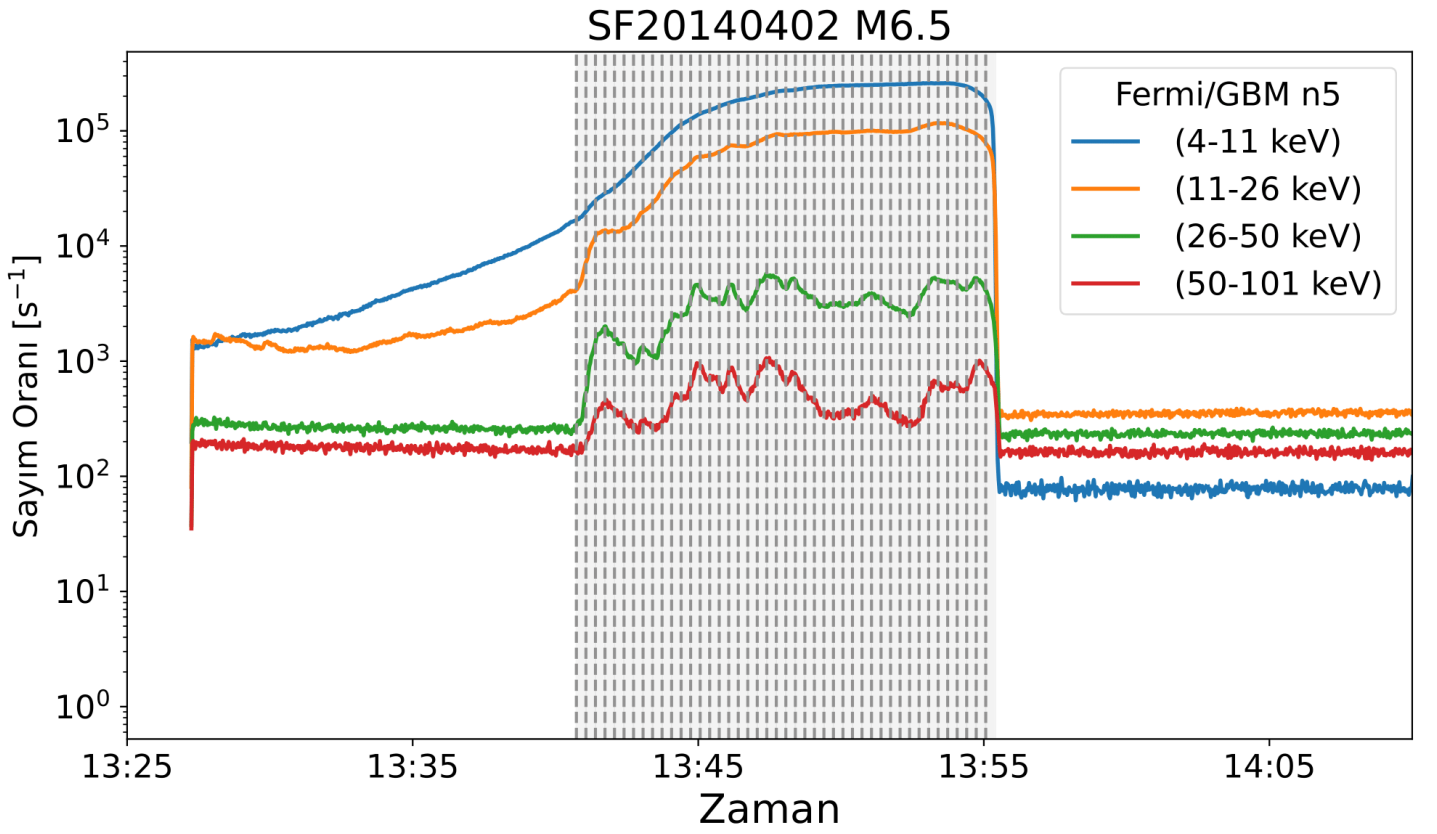
2 Nisan 2014 tarihinde meydana gelen, M6.5 sınıfı parlama, analiz edilen üç standart olaydan biridir. Fermi/GBM tarafından kaydedilen verilerde, zenit açısı 60° 'nin altında olan dedektörler n5, n3, n1, n0 ve n4 olayı gözlemlemiştir. Tayfsal analizde, zenit açısı 18.1° olan ve en yüksek sinyal gücüne sahip n5 dedektörü tercih edilmiştir.

Tayfsal analiz zaman aralıkları, 25–50 keV enerji bandındaki ışık eğrisi temel alınarak belirlenmiş; sinyalin zemin seviyesinin üzerine çıktığı an 13:40, tekrar zemin seviyesine indiği an ise 13:55 olarak saptanmıştır. Bu süre, 20 saniyelik eşit zaman adımlarına bölünerek toplamda 43 tayfsal analiz dilimi oluşturulmuştur (bkz. Şekil 4.2.9 gri kesikli çizgiler).

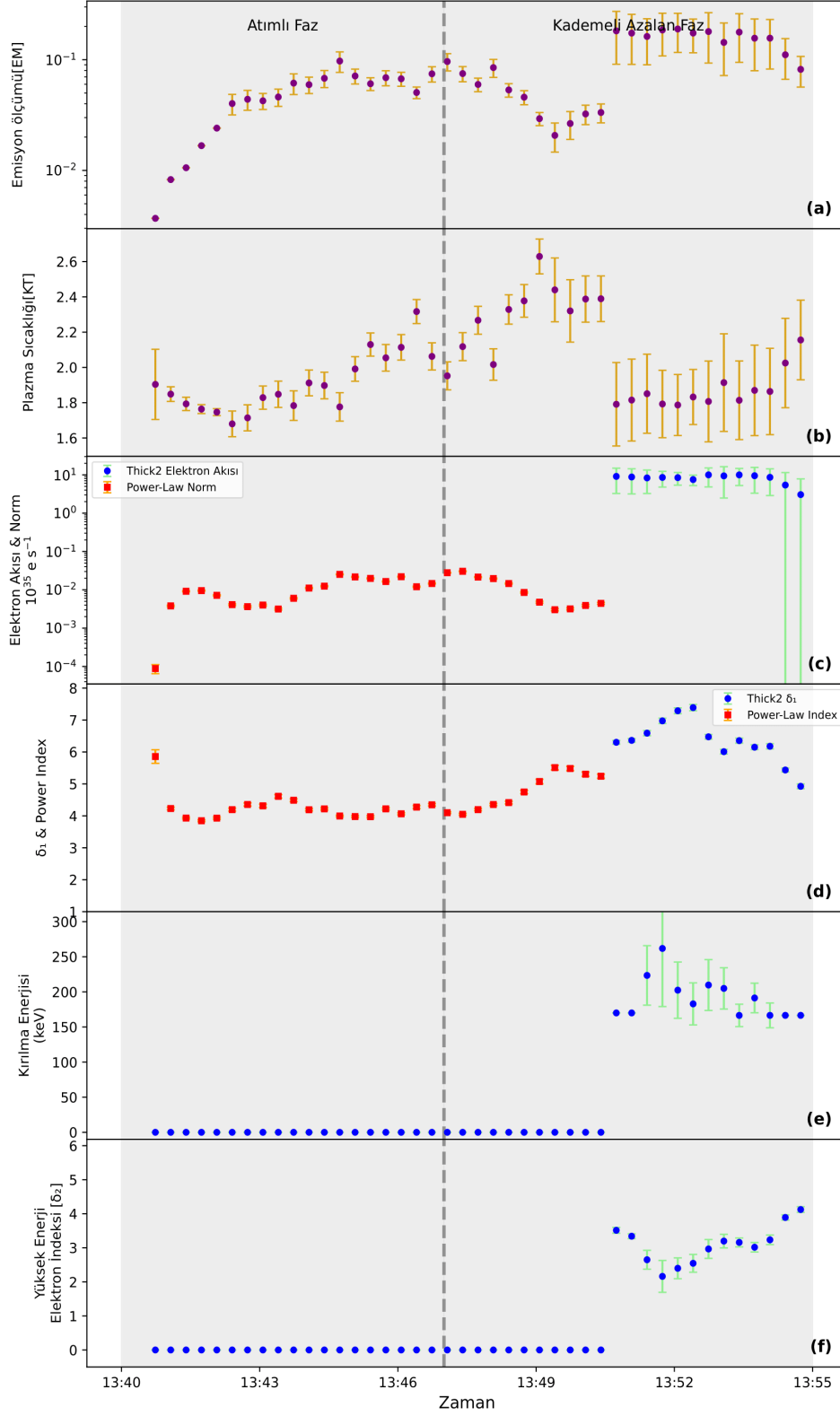
Parlamaya ait tayf modellemesi aşağıdaki tabloda özetlenmiştir. Analizler 8–900 keV enerji aralığında gerçekleştirilmiştir (bkz. Tablo 4.2.5). Ancak termal ve termal olmayan bileşenlerin birlikte modellenmesi aşamasında, termal bileşen parametreleri olan sıcaklık ve emisyon ölçümünde güvenilir sonuçlar elde edilememiştir. Bu nedenle analizler, öncelikle yalnızca termal bileşenin bulunduğu 8–30 keV aralığında gerçekleştirilmiş; uygun vth parametreleri sabitlendikten sonra aralık 8–900 keV olacak şekilde genişletilmiş ve termal olmayan bileşenler modele eklenmiştir. Parlamaya ait tayfsal model parametrelerinin zamana bağlı değişimi Şekil 4.2.10'da gösterilmiştir.

Tablo 4.2.5: SF20140402 parlamasına ait fit numaralarına karşılık gelen tayf modelleri.

Zaman Adımı	Uygulanan Model	Enerji Aralığı (keV)
0-29	vth+1pow	8–900
30-42	vth+thick2	8–900



Şekil 4.2.9: Parlamaya ait GBM ışık eğrisi ve analiz aralıkları.



Şekil 4.2.10: SF20140402 parlamasına ait tayf model parametrelerinin zaman içindeki değişimi. **(a)** Emisyon ölçümü **(b)** Plazma sıcaklığı **(c)** Thick2 modeline ait elektron akısı ve Power-law modeline ait normalizasyon parametresi **(d)** Thick2 düşük enerji elektron indeksi ve Power-law foton indeksi **(e)** Thick2 modeline ait kırılma enerjisi **(f)** Thick2 modeline ait Yüksek enerji elektron indeksi.

