T.C.
İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

Yüksek Lisans Tezi

GÜNEŞ PARLAMALARINDA YARI- PERİYODİK SALINIMLARIN X- IŞINLARINDA ARAŞTIRILMASI

Hasret ATASOY

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı

DANIŞMAN
Doç. Dr. Zahide Funda BOSTANCI GÜVER



Ocak, 2020

İSTANBUL

Bu çalışma, 20.01.2020 tarihinde aşağıdaki jüri tarafından Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programında Yüksek Lisans tezi olarak kabul edilmiştir.

Tez Jürisi

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

Prof. Dr. Zeki EKER
Akdeniz Üniversitesi
Fen Fakültesi

Prof. Dr. Selçuk BİLİR
İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi

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 abonesi olduğu intihal yazılım programı kullanılarak Fen Bilimleri Enstitüsü'nün belirlemiş olduğu ölçütlere uygun rapor alınmıştır.

Bu tez, 117F010 numaralı Tübitak projesi ile desteklenmiştir.

ÖNSÖZ

Lisansüstü eğitimim ve tez sürecim boyunca büyük emeğin ve fedakarlığın sahibi, bilgi birikimi ve tecrübesiyle bana daima yol gösteren, bana gerekli imkanları sunarak araştırmalarım sırasında önerilerini esirgemeyen, yakınlığıyla her zaman cesaretlendiren ve destekleyen sevgili danışmanım sayın Doç. Dr. Zahide Funda BOSTANCI GÜVER'e,

Tez çalışmam süresince çeşitli öneri, eleştirileri ve her türlü teknik konuda yardımlarını hiç esirgemeyen sayın Prof. Dr. Tolga GÜVER'e, tez sürecimde fikir alışverişlerini ve desteğini esirgemeyerek her zaman yardımcı olan sayın Prof. Dr. Selçuk BİLİR'e,

Değerli önerileri ve yönlendirmeleri için tez jüri üyelerim sayın Prof. Dr. Zeki EKER ve Prof. Dr. Selçuk BİLİR'e,

Tez çalışmamla ilgili destekleri ve yardımları için Remziye CANBAY'a, Araş. Gör. Talar YONTAN'a ve Oğuz Han ATAŞ'a ve diğer lisansüstü arkadaşlarıma,

Tez sürecimde her zaman destek veren ve yardıma koşan sevgili arkadaşlarım Elif ve Hilal YILMAZ'a ayrıca lisans ve yüksek lisans eğitimin boyunca uzaktanda olsa varlığını her zaman hissettiren ve destekleyen sevgili dostum Damra AKSU'ya,

Tez sürecimde ve eğitimim boyunca sabır ve sevgi ile her zaman yanımda olan, desteğini ve yardımlarını esirgemeyen, kontrollerim sırasında günlerce benimle birlikte emek veren kardeşim Murat ATASOY'a,

Tüm hayatım ve eğitimim boyunca benim yanımda olan, bana güvenerek cesaretlendiren, amaçlarımın peşinden gitmem için beni her daim destekleyen ve gerçekleştirebilmem için maddi ve manevi desteklerini hiçbir zaman esirgemeyen, sonsuz emek ve fedakarlığın sahibi, canım annem ve babama,

Yoğun geçen tez sürecimde, her zaman yanıbaşımda olarak desteğini hissettiren ve ihtiyacım olan her an yardımları ile yanımda olan yol arkadaşım Özgen YAVUZ'a

Yüksek lisansım süresince desteklerinden dolayı Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu'na (TÜBİTAK),

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümünün sağlamış olduğu bilimsel ortam için Bölüm Başkanlığına, lisans ve yüksek lisans eğitimim boyunca emeği geçen tüm hocalarıma,

Sonsuz teşekkürlerimi sunarım.

Ocak 2020 Hasret ATASOY

İÇİNDEKİLER

Sayfa No

ÖNSÖZ ..... **iv**
İÇİNDEKİLER ..... **v**
ŞEKİL LİSTESİ ..... **viii**
TABLO LİSTESİ ..... **xv**
SİMGE VE KISALTMA LİSTESİ ..... **xvi**
ÖZET ..... **xx**
SUMMARY ..... **xxii**
1) GİRİŞ **1**
2) GENEL KISIMLAR **5**
1.1. GÜNEŞ 5
1.1.1. Güneş'in İç Yapısı 7
2.1.2. Güneş Atmosferinin Özellikleri 9
2.2. GÜNEŞ'İN MANYETİK ETKİNLİĞİ 17
2.3. GÜNEŞ PARLAMALARI 19
2.3.1. Güneş Parlamalarının Sınıflandırılması 23
2.3.1.1. Parlamaların Gözlenen Dalgaboylarına Göre Sınıflandırılması 23
2.3.1.2. Konum Sınıflandırılması 26
2.3.1.3. Morfolojik sınıflandırılması 26
2.3.2. Standart Parlama Modeli ve Güneş Parlamalarının Oluşum Fazları 28
2.3.3. Güneş Parlamalarında Yeniden Birleşme 31
2.3.3.1. Yeniden Birleşme Modelleri 33
2.3.4. Parlama Modelleri 36
2.4. GÜNEŞ PARLAMALARINDA YARI PERİYODİK SALINIMLAR (QPP) 38
2.4.1. Yarı Periyodik Salınımların Periyotlarının Sınıflanması 40
2.4.2. Yarı Periyodik Salınımların Oluşum Mekanizmaları 41
2.4.2.1. Manyetohidrodinamik (MHD) dalgalar 41
2.4.2.2. Yeniden Birleşme süreci 51
3) MALZEME VE YÖNTEM **53**
3.1. X-IŞIN UYDULARIYLA GÜNEŞ PARLAMALARI 53
3.1.1. Yer Sabit Yörüngeli Hareket Çevre Uydusu (GOES) 53

3.1.2 Fermi Gama Işın Gözlemevi 60
3.1.2.1. GOES/XRS ve FERMİ/GBM Veri Tipleri 64
3.2. GOES/XRS VE FERMİ/GBM UYDU VERİLERİNİN SEÇİMİ 67
3.3. PARLAMA BAŞLANGIÇ VE BİTİŞ ZAMANLARININ BELİRLENMESİ: BAYESYEN BLOK METODU 68
3.4. ZAMAN ANALİZİ 69
3.4.1. Fourier Analizi 70
3.4.2. Astronomik Sinyaller 70
3.4.3. Gürültü Süreçlerinin Etkisi 72
3.4.4. Dalgacık (Wavelet) Analizi 73
3.4.5. ÇAPRAZ KORELASYON 75
4) BULGULAR 77
4.1. GOES PARLAMALARI İLE GÖZLENEN PARLAMALARIN İSTATİSTİĞİ 77
4.2. *GOES/GBM* X VE M SINIFI GÜNEŞ PARLAMALARI KATALOĞU 80
4.2.1. Parlamaların Işık Eğrilerinin Oluşturulması 81
4.2.2. Farklı Enerji Aralıklarında Parlama Işık Eğrilerinin Kontrolleri 83
4.2.3. GOES/GBM X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğundaki Parlama Verilerinin İstatistiksel Sonuçları 91
4.3. BAYESYEN BLOK METODUYLA PARLAMA SÜRELERİNİN BELİRLENMESİ 93
4.4. PARLAMA FAZ ARALIKLARININ BELİRLENMESİ 96
4.5. DALGACIK ANALİZİ 98
4.5.1. Parlamalarda Periyot Arama Sonuçları 101
4.6. FARKLI ENERJİ ARALIKLARINDAKİ ZAMAN SERİLERİ ARASINDAKİ ZAMAN GECİKMESİNİN ARAŞTIRILMASI 106
5) TARTIŞMA VE SONUÇ 111
5.1. KATALOGLARIN LİTERATÜRE KATKILARI 111
5.2. YARI PERİYODİK SALINIMLARIN GÖZLEMSEL GÖSTERGELERİ 112
5.3.YARI PERİYODİK SALINIMLARIN ZAMANSAL ÖZELLİKLERİNİN LİTERATÜR İLE KARŞILAŞTIRILMASI 112
KAYNAKLAR 118
EKLER 130
EK 1. Parlamalarda Yayınlanan Enerji Formülü 130
EK 2. GOES/GBM X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğu 131
EK 3. GOES/GBM X ve M sınıfı Parlama Faz Aralıkları Kataloğu 132
EK 3.1. GOES X ve M sınıfı Parlama Faz Aralıkları Kataloğu 132

EK 3.2. GBM X ve M sınıfı Parlama Faz Aralıkları Kataloğu.....133
EK 4. GOES/GBM X ve M sınıfı Parlamaların Yarı Periyodik Salınımların Sonuçları.....134
EK 4.1. GOES 2-12 keV enerji aralığındaki, X ve M sınıfı Parlamaların Yarı Periyodik Salınımların Periyot Sonuçları.....134
EK 4.2. GOES 3-25 keV enerji aralığındaki, X ve M sınıfı Parlamaların Yarı Periyodik Salınımların Periyot Sonuçları.....135
EK 4.3. GBM 4-12 keV enerji aralığındaki, X ve M sınıfı Parlamaların Yarı Periyodik Salınımların Periyot Sonuçları.....136
EK 4.4. GBM 12-26 keV enerji aralığındaki, X ve M sınıfı Parlamaların Yarı Periyodik Salınımların Periyot Sonuçları.....137
EK 4.5. GBM 4-26 keV enerji aralığındaki, X ve M sınıfı Parlamaların Yarı Periyodik Salınımların Periyot Sonuçları.....138
EK 4.6. GBM 25-50 keV enerji aralığındaki, X ve M sınıfı Parlamaların Yarı Periyodik Salınımların Periyot Sonuçları.....139
EK 4.7. GBM 50-100 keV enerji aralığında X ve M sınıfı Parlamaların Yarı Periyodik Salınımların Periyot Sonuçları.....140
EK 5: Zaman Gecikmeleri Sonuçları.....141
EK 5.1. GOES ve GBM Uyduları Arasındaki Zaman Gecikmeleri Sonuçları.....141
EK 5.2. GBM Enerji Aralıkları Arasındaki Zaman Gecikmeleri Sonuçları.....142
ÖZGEÇMİŞ.....143

ŞEKİL LİSTESİ

Sayfa No

Şekil 2.1: Güneş'in iç yapısının şematik gösterimi (a) ve Güneş'in merkezinden itibaren uzaklığa bağlı olarak yoğunluk (b) ve sıcaklık (c) değişimi. 7

Şekil 2.2: Güneş atmosferinin farklı enerji aralıklarında Yer-tabanlı ve uydu gözlem görüntüleri. a) 25.06.2015 09:93 UT İstanbul Üniversitesi Gözlemevi ile Hα'da (6562.8 Å) fotosfer görüntüsü. b) VLA ile 4.6 GHz gözlenen fotosfer görüntüsü. c) 13 Mayıs 1991 Büyük Ayı Güneş Gözlemevi (Big Bear Solar Observatory) CaII K (3934 Å) alınan kromosfer görüntüsü d) 28 Mayıs 2018 *GOES*-17 EUV korona görüntüsü ve e) 01.10.2012 *GOES*-14 ile alınmış 6-60 A korona görüntüsü (NOAA/NASA, 2019). 9

Şekil 2.3: Güneş'in atmosfer tabakaları gösterilmektedir (sol kısım). Güneş atmosferinin yüksekliğine bağlı olarak sıcaklık ve yoğunluğun değişimi (sağ kısım). Koyu çizgi sıcaklığı, kesikli çizgi de yoğunluk değişimini göstermektedir (Priest, 2014). 10

Şekil 2.4: Güneş lekesi (sol) ve granül yapılar (sağ). 11

Şekil 2.5: Kromosfer tabakası (sol resim) ve koronanın (sağ resim) 21 Ağustos 2017 tarihindeki tam Güneş tutulmasındaki görüntüleri (Bob Fugate tarafından çekilmiştir). 12

Şekil 2.6: CaII-K'deki (sol) görüntüsünde, fotosferdeki faküla ve Güneş lekeleri ve kromosferin Hα (sağ) görüntüsünde, plaj alanları prominensler ve granüller görülmektedir. 13

Şekil 2.7: Hα'da gözlenen tüm disk görüntüsü (a) görülmektedir, disk üzerinde disk üzerinde flament yapıları görünürken disk kenarında prominens yapısı gözlenmiştir (Big Bear Güneş Gözlemevi). Alt sırada aktif prominensin dört formu görülmektedir: Patlamalı prominens(b), surge(c), spray(d), parlama yayı(e). 14

Şekil 2.8: Güneş etkinliğinin minimum (sağ) ve maksimumum (sol) dönemlerinde *SOHO* uydusunun aldığı koronagraf görüntüleri. Görüntüler üzerinde kutup bölgelerindeki ince yapıları (kutup tüycükleri) ve disk kenarlarından mum alevi şeklinde uzayan koronal hüzmeler (helmet streamer) görülmektedir. 15

Şekil 2.9: *SDO* uydusuyla alınmış koronanın EUV görüntüsünde (sol) siyah alanlar koronal delikleri göstermektedir. SOHO teleskobuyla alınan koronograf görüntüsünde (sağ) çok büyük bir koronal kütle atımı. 17

Şekil 2.10: Güneş yüzeyinde akı çıkışına neden olan dinamo sürecinin sistematik bir diyagramı. a) diferansiyel rotasyon nedeniyle boylamsal manyetik alan çizgileri tachocline tabakasında azimutal doğrultuda bozulup kesiliyor. b) Bu kesilen

boylamsal alandan enlemsel manyetik alan oluşmaktadır. c) Enlemsel alanın güçlü olduğu bölgeleri yüzeye kadar yükseliyor ve yükselirken rotasyonun etkisiyle bükülüyor. Daha fazla akı açığa çıkıyor (d ve e) ve dışa doğru genişliyor (f). Bu yay şeklindeki yapıların ayak noktalarında Güneş lekeleri oluşuyor (Dikpati ve Gilman, 2009). 18

Şekil 2.11: *Hinode* (SXT) yumuşak X-ışın teleskobuyla 6 Şubat 2016 tarihinde gözlenen koronanın X-ışın görüntüsü üzerindeki parlak yapılar aktif bölgeleri göstermektedir. 19

Şekil 2.12: 1 Eylül 1859 tarihinde Carrington (1859) tarafından beyaz ışıkta gözlenen ilk Güneş parlamasının el ile çizilen görüntüsü. A, B, C ve D olarak işaretlenen beyaz bölgeler parlama olanlarıdır. 21

Şekil 2.13: Disk üzerinde gözlenen büyük bir parlamanın görüntüsü (sol) ile disk kenarı yakınında gözlenen bir parlamalarıyla ilişkili madde püskürmesi (surge) görüntüleri. 22

Şekil 2.14: *GOES* uydusu ile gözlenen parlamaların ışık eğrileri. İki farklı dalgaboyunda ölçülen akıların zamana göre değişimleri sınıflama kriterleri ile birlikte gösterilmiştir. 24

Şekil 2.15: Yohkoh tarafından gözlemlenen kompakt parlama (sol resim) ve TRACE tarafından gözlemlenen iki şeritli parlama (sağ resim) (NASA / TRACE ve Stanford-Lockheed Uzay Araştırmaları Enstitüsü). 28

Şekil 2.16: (a) YOHKOH uydusu tarafından keşfedilen CSHKP modelinin şematik gösterimi (Shibata ve diğ., 1995) ve (b) YOHKOH yumuşak X-ışınlarında gözlenen parlamanın görüntüsü (Shibata ve Magara, 2011). 29

Şekil 2.17: 13 Ocak 1992 tarihinde 17:26-17:27'de gözlenen Masuda parlamasının X-ışını gözlemleri. Bir Güneş parlamasındaki parçacıkların ivmelendiği bölgenin X-ışınlarında ilk kez görüntülenmesini gösterir (Masuda ve diğ., 1994). 31

Şekil 2.18: Manyetik yeniden birleşme sürecinin şematik diyagramı. 32

Şekil 2.19: Güneş parlamalarında, çeşitli şekillerde oluşan difüzyon bölgesi ve yeniden birleşme mekanizmalarının şematik gösterimleri (Benz ve Gudel, 2010). 33

Şekil 2.20: Sweet-Parker (sol) ve Petschek (sağ) yeniden birleşme modellerinin geometrik şeması. Mavi bölgeler difüzyon bölgelerini göstermektedir. Sweet-Parker modeli için, $2L >> 2\delta$ uzunluğunda ince bir tabakadır, oysa Petschek modeli için difüzyon bölgesi $2\Delta \sim 2\delta$ ile çok daha küçüktür. 34

Şekil 2.21: Yırtılma modu kararsızlığıyla difüzyon bölgesinin şeritler halinde yırtılması (sol kısım) ve birleşme kararsızlığı ile difüzyon bölgesindeki manyetik adaların birbirleri ile etkileşerek birleşmelerinin (sağ kısım) şematik gösterimi (Tajima ve Shibata, 1997). 36

Şekil 2.22: Güneş koronasında bulunan difüzyon bölgesindeki manyetik yeniden birleşiminin iki şematik gösterimi. Sturrock (1980) tarafından (a) ve Heyaerts ve diğ. (1977) tarafından önerilen (b) manyetik alan topolojileri. 37

Şekil 2.23: 15 Kasım 1991 tarihinde bir parlama olayının *YOHKOH* ile alınmış sert X-ışını görüntüsü. Yayın yeniden birleşme noktasından ayak noktalarına doğru ilerleyen termal olmayan elektronlardan kaynaklanan sert X-ışını ve beyaz ışık parlamasının konumu gösterilmiştir. 37

Şekil 2.24: '7 kız kardeş' parlamasının farklı enerji aralıklarındaki ışık eğrileri. Her bir ışık eğrisinde yedi ayrı tepe açıkça görülmektedir (Kane ve diğ., 1983). 39

Şekil 2.25: Plazma silindir modelinin şematik gösterimi. Şekilde ρ,T,p ve B sırasıyla silindir içinde (alt indis i) ve dışında (alt indis e) yoğunluk, sıcaklık, basınç ve manyetik alanı göstermektedir (Nakariakov ve Verwichte, 2005). 45

Şekil 2.26: Bir plazma silindirinde farklı MHD salınım modlarının şematik gösterimi (Roberts, 1991; Aschwanden 2005). 46

Şekil 2.27: Koronal bir yaydaki bir global sosis modunun gösterimi. Bu eksen simetrik düzensizliği, yayın küçük ekseninde bir değişikliğe yol açarak periyodik olarak değişimler (kesikli çizgi) ve genişlemelere (düz çizgi) neden olur (Pascoe ve diğ., 2007). 49

Şekil 2.28: *Sol*: yeniden birleşmeyi tetikleyen komşu yaydaki periyodik bir dalganın şematik gösterimi. Enine salınımı barındıran komşu yay gri renk ile gösterilmiştir ve salınımın sızan bileşeni parlama bölgesiyle etkileşerek yeniden birleşmeyi periyodik olarak tetikliyor. *Sağ*: yeniden birleşme noktasındaki yoğunluğun zamana göre değişimi (Nakariakov ve diğ., 2006). 50

Şekil 2.29: Damlama modeline ait örnekler. 52

Şekil 2.30: Difüzyon bölgesinin zamansal evriminin simülasyonlarla gösterimi (McLaughlin ve diğ., 2012). Buradaki dört panelde, dört farklı zamanda yoğunluk kontörleri ve manyetik alan çizgileri gösterilmiştir. 52

Şekil 3.1: *GOES* uyduları ve görev tarihleri. 54

Şekil 3.2: Amerika Birleşik Devletleri üzerinde *GOES* uydularının konumu. Görüntüde, *GOES-13* "*GOES Eas*t" olarak doğu konumunda faaliyet gösterirken, *GOES-15 "GOES West"* olarak batı noktasında faaliyetini sürdürüyor. *GOES-14* uydusu ikisi arasında yörüngede yedek olarak kullanılmaktadır. 54

Şekil 3.3: *GOES-13* uydusuyla alınmış Irene kasırgası görüntüsü. Fırtına New York şehrine ulaşmadan ~28 dakika öncesinde tespit edilmiştir. Görüntüde dev bulut tabakasının New England, New York ve Toronto'yu örttüğü görülmektedir. 55

Şekil 3.4: 17 Şubat 2011 tarihinde GOES-15 SXI ile görüntülenen Güneş koronasının yumuşak X-ışınlarındaki görüntüsü. Bu görüntüde, en parlak noktalar güneş parlamalarını gösterirken karanlık bölgeler koronal deliklerdir. 57

Şekil 3.5: Dünya'nın manyetosferi ve Güneş rüzgârı arasındaki etkileşim. © NASA MSFC Space Plasma Physics. 58

Şekil 3.6: GOES 1-12 uydularındaki *XRS* detektörlerinin duyarlılık fonksiyonu. Görüldüğü gibi farklı cihazlardaki dedektörler arasında nispeten çok küçük farklılıklar olmuştur (White ve diğ., 2005). 59

Şekil 3.7: *Fermi* Gama Işın Gözlemevi....61

Şekil 3.8: Geniş alan teleskobunun bölümleri. Kırmızı kesikli çizgi yüksek enerjili bir fotonun takibinin şematik gösterimi (Atwood ve diğ., 2009). 62