4.2.2.3 SF20110216 M1.6 Parlaması

16 Şubat 2011 tarihinde meydana gelen, M1.6 sınıfı parlama, analiz edilen üç standart olaydan biridir. Fermi/GBM tarafından kaydedilen verilerde 8.1° zenit açısı ile n5 dedektörü analiz için tercih edilmiştir.

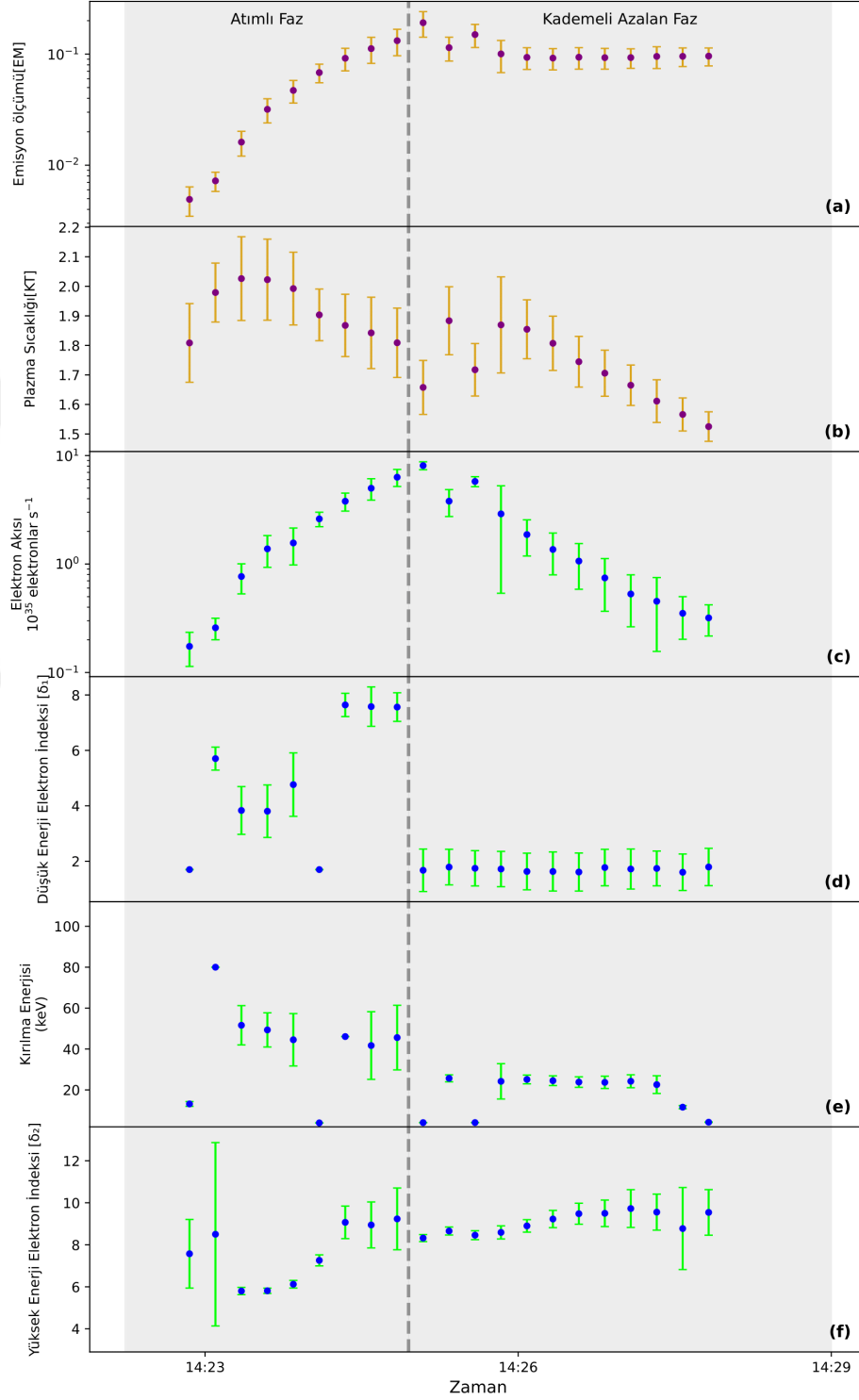
Tayfsal analiz zaman aralıkları, 25–50 keV enerji bandındaki ışık eğrisi temel alınarak belirlenmiş; sinyalin zemin seviyesinin üzerine çıktığı an 14:22, tekrar zemin seviyesine indiği an ise 14:32 olarak tespit edilmiştir. Bu süre 25 saniyelik eşit zaman adımlarına bölünerek toplamda 24 tayfsal analiz dilimi oluşturulmuştur (bkz. Şekil 4.2.11 gri kesikli çizgiler).

Parlamaya ait tayf modellemesi aşağıdaki tabloda özetlenmiştir. Analizler 8–900 keV enerji aralığında gerçekleştirilmiş ve sinyalin özelliklerine bağlı olarak her bir zaman diliminde uygun foton model kombinasyonları kullanılmıştır (bkz. Tablo 4.2.6). Olayda termal ve termal olmayan süreçler zaman içinde farklı dönemlerde etkili olmuştur.

Parlamaya ait tayfsal model parametrelerinin zamana bağlı değişimi Şekil 4.2.12’de gösterilmiştir.

Tablo 4.2.6: SF20110216 parlamasına ait fit numaralarına karşılık gelen tayf modelleri.

Zaman Adımı	Uygulanan Model	Enerji Aralığı (keV)
0-9	vth + thick2	8–900
9-21	vth +thick2	8–900



Şekil 4.2.12: SF20110216 parlamasına ait tayf model parametrelerinin zaman içindeki değişimi. (a) Emisyon ölçümü (b) Plazma sıcaklığı (c) 1pow normalizasyonu (d) 1pow foton indeksi.

4.3 FAZLARA AİT ORTALAMA MODEL PARAMETRE DEĞERLERİ

Bu bölümde, analiz edilen her bir parlamanın atımlı ve kademeli fazlarına ait tayfsal model parametrelerinin ortalama değerleri Tablo 4.3.1 ve Tablo 4.3.2'de sunulmuştur. Tez çalışmasının temel amacı doğrultusunda, uzun süreli gama ışını emisyonu gösteren parlamalar ile aynı sınıfa ait ancak bu özelliği göstermeyen standart parlamalar arasında tayfsal parametrelerin ortalama değerleri karşılaştırılmıştır. Yapılan bu karşılaştırma sonucunda, parametrelerin ortalama değerlerinde belirgin farklar gözlenmemiştir. Asıl ayrımın, model bileşenlerinin yapısal farklılıkları ve zamana bağlı evrimleri gibi tayfsal karakteristik özelliklerde ortaya çıktığı görülmüştür. Söz konusu yapısal farklılıklar ve yorumlar, Bölüm 5'te ayrıntılı biçimde ele alınmıştır.

Tablo 4.3.1: İncelenen parlamaların atımlı fazlarına ait tayfsal model parametrelerinin ortalama değerleri.

Parlama	Fit no	vth [kT] (keV)	vth [EM] (10^{49} cm^{-3})	1pow Normalizasyon (foton $\text{cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ keV}^{-1}$) $\times 10^{-2}$	1pow foton indeks	Thick2 elektron akısı $10^{35} \text{ elektronlar s}^{-1}$	Thick2 Düşük elektron indeksi	Thick2 Kırılma enerjisi (keV)	Thick2 Yüksek elektron indeksi
FLSF20121023	6	--	--	23.00 ± 4.00	2.65 ± 0.20	14.05 ± 2.60	2.55 ± 0.56	90.08 ± 6.65	5.72 ± 0.14
FLSF20130411	13	1.62 ± 0.02	0.21 ± 0.01	1.00 ± 0.01	4.52 ± 0.01	1.44 ± 0.08	4.50 ± 0.16	57.95 ± 2.97	7.88 ± 0.64
FLSF20121127	5	2.25 ± 0.04	0.04 ± 0.003	3.00 ± 0.03	3.14 ± 0.03	--	--	--	--
SF20141220	31	2.81 ± 0.08	0.17 ± 0.01	--	--	34.74 ± 4.32	3.10 ± 0.50	69.28 ± 9.08	7.96 ± 8.55
SF20140402	19	1.90 ± 0.02	0.05 ± 0.002	1.00 ± 0.01	4.26 ± 0.01	--	--	--	--
SF20110216	9	1.92 ± 0.04	0.06 ± 0.01	--	--	2.43 ± 0.22	4.92 ± 0.22	41.76 ± 3.24	7.59 ± 0.56

Tablo 4.3.2: İncelenen parlamaların kademeli (azalan) fazlarına ait tayfsal model parametrelerinin ortalama değerleri.

Parlama	Fit no	vth [kT] (keV)	vth [EM] (10^{49} cm^{-3})	1pow Normalizasyon (foton $\text{cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ keV}^{-1}$) $\times 10^{-2}$	1pow foton indeksi	Thick2 elektron akısı (10^{35} elektronlar s^{-1})	Thick2 Düşük elektron indeksi	Thick2 Kırılma enerjisi (keV)	Thick2 Yüksek elektron indeksi
FLSF20121023	15	--	--	3.00 ± 0.15	2.20 ± 0.14	22.29 ± 3.14	2.24 ± 0.41	56.61 ± 0.76	11.18 ± 0.17
FLSF20130411	9	1.91 ± 0.01	0.12 ± 0.0043	0.48 ± 0.01	4.63 ± 0.10	--	--	--	--
FLSF20121127	13	1.83 ± 0.03	0.09 ± 0.01	0.29 ± 0.01	1.70 ± 0.05	1.19 ± 0.21	3.90 ± 0.11	54.33 ± 2.23	6.62 ± 0.17
SF20141220	39	2.11 ± 0.02	0.72 ± 0.03	--	--	15.87 ± 1.65	1.94 ± 0.60	41.00 ± 0.68	8.24 ± 0.09
SF20140402	24	2.06 ± 0.04	0.11 ± 0.01	1.00 ± 0.001	4.77 ± 0.02	8.20 ± 1.43	6.34 ± 0.02	190.97 ± 9.21	3.09 ± 0.06
SF20110216	12	1.72 ± 0.03	0.11 ± 0.01	--	--	2.27 ± 0.25	1.68 ± 0.80	18.13 ± 0.96	9.06 ± 0.23

5. TARTIŞMA VE SONUÇ

Bu çalışmada, üç uzun süreli (FLSF20121023, FLSF20130411, FLSF20121127) ve üç standart (SF20141220, SF20140402, SF20110216) Güneş parlamasına ait atımlı ve kademeli azalan fazlar için tayfsal analiz gerçekleştirilmiştir. Analizlerde termal (vth) ve termal olmayan (1pow, thick2) bileşenleri içeren modeller kullanılmış, her bir faz için elde edilen ortalama parametre değerleri incelenmiştir. Ayrıca, bu parametrelerin zaman içindeki değişimleri niteliksel olarak gözlemlenmiş ve fiziksel anlamda değerlendirilmiştir.

5.1 X1.8 SINIFI PARLAMALARIN KARŞILAŞTIRILMASI

FLSF20121023 ve SF20141220, her ikisi de X1.8 sınıfına ait parlamalar olmasına rağmen tayfsal yapı açısından önemli farklılıklar göstermektedir. FLSF20121023'te hem 1pow hem de thick2 modeli aynı anda kullanılmış; bu durum, birden fazla termal olmayan elektron popülasyonunun varlığına işaret edebilir. SF20141220 parlamasında ise yalnızca thick2 modeli kullanılmıştır; bu da tek bir baskın termal olmayan kaynak bileşeninin yeterli olduğunu göstermektedir.

Parametreler karşılaştırıldığında, FLSF20121023'te atımlı fazda kırılma enerjisi SF20141220'ye göre daha yüksek, buna karşılık elektron akısı daha düşüktür. Bu farklar, iki olayın termal olmayan elektron popülasyonlarının enerji dağılımında bazı yapısal farklılıklara işaret etmektedir. Öte yandan, FLSF20121023 için termal bileşen belirlenemediğinden, olaylar arası doğrudan bir termal karşılaştırma yapılamamaktadır.

5.2 M6.5 SINIFI PARLAMALARIN KARŞILAŞTIRILMASI

FLSF20130411 ve SF20140402, M6.5 sınıfına ait parlamalar olmakla birlikte tayfsal modelleme açısından belirgin yapısal farklar sergilemiştir. FLSF20130411 parlamasında farklı zaman aralıklarında hem thick2 hem de 1pow modelinin uygulandığı görülmektedir. Bu geçiş, elektron popülasyonunun zaman içinde kırılma enerjisinin değiştiğini ve farklı şekilde ivmelendirilmiş popülasyonların etkili olduğunu düşündürmektedir.

FLSF20130411'de emisyon ölçümü ve plazma sıcaklığı zamanla artış göstermiştir. Bu, hem termal hem de termal olmayan bileşenlerin atımlı faz boyunca aktif olduğunu düşündürür.

Bu parlamanın ardından, 861 km/s hızında bir CME gözlenmiş ve tip II radyo patlaması CME'den önce tespit edilmiştir (Gopalswamy ve diğ., 2019).

SF20140402 parlamasında ise 1471 km/s hızında bir CME tespit edilmiş, ardından yaklaşık altı dakika sonra tip II patlaması kaydedilmiştir. Her ne kadar hızlı CME'ye eşlik eden tip II patlaması gözlenmiş olsa da, bu parlama Ajello ve diğ. (2021) çalışmasında uzun süreli olarak sınıflandırılmamıştır. Bu durum, Pesce-Rollins ve diğ. (2024)'ün belirttiği gibi, her LDGRF parlamasının CME kaynaklı şoklara bağlı olmak zorunda olmadığını göstermektedir.

5.3 M1.6 SINIFI PARLAMALARIN KARŞILAŞTIRILMASI

FLSF20121127 ve SF20110216, M1.6 sınıfındaki parlamalar arasında yer almaktadır. FLSF20121127 parlamasında hem 1pow hem de thick2 modelinin aynı anda uygulanması, farklı elektron popülasyonlarının varlığına işaret etmektedir.

Özellikle FLSF20121023 ve FLSF20121127 parlamaları, Fermi-LAT kataloğunda “LLE-Prompt” veya “Prompt Short-Delayed” olarak sınıflandırılmıştır. Bu sınıflamalar, sert X-ışını ve gama ışınlarının eşzamanlı başladığını gösteren Ajello ve diğ., (2021) çalışması ile uyumludur. Bu parlamalarda aynı anda iki farklı termal olmayan bileşenin modele dahil edilme gerekliliği dikkat çekicidir.

Buna karşılık SF20110216 parlamasında sadece 1pow modeli uygulanabilmiş ve foton indeksi 5–7 arasında kalmıştır. Bu spektrumun oldukça yumuşak olduğunu, yani büyük oranda düşük enerjili fotonlardan oluştuğunu göstermektedir. Ayrıca plazma sıcaklığındaki azalma, termal bileşenin kademeli fazda etkinliğini yitirdiğini göstermektedir.

5.4 GENEL DEĞERLENDİRME VE SONUÇ

Elde ettiğimiz sonuçları karşılaştırdığımızda aşağıdaki eğilim ve farklılıklar dikkat çekmektedir:

Termal Olmayan Bileşen Sayısı ve Model Yapısı: Uzun süreli gama ışını emisyonu gösteren parlamalarda genellikle birden fazla termal olmayan bileşen (1pow ve thick2) aynı anda modele dahil edilmiştir. Bu durum, farklı elektron popülasyonlarının birlikte

katkıda bulunduğu daha karmaşık ivmelenme süreçlerinin söz konusu olabileceğini düşündürmektedir. Standart parlamalarda ise çoğunlukla yalnızca tek bir termal olmayan modelin yeterli olduğu gözlenmiştir.

Model Geçişleri ve Evrimsel Yapı: Uzun süreli parlamalarda hem model geçişlerinin (örneğin FLSF20130411’de thick2’den 1pow’a geçiş) hem de birden fazla modelin aynı anda uygulanmasının (örneğin FLSF20121023 ve FLSF20121127’de) sıkça gözlenmesi, tayfsal yapıların zamanla değişim gösterdiğini ve daha dinamik bir süreç barındırdığını ortaya koymaktadır. Buna karşılık, standart parlamalarda bu geçişler sınırlı ya da hiç gözlenmemiştir.

LAT Kataloğu Sınıflamaları ile Uyum: LLE-Prompt veya Prompt Short-Delayed olarak sınıflandırılan parlamalarda (örneğin, FLSF20121023 ve FLSF20121127) iki farklı termal olmayan modelin uygulanması dikkat çekici bir bulgudur. Bu durum, Ajello ve diğ., (2021) çalışmasındaki sert X-ışını ve gama ışını emisyonlarının eşzamanlı başlamasıyla uyum göstermektedir. Buna karşılık, No-Prompt sınıfında yer alan FLSF20130411 parlamasında tek bir termal olmayan modelin fazlar boyunca değişerek kullanılması, bu tür parlamalarda farklı ivmelenme yapılarının evrimsel olarak ön planda olabileceğini göstermektedir.

CME ve Tip II Radyo Patlaması Zamanlaması: FLSF20130411 uzun süreli parlamasında, Tip II radyo patlaması saat 07:10’da, ilişkili CME ise saat 07:24’te başlamıştır. Buna karşılık SF20140402 olayında, önce CME saat 13:36’da, ardından Tip II patlaması saat 13:42’de gözlenmiştir. SF20140402 olayı, yüksek hızlı CME ve Tip II radyo patlaması içermesine rağmen uzun süreli parlama olarak sınıflandırılmamıştır. Bu durum, şok türlerinde ya da tetikleyici mekanizmalarda olaylar arası çeşitlilik olabileceğini düşündürmektedir. İlgili CME ve Tip II radyo patlama zamanlamaları, Gopalswamy ve diğ. (2019) tarafından sunulan “*STEREO and Wind WAVES Type II Bursts and the Associated CMEs*” kataloğundan derlenmiştir.

Ortalama Tayfsal Parametreler: Her ne kadar uzun süreli gama ışın emisyonu gösteren parlamalar ile standart parlamalar farklı fiziksel süreçlerle tanımlansa da, ortalama tayfsal parametre değerleri (örneğin sıcaklık, foton indeksi, elektron akısı gibi) arasında dramatik farklar gözlenmemiştir. Bu durum, parlamalar arasındaki temel ayırımın mutlak sayısal

değerlerden çok parametrelerin zaman içerisindeki evrimi ve kullanılan model bileşenlerinin çeşitliliği ile ortaya çıktığını düşündürmektedir.

Fermi/GBM Kataloğundaki Süreler : LDGRF ve standart parlamaların, Fermi/GBM kataloğunda belirtilen toplam süreleri karşılaştırıldığında, süre açısından da belirgin bir ayrım olmadığı görülmektedir. İlgili veriler Tablo 4.1’de sunulmuş, ayrıca EK 2’de ayrıntılı biçimde listelenmiştir.

Bu tez çalışmasında, farklı sınıflardaki Güneş parlamaları hem atımlı hem de kademeli azalan faz düzeyinde ayrıntılı olarak incelenmiş ve tayfsal model parametreleri ilk kez karşılaştırmalı bir yaklaşımla değerlendirilmiştir. Her ne kadar incelenen örnek sayısı sınırlı (üç uzun süreli, üç standart) olsa da, elde edilen bulgular, özellikle farklı foton modelleriyle tanımlanan tayflar, parlama süresince değişen radyasyon üretim süreçleri ve bu süreçler arasındaki geçişler hakkında önemli ipuçları sunmuştur. Bu yaklaşım, Güneş parlamalarındaki radyasyon üretim mekanizmalarının doğasını daha iyi anlamaya yönelik önemli bir temel sağlamaktadır.

Çalışmada kullanılan ileri yönlü fit yöntemi, yüksek çözünürlüklü tayfsal veri analizinde önemli avantajlar sağlamış, ancak özellikle foton yığılması (pile-up) gibi sorunların görüldüğü parlamalarda ve çoklu foton modellerinin gerektiği durumlarda analiz sürecini zorlaştırmıştır. Parlamaların farklı evrelerine karşılık gelen foton modellerinin ve ivmelenen parçacık popülasyonlarının karmaşıklığı göz önüne alındığında, her bir zaman aralığına ait tayfin fiziksel parametrelerinin anlamlı ve tutarlı şekilde belirlenmesi dikkat gerektiren ve zaman alıcı bir süreç olmuştur. Bu nedenle, ileride yapılacak daha geniş örneklemlilerde, bu yöntemin yapay zeka, makine öğrenmesi ya da otomatik model tanıma sistemleriyle desteklenmesi hem pratiklik hem de analiz hızının artırılması açısından önem arz etmektedir.