Şekil 3.9: 12 NaI (0-12) ve 2 BGO (12 ve 13) olmak üzere 14 dedektörün GBM teleskobundaki yerleşim düzenini gösteren şematik diyagram (Meegan ve diğ., 2009). 64

Şekil 3.10: *GOES*'un 1-8 Å (siyah) ve 0.5-4 Å (kırmızı) kanallarında gözlenen M3.9 sınıfı SF140825_534 parlamasının ışık eğrileri. Üst panel: türevi alınmamış ışık eğrileri. Burada termal emisyonun profili nispeten düz görünmektedir. Alt panel: türevi alınmış ışık eğrileri. Termal emisyonun profilinde çok sayıda puls ve küçük ölçekli ince yapı belirgin bir şekilde kendini göstermektedir. 65

Şekil 3.11: Farklı sinyal türleri için Fourier spektrumları. Üstte: temel frekansı f_0 olan periyodik sinyal. Ortada: stokastik sinyaller üzerine yerleştirilmiş yarı-periyodik salınım (geniş tepe noktaları). Altta: stokastik sinyaller (düz kalın eğri "beyaz" spektrumu, kesikli eğri "pembe" spektrumu gösterir). 71

Şekil 3.12: Farklı süreçlerin spektral özelliklerini göstermek için oluşturulmuş zaman serileri. Panellerde sırasıyla, sinüs fonksiyonuyla gösterilen periyodik bir sinyal ve yarı periyodik bir sinyal, beyaz ve kırmızı gürültü ve tüm bunların birleşimi içeren karışık bir sinyal gösterilmiştir (sol kısım). Karışık sinyalin güç spektrumu (siyah düz çizgi). Kımızı gürültünün etkisini bir güç kanunu (kırmızı kesikli çizgi) ile modellemek için güç spektrumunun eksenleri logaritmik gösterilmiştir (sağ kısım). 73

Şekil 4.1: Günlük(sarı) ve aylık (mavi) uluslararası güneş leke sayılarının yıllara göre dağılımı. Kırmızı eğri pürüzsüzleştirilen verilere yapılan fiti göstermektedir. 78

Şekil 4.2: GOES ile gözlenen 24. çevrime ait parlama sınıflarının dağılımı. 78

Şekil 4.3: X sınıfı parlamalar (turuncu) ve M sınıfı parlamaların (sarı <M5 ve yeşil M5>) helyografal boylama karşı ve enlemsel dağılımları. Baloncukların büyüklüklüğü parlama sınıflarının büyüklüklerine göre oranlantılıdır. 79

Şekil 4.4: X ve M sınıfı parlamaların helyografal enlemlerin zamana göre dağılımları (Kelebek diyagramı). 79

Şekil 4.5: X2.9 sınıfı SF141024_571 parlamasının *GOES* ve *Fermi/GBM* ile farklı enerji aralıklarında gözlenmiş türevi alınmamış (sol) termal emisyonun profili nispeten düz görülürken ve 2-25 keV türevi alınmış, 25-50 keV ile 50-100 keV

türevi alınmamış (sağ) ışık eğrileri termal emisyonun profilinde çok sayıda puls ve küçük ölçekli ince yapı belirgin bir şekilde kendini göstermektedir. 82

Şekil 4.6: X1.2 sınıfı SOL2013-05-15 parlamasının *Fermi/GBM* ve *GOES* ile farklı enerji aralıklarında gözlenmiş ışık eğrileri. *GBM* bu parlamayı kendi parlama kataloğunda farklı tetiklenme (bn130515072 ve bn130515065) ve dedektör (n5 ve n0) numaralarıyla iki farklı parlama olarak vermiştir. 83

Şekil 4.7: X2.1 sınıfı SOL2015-10-13 parlamasının GBM'in 12 NaI detektörüyle gözlenmiş 5-25 keV (sol) ve 25-50 keV (sağ) 12 panelli grafikleri. İlgili grafiklere ait panellerde dedektör numaraları ve zenit açı bilgisi verilmiştir. 90o'den küçük zenit açılı dedektörler dikkate alınarak analizlerde kullanılmak üzere en parlak dört dedektör belirlenmiştir. 84

Şekil 4.8: X1.1 sınıfı SOL2012-03-05 parlamasının iki farklı enerji aralıklarında 12 NaI dedektöründe gözlenen veriler ile oluşturulan ışık eğrileri. Düşük zenit açılı dedektörlerde doyumun (saturasyonun) etkisi gözlenmektedir. 85

Şekil 4.9: Fermi/GBM ile gözlenmiş X1.1 sınıfı SOL2012-03-05 parlamasının ve GOES uydusuyla gözlenmiş M7.4 sınıfı SOL2011-09-25 parlamasının farklı enerji aralıklarındaki ışık eğrileri. Fermi uydusu yaklaşık 03:15'de ve GOES uydusunun ise yaklaşık 05:15'de Güney Atlantik Anomali'den geçtiği için veri kaydı yapılmamıştır. 86

Şekil 4.10: Uzun parlamaya örnek M1.7 sınıfı SOL2012-07-17 parlaması. GOES parlama kataloğunda süresi yedi saat olarak rapor edilmiştir. GBM ışık eğrilerinde parlama süresince uydunun yaklaşık 4 dolanım yaptığı görülmektedir. Şekilde iki farklı enerji aralıklarında GBM (sol) ışık eğrileri ve GOES (altta) ışık eğrileri sunulmuştur. İki uydu verilerinin kontrollerinin sonucunda sadece GOES verisinin analizi yapılmıştır. 87

Şekil 4.11: Bazı parlamaların düşük kanallarda gözlenen pile-up etkisine örnek, X2.2 sınıfı SOL2011-02-15 parlaması. Üst: *GBM*'in 25 keV'dan düşük enerjilerde sayım oranlarındaki düşüş dikkati çekmektedir. Alt: *GBM*'in 25 keV'dan düşük enerjilerde sayım oranlarındaki düşüş, yığılma göstermeyen diğer dedektör verisi kullanılmıştır. 88

Şekil 4.12: Gece yarısına yakın saatlerden başlayarak (23:00) gece yarısından sonra devam eden parlamalara örnek verebilecek M2.4 sınıfı SOL2015-02-09 parlamasının GOES ve Fermi/GBM ile farklı enerji aralıklarında gözlenmiş ışık eğrileri. 89

Şekil 4.13: GOES/GBM X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğunda yer alan parlamaların X (mavi) ve M (kırmızı) sınıflarına göre GBM ve GOES enerji aralığında parlamaların dağılımları. 91

Şekil 4.14: GOES ile gözlenmiş M1.7 sınıfı SOL190110 parlamasının 3-25 keV aralığındaki ışık eğrisi. Kırmızı noktalı çizgiler BB ile belirlenen başlangıç ve bitiş zaman aralıklarını gösterirken, mor çizgiler GOES kataloğunun başlangıç ve bitiş zaman aralıklarını göstermektedir. 93

Şekil 4.15: *GOES* (üst) ve *GBM* (s) ile gözlenmiş M1.0 sınıfı SOL2013-06-10 parlamasının GOES 3-25 ve GBM 4-26 keV aralığındaki ışık eğrisi (siyah) ve BB ışık eğrisi (kırmızı). Üst panellerde, zemin ışımasının belirlenmesinde kullanılan parlama öncesi ve parlama sonrası seçilen aralıklar dikey kesikli çizgiler ile gösterilmiştir. 95

Şekil 4.16: GOES katalog aralıkları (üst) ile GOES (orta) ve GBM (alt) BB metodu ile hesaplanan parlama süreleri. 96

Şekil 4.17: 13 Ocak 2014 tarihinde gözlenen M1.3 sınıfı SOL2013-01-14 parlamasının GOES (üst panel) ve GBM (alt panel) ışık eğrileri. Parlamanın fazları grafik üzerinde gösterilmiştir. (1) parlama öncesi, (2) atımlı ve (3) kademeli azalan faz. 97

Şekil 4.18: Parlama süreleri (1. sıra) ve parlama faz süreleri (2. 3. ve 4. sıralar) dağılımları. 98

Şekil 4.19: M1.9 sınıfı SOL111229 parlamasının GBM 3-12 keV enerji aralığındaki zaman serisinin dalgacık analizi. (a) Parlamanın dalgacık analizinde kullanılan türevi alınmış ışık eğrisi. Turuncu dikey kesikli çizgi faz aralıklarını göstermektedir. (b) Morlet ana dalgacığı kullanılarak elde edilen yerel dalgacık güç spektrumu. X-ekseni zamanı y-ekseni periyodu göstermektedir. Kontürler, kırmızı gürültü modelinin üzerindeki %99.7 güvenirlik seviyesinde gücü, kalın siyah eğrinin altında kalan bölge kenar etkilerinin önemli olduğu "etki konisini" göstermektedir. (c) Parlamamın toplam süresi (siyah çizgi), parlama öncesi (mavi çizgi), atımlı (yeşil çizgi) ve kademeli azalan faz süreleri üzerinden ortalama güç spektrumları. Kesikli çizgi gürültü modelinin üzerinde %99.7 güvenirlik seviyesini gösteriyor. 100

Şekil 4.20: Yarı-periyodik salınımların parlama boyunca (1. sıra), parlama öncesi (2. sıra), atımlı (3. sıra) ve kademeli azalan (4. sıra) fazları boyunca dağılımları. Grafiklerin x-eksenleri logaritmik ve y-eksenleri de doğrusal formda oluşturulmuştur. Gözlendiği alet ve enerji aralıkları her bir panelin üstünde belirtilmiştir. 102

Şekil 4.21: GOES ve GBM'in enerji aralıklarında bulunan tüm QPP'lerin dört farklı zaman aralıklarındaki dağılımları. 104

Şekil 4.22: Dalgacık analizi sonucunda belirlenen periyotların termal (keV<25), GOES 2-12 keV enerji aralıklarındaki periyotlar ile termal olmayan (keV>25), GBM 25-50 keV ile 50-100 keV enerjilerinde belirlenen periyotların histogramları. 105

Şekil 4.23: X2.2 sınıfı SOL2015-02-11 parlamasının GOES ve GBM kanallarında gözlenen normalize edilmiş ışık eğrileri (sol üst panel). GOES 1-8 Å ve GBM 25-50 keV kanallarına uygulanan çapraz-korelasyonun grafiği (sağ üst) ve altı enerji kanalında uzun dönemli değişimlerin çıkarılmasıyla elde edilmiş ışık eğrileri. Işık eğrilerin verildiği panellerde faz aralıklarının sınırları kırmızı dikey kesikli çizgilerle gösterilmiştir. 107

Şekil 4.24: GOES 1-8 Å ile GBM 25-50 keV iki sinyal arasındaki zaman gecikmesi grafiği. 108

Şekil 4.25: *GOES* termal X-ışınlarında gözlenen ışık eğrileriyle *GBM* termal olmayan ışık eğrileri arasındaki zamansal gecikme dağılımları (*1. sıra*) ve *GBM'*in termal ve termal olmayan ışık eğrileri arasındaki zamansal gecikme dağılımları (*2. sıra*). Her bir dağılım bir Gauss eğrisiyle modellenmiştir (mavi çizgi). 109

TABLO LİSTESİ

Sayfa No

Tablo 2.1: Güneş'in temel parametreleri. 6

Tablo 2.2: Güneş atmosferinin element bolluğu. 6

Tablo 2.3: Güneş parlamalarının büyüklüklerine göre enerji salınımı. 20

Tablo 2.4: Parlamaların X-ışın sınıflaması. 24

Tablo 2.5: Hα sınıflandırılması: parlama alanı. 25

Tablo 2.6: Hα sınıflandırılması: Parlamanın parlaklığı. 25

Tablo 2.7: Parlamaların radyo sınıflandırılması (Antar ve diğ., 2014). 26

Tablo 2.8: Durağan (standing) MHD dalgalarının temel moduyla ilişkili periyotlar. 47

Tablo 3.1: Gama Işın Patlama Monitörü CTIME enerji aralıkları. 67

Tablo 4.1: 24. çevrime ait parlama sınıflarının yıllara göre dağılımı. 77

Tablo 4.2: GOES/GBM X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğundaki Fermi/GBM'deki beş enerji kanalındaki kontrol sonuçları. 92

Tablo 4.3: GOES/GBM X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğunda yer alan X ve M sınıfı parlamaların beş enerji kanalında Fermi/GBM verilerinin sonuçları. 92

Tablo 4.4: GOES/GB M X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğunda yer alan X ve M sınıfı parlamaların iki enerji kanalında GOES/XRS verilerinin sonuçları. 92

Tablo 4.5: GOES/XRS ve Fermi/GBM'deki enerji kanalındaki parlama faz aralıklarındaki baskın periyot sonuçları. 103

Tablo 4.6: Parlama fazları ve emisyon formları arasındaki baskın periyot dağılımlarının sonuçları. 105

Tablo 4.7: GOES hem de GBM ile gözlenen parlamaların zaman gecikmeleri. Tabloda ilgili zaman enerji aralıkları ve zaman gecikmeleri 1σ hatalarıyla birlikte verilmiştir. 110

Tablo 5.1: QPP periyot sonuçları ve üretim mekanizması araştırma özeti. 116

SİMGE VE KISALTMA LİSTESİ

Simgeler	Açıklama
Å	: Angstrom
B	: Manyetik alan şiddeti
CaII-H	: Kalsiyum iki hidrojen çizgisi
CaII-K	: Kalsiyum iki potasyum çizgisi
C_{A0}	: İç Alfvén hızlarını
C_{Ae}	: Dış Alfvén hızlarını
C_k	: Sosis modu hızı
e	: Elektron yükü
G	: Gauss
GHz	: Gigahertz
GeV	: Giga elektron volt
Hα	: Hidrojen alfa çizgisi
H-R	: Hertzsprung – Russell diyagramı
j	: Akım yoğunluğu
K	: Kelvin
keV	: Kilo-elektron volt
kHz	: Kilohertz
kG	: Kilo gauss
L	: Difüzyon bölgesinin uzunluğu
MHz	: Megahertz
M	: Yeniden birleşme oranı
m	: Azimut dalga sayısı
m	: Metre
MeV	: Milyon elektron volt
nm	: Nanometre
p	: Plazma basıncı
R_G	: Güneş'in yarıçapı
R_{mi}	: Manyetik Reynolds sayısı

$\mathbf{v_{\perp}}$	: Parçacığın manyetik alana dik hız bileşeni
$\mathbf{v_{dış}}$	: Dış akış hızı
$\mathbf{v_{iç}}$	: İç akış hızı
W	: Watt
Z	: İyon yük sayısı
δ	: Difüzyon bölgesinin genişliği
$\boldsymbol{\beta}$	: Plazma beta parametresi
ρ	: Yoğunluk
$\boldsymbol{\eta}$	: Özdirenç
$\mathbf{\mu_0}$	: Vakum geçirgenliği
μsn	: Mikro saniye
$\boldsymbol{\theta c}$	: Kritik eğim açısı

Kısaltmalar	Açıklama
ACD	: Eş zamanlı olmayan olayları tespit cihazı
AR	: Aktif bölge
BB	: Bayesyen blok
BGO	: Bizmut germanyum oksit
CCF	: Cross-correlation function
CSHKP	: Carmichael, Sturrock, Hirayama, Kopp Pneuman
CSPEC	: Continuous high spectral resolution
CME	: Koronal kütle atımları
CTIME	: Continuous high time resolution
EUV	: Uzak mor-ötesi
EPS	: Enerji yüklü parçacık cihazı
FoV	: Görüş alanı
GBM	: Gama ışın patlama monitörü
GEO	: Geostationary orbit
GEOS&R	: Geostationary search and rescue
GOES	: Yer sabit yörüngeli hareket çevre uydusu
GPS	: Küresel konumlama sistemi
LAT	: Geniş alan teleskobu
LSR	: Local standard of rest
MeV	: Milyon elektron volt
MHD	: Manyeto-hidrodinamik
NASA	: Ulusal Havacılık ve Uzay İdaresi
NaI	: Sodyum iyodür
NOAA	: Ulusal Okyanus ve Atmosfer İdaresi
QPP	:Yarı periyodik salınımlar (Quasi periodic pulsation)
SEM	: Uzay Çevre Görüntüleyici
S/N	: Sinyal-Gürültü
SXI	: X-ışın Güneş görüntüleyicisi
SDO	: The Solar Dynamics Observatory
SOHO	: The Solar & Heliospheric Observatory
XRS	: Güneş X-ışın cihazı (Solar X-ray Sensor)
TeV	: Tetra elektro volt

TNT :Trinitrotoluen

TTE : Zaman Etiketli Olay

UV : Mor-ötesi

VLA : Very Large Array

XRS : Solar X-ray Sensor

ÖZET

YÜKSEK LİSANS TEZİ

GÜNEŞ PARLAMALARINDA YARI- PERİYODİK SALINIMLARIN X- IŞINLARINDA ARAŞTIRILMASI

Hasret ATASOY

İstanbul Üniversitesi

Fen Bilimleri Enstitüsü

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Danışman : Doç. Dr. Zahide Funda BOSTANCI GÜVER

Güneş parlamaları, Güneş sistemindeki en güçlü manyetik olaylar olup koronal plazmanın ısınmasından ve parçacıkların rölativistik enerjilere kadar ivmelenmesinden sorumludur. Parlamaların, Güneş lekeleri etrafındaki aktif bölgeler ile ilişkili manyetik alanlarda depolanan muazzam bir enerjinin aniden serbest kalmasından kaynaklandığına inanılmaktadır. Günümüzde manyetik alanın parlamalar da dâhil pek çok Güneş aktivitesinin ana enerji kaynağı olduğu kabul görmektedir.

40 yılı aşkın bir süredir Güneş parlamalarının elektromanyetik tayf boyunca; radyo bölgesinden gama-ışın bölgesine kadar olan tüm frekanslarda yapılan gözlemlerde yarı-periyodik salınımlar (QPP) gösterdiği rapor edilmiştir. QPP'lerle ilgili şimdiye kadar yapılmış pek çok çalışma olmasına rağmen bunların oluşumundan sorumlu mekanizmanın ne olduğu hala belirsizdir ve genellikle MHD süreçleri ile ilişkilendirilir.

Bu yüzden yüksek lisans tez çalışmasında, Güneş parlamalarındaki QPP'ler ile tutarlı sinyallerin sistematik araştırılması büyük bir örnek üzerinden gerçekleştirilmiştir. Tez çalışmasında hem *GOES* (Geostationary Operational Environmental Satellite) uydu serileriyle hem de *Fermi*/GBM (Gamma-ray Burst Monitor) uydusu ile gözlenmiş M- ve X-sınıfı Güneş parlamalarının zaman analizi yapılarak parlamalardaki QPP'lerin dinamik özellikleri detaylı

araştırılmıştır. Elde edilen bulgular ışığında, QPP karakteristikleri ilgili literatürdeki bazı belirsizliklere açıklık getirilmiş ve QPP'lerden sorumlu mümkün mekanizmalar tartışılacaktır.

Ocak 2020, 166 sayfa.

Anahtar kelimeler: Güneş, Güneş Parlamaları, Yarı Periyodik Salınımlar

SUMMARY

M.Sc. THESIS

RESEARCH OF QUASI- PERİYODIC PULSATIONS IN SOLAR FLARES IN X- RAYS

Hasret ATASOY

İstanbul University

Institute of Graduate Studies in Sciences

Department of Astronomy and Space Sciences

Supervisor : Assoc. Prof. Dr. Zahide Funda BOSTANCI GÜVER

Solar flares are the most strong magnetic events in the solar system and responsible for the coronal plasma to be heated and accelerated to relativistic energies. It is believed that flares originate from the enormous amount of energy stored in the magnetic fields related to the active regions around sunspots. Today, it is accepted that magnetic field is the main energy resource for solar flares in addition to a number of other solar activity.

For over 40 years it has been reported from observations across the electromagnetic spectrum; from radio to gamma-rays, that flares show quasi-periodic oscillations (QPP; quasi-periodic pulsations). Despite the many studies on the QPPs still it is uncertain what mechanisms really cause them and generally MHD processes are thought to be related.

For these reasons, within this thesis, through the use of a large sample signals of QPPs observed from solar flares analyzed systematically. Within the thesis both *GOES* (Geostationary Operational Environmental Satellite) satellite datasets and *Fermi*/*GBM* (Gamma-ray Burst Monitor) satellite will be used to perform timing analysis of the M- and X-type solar flares and dynamic properties of QPPs will be investigated. Using the findings some of the uncertainty of

the QPP characteristics in the literature will be understood and the possible mechanisms behind the QPP are discussed.

January 2020, 166 pages.