Sonuç olarak, bu tez çalışması farklı sınıflardaki Güneş parlamalarının tayfsal bileşenlerini, zamansal evrimlerini ve bu parlamaları en iyi tanımlayan foton modellerini karşılaştırmalı olarak ele alan özgün bir yaklaşım ortaya koymuştur. Elde edilen bulgular, Güneş parlamalarının dinamik ve karmaşık doğasının daha iyi anlaşılabilmesi için daha geniş örneklemlilerde çalışmalara duyulan ihtiyacı bir kez daha ortaya koymuştur.

KAYNAKLAR

- Ackermann, M., Ajello, M., Allafort, A., Baldini, L., Ballet, J., Barbiellini, G., ve diğ., 2017, Fermi-LAT Observations of High-Energy Behind-the-Limb Solar Flares, *The Astrophysical Journal*, 835(2), 219.
- Ajello, M. ,Baldini, L. ,Bastieri, D., 2021, First Fermi-LAT Solar Flare Catalog , *The Astrophysical Journal Supplement Series*,252(2),31.
- Andrews, M. D., 2003, A Search for CMEs Associated with Big Flares, *Solar Physics*, 218, 261–279.
- Bai, X., Socas-Navarro, H.,Nóbrega-Siverio, D.,Su, J., Deng, Y., Li,D. ve diğ., 2019, Signatures of Magnetic Reconnection at the Footpoints of Fan-shaped Jets on a Light Bridge Driven by Photospheric Convective Motions, *The Astrophysical Journal*, 870(2) , 12.
- Balamuralikrishna, K., Soo, J. Y. H., Mohamed Tahrin, N., Aziz, A. H. A., 2023 , Characterising Solar Magnetic Reconnection in Confined and Eruptive Flares, *Astrophysics and Space Science*, 368, 94.
- Barat, C., Trottet, G., Vilmer, N., Dezalay, J.-P., Talon, R., Sunyaev, R., Terekhov, O., Kuznetsov, A. ,1994, Evidence for Intense Coronal Prompt Gamma-Ray Line Emission from a Solar Flare, *The Astrophysical Journal Letters*, 425, L109–L112.
- Bell, A. R., 1978, The Acceleration of Cosmic Rays in Shock Fronts – I , *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 182(2), 147–156.
- Bemporad, A., Fineschi, S., Abbo, L., Da Deppo, V., Frassetto, F., Nicolini, G., Naletto, G. ,2023, Space weather-related activities and projects on-going at INAF-Turin Observatory, *Rendiconti Lincei. Scienze Fisiche e Naturali*, 34, 1055–1076.
- Bissaldi, E., von Kienlin, A., Lichti, G.ve diğ., 2009, Ground-based calibration and characterization of the Fermi gamma-ray burst monitor detectors , *Experimental Astronomy*,24(1-3), 47-88.
- Blandford, R. D., Ostriker, J. P., 1978, Particle Acceleration by Astrophysical Shocks , *The Astrophysical Journal*, 221(1), pp. L29–L32.
- Brown, J.C., Smith, D.F., 1980, Solar Flares ,*Reports on Progress in Physics*,43,125.
- Brueckner, G. E. , 1974, The Behavior of the Outer Solar Corona ($3R_{\odot}$ to $10R_{\odot}$) During a Large Solar Flare Observed from OSO-7 in White Light, *Coronal Disturbances*, IAU Symposium No. 57, 333–334.
- Brueckner, G. E., Howard, R. A., Koomen, M. J., Korendyke, C. M., Michels, D. J., Moses, J. D., Socker, D. G., Dere, K. P., Lamy, P. L., Llebaria, A., Bout, M. V., Schwenn, R., Simnett, G. M., Bedford, D. K., Eyles, C. J. , 1995, The Large Angle Spectroscopic Coronagraph (LASCO), *Solar Physics*, 162(1–2), 357–402.

- Bruno, A., de Nolfo, G. A., Ryan, J. M., Richardson, I. G., Dalla, S., 2023, Statistical Relationship between Long-duration High-energy Gamma-Ray Emission and Solar Energetic Particles, *The Astrophysical Journal*, 953(2), 14.
- Bucik, R., 2020, 3He-rich solar energetic particles: Solar sources, *Space Science Reviews*, 216, 24.
- Burkepile, J. T., Hundhausen, A. J., Stanger, A. L. , 2004, Role of projection effects on solar coronal mass ejection properties: 1. A study of CMEs associated with limb activity, *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 109(A3), A03103
- Burt, J., Smith, B., 2012, Deep Space Climate Observatory: The DSCOVR mission, 2012 IEEE Aerospace Conference, Big Sky, MT, USA, pp. 1–13.
- Bykov, A. M., Fleishman, G. D., 2009, Particle Acceleration by Strong Turbulence in Solar Flares: Theory of Spectrum Evolution, *The Astrophysical Journal*, 692(1), L45–L49.
- Cane, H. V., Erickson, W. C., 2005, Solar type II radio bursts and IP type II events, *The Astrophysical Journal*, 623(2), 1180–1194.
- Cargill, P. J., 1991, The Interaction of Collisionless Shocks in Astrophysical Plasmas , *The Astrophysical Journal*, 376(1), 771–782.
- Caspi, A., 2010, Super-hot ($T > 30$ MK) Thermal Plasma in Solar Flares, University of California, Berkeley, ProQuest Dissertations and Theses, 71, 127.
- Caspi, A., Krucker, S., Lin, R. P., 2014, Statistical Properties of Super-hot Solar Flares, *The Astrophysical Journal*, 781(1), 11.
- Chen, Q. , Petrosian, V., 2013, Determination of Stochastic Acceleration Model Characteristics in Solar Flares, *The Astrophysical Journal*, 777(1), 33.
- Chertok, I., Grechnev, V., 2004, Large-scale activity observed on the solar disk in association with CMEs, Multi-Wavelength Investigations of Solar Activity, IAU Symposium, 223, 451–452.
- Chupp, E. L., Ryan, J. M., 2009, High energy neutron and pion-decay gamma-ray emissions from solar flares , *Research in Astronomy and Astrophysics*, 9(1) , 11-40.
- Cliver, E. W., Kahler, S. W., Vestrand, W. T. ,1993, On the Origin of Gamma-Ray Emission from the Behind-the-Limb Flare on 29 September 1989, *Proceedings of the 23rd International Cosmic Ray Conference*, 3, 91.
- Cliver, E. W., Kahler, S. W., Reames, D. V., 2004, Coronal shocks and solar energetic proton events, *The Astrophysical Journal*, 605(2), 902–910.
- Comisso, L., Sironi, L., 2022, Ion and Electron Acceleration in Fully Kinetic Plasma Turbulence , *The Astrophysical Journal Letters*, 936(2), L27.

- Cremades, H., Bothmer, V. , 2004, On the three-dimensional configuration of coronal mass ejections, *Astronomy and Astrophysics*, 422, 307–322.
- De Nolfo, G. A., Bruno, A., Ryan, J. M., Dalla, S., Giacalone, J., Richardson, I. G., Christian, E. R., Stochaj, S. J., Bazilevskaya, G. A., Boezio, M., Martucci, M., Mikhailov, V. V., Munini, R., 2019, Comparing Long-duration Gamma-Ray Flares and High-energy Solar Energetic Particles, *Astrophysical Journal*, 879(2), 17.
- De Nolfo, G. A., Bruno, A., Ryan, J. M., Dalla, S., Giacalone, J., Richardson, I. G., Christian, E. R., 2021, Long Duration Gamma-ray Flares and High Energy Solar Energetic Particles: Is there a Connection?, *Proceedings of the 36th International Cosmic Ray Conference (ICRC2019)*, PoS(ICRC2019)1073.
- Dennis, B. R. ,1988, Solar Flare Hard X-Ray Observations,*Solar Physics*, 118(1-2), 49–94.
- Dermer, C. D., Miller, J. A., Li, H., 1996, Stochastic Particle Acceleration near Accreting Black Holes , *The Astrophysical Journal*, 456(1),106–118.
- D'Huys, E., Seaton, D. B., Poedts, S., Berghmans, D., 2014, Observational Characteristics of Coronal Mass Ejections Without Low-Coronal Signatures, *The Astrophysical Journal*, 795(1), 49.
- Dubois, R., 2011, Two Years Before the Mast: Fermi LAT Computing Two Years After Launch — Eight to Go! ,*Astronomical Data Analysis Software and Systems XX. ASP Conference Proceedings*,442,387.
- Emslie, A. G., Dennis, B. R., Shih, A. Y., ve diğ., 2012, Global Energetics of Thirty-eight Large Solar Eruptive Events, *The Astrophysical Journal*,759,71.
- Emslie, A. G., Kucharek, H., Dennis, B. R., Gopalswamy, N., Holman, G. D., Share, G. H., Vourlidas, A., Forbes, T. G., Gallagher, P. T., Mason, G. M., Metcalf, T. R., Mewaldt, R. A., Murphy, R. J., Schwartz, R. A., Zurbuchen, T. H., 2004, Energy partition in two solar flare/CME events, *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 109(A10), A10104.
- Fajardo-Mendieta, W. G., Martínez-Oliveros, J. C., Alvarado-Gómez, J. D., Calvo-Mozo, B. ,2016, Impulsivity Parameter for Solar Flares, *The Astrophysical Journal*, 818 (1), 7.
- Fichtel, C. E. ,Bertsch, D. L.,Chiang, J., 1994, The First Energetic Gamma-Ray Experiment Telescope (EGRET) Source Catalog , *Astrophysical Journal Supplement*,94,551.
- Fletcher, L., Dennis, B. R., Hudson, H. S., Krucker, S., Phillips, K., Veronig, A., Battaglia, M., Bone, L., Caspi, A., Chen, Q., Gallagher, P., Grigis, P. T., Ji, H., Liu, W., Milligan, R. O., Temmer, M., 2011, An Observational Overview of Solar Flares, *Space Science Reviews*, 159 (1–4), 19–106.
- Forbes, T. G., Linker, J. A., Chen, J., Cid, C., Kóta, J., Lee, M. A., Mann, G., Mikić, Z., Potgieter, M. S., Schmidt, J. M., Siscoe, G. L., Vainio, R., Antiochos, S. K., Riley, P., 2006, CME Theory and Models, *Space Science Reviews*, 123(1–3), 251–302.

- Forbush, S. E., 1946, Three unusual cosmic ray increases possibly due to charged particles from the Sun, *Physical Review*, 70, 771.
- Fulara, A., Chandra, R., Chen, P. F., Zhelyazkov, I., Srivastava, A. K., Uddin, W., 2019, Kinematics and Energetics of the EUV Waves on 11 April 2013, *Solar Physics*, 294(5), 56.
- Gopalswamy, N., Yashiro, S., Krucker, S., Stenborg, G., Howard, R. A., 2004, Intensity Variation of Large Solar Energetic Particle Events Associated with Coronal Mass Ejections, *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 109(A12).
- Gopalswamy, N., Mäkelä, P., Yashiro, S., Lara, A., Xie, H., Akiyama, S., MacDowall, R. J., 2018, Interplanetary Type II Radio Bursts from Wind/WAVES and Sustained Gamma-Ray Emission from Fermi/LAT: Evidence for Shock Source, *The Astrophysical Journal Letters*, 868(2), L19.
- Gopalswamy, N., Mäkelä, P., Yashiro, S., 2019, A Catalog of Type II radio bursts observed by Wind/WAVES and their Statistical Properties, *Sun and Geosphere*, 14(2), 111-121.
- Gopalswamy, N., Mäkelä, P., Yashiro, S., Lara, A., Akiyama, S., Xie, H., 2019, On the Shock Source of Sustained Gamma-Ray Emission from the Sun, *Journal of Physics: Conference Series*, 1332(1).
- Gopalswamy, N., Mäkelä, P., Yashiro, S., Akiyama, S., Xie, H., Thakur, N., 2020, Source of Energetic Protons in the 2014 September 1 Sustained Gamma-ray Emission Event, *Solar Physics*, 295(2), 18.
- Gopalswamy, N., 2020, Positron Processes in the Sun, *Atoms*, 8(2), 14.
- Gopalswamy, N., Yashiro, S., Mäkelä, P., Xie, H., Akiyama, S., 2021, The Common Origin of High-energy Protons in Solar Energetic Particle Events and Sustained Gamma-ray Emission from the Sun, *American Astronomical Society meeting #238*, 53(6).
- Gopalswamy, N., Michalek, G., Yashiro, S., Mäkelä, P., Akiyama, S., Xie, H., Vourlidas, A., 2024, The SOHO LASCO CME Catalog – Version 2, *Solar and Stellar Coronal Mass Ejections*, *Proceedings of the IAU Symposium No. 388*.
- Grechnev, V. V., Kiselev, V. I., Kashapova, L. K., Kochanov, A. A., Zimovets, I. V., Uralov, A. M., Nizamov, B. A., Grigorieva, I. Y., Golovin, D. V., Litvak, M. L., Mitrofanov, I. G., Sanin, A. B., 2018, Radio, Hard X-Ray, and Gamma-Ray Emissions Associated with a Far-Side Solar Event, *Solar Physics*, 293(10), 31.
- Grigis, P.C., Benz, A.O., 2004, The spectral evolution of impulsive solar X-ray flares, *Astronomy and Astrophysics*, 426, 1093-1101.
- Holman, G. D., 1995, DC Electric Field Acceleration of Ions in Solar Flares, *The Astrophysical Journal*, 452, 451-456.
- Howard, R. A., Michels, D. J., Sheeley, N. R. Jr., Koomen, M. J., 1982, The observation of a coronal transient directed at Earth, *Astrophysical Journal Letters*, 263, L101–L104.

- Howard, R. A., Sheeley, N. R. Jr., Michels, D. J., Koomen, M. J. ,1985, Coronal mass ejections: 1979–1981, *Journal of Geophysical Research*, 90, 8173–8191.
- Hudson, H. S., 2011, Global Properties of Solar Flares, *Space Science Reviews*, 158, 5.
- Hudson, H. S., 2018, The Relationship between Long-Duration Gamma-Ray Flares and Solar Cosmic Rays, *Space Weather of the Heliosphere: Processes and Forecasts, Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium*, 335, 49–53.
- Hundhausen, A. J., Sawyer, C. B., House, L., Illing, R. M. E., Wagner, W. J. ,1984, Coronal Mass Ejections Observed During the Solar Maximum Mission: Latitude Distribution and Rate of Occurrence, *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 89(A5), 2639–2646.
- Hutchinson, A., Dalla, S., Laitinen, T., de Nolfo, G. A., Bruno, A., Ryan, J. M., Waterfall, C. O. G., 2022, Energetic proton back-precipitation onto the solar atmosphere in relation to long-duration gamma-ray flares , *Astronomy & Astrophysics*, 658, A23.
- Jokipii, J. R., Giacalone, J., 1996, The Acceleration of Pickup Ions , *Space Science Reviews*, 78(1), 137–148.
- Kahler, S. W., Hundhausen, A. J., 1992, The magnetic topology of solar coronal structures following mass ejections, *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 97(A2), 1619–1627.
- Kahler, S. W., Ling, A. G, 2023, Solar-Stellar Connection: X-Ray Flares to Energetic ($E > 10$ MeV) Particle Events, *The Astrophysical Journal*, 956(1), 11.
- Kaiser, M. L., Kucera, T. A., Davila, J. M., St. Cyr, O. C., Guhathakurta, M., Christian, E. ,2008, The STEREO Mission: An Introduction, *Space Science Reviews*, 136(1–4), 5–16.
- Kanbach, G., Bertsch, D. L., Fichtel, C. E., Hartman, R. C., Hunter, S. D., Kniffen, D. A. ve diğ.,1993, Detection of a long-duration solar gamma-ray flare on June 11, 1991 with EGRET on COMPTON-GRO , *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 97(1),349-353.
- Kouloumvakos, A., Rouillard, A. P., Share, G. H., Plotnikov, I., Murphy, R., Papaioannou, A., Wu, Y., 2020, Evidence for a Coronal Shock Wave Origin for Relativistic Protons Producing Solar Gamma-Rays and Observed by Neutron Monitors at Earth, *The Astrophysical Journal*, 893(1), 76.
- Kozlovsky, B., Murphy, R. J., Ramaty, R. ,2002, Nuclear Deexcitation Gamma-Ray Lines from Accelerated Particle Interactions, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 141(2), 523–541.
- Kumari, A., Morosan, D. E., Kilpua, E. K. J.,Daei, F., 2023, Type II radio bursts and their association with coronal mass ejections in solar cycles 23 and 24 ,*Astronomy & Astrophysics*,675,102,11.

- Lin, R. P., 1970, The emission and propagation of 40 keV solar flare electrons. I: the relationship of 40 keV electron to energetic proton and relativistic electron emission by the sun, *Solar Physics*, 12(2), 266.
- Lin, R. P., 1974, Non-relativistic solar electrons, *Space Science Reviews*, 16(2), 189.
- Lin, R. P., Krucker, S., Hurford, G. J., ve diğ. ,2003, RHESSI Observations of Particle Acceleration and Energy Release in an Intense Solar Gamma-Ray Line Flare, *The Astrophysical Journal*,595(2),L69.
- Lin, R.P, Hudson, H.S., 1976, Non-thermal processes in large solar flares,*Solar Pyhsics*,50,153.
- Litvinenko, Y.E., Somov, B.V.,1995, Relativistic acceleration of protons in reconnecting current sheets of solar flares. *Solar Physics*, 158, 317–330.
- Liu, W., Jiang, Y. W., Liu, S., Petrosian, V., 2004, RHESSI Observations of a Simple Large X-Ray Flare on 2003 November 3 , *The Astrophysical Journal*,611(1), L53-L56.
- Liu, W., Petrosian, V. , Dennis, B. R. , Jiang, Y. W., 2008, Double Coronal Hard and Soft X-Ray Source Observed by RHESSI: Evidence for Magnetic Reconnection and Particle Acceleration in Solar Flares, *The Astrophysical Journal*, 676(1),704-716.
- MacQueen, R. M., Eddy, J. A., Gosling, J. T., Hildner, E., Munro, R. H., Newkirk, G. A., Jr. ,1974, The Outer Solar Corona as Observed from Skylab: Preliminary Results, *Astrophysical Journal*, 187, L85–L88.
- Mäkelä, P., Gopalswamy, N., Yashiro, S. ,2016, The Radial Speed-Expansion Speed Relation for Earth-Directed CMEs, *Space Weather*, 14(5), 368–378.
- Mäkelä, P., Gopalswamy, N., Akiyama, S.,Xie, H.,Yashiro, S., 2023, Speed and Acceleration of Coronal Mass Ejections Associated with Sustained Gamma-Ray Emission Events Observed by Fermi/LAT , *The Astrophysical Journal*,954(1),79.
- Mandzhavidze, N. , Ramaty, R. 1992. “High-Energy Gamma-Ray Emission from Pion Decay in a Solar Flare Magnetic Loop” , *Astrophysical Journal*,389,739.
- Miroshnichenko, L. I., Stroitskaia, E. V., Gan, W., Kuzhevskij, B. M. ,2003, Time Profile of the 2.223 MeV Gamma-Line Emission and Some Features of the 16 December 1988 Solar Event, *Proceedings of the 28th International Cosmic Ray Conference*, 3219.
- Miroshnichenko, L., Gan, W. Q., Troitskaia, E. V. ,2010, Particle Acceleration and Gamma-Emission from Solar Flares, *COSPAR Scientific Assembly*, 38, 2.
- Munro, R. H., Gosling, J. T., Hildner, E., MacQueen, R. M., Poland, A. I., Ross, C. L., 1979, The association of coronal mass ejection transients with other forms of solar activity, *Solar Physics*, 61, 201–215.
- Murphy, R. J., Dermer, C. D., Ramaty, R. ,1987, High-Energy Processes in Solar Flares, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 63, 721–748.