Keywords: Sun, Solar Flares, Quasi Periodic Pulsations

1) GİRİŞ

Güneş, içerisinde bulunduğumuz Samanyolu galaksindeki yüz milyarlarca yıldızlardan sadece biridir. Yeryüzünün tek yaşam ve ışık kaynağı olan Güneş medeniyetin doğuşundan beri insanoğlunun merak konusu olmuştur. Gündüzleri gökyüzünü aydınlatan Güneş aslında yeryüzünden göründüğü kadar sakin bir yıldız değildir. Tüm yıldızlar gibi Güneş de merkezinde meydana gelen nükleer reaksiyonlar sonucunda çevresine ısı ve ışık yaymaktadır bu sebeple yer tabanlı teleskoplar ve uydu gözlemlerinde Güneş'ten aldığımız veri ısı ve ışıktır. Güneş'ten gelen ışığın sabit olmayıp zamanla değişimi Güneş'in aktif bir yıldız olduğunun en büyük göstergelerinden biridir.

Güneş'teki manyetik alanın keşfinden (Hale, 1908) bu yana, manyetik alanın Güneş aktivitesindeki rolü detaylı olarak araştırılmaktadır. Günümüzde, manyetik alanın pek çok Güneş aktivitesinin ana enerji kaynağı olduğu kabul görmektedir. Güneş atmosferi üzerinde manyetik alanların ve aktivitenin güçlü olduğu yerler aktif bölgeler olarak tanımlanır. Diferansiyel dönme, granül hareketleri ve parçacıkların manyetik alanlar ile etkileşimi aktif bölgelerin birer göstergesidir. Güneş'in aktif bölgelerine; Güneş parlamaları, Güneş lekeleri, parlak fakülalar, Güneş Rüzgârları vb. yapı örnek verilebilir.

Aktif Güneş'te gözlenen en şiddetli olaylardan biri olan Güneş parlamaları, manyetik enerjinin aniden serbest kalmasıyla kromosferde meydana gelen çok güçlü patlamalardır. Koronal plazmanın ısınmasından ve parçacıkların rölativistik enerjilere kadar ivmelenmesinden sorumludur.

Bir parlama süresince açığa çıkan enerji yaklaşık 1028-1032 erg arasındadır ve radyatif enerji, kinetik enerji, termal ve termal olmayan enerji gibi çeşitli formlarda olur (Shibata ve Magara, 2011). Bu muazzam enerji sadece dakikalar mertebesinde Güneş atmosferinden açığa çıkmaktadır. Yayınlanan enerjinin %70'i X-ışınlarında baskın iken, geri kalanı mor-ötesi, görünür bölge ve radyo dalgalarında yayınlanmaktadır.

Yaklaşık son 15 yıl içerisinde Güneş fiziğinin en dikkat çeken başarılarından biri Güneş koronasında manyeto-hidrodinamik (MHD) dalga ve salınımların uzaysal çözünürlüklü gözlemsel keşfidir (Nakariakov ve Verwichte, 2005). Koronal MHD dalgalarının gözlemsel ve

teorik çalışmalarında kaydedilen son gelişmeler, elde edilen bilgilerin Güneş parlamalarında açığa çıkan enerjilerde gözlenen yarı-periyodik salınımlara (QPP) da uygulanmasına sebep olmuştur. QPP'ler genellikle Güneş parlamalarının ışık eğrilerinden belirlenmektedir ve periyotları birkaç saniye ile birkaç dakika arasında değişmektedir (Aschwanden, 1987; Fleishman ve diğ., 2002; Tan, 2008; Foullon ve diğ., 2005; Kislyakov ve diğ., 2006). Güneş parlamalarının elektromanyetik tayf boyunca; radyo bölgesinden gama-ışın bölgesine kadar tüm frekanslarda yapılan gözlemlerde yarı-periyodik salınımlar gösterdiği rapor edilmiştir. QPP'ler ile ilgili şimdiye kadar yapılmış pek çok araştırma olmasına rağmen bunların oluşumundan sorumlu mekanizmanın ne olduğu hala belirsizdir ve genellikle MHD (manyeto-hidrodinamik dalgalar) süreçleri veya manyetik yeniden birleşme gibi kısa süreli enerji çıkışlarıyla ilişkilendirilmektedir. Parlamalarda gözlenen QPP'ye olan ilginin çeşitli motivasyonları vardır. QPP'ler Güneş parlamalarında gerçekleşen süreçlerin ve parlama oluşum mekanizmaların anlaşılmasında önemli bilgiler içermektedir.

Standart Parlama modeline göre, bir Güneş parlamasının evrimi üç faz altında incelenmektedir: parlama öncesi (pre-flare), atımlı (impulsive) ve kademeli azalan faz (gradual). QPP, parlama öncesi fazdan kademeli azalan faz aşamasına kadar bir parlamanın tüm fazlarında teşhis edilebilmektedir. Parlamanın fazlarıyla QPP'lerin oluşma zamanı arasındaki ilişki hala belirsizdir. Bazı durumlarda QPP'ler hem çıkış fazında hem de kademeli azalan fazında gerçekleşirken (Van Doorsselaere ve diğ., 2011; Dolla ve diğ., 2012; Simões ve diğ., 2015), diğer durumlarda ise QPP'ler sadece atımlı fazı (Jakimiec ve Tomczak, 2012) ya da kademeli azalan fazı (Kane ve diğ., 1983) boyunca gözlenirler.

QPP araştırmalarında önemli belirsizliklerinden bir diğeri de QPP'lerin sık görülen olaylar olup olmadığıdır. Mikrodalga emisyonunda yapılan çalışmalarda, Kupriyanova ve diğ. (2010) Güneş disk merkezi civarında gözlenmiş izole 12 parlamayı dikkate alarak, 10'unun QPP gösterdiğini tespit etmişlerdir. Bu sonuç, QPP'lerin Güneş parlamalarının doğasında olduğunu buna karşın QPP göstermeyen Güneş parlamaların ise nadiren gözlendiğini göstermektedir. Diğer taraftan, Mossessian ve Fleishman (2012) 412 parlamada QPP araştırması yapmışlardır, örneklerinin sadece %10'unun QPP olarak sınıflanabilen zaman değişimleri gösterdiklerini tespit etmişlerdir.

X-Işınlarında yapılan çalışmalarda ise, Simões ve diğ. (2015) 24. Güneş çevrimine ait GOES (Geostationary Operational Environmental Satellite) uydusuyla gözlenmiş 35 X-sınıfı

parlamayı analiz etmiş ve örneklerinin 28'inin (%80) atımlı faz süresince QPP gösterdiğini bulmuşlardır. Bu da QPP'lerin Güneş parlamalarında sık gözlenen olaylar olduğu sonucuna götürmektedir. Diğer yandan, Inglis ve diğ. (2016), 2011-2015 yılları arasında GOES uydusu ile gözlenmiş 675 M- ve X-sınıfı parlamayı analiz etmişlerdir. Ayrıca, aynı dönem boyunca Fermi/GBM tarafından bu parlamalarla 15-25 keV enerji aralığında eş zamanlı gözlenmiş 261 parlama verisinin de analizini yapmışlardır. Araştırmacılar, GOES parlamalarının 202'sinin (%30) ve Fermi/GBM parlamalarının da 21'inin (%8) QPP gösterdiğini bulmuşlardır ve QPP'lerin Güneş parlamalarında sık gözlenen olaylar olmadığı sonucuna ulaşmışlardır.

Bir diğer nokta, farklı dalgaboylarında tespit edilen QPP'ler ile bu dalgaboylarının ışık eğrileri arasındaki zaman gecikmeleri (time lag) arasında bir ilişkinin olup olmasıdır. Dolla ve diğ. (2012), farklı dalgaboyu bantlarında eş zamanlı gözlenen bir parlamanın detaylı analizini geçekleştirmişler ve faz kaymalarının bazı dalgaboylarında QPP periyodunun çeyreğine hatta yarısına kadar ulaştığını teşhis etmişlerdir.

Parlamalardaki QPP araştırmalarının önemi koronal sismolojisi açısından da göz ardı edilemez. Eğer MHD dalgaları tarafından üretiliyorlarsa sismolojik olarak parlama bölgesini araştırmak için bize benzersiz bir araç sunar. QPP periyotları teorik modeller ile karşılaştırılarak, parlama alanının çevresinde başka türlü ölçülmesi zor olan plazma parametrelerinin (manyetik alan gibi) belirlenmesi mümkün olur. Dolayısıyla, plazma parametreleriyle QPP arasındaki ilişkinin anlaşılması yıldızların koronal sismolojisinin gelişmesine katkıda bulunabilir. Ancak, şimdiye kadar, QPP'lerin neden oluştuğu belli olmaması, QPP'lerin sismolojik amaçlar için kullanılmasındaki gelişmeyi engellemektedir.

Güneş parlamalarında gözlenen QPP'ler ile ilgili yukarıda belirtilen belirsizliklere açıklık getirilmesi için büyük bir örnek üzerinden parlamaların dinamik özelliklerinin araştırılmasına ihtiyaç duyulmaktadır. Bu tez çalışmasında, Dünya yörüngesinde bulunan ve Güneş parlamalarını da gözlemleyebilen Yer Sabit Yörüngeli Hareket Çevre Uydusu (GOES: Geostationary Operational Environmental Satellite) üzerindeki Güneş X-ışın Cihazı (XRS: Solar X-ray Sensor) ve Fermi Gama Işın Gözlemevi üzerindeki Gama Işın Patlama Monitörü (GBM: Gamma-ray Burst Monitor) uydu teleskoplarının yüksek enerjili X ve gama ışını verileri kullanılarak, QPP'lerin sistematik araştırılması yapılmıştır. Çalışmada, 2008-2019 tarihleri arasında gözlenmiş tüm X ve M sınıfı parlamanın ikisi GOES ve beşi Fermi/GBM olmak üzere yedi enerji kanalındaki ışık eğrilerinin dinamik güç spektrumları dalgacık dönüşümü

oluşturulmuş ve parlamanın üç fazı boyunca QPP'lerinin teşhisi ve parlamaların farklı enerji (yumuşak ve sert X-ışın) aralıklarındaki zaman gecikmeleri hesabı literatürde ilk kez böyle büyük bir örnek üzerinden gerçekleştirilmiştir.

Tezin Genel kısımlarının ilk bölümünde, Güneş ile aktif Güneş'te gözlenen yapılar hakkında genel bilgi verildikten sonra, ikinci bölümünde genel olarak Güneş Parlamaları, Standart Parlama Modeli ve Parlamalardaki Yeniden birleşme modeline dayalı parlamaların enerji salınım modelleri hakkında bilgiler verilerek Güneş parlamalarında gözlenen yarı periyodik salınımların özellikleri ve bunlardan sorumlu mekanizmalar tanıtılmıştır. Malzeme ve yöntem bölümünde ilk olarak gözlem verileri kullanılan GOES ve Fermi uyduları kısaca tanıtılarak uydu gözlemlerinden itibaren X ve M sınıfı Güneş Parlama Katalogu oluşturma aşamaları hakkında bilgiler verildi ve parlamaların zaman aralıklarını sistematik olarak hesaplamak için kullanılan Bayesyen Blok (BB, Bayesian Block) metodunu, gözlem verilerinin zaman analizinde kullanılan Dalgacık dönüşümü, kırmızı gürültü modeli (oto-korelasyon) ve (time lag) çapraz korelasyon hakkında bilgiler verilmiştir. Bulgular bölümünde, X ve M sınıfı Güneş Parlama Katalogu, zaman serilerinin zaman analizi ve zaman gecikmeleri (time lag) sonuçları sunulmuştur. Tezin son bölümünde ise çalışma kısaca özetlenmiş ve elde edilen bulgular literatürden derlenen diğer bilgilerle karşılaştırılarak incelenen Güneş parlamalarında gözlenen yarı-periyodik salınımların karakteristikleri ve mümkün sorumlu mekanizmalar tartışılmıştır. Zaman gecikmeleri sonuçlarına dayanarak, farklı enerjilerdeki parlama emisyonunu üreten mekanizmanın aynı olup olmadığı sorusuna da açıklık getirilmiştir.

2) GENEL KISIMLAR

1.1.GÜNEŞ

Güneş, Hertzsprung–Russell (H-R) diyagramına göre G2V türünde bir yıldızdır. G2, Güneş'in yüzey sıcaklığının yaklaşık 5777 K olduğu, V ışıma sınıfında dolayısıyla sarı renkte bir anakol yıldızı oluğunu göstermektedir. Güneş'e ait bazı gözlemsel parametreler Tablo 2.1'de verilmektedir.

Güneş Sistemi'nin en büyük kütleli cismi olan Güneş, tek başına Güneş Sisteminin toplam kütlesinin %99,8'ini içermektedir. Geriye kalan kütle ise Güneş sistemindeki gezegenler, bu gezegenlerin uyduları, asteroitler, göktaşları, kuyruklu yıldızlar gibi gökcisimlerinden oluşmaktadır. Gezegenlerin tümü Güneş'in çekim kuvveti sayesinde Güneş'in uydusu durumundadır, bu sebeple kütle çekimsel olarak sistemdeki diğer gökcisimlerinin hareketlerini kontrol etmektedir.

Güneş tayfından, Güneş atmosferinin kimyasal kompozisyonunun yaklaşık 67 farklı elementten oluştuğu tespit edilmiştir (Asplund, 2004). Güneş'in yaklaşık %71'inin hidrojen ve %27'sinin helyum (kütleye göre) olduğu bulunmuştur. Kalan %2 ise oksijen, karbon, azot, silikon, magnezyum, neon, demir ve kükürt gibi diğer elementten oluşmaktadır (Tablo 2.2). Bütün Güneş'e bakıldığında, kütlesinin %73 hidrojen ve %25 helyum olduğu; geri kalan ağır elementlerin katkısınında %2 olduğu gösterilmiştir.

Diğer yıldızlara kıyasla Güneş'in Dünya'ya çok yakın olması Güneş yüzeyinin ve atmosferinin detaylı incelenebilmesini mümkün kılmaktadır bu durum Güneş'in astrofiziksel önemini arttırmaktadır. Literatürde bilinen Dünya'ya ikinci en yakın yıldız Proxima Centauri 4.24 ışık yılı uzaklıkta bulunan ve görünür parlaklığı 11.05 kadirle çıplak gözle görülemeyecek kadar sönük olan kırmızı bir cücedir. Diğer yıldızların uzaklıkları düşünüldüğünde, onları bilimsel olarak Güneş kadar ayrıntılı gözleyip incelemek pekte mümkün değildir. Diğer deyişle, başka yıldızlarda meydana gelen pek çok fiziksel süreçler Güneş üzerinde ayrıntılı incelenebilmektedir. Dolayısıyla astronomlar için Güneş'imiz doğal bir astrofizik laboratuvarı görevi görmektedir. Güneş üzerinde gözlenen aktif bölgelerin gelişimi, bu bölgelerde ortaya çıkan Güneş lekeleri, güneş parlamaları ve parlamalarla ilişkili olaylar, koronal delikler, koronal kütle atımları, Güneş rüzgarları, yüksek enerjili parçacıkları ortaya çıkaran fiziksel

süreçler, patlama oluşum kuramları, geniş ölçekli manyetik alanlar, Güneş çevrimleri ve uzun dönemli aktivite değişimleri, patlama olaylarının önceden tahmininde yararlı olacak kısa dönemli aktivite değişimleri, Güneş Dünya etkileşmesi, bu doğal laboratuvarın Güneş fiziği çalışmalarında sunduğu çalışma konularından sadece bir kısmıdır.

Tablo 2.1: Güneş'in temel parametreleri.

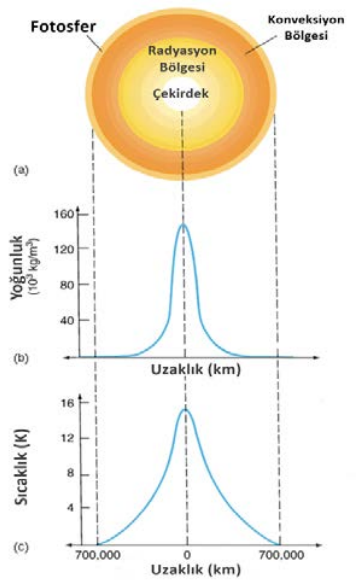
Ortalama uzaklığı (Dünya'dan)	1.496×10^{11} m (ışık yılı olarak: 8.31 dakika)
Görünür parlaklığı	−26.74 m
Mutlak parlaklığı	$4^{m}.83$
Metal bolluğu (z)	0.0177
Açısal çapı	31.6'-32.7'
Galaksi merkezinden itibaren ortalama uzaklığı	$\sim2.5\times10^{20}$ m (26.000 ışık yılı)
Galaktik periyodu	$2.25–2.50\times10^{8}$ yıl
Galaktik Yörünge Hızı	$\sim2.20\times10^{5}$m/sn $\sim2\times10^{4}$ m/sn (LSR)
Ortalama çapı	1.392×10^{9} m
Ekvator yarıçapı	6.955×10^{8} m
Yüzey alanı	6.088×10^{18} m^2
Hacmi	1.4122×10^{27} m^3
Kütlesi	1.9891×10^{30} kg
Ortalama yoğunluğu	$\approx1.409\times10^{3}$ kg/m^3
Ekvatorda yüzey çekimi	274 m/sn^2
Kurtulma hızı	617.700 m/sn
Etkin sıcaklığı	5777 K
Işınım gücü	$3.84x10^{33}$erg/sn
Dönme hızı (ekvatorda)	7.284 m/sn
Dönme periyodu (16° enlemde)	25.38 gün

Tablo 2.2: Güneş atmosferinin element bolluğu.

ELEMENT	**Atom Miktarı (%)**	**Kütle Miktarı (%)**
Hidrojen	91.2	71.0
Helyum	8.7	27.1
Oksijen	0.078	0.97
Karbon	0.043	0.40
Azot	0.0088	0.096
Silikon	0.0045	0.099
Magnezyum	0.0038	0.076
Neon	0.0035	
Demir	0.030	
Sülfür	0.015	

1.1.1. Güneş'in İç Yapısı

Güneş genel olarak iç ve atmosfer tabakaları olmak üzere iki kısımda incelenmektedir. Güneş'in iç kısmı tüm dalgaboylarına optikçe kalın olduğundan doğrudan gözlenememektedir. Helyosismolojik gözlem tekniklerinden yararlanılarak yapılan teorik hesaplarla ve füzyon tepkimelerinin sürdürülmesi için gereken sıcaklık ve basınçta maddenin davranışı hakkındaki bilgilerimize dayanan bilgisayar simülasyonları kullanılarak iç kısmı hakkındaki bilgiler doğru bir şekilde tanımlanmaya çalışılmaktadır. Standart Güneş Modeline göre hidrostatik dengede (gaz basıncı ile kütle çekim kuvvetinin dengede olduğu) olan Güneş, farklı fiziksel süreçlerin gerçekleştiği çekirdek, radyasyon, tachocline ve konveksiyon adı verilen farklı bölgelerden oluşmaktadır (Hanslmeier, 2007). Bu bölgelerin özelliklerine kısaca değinmek gerekirse;



Şekil 2.1: Güneş'in iç yapısının şematik gösterimi (a) ve Güneş'in merkezinden itibaren uzaklığa bağlı olarak yoğunluk (b) ve sıcaklık (c) değişimi[1].

Çekirdek: Güneş'in merkezi kısmını içeren bu bölge, Güneş kütlesinin %10'luk kısmını kapsar. Sıcaklığın, yoğunluğun ve basıncın en yüksek olduğu bölgedir. Çekirdeğin sıcaklığı 15.7×10^6 K, yoğunluğu ~160 gr/cm^3 ve basıncı 4.4×10^{13} N/m^2 civarındadır. Çekirdekteki basınç deniz

[1] https://lifeng.lamost.org/courses/astrotoday/CHAISSON/AT316/HTML/AT31602.HTM

seviyesindeki basıncın yaklaşık 200 milyar katıdır. Güneş'in çekirdeğinden yüzeyine doğru gidildikçe bu fiziksel (yoğunluk, sıcaklık gibi) değerler azalır (Şekil 2.1). Çekirdek, Güneş enerjisinin bir seri nükleer füzyon reaksiyonlarıyla üretildiği bölgedir. Bu seride dört hidrojen çekirdeği kaynaşarak bir helyum çekirdeğini oluşturur. Bu süreçte, çekirdek kütlesinin küçük bir kesri enerjiye dönüştürülür. Her bir nükleer reaksiyonun 1 megatonluk TNT patlamasına eşdeğer olduğu düşünüldüğünde Güneş'in çekirdeğinde her saniyede 100 milyar hidrojen bombası patlamaktadır. Nükleer reaksiyonlar için gerekli olan sıcaklık ve yoğunluk değerinin altına düştüğü yer, çekirdek bölgesinin üst sınırını belirlemektedir. Bu nedenle, çekirdek bölgesi merkezden yaklaşık 0.25 R_G kadar uzanmaktadır.