- Murphy, R. J., Share, G. H., Grove, J. E., Johnson, W. N., Kinzer, R. L., Kroeger, R. A., Kurfess, J. D., Strickman, M. S., Matz, S. M., Purcell, W. R., Ulmer, M. P., Grabelsky, D. A., Jung, G. V., Jensen, C. M., Forrest, D. J., Vestrand, W. T. ,1994, OSSE Observations of the 4 June 1991 Solar Flare, High-Energy Solar Phenomena – A New Era of Spacecraft Measurements, AIP Conference Proceedings, 294, 15–20.
- Murphy, R. J., Kozlovsky, B., Share, G. H. ,2016, Evidence for Enhanced ${}^3\text{He}$ in Flare-accelerated Particles Based on New Calculations of the Gamma-Ray Line Spectrum, The Astrophysical Journal, 833(2), 20.
- Murphy, R. J., Share, G. H., Skibo, J. G., Kozlovsky, B. ,2005, The Physics of Positron Annihilation in the Solar Atmosphere, The Astrophysical Journal Supplement Series, 161(2), 495–519.
- Nitta, N. V., Hudson, H. S., 2001, Recurrent flare/CME events from an emerging flux region, Geophysical Research Letters, 28(19), 3801–3804.
- Pesce-Rollins, M., Klein, K., Krucker, S., 2024, “Evidence for flare-accelerated particles in large scale loops in the behind-the-limb gamma-ray solar flare of September 29, 2022”, Astronomy & Astrophysics, 683, 12.
- Pesce-Rollins, M., Omodei, N., Petrosian V., Longo, F. ve diğ., 2022, Probing particle acceleration through gamma-ray Solar flare observations , 7th International Cosmic Ray Conference (ICRC 2021), PoS, 34.
- Pesce-Rollins, M., Omodei, N., Petrosian, V., Liu, W., Rubio da Costa, F., Allafort, A., & Chen, Q., 2015, First Detection of >100 MeV Gamma-Rays Associated with a Behind-the-Limb Solar Flare, Astrophysical Journal Letters, 805(2), L15.
- Petrosian, V., 2012, Stochastic Acceleration by Turbulence, Space Science Reviews, 173(14), 535-556.
- Petrosian, V. ,2016, Particle Acceleration in Solar Flares and Associated CME Shocks , The Astrophysical Journal, 830(1), 28.
- Petschek, H. E., 1964, Magnetic Field Annihilation, NASA Special Publication, 425-439 .
- Priest, E., Forbes, T., 2000, Magnetic Reconnection: MHD Theory and Applications, Cambridge University Press, 612.
- Pryadko, J. M., Petrosian, V., 1997, Stochastic Acceleration of Low-Energy Electrons in Cold Plasmas , The Astrophysical Journal, 482(2), 774–785.
- Ramaty, R., Mandzhavidze, N., Barat, C., Trotter, G. ,1997, The Giant 1991 June 1 Flare: Evidence for Gamma-Ray Production in the Corona and Accelerated Heavy Ion Abundance Enhancements from Gamma-Ray Spectroscopy, The Astrophysical Journal, 479(1), 458–463.
- Ramaty, R., Mandzhavidze, N., 1998, Solar Flares: Gamma Rays , Encyclopedia for Astronomy (Macmillan), 4.

- Rank, G., Ryan, J., Debrunner, H., McConnell, M., Schönfelder, V., 2001, Extended gamma-ray emission of the solar flares in June 1991, *Astronomy and Astrophysics*, 378, 1046–1066.
- Reames, D. V., 1999, Particle acceleration at the Sun and in the heliosphere, *Space Science Reviews*, 90(3-4), 413–491.
- Reames, D. V., Ng, C. K., 2004, Heavy-element abundances in solar energetic particle events, *The Astrophysical Journal*, 610(1), 510–522.
- Reames, D. V., 2016, Temperature of the source plasma in gradual solar energetic particle events, *Solar Physics*, 291(3), 911–930.
- Reames, D. V., 2018, Abundances, Ionization States, Temperatures, and FIP in Solar Energetic Particles, *Space Science Reviews*, 214(3), 61.
- Reames, D. V., 2021, *Solar Energetic Particles: A Modern Primer on Understanding Sources, Acceleration and Propagation*, Springer, 978.
- Reep, J.W. ve Knizhnik, K.J., 2019, What Determines the X-Ray Intensity and Duration of a Solar Flare? *The Astrophysical Journal*, 874(2), 16.
- Robbrecht, E., Patsourakos, S., Vourlidas, A., 2009, No Trace Left Behind: STEREO Observation of a Coronal Mass Ejection Without Low Coronal Signatures, *The Astrophysical Journal*, 701(1), 283–291.
- Ruan, W., Xia, C., Keppens, R., 2020, A fully self-consistent model for solar flares. *The Astrophysical Journal*, 896(2), 18.
- Ryan, J. M., Lee, M. A., 1991, On the Transport and Acceleration of Solar Flare Particles in a Coronal Loop, *Astrophysical Journal*, 368, 316.
- Ryan, J. M., 2000, Long-Duration Solar Gamma-Ray Flares, *Space Science Reviews*, 93(3-4), 581-610.
- Ryan, J. M., De Nolfo, G., 2018, What the High-Energy Flares and CMEs of 2012 March 7 Can Tell Us About Long Duration Gamma-Ray Flares, 42nd COSPAR Scientific Assembly, Pasadena, CA, USA, Abstract id. D2.1-20-18.
- Ryan, J., De Nolfo, G. A., Gary, D., 2019, Modeling the 2017 September 10 Long Duration Gamma Ray Flare, *Proceedings of the 36th International Cosmic Ray Conference (ICRC2019)*, Madison, WI, 1144.
- Schwenn, R., 1996, An Essay on Terminology, Myths, and Known Facts: Solar Transient-Flare-CME-Driver Gas-Piston-BDE-Magnetic Cloud-Shock Wave-Geomagnetic Storm, *Astrophysics and Space Science*, 243, 187–193.
- Schwenn, R., 2006, *Space Weather: The Solar Perspective*, *Living Reviews in Solar Physics*, 3(1), 72.

- Share, G. H., Murphy, R. J., White, S. M., Tolbert, A. K., Dennis, B. R., Schwartz, R. A. ve diğ., 2018, Characteristics of Late-phase >100 MeV Gamma-Ray Emission in Solar Eruptive Events, *The Astrophysical Journal*, 869(2), 182.
- Sheeley, N. R., Jr., Howard, R. A., Koomen, M. J., Michels, D. J., 1983, Associations between coronal mass ejections and soft X-ray events, *Astrophysical Journal*, 272, 349–354.
- Simnett, G. M., 1985, The fate of sunward streaming protons associated with coronal mass ejections, *Astronomy and Astrophysics*, 145(1), 139–143.
- Sun, X., Bobra, M. G., Hoeksema, J. T., Liu, Y., Li, Y., Shen, C., Couvidat, S., Norton, A. A., Fisher, G. H., 2015, WHY IS THE GREAT SOLAR ACTIVE REGION 12192 FLARE-RICH BUT CME-POOR?, *Astrophysical Journal Letters*, 804(2), L28.
- Sweet, P. A., 1969, Mechanisms of Solar Flares, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 7, 149–176.
- Thompson, D. J. ve Wilson-Hodge, C. A., 2022, Fermi Gamma-Ray Space Telescope, *Handbook of X-ray and Gamma-ray Astrophysics*, 36.
- Tolbert, K., Schwartz, R., 2020, OSPEX: Object Spectral Executive, *Astrophysics Source Code Library*, record ascl:2007.018
- Vilmer, N., MacKinnon, A. L., Hurford, G. J., 2011, Properties of Energetic Ions in the Solar Atmosphere from γ -Ray and Neutron Observations, *Space Science Reviews*, 159(1–4), 167–224.
- Vourlidas, A., Buzasi, D., Howard, R. A., Esfandiari, E., 2002, Mass and Energy Properties of LASCO CMEs, *Proceedings of the 10th European Solar Physics Meeting*, ESA SP-506(1), 91–94.
- Wei, Y., Chen, B., Yu, S., Wang, H., Zhang, Y., Glesener, L., 2024, Episodic Energy Release during the Main and Post-impulsive Phases of a Solar Flare, *The Astrophysical Journal*, 964(2), 16.
- Yashiro, S., Gopalswamy, N., Michalek, G., St. Cyr, O. C., Plunkett, S. P., Rich, N. B., Howard, R. A., 2004, A Catalog of White Light Coronal Mass Ejections Observed by the SOHO Spacecraft, *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 109(A7), A07105.
- Yashiro, S., Akiyama, S., Gopalswamy, N., Howard, R. A., 2006, Different Power-Law Indices in the Frequency Distributions of Flares with and without Coronal Mass Ejections, *The Astrophysical Journal*, 650(2), L143.
- Youssef, M., 2013, On the relation between the CMEs and the solar flares, *NRIAG Journal of Astronomy and Geophysics*, 1(2), 172–178.
- Zharkova, V. V., Arzner, K., Benz, A. O., Browning, P., Dauphin, C., Emslie, A. G., Fletcher, L., Kontar, E. P., Mann, G., Onofri, M., ve diğ., 2011, Recent Advances in Understanding Particle Acceleration Processes in Solar Flares, *Space Science Reviews*, 159(1), 357–420.

EKLER

EK 1. Ajello ve diğ., 2021 çalışmasında tanımlanmış LAT parlama sınıfları ve açıklamaları

Parlama Sınıfı (İngilizce)	Parlama Sınıfı (Türkçe)	Tanım
Prompt	Eşzamanlı Öncü Emisyon	LAT gama ışın tespiti sadece atımlı fazla sınırlı.
Prompt Short-Delayed	Eşzamanlı Öncü Emisyon Kısa-Gecikmeli	Atımlı fazda ve devamında kısa süreli LAT gözlemi.
Prompt Delayed	Eşzamanlı Öncü Emisyon ve Gecikmeli	Atımlı fazda LAT tespiti olan ve ardından uzun süreli gecikmeli emisyon görülen parlamalar.
No-Prompt Delayed	Öncü Emisyon Olmayan - Gecikmeli	Atımlı fazda LAT tespiti yok; sadece geç LAT emisyonu.
No-Prompt Short-Delayed	Öncü Emisyon Olmayan - Kısa Gecikmeli	Atımlı fazda LAT tespiti yok, kısa süreli geç emisyon.
LLE-Prompt	Düşük Enerjili Öncü Emisyon	LAT'in LLE verisinde (30 MeV – 1 GeV) atımlı faz tespiti yapılabilmüş olaylar. LAT normal verisinde atımlı faz tespit yoktur.
LLE-Prompt Delayed	Düşük Enerjili Öncü Emisyon ve Gecikmeli	LLE verisinde tespit edilen atımlı faz ve LAT normal verisinde uzun süreli gecikmeli emisyon içeren olaylar.
LLE-Prompt Short-Delayed	Düşük Enerjili Öncü Emisyon Kısa Gecikmeli	LLE'de atımlı fazda tespit edilen ve ardından kısa süreli LAT emisyonu gözlenen olaylar.
Delayed	Gecikmeli	LAT atımlı fazı gözlemlenmez, yalnızca gecikmeli emisyon gösterir.
BTL Delayed / BTL Short-Delayed	Görünür Disk Arkası Gecikmeli	Güneş'in diski arkasında gerçekleşen, ancak LAT'ta kısa/gecikmeli görülen olaylar.

EK 2. 24. Çevrim süresince gözlenmiş olan İlk Fermi/LAT Güneş Parlama (İng. The First Fermi-LAT Solar Flare Catalog, FLSF) kataloğunda gözlenmiş LDRGF parlamalarının GBM kataloğundaki bilgilerini içeren liste.

<i>Parlama Adı</i>	<i>GBM Başlangıç</i>	<i>GBM Maksimum</i>	<i>GBM Bitiş</i>	<i>Süre (S)</i>	<i>Maksimum (C/S)</i>	<i>Toplam Sayım</i>	<i>Tetiklenme Numarası</i>
<i>SF110307</i>	20:02:19	20:02:30	20:40:08	2269	116627	78543160	bn110307835
<i>SF110607</i>	06:19:39	06:25:33	06:55:40	2161	69214	44915560	bn110607266
<i>SF110804</i>	03:43:52	03:54:25	04:10:09	1577	585570	181062176	bn110804165
<i>SF110809</i>	07:49:53	08:07:46	08:24:10	2057	1192144	454029280	bn110809334
<i>SF110906</i>	21:59:48	22:20:19	22:44:34	2687	865439	495946144	bn110906929
<i>SF110907</i>	22:34:03	22:38:22	22:41:42	459	1019586	299683616	bn110907941
<i>SF110924</i>	09:22:05	09:22:45	09:26:28	263	10811	572471	11092435
<i>SF120123</i>	—	—	—	—	—	—	—
<i>SF120127</i>	17:45:31	18:15:06	18:15:08	1777	274653	49268040	bn120127757
<i>SF120305</i>	02:28:19	03:00:44	03:19:18	3060	7615	3656027	12030505
<i>SF120307</i>	00:30:40	00:39:29	01:28:24	3464	942049	1449281024	bn120307021
<i>SF120309</i>	03:27:57	03:38:48	04:27:33	3575	1276491	835321472	bn120309152
<i>SF120310</i>	17:41:02	17:42:37	18:11:49	1847	653988	480259936	bn120310737
<i>SF120517</i>	01:58:45	01:58:54	02:57:32	3527	39931	11434505	12051702
<i>SF120603</i>	17:51:24	17:54:41	18:02:25	661	17181	28711716	bn120603745
<i>SF120706</i>	23:15:30	23:28:53	23:49:40	2049	134932	22101294	bn120706977
<i>SF121023</i>	03:14:26	03:16:21	03:22:49	503	829415	240366272	bn121023135
<i>SF121127</i>	15:54:46	15:56:49	16:05:59	672	106674	15355849	bn121127663
<i>SF130411</i>	06:56:44	07:09:45	07:46:41	2996	205369	113465544	bn130411298
<i>SF130513a</i>	01:54:04	02:05:29	02:10:18	974	862017	426966976	bn130513089
<i>SF130513b</i>	16:04:08	16:06:44	16:29:31	1522	78089	449654272	bn130513670
<i>SF130514</i>	00:01:59	00:02:57	00:26:42	1483	18002	1077621	13051401
<i>SF130515</i>	01:18:44	01:43:18	01:54:20	2137	680871	408274784	bn130515072
<i>SF131025a</i>	08:06:49	08:07:03	09:06:13	3563	266525	113717784	13102530
<i>SF131028c</i>	14:51:24	14:59:11	15:03:13	709	155038	26128808	bn131028624
<i>SF140107</i>	18:35:13	18:41:09	19:34:03	3531	81605	16973540	14010743
<i>SF140225</i>	00:40:57	00:52:58	01:36:06	3310	812309	457523104	bn140225029
<i>SF140610</i>	12:32:10	12:48:37	13:07:43	2133	748946	355613120	bn140610535
<i>SF140611</i>	08:57:57	09:05:32	09:27:20	1763	841008	248450880	bn140611376
<i>SF140910</i>	17:14:42	17:36:20	17:54:33	2391	864278	790405504	bn140910738
<i>SF150621</i>	02:01:42	02:21:09	03:01:06	3564	58948	21176162	15062106
<i>SF150625</i>	08:04:28	08:15:36	08:40:49	2180	620639	342993408	bn150625341
<i>SF170906b</i>	12:07:25	12:31:46	12:41:11	2026	657859	717856896	bn170906512

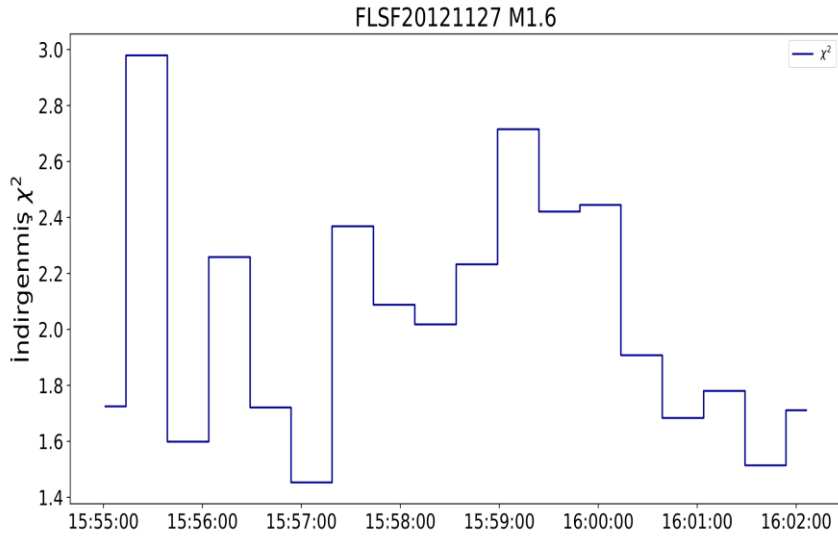
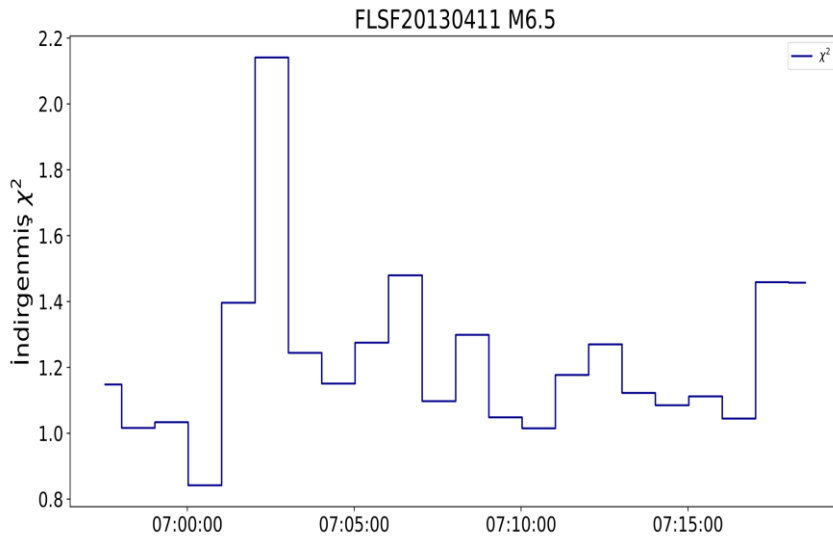
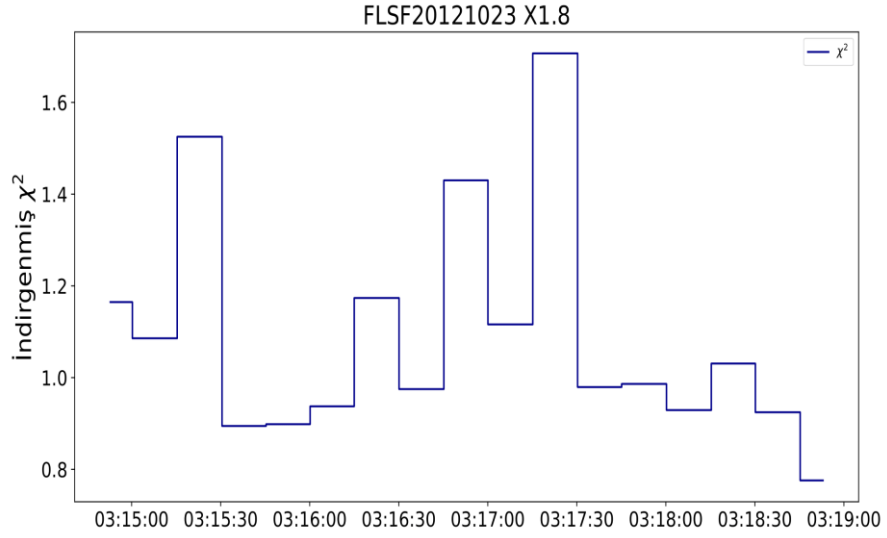
EK 3. 24. Çevrim boyunca 30 MeV–10 GeV enerji aralığında atımlı faz sonrasında gama ışını emisyonu gösteren LDGRF parlamalarının bilgilerini içeren liste.