Radyasyon (ışınım) bölgesi: Çekirdek bölgesinin bitiş sınırı 0.25 R_G 'den 0.69 R_G'ye kadar uzanmaktadır. Radyasyon bölgesinin en alt kısmında sıcaklık $7x10^6$ K iken üst sınırında $2x10^6$ K civarına kadar düşmekte olup yoğunluk ise 20 gr/cm^3 den 0.2 gr/cm^3'e kadar azalmaktadır. Güneş'in radyasyon bölgesindeki madde, atomların var olamayacağı kadar çok sıcaktır ve bu yüzden çekirdekten gelen ışınım serbest elektronlar ile ve atom çekirdekleriyle çarpışarak saçılır. Ortamın yoğun olmasından dolayı, çekirdekte üretilen bir foton bu bölgede defalarca soğurulup rastgele yönlerde tekrardan yayımlanır. Bu yüzden, çekirdekte üretilen enerji belki de çok dolambaçlı bir yolda seyahat eder ve yüzeye ulaşması yüzbinlerce yıl sürebilir. Aşırı uzunluktaki dolambaçlı yol boyunca gerçekleşen çok sayıdaki saçılma, soğrulma ve tekrar yayınlanmanın neticesinde, nükleer reaksiyonlar ile üretilen fotonlar tarafından taşınan Güneş'in çekirdeği hakkındaki bilgi kaybolur.

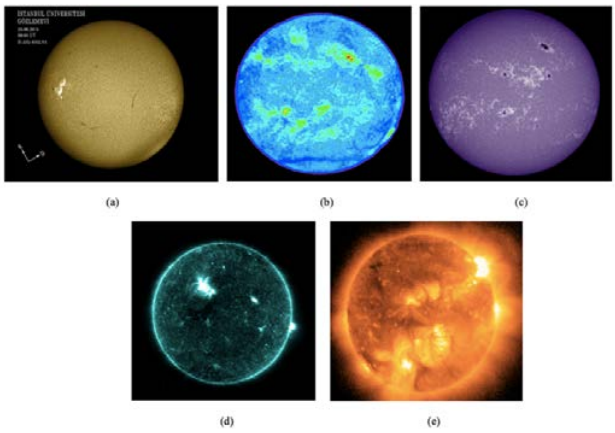
Tachocline Bölgesi: Hemen hemen katı cisim gibi dönen radyasyon bölgesiyle diferansiyel dönen konveksiyon bölgesi arasında kalan bir geçiş bölgesidir. Merkezden itibaren 0.69 R_G 'den 0.71 R_G'ye kadar uzanan ince bir tabakadır. Bu bölge boyunca kimyasal kompozisyonda ve maddenin akış hızında bir değişim meydana gelir (Charbonneau ve diğ. 1999; Spiegel ve Zahn, 1992). Tachocline içerisindeki güçlü diferansiyel dönmeden dolayı, dinamonun burada ~100 kG mertebesinde toroidal manyetik alanları oluşturduğu, ki bunların konveksiyon bölgesi boyunca yükseldiği ve güneş lekelerini oluşturduğu düşünülmektedir (Dikpati ve Gilman, 2009).

Konveksiyon Bölgesi: Tachocline bölgesinin üst sınırından itibaren 1 R_G'e kadar uzanan bu bölge Güneş yüzeyinin hemen altında ki bölgedir. Bu bölgenin alt tabanında sıcaklık ~1×10^6 K iken üst sınırında 6000 K civarındadır. Yoğunluk ise 0.02 gr/cm^3'ten 10^{-7} gr/cm^3'e kadar

azalmaktadır. Konveksiyon bölgesinin derinliği yaklaşık 200.000 km'dir. Konveksiyon bölgesi, çekirdek ve radyasyon bölgesinden farklı olarak ekvatorda daha hızlı ve kutuplara gidildikçe daha da yavaşlayan bir diferansiyel dönme göstermektedir. Konveksiyon bölgesinde enerji Güneş yüzeyine konvektif hareketlere taşınmaktadır. Konvektif hareketlerin olabilmesi için adyabatik sıcaklık gradyentinin enerjinin radyasyon yoluyla transfer edilmesi sonucunda oluşan sıcaklık gradyentiden küçük olması gerekmektedir (Schwarzschild Kriteri). Bu sebeple, bu bölgenin alt tabanında ısınan akışkan madde genleşerek üst yüzeye yükselip, yüzeye yakın bölgelerde madde soğuyarak tekrardan geri dönmektedir. Bu dolaşım hareketi konveksiyon bölgesinde sürekli tekrarlanmaktadır.

2.1.2 Güneş Atmosferinin Özellikleri

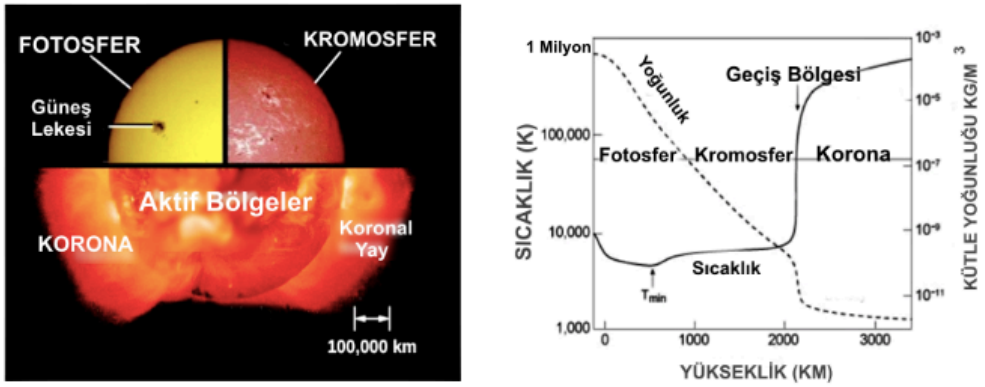
Güneş atmosferi, Güneş'in çekirdek bölgesinde üretilen enerjinin en sonunda uzaya yayınlandığı kısımdır. Güneş atmosferinden yayımlanan ışınım elektromanyetik tayfın tüm bölgelerinde Yer-tabanlı ve uydu gözlemleriyle doğrudan gözlenebilmektedir (Şekil 2.2).



Şekil 2.2: Güneş atmosferinin farklı enerji aralıklarında Yer-tabanlı ve uydu gözlem görüntüleri. a) 25.06.2015 09:93 UT İstanbul Üniversitesi Gözlemevi[2] ile Hα'da (6562.8 Å) fotosfer görüntüsü. b) VLA ile 4.6 GHz gözlenen fotosfer görüntüsü[3]. c) 13 Mayıs 1991 Büyük Ayı Güneş Gözlemevi (Big Bear Solar Observatory) CaII K (3934 Å) alınan kromosfer görüntüsü[4] d) 28 Mayıs 2018 *GOES*-17 EUV korona görüntüsü ve e) 01.10.2012 *GOES*-14 ile alınmış 6-60 A korona görüntüsü (NOAA/NASA, 2019).

[2]https://www.istanbul.edu.tr/tr/haber/guneste-buyuk-parlama-istanbul-universitesi-gozlemevinde-cocuk-universitesi-ogre-300041006C006700630051003800620033006A0045003100
[3] https://www.cv.nrao.edu/course/astr534/Tour.html
[4] https://solarscience.msfc.nasa.gov/images/CAII3934.gif

Güneş atmosferi kimyasal kompozisyon ve sıcaklık ve yoğunluk gibi fiziksel parametrelerin değişimlerine göre farklı tabakalara ayrılmaktadır; içten dışa doğru sırasıyla, fotosfer, kromosfer ve koronadır (Şekil 2.3). Ayrıca, kromosfer ve korona arasında genellikle mor-ötesi ışınımda gözlenen geçiş bölgesi olarak isimlendirilen oldukça ince bir tabaka daha bulunmaktadır. Aşağıda bu tabakaların özelliklerine ve buralarda dikkati çeken bazı yapılara kısaca değinilmiştir.

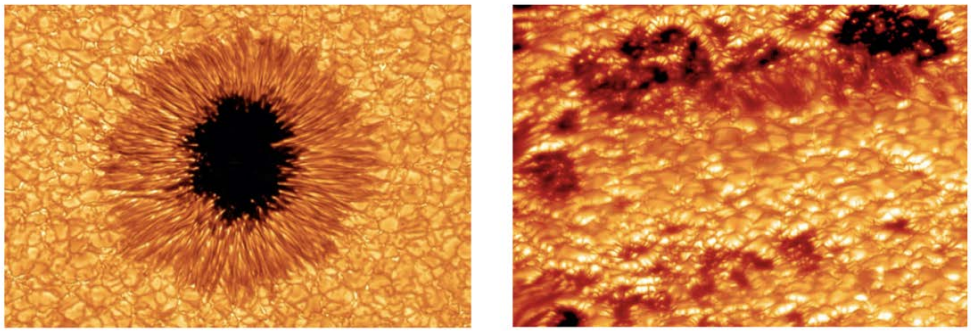


Şekil 2.3: Güneş'in atmosfer tabakaları gösterilmektedir (sol kısım). Güneş atmosferinin yüksekliğine bağlı olarak sıcaklık ve yoğunluğun değişimi (sağ kısım). Koyu çizgi sıcaklığı, kesikli çizgi de yoğunluk değişimini göstermektedir (Priest, 2014).

Fotosfer (Işık Küre): Güneş'in en alt atmosfer tabakasıdır. Genel olarak, Güneş'in görünen yüzeyi olarak bilinmektedir. Fotosferin kalınlığı ~500 km ve yoğunluğu ~3×10^{-4} kg/m^3 civarındadır. Etkin sıcaklığı 5777 K iken üst kısımlarına doğru sıcaklık azalarak ~4400 K'e kadar azalmaktadır. Buraya sıcaklık minimum bölgesi de denmektedir. Fotosferde gözlenen başlıca yapılar; Güneş lekeleri, fakülalar ve granüllerdir.

Granüller: Güneş yüzeyini, leke alanları haricinde, kaplayan dinamik küçük hücresel yapılardır (Şekil 2.4 sağ). Konveksiyon bölgesindeki konvektif hareketlerin fotosferdeki tezahürü olarak bilinmektedirler. Granüllerin merkezi kısmı parlak görünürken kenarları karanlıktır. Güneş'in konveksiyon tabakasından yüzeye yükselen sıcak maddeler parlak bölgeleri, soğuyarak konveksiyon tabakasına geri dönen maddeler ise karanlık bölgeleri oluşturmaktadır. Ömürleri yaklaşık on dakika kadar olan dinamik yapılar ortalama 1.000 km kadar büyüklüğe sahiptirler.

Güneş lekeleri: Güneş yüzeyi üzerinde manyetik alanların yoğunlaştığı koyu bölgeler *Güneş lekeleri* olarak adlandırılmaktadır (Şekil 2.4 sol). Güneş lekeleri bulundukları çevreye göre sıcaklıklarının düşük olmasından dolayı daha karanlık görünmektedir. Fotosfer etkin sıcaklığı 5777 K iken lekelerin ortalama sıcaklıkları 4400 K civarındadır. Tipik bir Güneş lekesinin merkezinde, koyu karanlık bir bölge (umbra) ile onu çevreleyen penumbradan oluşmaktadır. *Umbra* ve *penumbra* latinceden türemiş olup sırası ile '*gölge*' ve '*yarı gölge'* anlamlarına gelmektedir. Penumbrasız Güneş lekesine *por* adı verilir. Sakin Güneş'in manyetik alanı ortalama 1-2 Gauss, gelişmiş bir lekenin manyetik alanı ortalama 4,000 Gauss ve küçük bir porun manyetik alanı yaklaşık 2.000 G civarındadır. Bu sebeple Güneş aktivitesinin en iyi göstergesidirler (Solanki, 2003). Genellikle grup halinde görülmektedirler. Ömürleri birkaç gün veya birkaç ayda olabilen lekelerin çapları 10.000 ile 100.000 km arasında değişmektedir. Güneş lekelerinin oluşumu, diferansiyel dönme sonucu Güneş'te manyetik alanların oluşumuyla ilişkili olan Dinamo Modeli'yle açıklanmaktadır. Dinamo modeli, Güneş'in Manyetik Etkinliği Bölüm 2.2'de ayrıntılı bir şekilde verilmiştir.

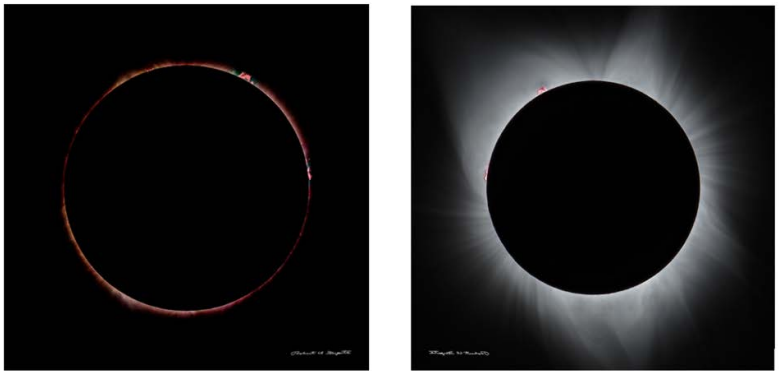


Şekil 2.4: Güneş lekesi (sol)[5] ve granül yapılar (sağ)[6].

***Fotosferik fakülalar*:** Özellikle Güneş diski kenarında görülürler, kenar kararmasından dolayı sönükleşen, fotosfere göre daha parlak görünen yapılardır. Disk merkezine kayın bölgelerde disk daha parlak olduğu için görünemezler. Lekelerin olmazsa olmazlarıdırlar. Lekelerden önce ortaya çıkarlar ve onlardan daha uzun ömürlüdürler.

[5] http://qdl.scs-inc.us/2ndParty/Pages/6439.html
[6] https://www.skyandtelescope.com/observing/celestial-objects-to-watch/sun/sun-white-light-guide-nearest-star/

Kromosfer (Renk Küre): Gaz hareketlerinin baskın olduğu soğuk fotosfer ile manyetik alanın baskın olduğu sıcak korona arasındaki atmosfer tabakasıdır. Bu durum hidrodinamikten manyeto-hidrodinamiğe bir geçişi göstermektedir. Kalınlığı ~2.500 km, yoğunluğu fotosfer yoğunluğunun 10^{-3}-10^{-4} katı kadardır. Fotosfer sıcaklığının minimum olduğu yerden itibaren kromosfer tabakasında sıcaklık ~25.000 K'e kadar önemli bir derecede artış göstermektedir. Kromosfer tabakası ya tam Güneş tutulması sırasında ya da Hα veya CaII gibi çeşitli spektral çizgilerde gözlenebilmektedir. Tam Güneş Tutulması sırasında Güneş'in görünür diski çevresinde kırmızı halka şeklinde görülmektedir (Şekil 2.5).



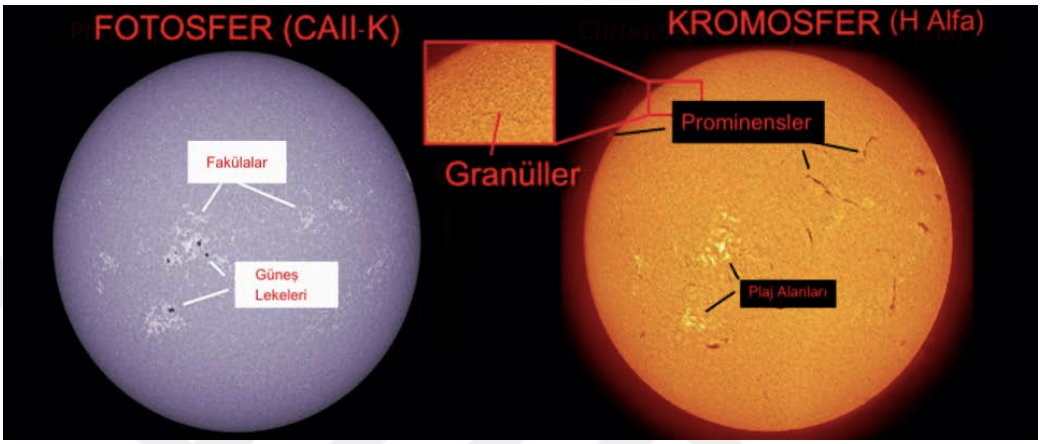
Şekil 2.5: Kromosfer tabakası (sol resim) ve koronanın (sağ resim) 21 Ağustos 2017 tarihindeki tam Güneş tutulmasındaki görüntüleri (Bob Fugate tarafından çekilmiştir).

Kromosferde gözlenen başlıca yapılar; kromosferik ağ yapı, flamentler, plaj alanları, prominensler ve stepeüllerdir.

Kromosferik fakülalar**:** *Flocculi veya plaj fakülaları* olarak da adlandırılan bu yapılar, hem şekil hem konumlarının benzer olması itibariyle fotosferik fakülaların kromosfer bölgesindeki uzantıları olduğu ileri sürülmektedir. Fotosferik fakülalara göre daha parlak ve daha büyük şiddete sahip olmaları dışında çok benzemektedir. Fakülalar esasen leke bölgelerinde bulunur ve özellikle Ca II'nin K (3934 Å) veya H (3969 Å) çizgisinde gözlenmektedir. Fotosferdeki fakülalar gibi, lekeler kromosferik fakülalar olmadan görülemez, fakat kromosferik fakülalar lekeler olmadan da görülebilmektedir. Bu parlak yapılar bir araya gelerek *plaj alanlarını* oluşturmaktadır (Şekil 2.6 sağ).

Konveksiyon bölgesinde oluşan süpergranül hücrelerinin kromosfer tabakasındaki tezahürü *kromosferik ağ yapı* olarak bilinmektedir. Aktif olayların dışında sakin kromosferde gözlenen

bu hücresel yapıların sınırlarında genellikle manyetik akı ve ince yapılar yoğunlaşmıştır. Bu ağ yapı sınırında Güneş diski üzerinde *mottle* denilen ince uzun koyu ipliksi yapılar, disk kenarında *stepeül* adı verilen parlak jet tipi yapılar gözlenmektedir.



Şekil 2.6: CaII-K'deki (sol) görüntüsünde, fotosferdeki faküla ve Güneş lekeleri ve kromosferin Hα (sağ) görüntüsünde, plaj alanları prominensler ve granüller görülmektedir[7].

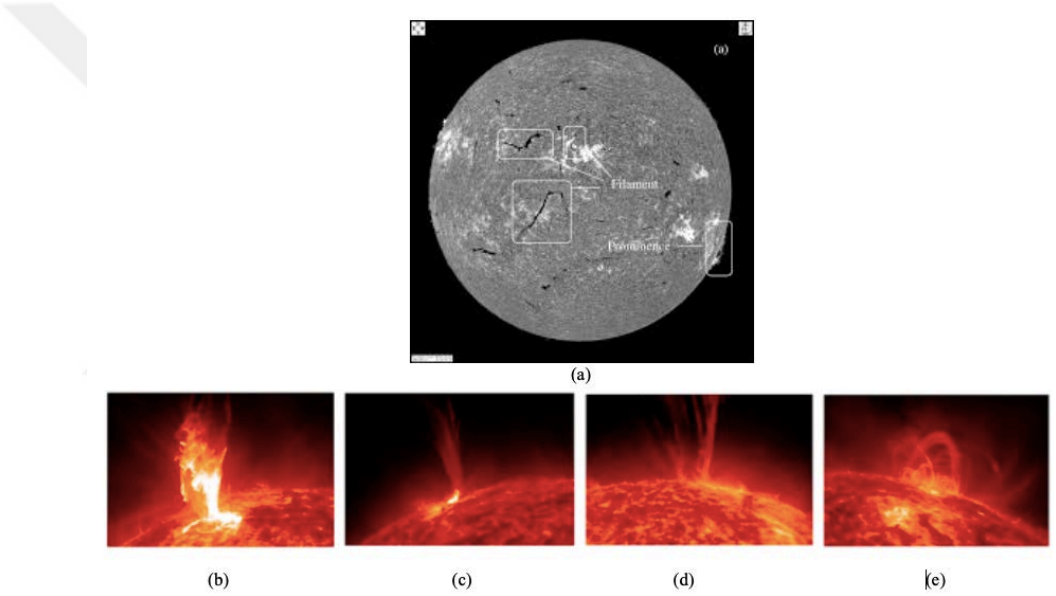
Prominens: Korona bulutları olarak da adlandırılan bu yapılar aslında kromosferde görülen madde yoğunlaşmasıdır. Bu yapılar disk üzerinde gözlendiğinde *filament,* disk kenarında gözlendiğinde ise *prominens* olarak adlandırılmaktadırlar (Şekil 2.7). Filamentler zıt manyetik polariteli bölgeler üzerinde bulunurlar ve filament veya prominenslerin patlamaları Güneş parlamaları ve koronal kütle atımlarıyla yakından bağlantılıdır. Aktif ve sakin prominens olarak iki gruba ayrılmaktadır. Aktif prominensler, leke grupları veya parlamalar ile ilişkili olarak ortaya çıkmaktadır. Ömürleri dakika veya saat mertebelerinde olan bu yapılarda çeşitli hızlarda madde hareketleri gözlenmektedir. Sakin prominensler ise bazı durumlarda aktif hale geçerek ani değişim gösterip sonrasında yok olmaktadırlar.

Aktif prominensler çeşitli formlarda gözlenebilmektedirler. Leke grupları ya da parlamalar ile ilişki olarak kromosferden yükselen yoğun madde püskürmelerine *surge* denilmektedir. Bu yapılarda madde manyetik alan çizgileri boyunca yükselip bazı durumlarda kromosfere tekrar geri dönmektedir. Ömürleri dakika ve saat mertebesinde ve aynı bölgede tekrar tekrar

[7] https://www.universetoday.com/tag/solar-cycle/

oluşabilmektedirler. Yükselme Hızları 500 km/sn'ye kadar olup bu yapılardaki madde püskürmeleri yüzeyden10^5 km'ye kadar yükselebilmektedirler.

Yaklaşık 1-2 dakika içerisinde 1000 km/sn veya daha fazla hızlar ile koronaya kadar yükselen madde fışkırmalarına *spray* denilmektedir. Fışkıran maddenin belirli bir şekli olmamakla birlikte surge olaylarından farklı olarak daha yüksek hızlara sahiptir ve madde dağılarak kromosferden uzaya kaçmaktadır. Surge olayında madde yoğun ve aynı şekle sahip iken spray olaylarında maddenin şekli zamanla değişerek çok az bir kısmı kromosfere geri dönmektedir.



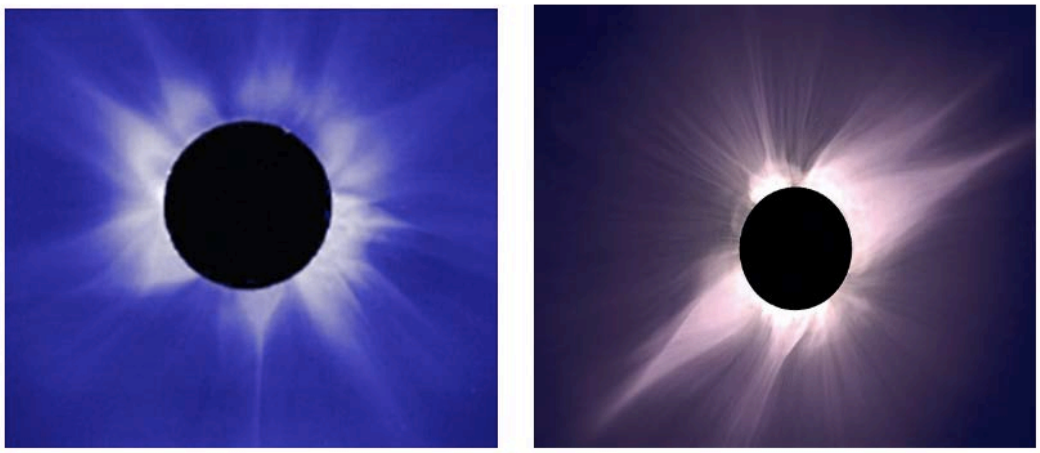
Şekil 2.7: Hα'da gözlenen tüm disk görüntüsü (a) görülmektedir[8], disk üzerinde disk üzerinde flament yapıları görünürken disk kenarında prominens yapısı gözlenmiştir (Big Bear Güneş Gözlemevi). Alt sırada aktif prominensin dört formu görülmektedir[9]: Patlamalı prominens(b), surge(c), spray(d), parlama yayı(e).

***Kromosferik parlamalar*:** Kromosferde manyetik alanın en yoğun olduğu en ilgi çekici olay güneş parlamalarıdır. Hα'da yapılan kromosfer gözlemlerinde ani parlaklık artışları olarak kendilerini gösterirler. Bu kısım Güneş parlamaları bölümünde (bkz Güneş Parlamaları Bölüm 2.3) detaylandırılacaktır.

[8] http://aso-s.pmo.ac.cn/english/publicoutreach/outreach5.php
[9] http://sunviewer.eu/realtime_solaractivity.html

Geçiş Bölgesi: Kromosfer ile korona arasında ince bir geçiş bölgesi bulunmaktadır. Bu bölge boyunca yoğunluk düşmeye devam ederken, üst kromosferden itibaren yaklaşık 100 km'de sıcaklık 25.000 K 'den 10^6 K'e kadar hızlı bir artış göstermektedir. Bu ciddi sıcaklık artışının sebebi halen belirsiz olmakla birlikte koronanın ısınma problemi olarak adlandırılmaktadır. X-ışınları ve Hα gözlemlerine dayanan çalışmalarda mikro ve nano parlamalarının koronanın ısınmasına katkı sağladığı önerilmektedir (Jain ve diğ., 2006).

Korona (Taç Küre): Güneş atmosferinin en dış tabakasıdır. Üst sınırı belirsiz olup gezegenlerarası uzaya doğru uzanmaktadır. Korona'nın şekli Güneş aktivitesine bağlı olarak değişim göstermektedir; Güneş çevriminin maksimumunda ekvator bölgesi şişkin (Şekil 2.8 sol), kutuplar basık görünür iken minimumda ise dairesel olarak gözlenmektedir (Şekil 2.8 sağ). Koronanın yoğunluğu fotosfer yoğunluğunun 10^{-12} katı kadarken sıcaklığı $\sim 2\times10^6$ K civarına kadar ulaşmaktadır. Korona parlaklığı ise yaklaşık dolunay parlaklığındadır.



Şekil 2.8: Güneş etkinliğinin minimum (sağ) ve maksimumum (sol) dönemlerinde *SOHO* uydusunun aldığı koronagraf görüntüleri. Görüntüler üzerinde kutup bölgelerindeki ince yapıları (kutup tüycükleri) ve disk kenarlarından mum alevi şeklinde uzayan koronal hüzmeler (helmet streamer) görülmektedir.

Güneş aktivitesinin göstergeleri olan Güneş parlamaları ve koronal kütle atımları (CME) gibi olayların en iyi görüldüğü atmosfer tabakası olan korona genellikle EUV ve yumuşak X-ışınlarında görüntülenmektedir. Korona'da gözlenen belli başlı olaylar kısaca değinmek gerekirse;

Kutup Tüycükleri: Güneş'in kutup bölgelerinde ve ince yapıda gözlenen gaz akımlarıdır. Güneş'in kutuplarında bulunan açık manyetik alanlarda Güneş rüzgârları tarafından oluşmaktadırlar (Şekil 2.8).

Koronal yay (loop): Güneş'in manyetik bölgelerini birbirine bağlayan kapalı manyetik alanlardır. Bu yapılar aktif bölgelerde ve Güneş lekeleri civarında bulunurlar. Güneş lekeleri üzerinde, lekelerin iki kutuplu bölgelerini birbirine bağlarlar. Ömürleri birkaç gün veya haftadır. Bazı koronal ilmekler Güneş parlamalarıyla ilişkili olup, parlama öncesinde birkaç saat içinde oluşur ve parlama sonrası kaybolurlar. Sıcaklıkları $2\text{-}3\times10^6$ K civarında olup X-ışınlarında ışınım yaparlar (Şekil 2.7 e).

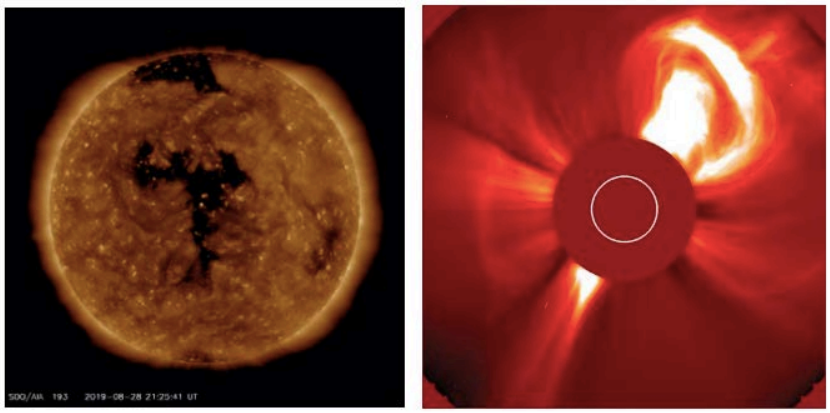
Koronal hüzme (Helmet streamer): Güneş'teki aktif bölgeler üzerinde gelişen parlak yay benzeri yapılardır. Manyetik kutup bölgeleri birbirine bağlayan kapalı manyetik yaylarda elektronlar yakalanır ve çok parlak parlamalarına neden olurlar (Şekil 2.8).

Koronal Delik: Korona'nın çok az parlak gaz içeren karanlık bölgeleridir. İlk olarak Dünya atmosferi dışından X-ışın teleskoplarıyla alınmış görüntülerden belirlenmiştir. Açık manyetik alanların bulunduğu Güneş'in kutup bölgelerinde yer almaktadır. Bu nedenle yüklü parçacıkların Güneş rüzgârları formunda uzaya kaçmasına olanak veren bir koridor görevi görmektedir (Şekil 2.9 sol).

Güneş Rüzgarları: Güneş'te püskürmeler sırasında (parlamalar-spray-surge, koronal kütle atımları), sıkışmış madde koronal ilmeklerden Güneş rüzgârları aracılığıyla Güneş'in dış atmosfer tabakasına doğru taşınmaktadır. Hızları 300 km/sn ile 1000 km/sn olarak değişmekte ve tek bir hıza sahip olmayıp farklı hızlarda karma bir görüntü oluşturmaktadır. Güneş rüzgârlarıyla taşınan parçacıklar uzaya sürekli akarak, Güneş'ten her yıl 6×10^{16} kg civarında kütle kaybına neden olmaktadırlar. Bu değer toplam Güneş kütlesinin sadece çok küçük bir kesrine karşılık gelmektedir.

Koronal kütle atımları (CME): Aktif bölgeyle ilişkili en dikkat çekici ve enerjili olaylardan biridir. Diğer bir olay ise *Güneş parlamaları'*dır. Bu tezin ana konusu olduğu için ayrı bir bölümde ayrıntılı ele alınacaktır. Koronal kütle atımları, muazzam miktarlarda koronal kütlenin 100-1,000 km/sn hızlarında dışarı atıldığı olaylardır (Gosling ve diğ., 1976) ve koronal manyetik alanın yönünün aniden değişmesi sonucu oluştuğu düşünülmektedir (Gopalswamy ve diğ., 2006). Koronograf görüntüleri, bu olayların Güneş diskinden daha geniş bir alana

yayıldıklarını gözler önüne sermiştir (Webb ve Howard, 2012). Koronal kütle atımlarının Güneş parlamaları ile ilişkili olduğu uzun zamandır bilinmesine rağmen aslında aralarındaki ilişki karmaşıktır; güçlü parlamaların bazılarıyla bağlantılı koronal kütle atımları gözlenmezken (Sun ve diğ., 2015) bazı koronal kütle atımlarıyla ilişkili parlamalarda gözlenmemiştir (Munro ve diğ., 1979). Güneş'in manyetik alanı tüm Güneş aktivitesinin merkezinde yer almakta ve Güneş atmosferinin dinamiğinde bütünleyici bir rol oynamaktadır (Şekil 2.9 sağ).



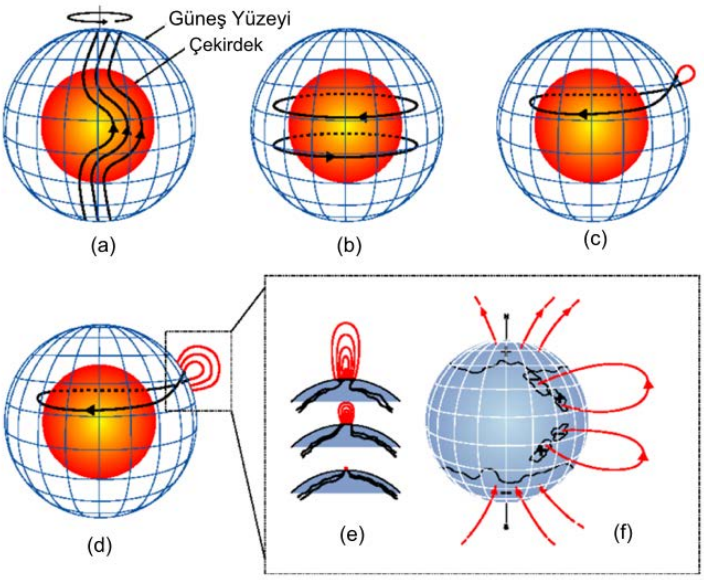
Şekil 2.9: SDO uydusuyla alınmış koronanın EUV görüntüsünde (sol) siyah alanlar koronal delikleri göstermektedir[10]. SOHO teleskobuyla alınan koronograf görüntüsünde (sağ) çok büyük bir koronal kütle atımı[11].

2.2 GÜNEŞ'İN MANYETİK ETKİNLİĞİ

Güneş'in manyetik alanı tüm Güneş aktivitesinin merkezinde yer almakta ve Güneş atmosferinin dinamiğinde bütünleyici bir rol oynamaktadır. Manyetik alanının Güneş'in iç kısmındaki tachocline tabakasında gerçekleşen dinamo süreciyle oluştuğu düşünülmektedir. Dinamo modeli, manyetik alanlardaki karmaşıklığı boylamsal (poloidal) ve enlemsel (toroidal) manyetik alan bileşenleri arasındaki değişimlerle açıklamaktadır. Bu değişimler her 11 yılda bir manyetik polaritenin değişmesine sebep olmaktadır. *Güneş çevrimi* olarak bilinen bu olayda, manyetik alan Güneş aktivitesinin minimumundan (boylamsal durum) maksimum Güneş aktivitesine (enlemsel duruma) geçmektedir ve bu durum periyodik olarak tekrarlanmaktadır. Güneş çevrimi disk üzerinde gözlenen Güneş lekelerinin ortaya çıkmasıyla karakterize edilmektedir. Güneş lekelerinin ortalama sayısının zamansal değişimleri Güneş aktivitesinin bir göstergesidir ve Güneş çevriminin tarihsel gidişatını verebilmektedir. Güneş çevrimi numaralandırılması 19. yüzyılın ortalarında başlamıştır (1. Çevrim 1755-1766 yılları arasındaki

[10] http://www.geomag.bgs.ac.uk/data_service/space_weather/alerts/alert_2019-08-30.html
[11] https://www.britannica.com/science/coronal-mass-ejection

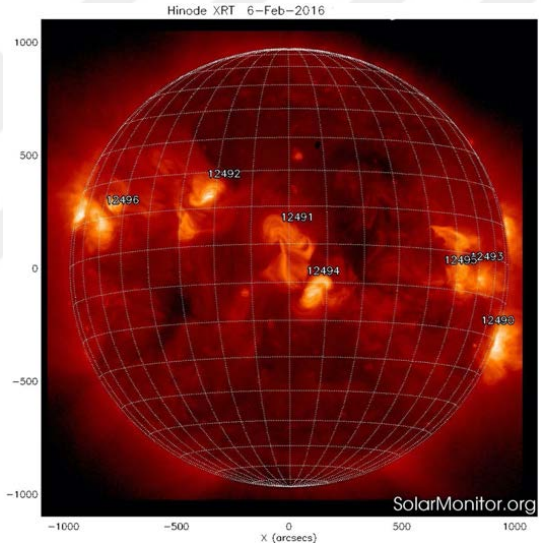
güneş çevrimine karşılık gelmektedir). Biz şu anda 11 Temmuz 2019 tarihinde başlayan 25. Güneş leke çevriminin minimumunda bulunmaktayız.



Şekil 2.10: Güneş yüzeyinde akı çıkışına neden olan dinamo sürecinin sistematik bir diyagramı. a) diferansiyel rotasyon nedeniyle boylamsal manyetik alan çizgileri tachocline tabakasında azimutal doğrultuda bozulup kesiliyor. b) Bu kesilen boylamsal alandan enlemsel manyetik alan oluşmaktadır. c) Enlemsel alanın güçlü olduğu bölgeleri yüzeye kadar yükseliyor ve yükselirken rotasyonun etkisiyle bükülüyor. Daha fazla akı açığa çıkıyor (d ve e) ve dışa doğru genişliyor (f). Bu yay şeklindeki yapıların ayak noktalarında Güneş lekeleri oluşuyor (Dikpati ve Gilman, 2009).

Güneş dinamosunu oluşturan mekanizma belirsiz olmasına rağmen Babcock modeli manyetik çevrime yol açan süreçleri açıklayabilmek için mükemmel senaryo sunmaktadır (Babcock, 1961). Babcock modeline göre Güneş'in manyetik alanı boylamsal bir şekilde dönme ekseni ile aynı yönde başladığı düşünülür (Şekil 2.10b). Konveksiyon bölgesindeki gaz basıncı manyetik basınçtan daha baskın olduğu için oradaki plazma haraketleri manyetik alan hareketlerini yönlendirir, yani plazma hareket ederken kendisiyle birlikte manyetik alanları da sürükler. Bu duruma konveksiyon tabakasının diferansiyel dönmesinin etkisi de eklendiğinde, manyetik alan boylamsal durumdan saparak enlemsel duruma yani Güneş'in ekvator ekseni etrafında sarılmaya zorlanır. Bu duruma *Ω-etkisi* denmektedir. Bu aşamada manyetik alan sürekli sarılıp gerildiği manyetik alanın yoğunlaştığı aktif bölgeler oluşur ve Coriolis kuvvetlerinin etkisi altında bükülmüş yapılar akı halatlarını (flux-rope) oluşturur (Şekil 2.10a). Akı halatlarındaki iç basınç artamaya başlar bu artış akı halatlarının yüzeye çıkarana kadar devam eder. Akı halatların yüzeyi kestiği yerde zıt polariteli güneş lekeleri oluşur. Bu sürecin

şematik gösterimi Şekil 2.10'da verilmiştir (Dikpati ve Gilman, 2009). Bu süreç boyunca çok sayıda aktif bölge oluşarak leke çevriminin maksimumuna ulaşıldığı durum söz konusudur (Şekil 2.11). Güneş'in rotasyonundan dolayı Coriolis kuvveti manyetik alanların kuzey-güney doğrultusunda bükülmesine yani tekrar boylamsal duruma gelmelerine neden olur. Başlangıçtaki boylamsal manyetik alana göre zıt kutuplu yeni bir boylamsal manyetik alanın oluşmasına sebep olan bu sürece *α etkisi* denir. Bu süreç 11 yıllık Güneş leke çevrimine denk gelmektedir. Boylamsal manyetik alanın polaritesi bir sonraki Güneş leke çevrimin sonunda başlangıçtaki ile aynı polaritede olacaktır. Manyetik polarite çevrimi denilen bu süreç 22 yıl sürmektedir.



Şekil 2.11: *Hinode* (SXT) yumuşak X-ışın teleskobuyla 6 Şubat 2016 tarihinde gözlenen koronanın X-ışın görüntüsü[12] üzerindeki parlak yapılar aktif bölgeleri göstermektedir.

2.3 GÜNEŞ PARLAMALARI

Güneş parlamaları, Güneş aktivitesinde en göze çarpan en güçlü manyetik alana sahip olaylardır. Güneş parlamalarının genel olarak aktif bölgeler ile ilişkili manyetik alanlarda depolanan muazzam enerjinin aniden serbest kalmasından kaynaklandığı bilinmektedir (Benz, 2008). Güneş parlamalarının çoğu Güneş lekelerinin komşuluğundaki aktif bölgelerde

[12] https://www.solarmonitor.org.

(lekelerle) oluşmaktadır. Aktif bölgelerle ilişkili olmalarından dolayı parlamaların frekansları, bazı sapmalar ile birlikte 11 yıllık Güneş leke çevrimini takip etmektedir.

Leke çevriminin minimumunda aktif bölgeler daha küçük ve seyrek olduğundan daha az sayıda parlama gözlenirken maksimum döneminde artan aktivite olaylarıyla birlikte parlamaların sayıları da artış göstermektedir. Parlamaların bazı durumlarda aktif bölgelerin ya da lekelerin yok olmasıyla da oluşabileceği düşünülmektedir.

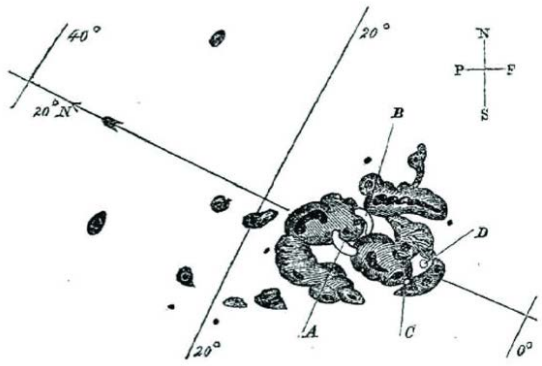
Parlamanın büyüklüğüyle süreleri ilişkilidir. Bir parlamanın süresi küçük parlamalarda birkaç dakika iken büyük bir parlama durumunda birkaç saate kadar çıkabiliyor. Parlama süresince açığa çıkan enerji yaklaşık 10^{28}-10^{32} erg (10^{21}-10^{25} J) arasında parlamanın büyüklüğüne ve süresine bağlı olarak değişim göstermektedir. Büyük ve küçük parlama olayında açığa çıkan enerji salınımları Tablo 2.3'te verilmektedir. Şiddetli bir parlama olayında yayınlanan enerji ~10^{32} erg, Güneş yüzeyinden birim zamanda yayınlanan enerjiyle karşılaştırılabilir değerdedir. Yayımlanan enerji radyatif enerji, kinetik enerji, termal ve termal olmayan enerji gibi çeşitli formlarda olmaktadır (Shibata ve Magara, 2011).