<i>Parlama Adı</i>	<i>GOES Başlangıç</i>	<i>GOES Parlama Sınıfı</i>	<i>Parlama Türü</i>	<i>CME Hızı (km/s)</i>	<i>CME Başlangıç Zamanı</i>
<i>FLSF 7 Mart 2011</i>	19:43	M3.7	Gecikmeli	2125	20:00
<i>FLSF 7 Haziran 2011</i>	06:16	M2.5	Gecikmeli	1255	06:49
<i>FLSF 4 Ağustos 2011</i>	03:41	M9.3	Gecikmeli	1315	04:12
<i>FLSF 9 Ağustos 2011</i>	07:48	X6.9	Eşzamanlı Kısa Gecikmeli	1610	08:12
<i>FLSF 6 Eylül 2011</i>	22:12	X2.1	LLE-Eşzamanlı Kısa Gecikmeli	575	23:05
<i>FLSF 7 Eylül 2011</i>	22:32	X1.8	Gecikmeli	792	23:05
<i>FLSF 24 Eylül 2011</i>	09:21	X1.9	LLE-Eşzamanlı Kısa Gecikmeli	1936	09:48
<i>FLSF 23 Ocak 2012</i>	03:38	M8.7	Gecikmeli	2175	04:00
<i>FLSF 27 Ocak 2012</i>	17:37	X1.7	Gecikmeli	2508	18:27
<i>FLSF 5 Mart 2012</i>	02:30	X1.1	Gecikmeli	1531	04:00
<i>FLSF 7 Mart 2012</i>	00:02	X5.4	Gecikmeli	2684	00:24
<i>FLSF 9 Mart 2012</i>	03:22	M6.3	Ön Emisyon Yok-Kısa Gecikmeli	950	04:26
<i>FLSF 10 Mart 2012</i>	17:15	M8.4	Gecikmeli	1296	18:00
<i>FLSF 17 Mayıs 2012</i>	01:25	M5.1	Gecikmeli	1582	01:48
<i>FLSF 3 Haziran 2012</i>	17:48	M3.3	LLE-Eşzamanlı Kısa Gecikmeli	605	18:12
<i>FLSF 6 Temmuz 2012</i>	23:01	X1.1	Gecikmeli	1828	23:24
<i>FLSF 23 Ekim 2012</i>	03:13	X1.8	LLE-Eşzamanlı Gecikmeli	—	—
<i>FLSF 27 Kasım 2012</i>	15:52	M1.6	Eşzamanlı Kısa Gecikmeli	—	—
<i>FLSF 11 Nisan 2013</i>	06:55	M6.5	Ön Emisyon Yok-Kısa Gecikmeli	861	07:24
<i>FLSF 13 Mayıs 2013a</i>	01:53	X1.7	Gecikmeli	1270	02:00
<i>FLSF 13 Mayıs 2013b</i>	15:48	X2.8	Gecikmeli	1850	16:07
<i>FLSF 14 Mayıs 2013</i>	00:00	X3.2	Ön Emisyon Yok-Gecikmeli	2625	01:25
<i>FLSF 15 Mayıs 2013</i>	01:25	X1.2	Ön Emisyon Yok-Gecikmeli	1366	01:48
<i>FLSF 25 Ekim 2013a</i>	07:53	X1.7	Gecikmeli	587	08:12
<i>FLSF 28 Ekim 2013c</i>	14:46	M2.7	Gecikmeli	812	15:36
<i>FLSF 7 Ocak 2014</i>	18:04	X1.2	Gecikmeli	1830	18:24
<i>FLSF 25 Şubat 2014</i>	00:39	X4.9	LLE-Eşzamanlı Gecikmeli	2147	01:25
<i>FLSF 10 Haziran 2014</i>	12:36	X1.5	LLE-Eşzamanlı Gecikmeli	1469	13:30
<i>FLSF 11 Haziran 2014</i>	08:59	X1.0	Kısa Gecikmeli	829	09:24
<i>FLSF 10 Eylül 2014</i>	17:21	X1.6	Kısa Gecikmeli	1071	17:24
<i>FLSF 21 Haziran 2015</i>	02:04	M2.7	Eşzamanlı Gecikmeli	1366	02:36
<i>FLSF 25 Haziran 2015</i>	08:02	M7.9	Gecikmeli	1627	08:36
<i>FLSF 6 Eylül 2017b</i>	11:53	X9.3	Gecikmeli	1571	12:24

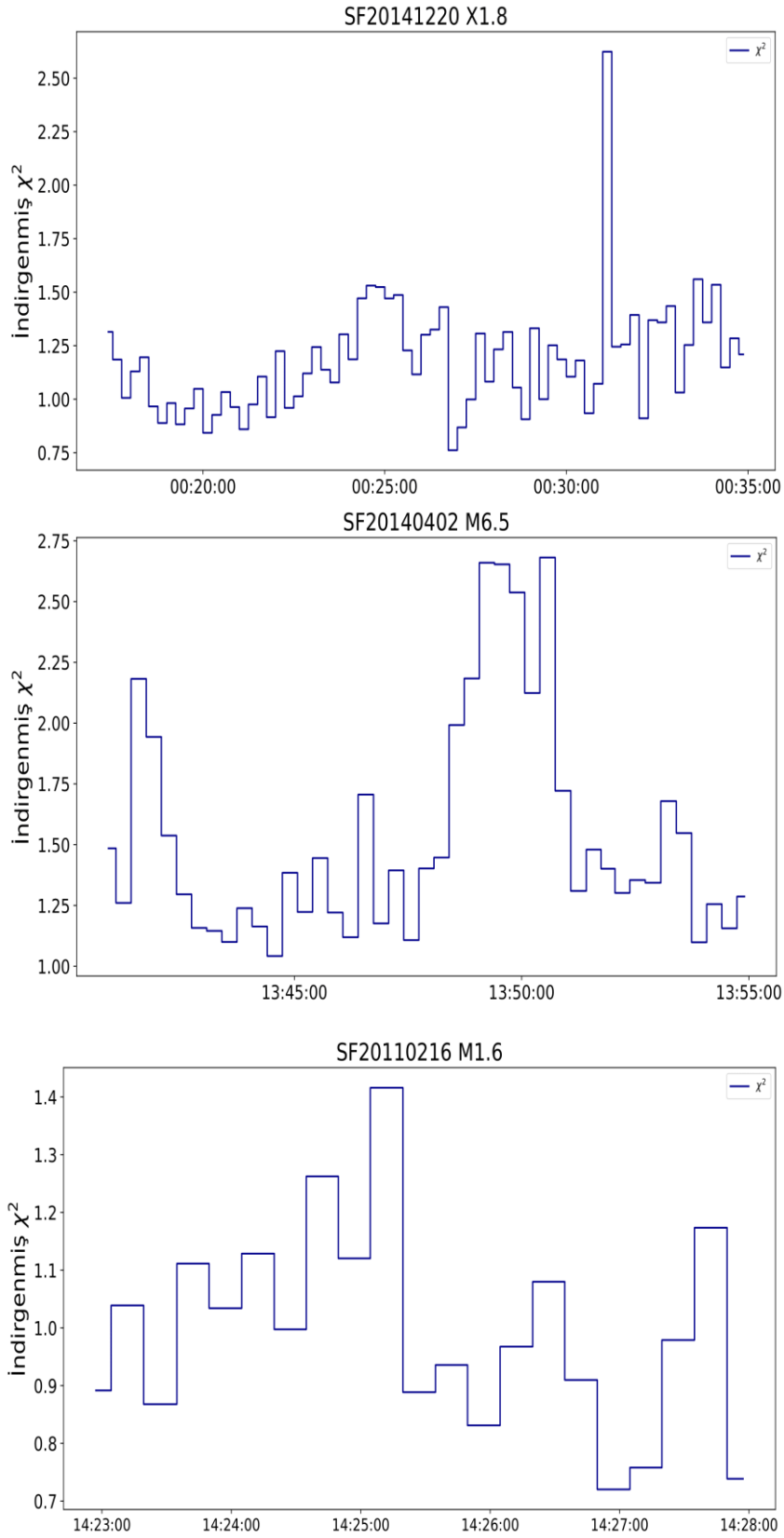
EK 4. Tayfsal analizde kullanılan modellerin matematiksel ifade ve açıklamaları.

Model / Bileşen	Matematiksel İfade	Parametreler ve Açıklamalar
<i>Emisyon Ölçümü</i>	$EM = \int n_e^2 dV$	- n_e : Elektron yoğunluğu - dV : Hacim elemanı - Plazmadaki toplam emisyon miktarı
<i>Termal Bremsstrahlung</i>	$F_{\text{termal}}(\epsilon) \propto (EM / \sqrt{T}) \cdot \exp(-\epsilon / k^B T)$	- EM: Emisyon ölçümü - T (kT): Plazma sıcaklığı (keV) - ϵ : Foton enerjisi (keV) - k^B : Boltzmann sabiti - $F_{\text{termal}}(\epsilon)$: Birim enerji başına foton akısı
<i>I_{pow} – Normalizasyon</i>	$I_{\text{pow}}(a[2]) = a[0]$	- $a[0]$: Pivot enerji noktasındaki foton akısı - $a[2]$: Pivot enerji (ϵ_{pivot})
<i>I_{pow} – Tayfsal İndeks</i>	$a[1] = -d \ln I_{\text{pow}} / d \ln \epsilon$	- $a[1]$: Tayfın eğimi (indeks)
<i>Thick2 – Toplam Elektron Akısı</i>	$F_{\text{toplam}} = \int_{(E_{\text{low}})^{(E_{\text{high}})} F(E) dE$	- $F(E)$: Elektron akı dağılımı [$\text{elektron} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{keV}^{-1}$] - E_{low} ($a[4]$): Düşük enerji kesimi (<i>cutoff</i>) - E_{high} ($a[5]$): Yüksek enerji kesimi - Elektronların katkı verdiği enerji aralığı

EK 5. Tayf analizi gerçekleştirilen LDGRF parlamalarının iki kare dağılımları.



EK 6. Tayf analizi gerçekleştirilen standart parlamaların iki kare dağılımları.



ÖZGEÇMİŞ

Kişisel Bilgiler	
Adı Soyadı	Ceren Nur ÇALIK
Doğum Yeri	
Doğum Tarihi	Tarih girmek için tıklayın veya dokununuz.
Uyruğu	<input checked="" type="checkbox"/> T.C. <input type="checkbox"/> Diğer:
E-Posta Adresi	
Web Adresi	

Eğitim Bilgileri	
Lisans	
Üniversite	İstanbul Üniversitesi
Fakülte	Fen Fakültesi
Bölümü	Astronomi ve Uzay Bilimleri
Mezuniyet Yılı	2022

Yüksek Lisans	
Üniversite	İstanbul Üniversitesi
Enstitü Adı	Fen Bilimleri
Anabilim Dalı	Astronomi ve Uzay bilimleri Anabilim Dalı
Programı	Astronomi ve Uzay Bilimleri