Tablo 2.3: Güneş parlamalarının büyüklüklerine göre enerji salınımı.

Enerji Salınım Formu	**Büyük parlama (ergsn)**	**Küçük parlama (ergsn)**
Hidrodinamik akışlar (Plazmoid atımı, şoklar)	4×10^{32}	-
Yayınlanan Işınımlar:		
Yumuşak X-ışınları/mor-ötesi	5×10^{31}	$<10^{29}$
Optik(süreklilik)	3×10^{31}	-
Hα	5×10^{30}	10^{26}
Sert X-ışınları	5×10^{26}	10^{24}
Gama ışınları	$2x10^{25}$	-
Radyo emisyonu	$2x10^{24}$	$<10^{21}$
İvmelendirilen Parçacıklar:		
Elektronlar	$3x10^{31}$	10^{27}
Protonlar	$3x10^{31}$	-
Parlama süresi:	Dakika-Saat	Birkaç dakika

Parlama sonucu yayımlanan radyasyon elektromanyetik tayfın geniş bir aralığında gözlenmektedir: radyo, görünür, UV, X-ışın ve gama-ışınları. Yayınlanan bu ışınımın %70'i X-ışınlarında baskın olmak üzere, geri kalanı ise EUV, radyo dalgaları ve görsel bölgede tespit edilmektedir.

Güneş atmosferinin en dinamik olayları olmasına rağmen parlamadan yayınlanan enerjinin büyük bir çoğunluğu kromosferden koronaya kadar olan atmosfer tabakalarında gözlenmektedir. Fotosferde ise beyaz ışık parlaması olarak adlandırılan büyük bir parlama haricinde gözlenmemektedirler. Örneğin, Tablo 2.1'de Güneş'in yüzey alanı 6×10^{18} ise 3×10^{9} km^2 lik bir alanda yaklaşık bir saat süren bir parlama düşünüldüğünde bu parlamadan yayımlanan enerji 2×10^{11} W/km^2 olarak tahmin edilebilmektedir. Bu parlamadan açığa çıkan enerji fotosferin yayınladığı enerjiden yaklaşık olarak 300 kat daha düşüktür. Beyaz ışık parlamalarını fotosferin şiddetli ve sürekli emisyonuna karşın tespit etmek zor olduğundan bu olaylar nadiren rapor edilmektedir. Antik Çin kayıtlarına göre 17.YY'da lekeler ile birlikte beyaz ışıkta parlamanın gözlendiği ileri sürülmektedir. Fakat Literatürde Güneş parlamalarına ait ilk gözlemsel keşif, 1 Eylül 1859 tarihinde birbirinden bağımsız iki amatör gözlemci Carrington (1859) ve Hodgson (1859) tarafından beyaz ışıkta yapılmıştır (Şekil 2.12). Güneş diski üzerinde Güneş lekelerinin düzenli izlenmesi sırasında karmaşık olan bir lekenin bulunduğu bölgede çok ani bir parlaklık artışı olarak görülmüştür. Parlak fotosfer zeminine rağmen bu parlama boyunca optik süreklilikte akıda yeteri kadar artış olduğu için bu olay gözlenebilmiştir. Cliver ve Dietrich (2013) çalışmalarında beyaz ışıkta gözlenen bu parlamayı yeniden ele almışlar ve parlamanın sınıfının X45 (±5) olduğunu ve birkaç dakika sürdüğünü söylemişlerdir.

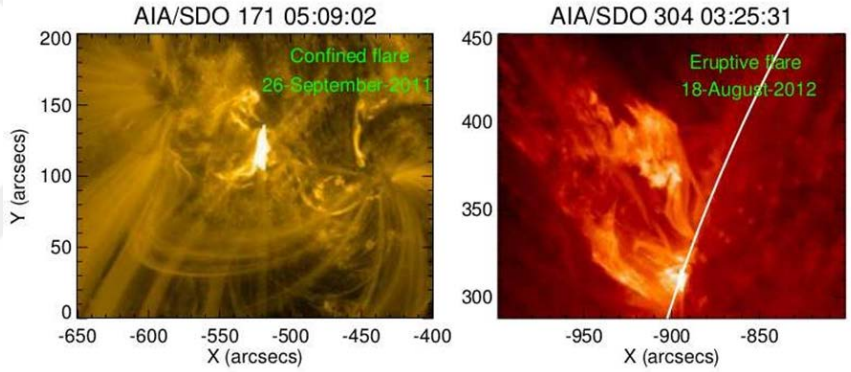


Şekil 2.12: 1 Eylül 1859 tarihinde Carrington (1859) tarafından beyaz ışıkta gözlenen ilk Güneş parlamasının el ile çizilen görüntüsü. A, B, C ve D olarak işaretlenen beyaz bölgeler parlama olanlarıdır.

Parlamalar ilk zamanlarda sadece optikte gözlenebilen *kromosferik parlamalar* olarak bilinmekteydi. Diğer dalgaboylarında gözlem tekniklerinin gelişmesi ve uydu gözlemlerine başlanılmasıyla ile birlikte özellikle radyo, EUV ve X-ışınlarındaki gözlemlerin artması, kromosferde gözlenen parlamaların buzdağının sadece görünen yüzü olduğu anlaşılmıştır.

Parlamalar optik bölgede Hα ve Ca II'nin H ve K çizgileri gibi güçlü kromosferik tayf çizgilerinde oldukça belirgindir. Çoğu durumda Güneş leke grubunun arasında ya da çok

yakınında küçük bir bölge içerisinde Hα'da ani parlaklık artışları şeklinde görülür. Parlama bölgesinde parlaklık kısa süre içerisinde artar, maksimuma ulaşır sonra yavaş yavaş tekrardan azalır. Parlamaların ortaya çıkması sırasında plaj alanı üzerinde küçük bir bölgenin aniden aydınlanması orada enerjinin aniden serbest kaldığının da ispatıdır. Kromosferik parlamalar birkaç dakika ya da saat sürebilir. Parlamalar, Güneş diski kenarında ya da disk kenarına yakın bölgelerde parlak bir tepe olarak görülmektedirler ve sonrasında hızla büyüyerek gelişen madde fışkırmaları surgeler ile ilişkilidir. Madde manyetik alan çizgileri boyunca yükselip tekrar kromosfere dönmektedir. Ömürleri genel olarak 10 ile 30 dk aralığında olup oluştukları bölgede tekrar tekrar oluşabilmektedirler. Yükselme hızları 500 km/sn'den büyük olup 10^5 km'ye kadar yükselebilmektedirler (Şekil 2.13).



Şekil 2.13: Disk üzerinde gözlenen büyük bir parlamanın görüntüsü (sol) ile disk kenarı yakınında gözlenen bir parlamalarıyla ilişkili madde püskürmesi (surge) görüntüleri.

Parlamalar, çoğunlukla enerji yüklü parçacıklarla (elektron, nötron, proton ve ağır çekirdekler), ortalama birkaç $\times 10^{12}$ kg'lık büyük kütleli bir plazmanın fırlatılmasına sebep olan koronal kütle atımlarıyla ve şok dalgalarıyla ilişkilidir (Webb ve Howard, 2012). Şok dalgaları gezegenler arasına doğru ilerlerken yolları üzerindeki parçacıkları da ivmelendirir. Bu yüksek enerjili yüklü parçacıklar hızlarına bağlı olarak bir iki gün içinde Dünya'nın manyetosferine ulaşarak jeomanyetik fırtınalar ve kutup ışıklarına (Aurora) neden olur.

Güneş parlamaları Dünya'nın çevresinde olumsuz etkilere de neden olabilir. Örneğin, Dünya manyetosferine Güneş rüzgârıyla gelen parçacıklar sırasında Güneş yönünde yaklaşık olarak 10 Dünya çapına kadar uzanan manyetosfer sıkışabilir. Uydular manyetik kuşağın dışında kalarak şiddetli radyasyona maruz kalabilir. Bu son derece önemlidir çünkü uydular yüksek maliyetli araçlardır ve yüksek enerjili parçacıklara maruz kalırlarsa sistemlerinde büyük

hasarlara yol açabilir. Diğer yandan astronomlar içinde bu durum sakıncalı olabilir. Güneş parlaması haricinde gözlemi yapılan herhangi bir astrofiziksel bir olayın verisine parlamadan gelen fotonlarda nüfuz edebilir bu durumda çalışma yapılan uydu ve gökcismi için ayrı bir kalibrasyon yapılması gerekebilir aksi takdirde gözlemler hatalı sonuca götürebilir. Uydu-yörüngelerinin dengesini bozabilir, uzun mesafeli enerji hatlarında arızalara neden olabilir, yersel manyetik alanı değiştirebilir ve hatta uydu içinde ve dışında görev yapan astronotlar yüksek enerjili hayati tehlike arz eden bu parçacıklarla maruz kalabilirler. Bu tür durumlara önceden tedbir almak gereklidir ve Güneş'te olabilecek parlamaların önceden tahmini bu bağlamda oldukça önemlidir.

2.3.1. Güneş Parlamalarının Sınıflandırılması

Güneş parlamaları uzaysal ve zamansal ölçekler ve yayımladıkları enerji dikkate alındığında çok geniş bir aralıkta oluşurlar. Bu sebepten dolayı çeşitli parametrelere bağlı olarak sınıflandırılmaktadır. Bu bölümde en çok kullanılan bazı parlama sınıfları özet şeklinde açıklanmıştır.

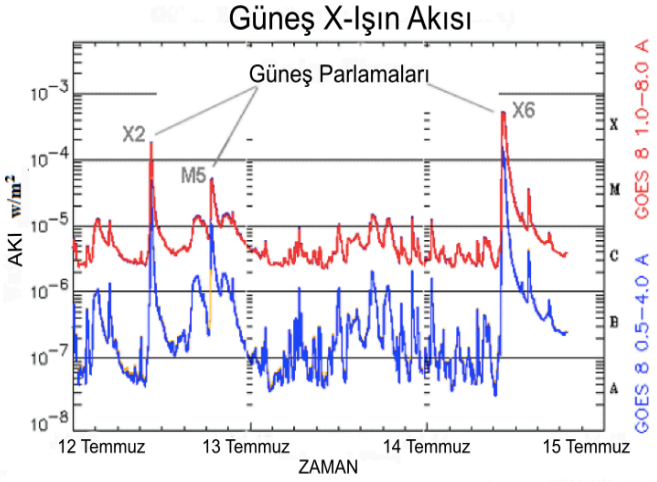
2.3.1.1. Parlamaların Gözlenen Dalgaboylarına Göre Sınıflandırılması

***X-ışın sınıflandırılması*:** Asıl görevi Dünya'nın sürekli meteorolojik gözlemlerini yapmak olan *GOES* uydu serileri aynı zamanda üzerine monte edilmiş X-ışın detektörleriyle 0.5-4 Å ve1-8 Å dalgaboyu aralığında Güneş'ten gelen akıları kesintisiz olarak kaydetmektedir.

Güneş parlamaları, *GOES* uydusu tarafından 1-8 Å (1.5-12 keV) dalgaboyu aralığında ölçülen yumuşak X-ışınlarında maksimum akılarına göre A, B, C, M veya X olarak sınıflandırılır. Parlamaların X-ışın sınıflamaları Tablo 2.4'te sıralanmaktadır. Ayrıca her kategorinin akı değerine göre sınıflandırılmış M1, M2, M3, M4, M5, M6, M7, M8, M9 dokuz alt grubu da bulunur. Örneğin: M6 = 6 X 10^{-5} W/m^2'dir. (Fletcher ve diğ., 2011). Farklı sınıflardaki X-ışın parlamaların ışık eğrileri Şekil 2.14'te verilmiştir.

Tablo 2.4: Parlamaların X-ışın sınıflaması.

Sınıf	1-8 Å'de maksimum akı (W/m^2)
A	$<10^{-7}$
B	10^{-7}-10^{-6}
C	10^{-6}-10^{-5}
M	10^{-5}-10^{-4}
X	$>10^{-4}$



Şekil 2.14: *GOES* uydusu ile gözlenen parlamaların ışık eğrileri. İki farklı dalgaboyunda ölçülen akıların zamana göre değişimleri sınıflama kriterleri ile birlikte gösterilmiştir.

Optik Sınıflandırma: Parlamalar geniş bir uzaysal alan, sıcaklık ve enerji aralığında oluşmaktadırlar. Optikte gözlenen kromosferik parlamalar için Hα sınıflandırılması kullanılmaktadır. Bu sınıflama iki parametreyi içermektedir: Birinci parametre Hα çizgi merkezinde gözlenen parlama alanına dayanır ikinci parametre parlamanın Hα ölçümlerindeki parlaklığına bağlıdır.

Parlama alanlarına karşılık gelen sınıflar 's' (small) küçük parlamadır. Güneş yüzeyinde ani parlaklık artışının parlama olarak kabul edilebilmesi için parlamanın kaplandığı alanın 3×10^8 km^2 veya daha büyük olması gerekir. Eğer parlama alanı bu büyüklükten küçükse 's' ile gösterilir, küçük parlamalar anlamına gelmektedir. '1', parlama alanının disk üzerinde 2.1 ile 5.1 derecekare olduğunu göstermektedir. '2' parlama alanının 5.2 ile 12.4 derece kare arasında, '3' parlama alanının 12.5 ile 24.7 derece kare arasında, '4' parlama alanının > 24.7

derecekareden büyük olduğunu göstermektedir. Parlama alanlarının büyüklüklerine göre belirlenen parlamanın sınıflaması Tablo 2.5'te verilmiştir.

Tablo 2.5: Hα sınıflandırılması: parlama alanı.

ALAN			
Sınıflar	**Düzeltilmiş alan (derece^2)**	**Güneş Yarı Küre Yüzeyinin (10^{-6} km^2)**	**1-8 Å'da akı aralığı (W/m^2)**
S	<2.0	200	C2
1	2.1-5.1	200-500	M3
2	5.2-12.4	500-1200	X1
3	12.5-24.7	1200-2400	X5
4	>24.7	>2400	X9

Parlama alanı da göz kararıyla parlamanın kromosferik yüzeyde kapladığı alan çizildikten sonra ölçülerek ve hesaplanarak bulunur. Parlamanın şiddeti harflerle ifade edilir: *f* sönük (faint), *n* normal (normal), *b* parlak (bright) anlamındadır. Gözlemci görsel olarak gözlem yapıyorsa bu harflere kendisi karar verir. Parlamanın parlakğına göre gözlemcinin görsel kararı ile parlama sınıflaması Tablo 2.6'da verilmiştir. Bu sınıflandırma katagorilerine göre en büyük parlama 4b sınıfında en küçük parlama sf (subflare) sınıflarını almaktadır.

Tablo 2.6: Hα sınıflandırılması: Parlamanın parlaklığı.

Katagori	(%) Parlaklık	Dalgaboyu Aralığı	Görsel karar
f	160 ≤ s< 260	0,08 nm-0,12 nm	sönük
n	260 ≤ s< 360	0,12 nm-0,20 nm	normal
b	360 ≤s	0,20 nm<	parlak

***Radyo Sınıflaması*:** Parlamalar, radyo bölgede yapılan gözlemlerde ise ani gürültü artışları yani radyo patlamaları olarak gözlenirler. Genellikle aktif bölgeler, parlamalar, prominensler, surgeler ve sprey gibi olaylar ile ilişkilidirler. Sürelerine, frekans aralıklarına göre çeşitli tiplerde sınıflandırılırlar (Tablo 2.7).

Tablo 2.7: Parlamaların radyo sınıflandırılması (Antar ve diğ., 2014).

Tip	Süreleri	Frekans Aralığı	İlişkili Olaylar
I	Tek patlama ~1 saniye Fırtına: saat-gün	80–200 MHz	Aktif bölgeler, parlamalar, Patlayan prominensler
II	3-30 dakika	20-150 MHz	Parlamalar, proton emisyonu ve MHD şok dalgaları
III	Tek patlama:1-3 saniye Grup:1-5 dakika Fırtına: dakika-saat	10 kHz –1 GHz	Aktif bölgeler ve parlamalar
IV	Durağan Tip IV: Saat-gün	20 MHz–2 GHz	Parlamalar, proton emisyonu
	Hareketli Tip IV: 30-2 saat	20–400 MHz	Patlayan prominens ve MHD şok dalgaları
	Parlama Sürekliliği: 3-45 dakika	25-200 MHz	Parlamalar, proton emisyonları
V	1-3 dakika	10-200 MHz	Aktif bölgeler ve parlamalar

2.3.1.2 Konum Sınıflandırılması

Parlamaların konumları hakkında bilgi içeren sınıflandırma da yapılabilmektedir. Genellikle bu sınıflama fenomenolojik olmasına rağmen sınıflanan bölgelerin arkasında fiziksel koşullar vardır.

Lekesiz (spotless): Lekesiz bölgelerde oluşabilmektedir. *Lekesiz* ya da *G-parlamaları* denilmektedir.

Z-parlamaları (Z-flares): Çok güçlü parlamalar olup genellikle Güneş lekesi ya da Güneş leke grubunun yanında oluşur.

Aktif bölge parlamaları (AR-flares): Aktif bölge içersinde oluşan parlamalardır.

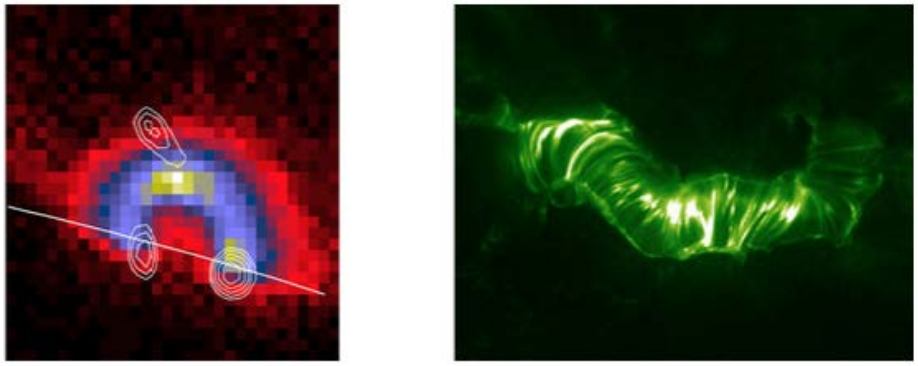
2.3.1.3 Morfolojik sınıflandırılması

Parlamaları sınıflandırmak için kullanılan daha fiziksel bir yaklaşım ise morfolojileridir. Parlama süreleri, yayımladıkları toplam enerji miktarı, spektral dağılımları gibi özelliklerinin geniş yelpaze aralığında yayılmasına rağmen, parlamaları iki farklı morfolojik sınıfa ayırmak mümkündür.

***Sınırlandırılmış parlamalar* (*tek yaylı parlama veya tıkız parlama- simple-loop flare or compact flare*):** Bu tip parlamalar koronal bir hacim içerisinde sınırlı kalırlar. Bunlar genellikle küçük parlamalardır ve X-ışınlarında tek bir yay veya akı tüpü parlaklığı şeklinde görünürler ve parlama süresince şekilleri ve konumları değişmez. Bunlar birkaç yayın bileşiminden de oluşabilir ve yayın ayak noktasında Hα'da bir parlaklık artışı da görülebilir. Bu tip parlamalar tek kutuplu bir bölge içerisinde veya bir Güneş lekesi civarında oluşabilir. Bazen, bu tip parlamanın akabinde bir surge yapı da oluşabilir (Priest, 1981).

***Dinamik parlamalar* (*iki şeritli parlama-two ribbon flare*):** Büyük parlamaların çoğu bu tiptedir ve koronal kütle atımlarıyla ilişkilidir. Tıkız parlamalardan çok daha büyük olup bir prominensin/filamentin yakınında oluşurlar. Eğer filament sakin Güneş üzerinde bulunuyorsa, bu durumda gerçekleşen bir parlama olayı yavaş ve uzun ömürlü olurken enerjisi de düşük olur. Aktif bölgede üzerinde bulunan filamentlerde ise, parlama olayı hızlı ve kısa ömürlü olup enerjileri daha yüksektir. İki şeritli parlama süresince, flamentin her iki tarafında Hα emisyon gözlenen iki şerit oluşur, bu şeritler 2 ile 10 km/sn hızlar ile birbirinden bağımsız olarak hareket eder. Bu şeritlerinde parlama sonrasında oluşan yay yapılarıyla (post flare loop) ilişkili olduğu görülür (Priest, 1981).

Sınırlandırılmış ve dinamik parlamaların gözlemsel örnekleri Şekil 2.15'te gösterilmektedir. Yohkoh tarafından gözlemlenen kompakt bir parlamanın (sol resim), bozunma fazı sonrasında yayın yumuşak X-ışın emisyonunu temsil eden renkler (zayıf emisyon: kırmızı, orta emisyon: mavi ve güçlü emisyon: sarı) ve yayın ayak noktalarıyla yayın tepe noktası üzerindeki HXR emisyonuyla (sağ resim) kontur çizgileri gösterilmektedir (Masuda ve diğ., 1994). 14 Temmuz 2000 tarihinde 195 Å dalga boyunda *TRACE* tarafından gözlemlenen iki şeritli parlama (sağ resim) Bastille Günü parlaması olarak bilinir ve şuana kadar koronal sıra kemer (arcade) yapısı en net bir şekilde gözlenen popüler bir parlamadır.



Şekil 2.15: Yohkoh tarafından gözlemlenen kompakt parlama (sol resim) ve TRACE tarafından gözlemlenen iki şeritli parlama (sağ resim) (NASA / TRACE ve Stanford-Lockheed Uzay Araştırmaları Enstitüsü).

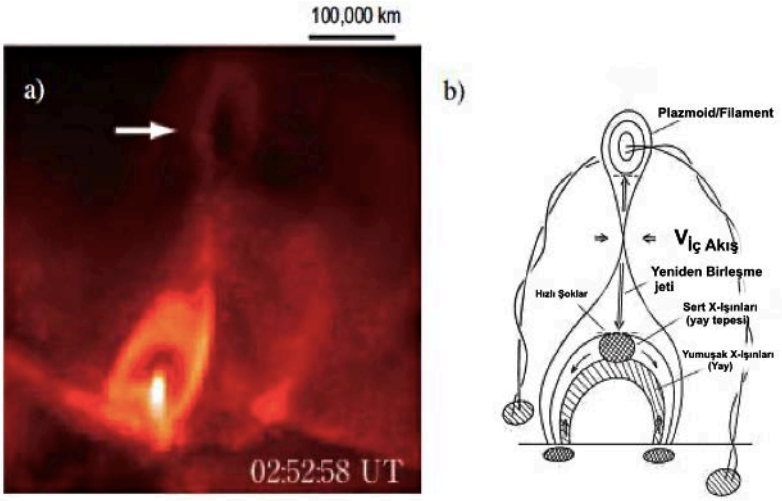
2.3.2 Standart Parlama Modeli ve Güneş Parlamalarının Oluşum Fazları

Parlamalar hemen hemen elektromanyetik tayfın tüm dalgaboylarında zamansal ve uzaysal dinamik aktivite göstermektedir. Parlamaların her ne kadar doğası ve içerisinde süregelen mekanizmalar tam olarak bilinmese de parlama emisyonun temelleri yaygın olarak kabul gören bir senaryoyla tanımlanır. Bu senaryonun geliştirilmesine büyük katkıda bulunan bazı araştırmacıların isimlerinin baş harflerini alan CSHKP modeli (Carmichael, 1964; Sturrock 1966; Hirayama 1974; Kopp ve Pneuman 1976), genellikle güneş parlamalarının standart modeli olarak adlandırılır. Bir Güneş parlamasının bu model ile açıklanmasını sağlayan şematik çizim Şekil 2.16'da gösterilmiştir ve *Yohkoh* uydusu tarafından bu modelin doğrudan bir gözlemi (b) sunulmuştur. Model sadece iki şeritli parlamalar için değil aynı zamanda tıkız parlamalar için de geçerlidir.

Çok sayıda parlama gözlemlerinin incelenmesi sonucunda parlamaların üç ana faz gösterdiği bulunmuştur; parlama öncesi (preflare), atımlı (impulsive), ve kademeli azalan (gradual) faz (Benz, 2017; Fletcher ve diğ., 2011). Bu üç temel fazlar standart parlama modeliyle açıklanmaktadır.

Standart modelin temel fikri soğuk ve yoğun bir plazmadan oluşan filamente benzer bir yapının olmasına ve koronada önemli miktarda manyetik enerjinin depolanmasına dayanmaktadır. Mevcut manyetik alan yaylarının fotosferde bulunan ayak noktalarının konvektif (granüler) hareketlerden dolayı sürekli çalkalanması manyetik yayların bükülerek akı halatlarını

oluşturmasına ve koronada manyetik enerjinin depolanmasına neden olur. Oluşan bir filament koronadaki bükülmüş manyetik akı tüplerinin içerisinde asılı kalır. Filamenter yapıdan dolayı, bu manyetik akı tüpleri yavaşça denge durumundan dengesizlik durumuna evrimleşir ve alanın yukarıya doğru itilip gerilmesine neden olur. Alan çizgilerin kopması diğer bir deyişle patlaması filament kütlesini gezegenlerarası uzaya doğru püskürtür (koronal kütle atımları). Enerjinin biriktiği ve parlamanın tetiklendiği bu duruma *parlama öncesi faz* denilmektedir.



Şekil 2.16: (a) YOHKOH uydusu tarafından keşfedilen CSHKP modelinin şematik gösterimi (Shibata ve diğ., 1995) ve (b) YOHKOH yumuşak X-ışınlarında gözlenen parlamanın görüntüsü (Shibata ve Magara, 2011).

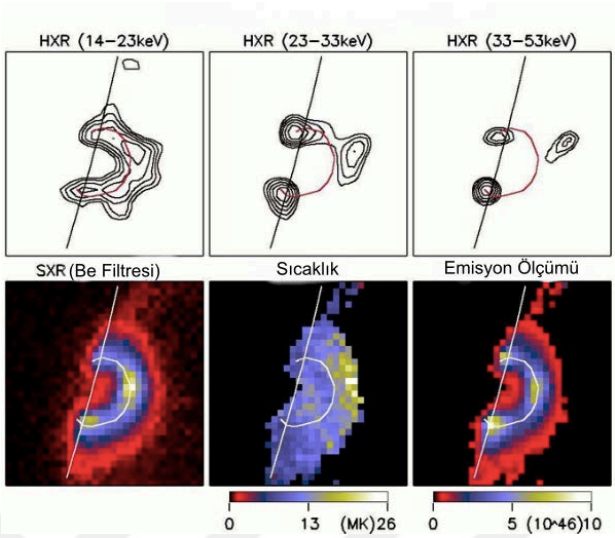
Yükselen filamentin altında manyetik alanın yeniden birleşmesi sonucunda manyetik alan çizgilerinde depolanan enerji serbest kalarak plazmanın ısınmasına ve parçacıkların rölativisttik hızlara (termal olmayan enerjilere) ivmelenmesine neden olur; bu duruma *parlama veya atımlı faz* denilmektedir. Yeniden birleşmenin olduğu bölge Güneş parlamasının en sıcak yeridir. İvmelenen parçacıkların büyük bir çoğunluğu yeniden birleşen alan çizgilerini takip ederek kromosfere doğru ilerler, kromosferdeki yoğun maddeyle etkileşir. Bu etkileşme sonucunda ayak noktaları civarında sert X-ışın bremsstrahlung emisyonu yayınlanır (Aschwanden, 2005). İvmelenen parçacıkların ortamdaki plazmayla Coulomb çarpışmaları sonucunda kromosferi milyonlarca derece sıcaklığına kadar ısıtır ve yukarıya doğru buharlaşan plazma akıntılarına neden olur. *Kromosferik buharlaşma* denilen bu süreçte, plazma akıntıları yeniden birleşen yayları doldurarak parlama sonrası ilmek yapıları (post-flare loops) oluşturur. Atımlı faz

süresince, X-ışın ve gama-ışın emisyonunda ani bir artış gözlenir; bu durum kendini ışık eğrilerinde genellikle periyodik şiddetli emisyon artış ve azalışları şeklinde gösterir.

Atımlı faz sonunda oluşan parlama sonrası yayları yumuşak X-ışınlarında termal bir emisyon yayınlar. Bu süreç artık parçacıklarında ivmelenmesinin durduğu parlamanın bu son aşamasına *kademeli azalan faz* denilmektedir. Yapıyı oluşturan plazma soğurken yani yumuşak X-ışın emisyonu azalırken yapı daha uzun dalgaboylarında görünür hale gelir. Bu faz süreci birkaç dakikadan birkaç saat aralığında parlamanın büyüklüğü ve şiddetine göre değişim göstermektedir.

Standart parlama modelinin bir diğer önemi ise; gözlemsel en iyi kanıt olarak parlama olaylarında kromosferik buharhaşma süreci sonrasında nispeten yavaş olarak soğumaya başlayan plazmada ölçülen sert X-ışınlarının ışık eğrileri yumuşak X-ışınlarının ışık eğrilerinin zamana göre türevi olarak davranmasıdır. Bu durum *neupert etkisi* olarak adlandırılır (Neupert, 1968).

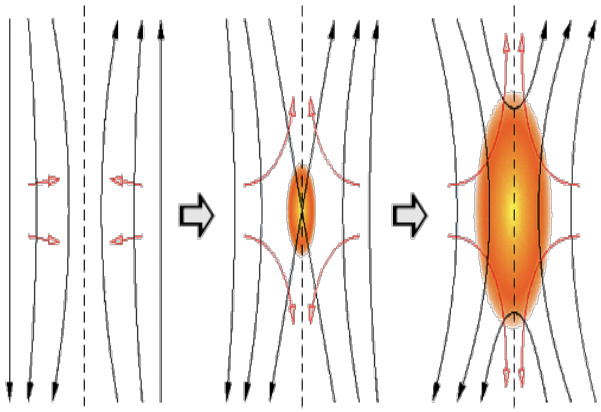
Bir parlama olayında ivmelenen parçacıklardan kaynaklanan emisyon termal olamayan ısınan plazmadan kaynaklanan emisyon termal olarak adlandırılır. Termal olmayan ışınımlar parlama yaylarının tepesi üzerinde olduğu düşünülmesine rağmen kromosferde parlama yaylarının ayak noktaları civarında gözlenen sert X-ışınları, koronada gözlenen sert X-ışınlarından çok daha güçlüdür. Bu durum 1990'lı yıllara kadar belirsizdi; 13 Ocak 1992 tarihinde M2.0 sınıfı parlamanın termal olmayan emisyonu ilk kez parlama yayının tepesi (yeniden birleşme noktası) üzerinde *YOHKOH* uydusuyla doğrudan gözlendi (Masuda ve diğ., 1994; Krucker ve diğ., 2010). Bu gözlemlerde parlama yayının tepe noktası üzerindeki sert X-ışınları ile beraber manyetik yayın ayak noktalarından gelen sert X-ışınlar da gözlenmiştir. Ayrıca, yayın tepesinde yeniden birleşme sonucu ısınan plazmanın yayımladığı termal yumuşak X-ışınları da gözlenmiştir. Masuda parlaması adı verilen bu olay, standart parlama modeli çerçevesinde, Güneş fizikçilerinin büyük ilgi odağı olmuştur (Şekil 2.17). Bu gözlem, sadece parçacıkların ivmelendiği bölgenin doğrudan ilk kez gözlenmesi bağlamında değil aynı zamanda astrofiziksel plazmalardaki parçacık ivmelenmesinin temel süreçlerinin anlaşılması açısından oldukça önemlidir.



Şekil 2.17: 13 Ocak 1992 tarihinde 17:26-17:27'de gözlenen Masuda parlamasının X-ışını gözlemleri. Bir Güneş parlamasındaki parçacıkların ivmelendiği bölgenin X-ışınlarında ilk kez görüntülenmesini gösterir (Masuda ve diğ., 1994).

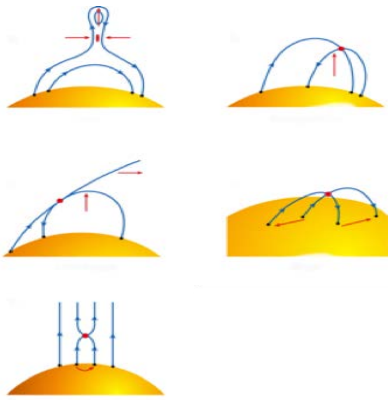
2.3.3 Güneş Parlamalarında Yeniden Birleşme

Günümüzde manyetik alanın parlamalar da dâhil olmak üzere Güneş atmosferindeki aktif bölgelerin pek çok ana enerji kaynağı olduğu kabul görmektedir. Manyetik yeniden birleşmenin bir parlamanın oluşumundan sorumlu mekanizmalarından biri olduğu ve manyetik alan çizgilerinin yeniden yapılandırılmasında ve manyetik enerjinin plazmanın kinetik ve termal enerjilerine dönüştürülmesinde önemli bir rol oynayabileceği düşünülmektedir (Forbes ve Acton 1996; Priest ve Forbes 2000). Aktif bölgeler ne kadar çok karmaşıksa parlamanın o kadar güçlü olabileceği, manyetik alanların topolojik değişikliklerinin manyetik yeniden birleşme olayını meydana getirdiği ve böylece depolanan enerjinin açığa çıktığı düşünülmektedir (Aschwanden, 2005).



Şekil 2.18: Manyetik yeniden birleşme sürecinin şematik diyagramı.

Daha önceden bahsedildiği gibi, Güneş'in iç kısmında manyetik alanın boylamsal bileşeni diferansiyel dönme sebebiyle enlemsel manyetik alana dönüşerek manyetik akı halatları biçimini alır. Akı halatları konvektif hareketler yardımıyla sırasıyla fotosfere, kromosfere ve koronoya doğru taşınır. Bu tabakalarda, manyetik alanlar pozitif manyetik alan kuvvetinden negatif manyetik alan kuvvetine doğru sürekli bir değişim halindedir. Manyetik yeniden birleşme zıt yönlü manyetik alan çizgileri birbirlerine kabaca paralel olmama durumundan kaynaklanır. (Şekil 2.18). Bazı yeniden birleşme modellerinde alan çizgileri paralel olmayan şekillerde hizalanabilir. Manyetik yeniden birleşmenin verimi alan çizgileri arasındaki açıya bağlıdır, en etkili konfigürasyon birbirlerine paralel olmama durumudur. Zıt yönlü alan çizgileri birbirlerini çekerek X veya Y benzeri bir noktada birbirlerine en yakın pozisyona gelir ve burada manyetik alan çok küçük veya sıfırdır. Dolayısıyla burada bir *difüzyon bölgesi* oluşur (Şekil 2.18 ve Şekil 2.19'de kırmızı bölgeler). Normalde koronada, gaz basıncının manyetik basınca oranı olan plazma β parametresinin değeri küçüktür ($\beta < 1$) ve plazmanın manyetik alan çizgileri arasında yayılmasına izin vermez. Ancak difüzyon bölgesindeki çok zayıf manyetik alan kuvveti yüksek plazma beta ($\beta > 1$) bölgesi oluşturarak alan çizgilerinin bu bölgede birleşmesine izin verir ve böylece manyetik alanlarda depolanan enerji serbest kalır. Bu sürece ***manyetik yeniden birleşme*** denir. Serbest kalan manyetik enerji difüzyon bölgesindeki alan çizgilerini ve plazmayı uzağa doğru ivmelendirerek kinetik enerjiye dönüşür. Yeniden birleşme sonrasında ayrılan alan çizgilerinin eğriliği, plazma difüzyon bölgesinden uzağa ivmelenen parçacıklar ile ilişkilidir.



Şekil 2.19: Güneş parlamalarında, çeşitli şekillerde oluşan difüzyon bölgesi ve yeniden birleşme mekanizmalarının şematik gösterimleri (Benz ve Gudel, 2010).

2.3.3.1 Yeniden Birleşme Modelleri

Tüm parlama teorilerinde, parlamada salınan enerji manyetik alan çizgilerinin yeniden birleşmesinden dolayı ortaya çıkmaktadır. Fakat çok sayıda model ve sayısal simülasyonlara rağmen tek bir yeniden birleşme modeli yoktur, modeller gözlenen bir parlamayı açıklarken başka bir parlamayı açıklamakta yetersiz kalabilir. Bu nedenle farklı parlama gözlemleri için birçok manyetik yeniden birleşme modeli vardır (Rodono 1986; Benz 2008). Manyetik alan çizgilerinin topolojilerine bağlı olarak geliştirilen yeniden birleşme modelleri EK yeniden birleşme'de verilmiştir.

Manyeto-hidrodinamik dalga teorisine göre geliştirilen yeniden birleşme modellerinde, difüzyon bölgesi boyunca manyetik ve gaz basıncı değişmektedir ama toplam basınç (manyetik + gaz) denge hallindedir. Dolayısıyla, manyetik alanın çok zayıf olduğu yerlerde (B=0 gibi) gaz basıncı büyüktür. Bu gaz basınç gradyenti, manyetik alanın belli bir hızla difüzyon bölgesinin içerine doğru akışına neden olur. Manyetik alanlar difüzyon bölgesinde yeniden birleştikten sonra bölgeden belli bir hızla dışarı çıkar. Dış akıntı bölgesindeki manyetik alanlar, manyetik gerilme kuvvetinin etkisi altında yüksek hızlarda dışa doğru sürüklenirler. Bu durum manyetik enerjinin kinetik enerjiye dönüşümüyle sonuçlanır.

Yeniden birleşme sürecinin en kararlı durumu ilk kez Sweet-Parker modelinde (Parker 1957, Sweet 1958) ele alınmıştır. *Sweet-Parker yeniden birleşme modeli*, difüzyon bölgesinin

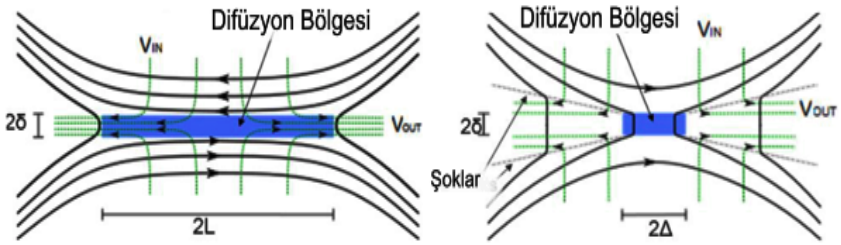
uzunluğunun (2L) genişliğinden (2δ) daha uzun olduğunu varsaymaktadır. Süreklik denklemi[13], iç akış (inflow) bölgesinin yoğunluğunun, dış akışınkine (outflow) eşit olması gerektiğini söyler (Denklem 2.1).

$$\rho_{iç} v_{iç} 2L = \rho_{dış} v_{dış} 2\delta \quad (2.1)$$

Bağıntıda $\rho_{iç}$ ve $\rho_{dış}$ akıştaki yoğunluk ve hızı göstermektedir. Bu denklem, iç hızın dış hıza oranı olarak tanımlanan yeniden birleşme oranına (M) bir sınır getirir;

$$M = \frac{V_{iç}}{V_{dış}} = \frac{1}{\sqrt{R_{mi}}} \quad (2.2)$$

R_{mi}, Alfven hızındaki manyetik Reynolds sayısıdır[14] (Lunquist sayısı olarak da bilinir). Koronal koşullar altında $R_{mi} \sim 10^8$-10^{12} arasındadır ve karşılaştırmak için bu değerler dikkate alındığında yeniden birleşme için 10^8-10^9 sn (~3-30 yıl) arasında olan bir zaman ölçeği verir ki bu değer normal parlama zaman ölçeğinden (10^2-10^4 sn) oldukça uzundur (Shibata ve Magara, 2011). Dolayısıyla, çok yavaş bir birleşme süresi gerektirdiğinden bu bağlamda çok da gerçekçi durmamaktadır.



Şekil 2.20: Sweet-Parker (sol) ve Petschek (sağ) yeniden birleşme modellerinin geometrik şeması. Mavi bölgeler difüzyon bölgelerini göstermektedir. Sweet-Parker modeli için, $2L >> 2\delta$ uzunluğunda ince bir tabakadır, oysa Petschek modeli için difüzyon bölgesi $2\Delta \sim 2\delta$ ile çok daha küçüktür[15].

[13] Süreklilik denklemi, akışkan maddelerin akış miktarının, aktığı boru içinde korunarak taşınmasını tanımlayan bir denklemdir. Kütle, enerji, momentum, elektrik yükü ve diğer doğal miktarlarda kendi uygun koşullarda korunduğundan, çeşitli fiziksel olaylar süreklilik denklemi kullanılarak tarif edilebilir (wikipedi: Continuity equation).

[14] Akışkanlar mekaniğinde Reynolds sayısı (Re), bir akışkanın, atalet kuvvetlerinin (vs d), viskozite kuvvetlerine (μ/ρ) olan oranıdır ve sonuç olarak bu değer bu iki tip kuvvetin belli bir akış şartı altında birbirine olan göreceli önemini verir. Bundan ötürü, Reynolds sayısı, düzgün akış ve türbülanslı akış gibi değişik akış rejimlerini nitelemek için kullanılır.

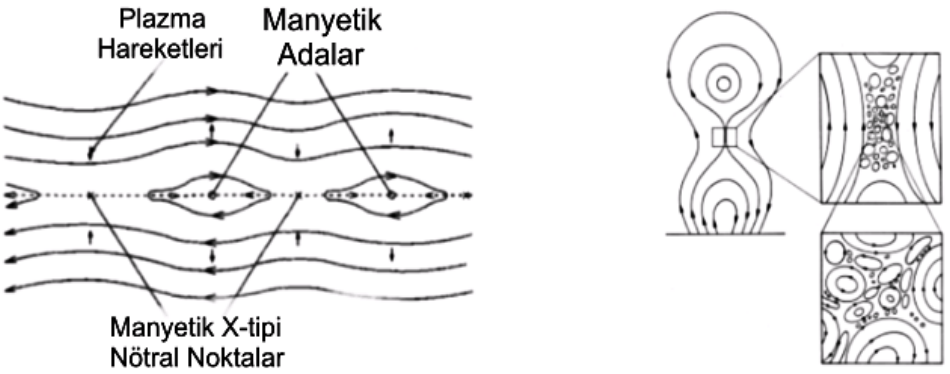
[15] https://slideplayer.com/slide/2399418/

Petschek (1964) çalışmasında, yeniden birleşme hızını arttırmak için Sweet-Parker topolojisine değişiklik geliştirmiştir. ***Petschek yeniden birleşme modelinde*** difüzyon bölgesinin uzunluk ve genişliği, Şekil 2.20'de gösterildiği gibi, benzer boyutlara ($2\Delta \sim 2\delta$) sahiptir. Yeniden birleşme bu durumda daha hızlı gerçekleşebilir. Bu modeldeki difüzyon bölgesi boyunca yayılma süresi daha küçük uzunlukta olduğundan birleşme zaman ölçeği kısalır. Bununla birlikte, difüzyon bölgesinin uzunluğu küçüldükçe difüzyon bölgesindeki plazma miktarı da azalır. Plazmanın çoğunun difüzyon bölgesi dışında geriye dönüyor ve akış hızının aniden $v_{iç}$'den $v_{dış}$'a değiştiği yerde iki yavaş modlu şok dalgası oluşur. Difüzyon bölgesine ek olarak, bu şoklar aynı zamanda manyetik enerjinin ısı ve kinetik enerjiye dönüşümünün de esas bölgesi olarak da işlev görür. Bu model için tahmini maksimum yeniden birleşme oranı;

$$M = \frac{\pi}{8In(R_{me})} \tag{2.3}$$

Koronal koşullar için bu değerler 0.01-0.02 arasındadır. Bu değerler Güneş parlamalarıyla karşılaştırılabilir zaman aralığındadır. Yeniden birleşme zaman aralığı sorununu çözüyor gibi görünse de, Reynolds sayılarının limit değerler aralıkları baz alındığında modelin sayısal simülasyonları yapılamamıştır (Aschwanden, 2006; Priest ve Forbes, 2002). Halbuki, Sweet-Parker modelinin simülasyonları başarılı bir şekilde yapılabilmiştir (Biskamp, 1986).

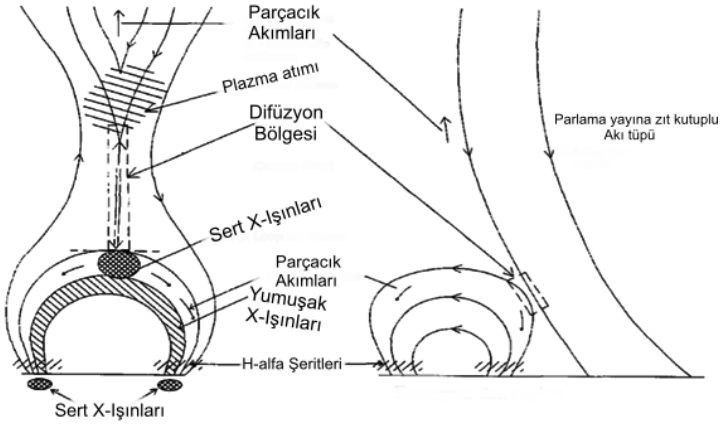
Parlamalardaki yeniden birleşmeleri tanımlayan muhtemelen daha gerçekçi bir model ise ***yırtılma modu kararsızlığını (tearing-mode instabilities)*** ile ***birleşme kararsızlığını (coalescence instabilities)*** içermektedir (Kliem 1995; Lee ve Fu, 1986; Priest ve Forbes, 2000; Leboeuf ve diğ., 1982). Modelde, yırtılma modu kararsızlığı difüzyon bölgesi çok uzun olduğunda yani manyetik yeniden birleşme hızı yavaş olduğunda oluşur. Difüzyon bölgesinde kararsızlıklar oluştuğunda sistem kendini yeteri kadar hızlı bir şekilde eski haline döndüremediği için bölge içerisinde X-tipi nötral noktalar oluşur ve difüzyon bölgesi yırtılarak, Şekil 2.21 sol kısımda gösterildiği gibi, ***manyetik adalar*** oluşur. Birleşme kararsızlığında (coalescence instability), oluşan manyetik adaların birbirleriyle etkileşimleri sonucunda yeniden birleşmesiyle kısa difüzyon bölgelerinin oluşur. (Şekil 2.21 sağ kısım). Bu olay difüzyon bölgesi uzunluğu boyunca tekrar tekrar meydana gelebilir. Bu süreçte açığa çıkan manyetik enerji parlamayı tetiklemek için yeterlidir. Yırtılma modu kararsızlıklarının Güneş parlama modellerindeki teorik uygulamaları pek çok çalışmada ele alınmıştır (Heyvaerts ve diğ., 1977; Kliem 1990; Sturrock 1966).



Şekil 2.21: Yırtılma modu kararsızlığıyla difüzyon bölgesinin şeritler halinde yırtılması (sol kısım) ve birleşme kararsızlığı ile difüzyon bölgesindeki manyetik adaların birbirleri ile etkileşerek birleşmelerinin (sağ kısım) şematik gösterimi (Tajima ve Shibata, 1997).

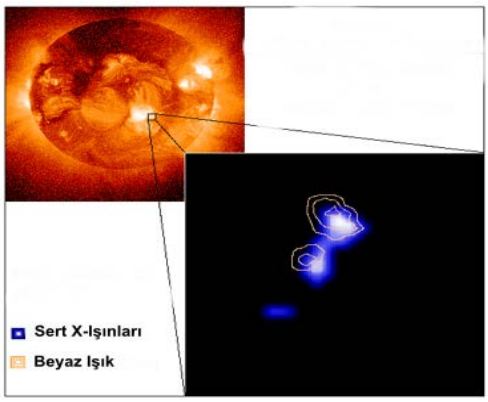
2.3.4 Parlama Modelleri

Manyetik alan çizgilerinin yeniden birleşme modelleri göz önünde bulundurularak çeşitli parlama modelleri ileri sürülmüştür. Sturrock (1980), yeniden birleşmenin bir koranal hüzmenin (helmet streamer) üzerinde gerçekleştiğini önermiştir (Şekil 2.22a). Koronal hüzmeler çoğunlukla kapalı manyetik alanlardan oluşur fakat bazen açık da olabilir. Manyetik alan yayının ayak noktalarındaki fotosferik hareketler alan çizgilerinin gerilmesine ve difüzyon bölgesinin oluşmasına sebep olabilir. Difüzyon bölgesinde yırtılma modu kararsızlıkları sonucu alan çizgileri yeniden birleşir. Difüzyon bölgede sıkıştırılmış plazma daha sonra plazmoid/filament şeklinde manyetik alan kuvvetlerince gezegenlerarası uzaya doğru fırlatılır. Çoğu elektrondan oluşan plazma parçacıklarının büyük kısmı difüzyon bölgesinin altında kapalı bir yay sisteminde kalır ve aşağıya doğru ivmelenir. Bu elektronlar manyetik yayın ayak noktalarına doğru hareket ederek daha yoğun alt kromosferi bombardıman eder ve sert X-ışınlarında emisyon yayınlar ve hatta parlamanın büyüklüğüne göre bazen fotosfere kadar ulaşarak beyaz ışık parlamalarına sebep olur. Bu elektronlar aynı zamanda cm ve mikrodalga radyo ışınımının yayımı da yaparlar.



Şekil 2.22: Güneş koronasında bulunan difüzyon bölgesindeki manyetik yeniden birleşiminin iki şematik gösterimi. Sturrock (1980) tarafından (a) ve Heyaerts ve diğ. (1977) tarafından önerilen (b) manyetik alan topolojileri.

Heyvaerts ve diğ. (1977) tarafından geliştirilen bir başka modelde, var olan bir aktif bölge yayı civarında yeni oluşan zıt kutuplu bir manyetik alanın bir difüzyon bölgesi oluşturabileceğini önermişlerdir (Şekil 2.22 b). Bu modelde iki manyetik alan arasında oluşan difüzyon bölgesinin hızlı bir genişleme fazı olur. Bu durum parlamaların atımlı fazı olarak tanımlanır. Enerji yüklü parçacıklar yayın ayak noktalarına doğru hareket ederek burada sert X-ışınları oluşturur (Heyvaerts ve diğ., 1977). Bu senaryo, Şekil 2.23'de görüldüğü gibi *YOHKOH*'nin *HXT*'sinden (Sert X-ışını Teleskobu) gözlemlenen sert X-ışını görüntüleriyle kanıtlanmıştır.



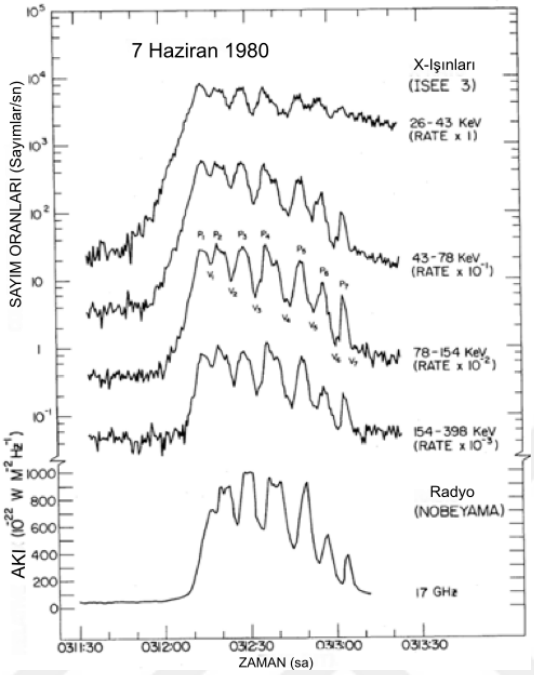
Şekil 2.23: 15 Kasım 1991 tarihinde bir parlama olayının *YOHKOH* ile alınmış sert X-ışını görüntüsü. Yayın yeniden birleşme noktasından ayak noktalarına doğru ilerleyen termal olmayan elektronlardan kaynaklanan sert X-ışını ve beyaz ışık parlamasının konumu gösterilmiştir.

Sonuçta, tüm parlama teorileri yayınlanan enerjinin çoğunun ivmelenen parçacıklar ile ilişkili olduğunu kabul etmektedir. Önerilen parlama modellerinden çeşitli formlardaki radyasyonun nasıl oluştuğu da gayet iyi anlaşılmıştır. Sert X-ışınları yayın ayak noktalarında ve de yayın tepe noktasında gerçekleşen termal olmayan bremsstrahlung süreciyle (ivmelen parçacıkların yoğun maddeyle etkileşmesi) yayınlanıyor. Mikrodalga emisyonu senkrotron mekanizmasından (elektronların alan çizgileri boyunca spiral hareketler yaparak rölativisttik hızlara ivmelenmesi) dolayı oluşmaktadır. Termal yumuşak X-ışın emisyonu, parlama sonrası oluşan ve kromosferden geçiş bölgesine kadar uzanan ilmek yapının ısınan gazından kaynaklanmaktadır. Hα ve görünür bölgedeki diğer radyasyonun kaynağı ise parlama ilmeklerindeki milyon derece sıcaklığındaki yumuşak X-ışın plazmasının kondüksiyonuyla ile kromosferin ısınmasından kaynaklanıyor.

2.4 GÜNEŞ PARLAMALARINDA YARI PERİYODİK SALINIMLAR (QPP)

Yarı periyodik salınımların (QPP) parlama olayında yayınlanan enerjinin doğasında olduğu düşünülmektedir (Nakariakov ve Melnikov, 2009). Doğrudan yapılan parlama gözlemlerinde, parlama ve çevresindeki dalgaların salınım gösterdiği bulunmuştur. Özellikle parlamaların ışık eğrisinde yarı periyodik artış ve azalışlar gözlenmiştir (Doorselare ve diğ., 2016). QPP'ler düşük enerjiden yüksek enerjilere (radyodan X-ışın ve gama ışınlarına) kadar tüm dalgaboylarında tespit edilmiştir (Parks ve Winckler, 1969; Kane ve diğ., 1983).

Güneş parlamalarında gözlenen QPP'lere ait literatürdeki ilk çalışma Parks ve Winckler (1969) tarafından yapılmıştır. Çalışmada, 8 Ağustos 1968 tarihinde gözlenen bir parlamanın yüksek enlemlerde balonla yapılan yumuşak X-ışın ve mikrodalga gözlemleri incelenmiştir. Optik sınıfı 2b olan bu parlamanın yarı periyodik salınımı 16 saniye olarak belirlenmiştir. Daha sonraki parlama çalışmalarda, çoklu dalgaboylarında (X-ışınlarından radyoya kadar) yapılan eş zamanlı gözlemlerde de QPP'ler tespit edilmiştir. Bunun en klasik örneği farklı enerji aralığında gözlenen yedi kız kardeş parlamasıdır (Kane ve diğ., 1983). Farklı enerji aralıklarındaki ışık eğrilerinde belirgin yedi tepe gösteren bu parlamanın periyodu 8.2 sn olarak belirlenmiştir (Şekil 2.24).



Şekil 2.24: '7 kız kardeş' parlamasının farklı enerji aralıklarındaki ışık eğrileri. Her bir ışık eğrisinde yedi ayrı tepe açıkça görülmektedir (Kane ve diğ., 1983).

Son yıllarda, yeni nesil uzay araçlarıyla birlikte elektromanyetik spektrumun pek çok bölgesinde QPP'ler gözlendi. Özellikle, LYRA (the Large Yield Radiometer– Hochedez ve diğ., 2006; Dominique ve diğ., 2013) üzerindeki PROBA2 (the PRoject for On-Board Autonomy 2), *SDO* (Solar Dynamics Observatory) üzerindeki *EVE* (the Extreme Ultraviolet Variability Experiment – Woods ve diğ., 2012), *GOES* (The Geostationary Operational Environmental Satellite) üzerindeki *XRS* (X-ray Sensör), Fermi Gama Işın Teleskobu (Fermi Gamma-ray Space Telescope) üzerindeki *GBM* (Gamma-Ray Burst Monitor) ile EUV, yumuşak ve sert X-ışınlarında yapılan gözlemlerde QPP'ler belirlendi (Van Doorsselaere ve diğ., 2011; Dolla ve diğ., 2012; Simões ve diğ., 2015; İnglis ve diğ., 2016) ve IRIS (The Interface Region Imaging Spectrograph) ile mor-ötede gözlenen kromosferik parlamalarda da QPP'ler belirlendi (Brosius ve Daw, 2015; Brosius ve diğ., 2016; Tian ve diğ., 2016).

QPP'ler Güneş parlamalarında gerçekleşen süreçlerin ve bunların tetiklenme mekanizmaların anlaşılmasında önemli bilgiler içerir. Parlamalar parlak yapılardır ve bu yüzden yüksek zaman çözünürlüklü (saniye altı) poz sürelerinde gözlenebilirler. Koronaya dalga fiziği çerçevesinden bakıldığında, parlamadaki plazma yapılarının parametreleri ile QPP arasındaki ilişkinin

anlaşılması yıldızların koronal sismolojisinin gelişmesine katkıda bulunabilir. QPP periyotları teorik modeller ile karşılaştırılarak, parlama alanının çevresindeki plazmaya ait parametrelerin (manyetik alan gibi) belirlenmesini mümkün kılar.

QPP'ler ayrıca Güneş ve güneş benzeri yıldız koronalarının yapısında ve dinamiğindeki benzerlikleri araştırmak için de kullanır (Nakariakov, 2007). Yıldız parlamalarında gözlenen QPP'lerin parlamanın oluşum mekanizmaları sırasında oluşabileceği düşünülmektedir (Mathioudakis ve diğ., 2003, 2006, Mitra-Kraev ve diğ., 2005). Yıldız parlamalarındaki periyotlar saniyeden onlarca dakikaya ulaşabilir. Bu zaman aralıklarında QPP'ler MHD süreçleriyle ifade edilir.

Güneş parlamalarında gözlenen QPP'lerin Dünya'nın yakın çevresi üzerinde olası ilginç bir etkisi vardır. Nakariakov ve diğ. (2016), güneş parlamalarının yüksek enerjili parçacıkların dağılımlarını değiştirerek Dünya iyonosferdeki iyonlaşmanın artması neden olduğundan, parlama şiddetinde gözlenen sabit periyotu QPP'lerin jeofizik sistemlerin doğa frekanslarıyla rezonansa girebileceğini ve dolayısıyla parlamanın olumsuz etkilerini arttıracağını öne sürmüşlerdir. Hayes ve diğ. (2017) ilk kez bir güneş parlamasında gözlenen QPP'lerin iyonosferdeki elektron yoğunluğunda gözlenen salınımlara neden olduğunu bularak QPP'lerin jeolojik etkinliğini gösterdiler.

2.4.1 Yarı Periyodik Salınımların Periyotlarının Sınıflanması

Güneş parlamalarının ışık eğrilerinde tespit edilen QPP'lerin periyotları saniye altı ile onlarca dakika arasında değişmektedir (Meszarosova ve diğ., 2006; Tan 2008; Nakariakov ve Melnikov 2009; Karlicky, 2010; Kupriyanova ve diğ., 2010). Pratikte, parlamaların QPP periyotları *çok kısa periyotlu salınımlar*, *kısa periyotlu salınımlar*, *uzun periyotlu salınımlar* ve *çok uzun periyotlu salınımlar* olarak sınıflandırılır (Tan ve diğ., 2010).

Çok kısa periyotlu salınımlar milisaniye mertebelerinde iken *kısa periyotlu salınımlar* 1-10 sn arasında değişmektedir. Bu uzunluktaki QPP'lerin dalga-dalga veya dalga-parçacık etkileşimleri sonucu oluştukları düşünülmektedir ve genellikle radyo bölgesinde tespit edilir. Kinetik süreçlerinin, radyo patlamaları süresince kapalı manyetik alanlarda hapsolan enerji yüklü parçacıkların plazma ya da whistler dalgalarıyla dinamik etkileşimlerinden kaynaklandığı düşülmektedir (Aschwanden, 1987; Zaitsev ve Stepanov, 2008).

Uzun periyotlu salınımlar 10-100 sn aralığındaki periyotlara sahipken, *çok uzun periyotlu salınımlar* >100 sn'den büyük periyotların olduğu olaylar için geçerlidir. Mikrodalga, beyaz ışık, EUV ve X-ışın emisyonunda tespit edilir. Oluşumlarından sorumlu iki mekanizma önerilmektedir: MHD salınımları (parlama alanındaki manyetik yapıların içinde veya yakınında dalgalar ve bunların manyetik yeniden birleşmeyi tekrarlayan formları) ve termal olmayan parçacık ivmelendirilmeleri (Nakariakov ve Melnikov 2009; Nakariakov ve diğ., 2010; Doorsselaere ve diğ., 2016; McLaughlin ve diğ., 2018).

2.4.2 Yarı Periyodik Salınımların Oluşum Mekanizmaları

Güneş parlamalarında gözlenen yarı periyodik salınımlar 50 yıldır bilinmesine rağmen, oluşumlarından sorumlu mekanizma halen tartışma konusudur. Bu bölümde, parlamalardaki QPP üretimine sebep olan muhtemel mekanizmalar açıklanacaktır. Son yıllarda QPP'lerden sorunlu süreçleri açıklamak için iki temel teori üzerinde duruluyor. McLaughlin ve diğ. (2018)'in kapsamlı çalışmasında da değinildiği gibi, QPP'ler, sorunlu mekanizmalarının doğasına göre salınımlı veya kendiliğinden salınımlı süreçler olarak kategorize edilebilir. *Salınımlı kategoride*, QPP'ler parlama bölgesi veya civarındaki manyetohidrodinamik salınımlar gibi hareketler ile tanımlanırken *kendiliğinden salınımlı* kategoride ise enerji çıkışının bazı temel özelliklerine göre; periyodik veya patlayan manyetik enerji çıkışı gibi, tanımlanır. Şimdi bu iki kategoriyi sırasıyla, manyetohidrodinamik dalgalar ve manyetik yeniden birleşme süreci başlıkları altında inceleyelim.

2.4.2.1 Manyetohidrodinamik (MHD) dalgalar

Güneş genellikle hidrojenden oluşan bir plazma topuna benzetilmektedir. Etimolojik kökenleri manyetik alandan kaynaklanan 'manyeto', akışkan anlamındaki 'hidro' ve hareket anlamındaki 'dinamik' kelimelerinin birleşimi olan manyeto-hidrodinamik (Magnetohydrodynamics-MHD), elektromanyetizmayı akışkan dinamiğine göre açıklayan disiplindir. Diğer bir deyişle, manyetik alanın varlığında plazmanın genel davranışını tanımlar. Matematiksel olarak MHD, elektrodinamiğin Maxwell denklemleriyle akışkan dinamiğinin Navier-Stokes[16] bağıntılarıyla

[16] Navier-Stokes bağıntıları: Sıvılar ve gazlar gibi akışkanların hareketini tanımlamaya yarayan bir dizi denklemden oluşmaktadır.Akışkan içerisindeki birim kütleye etki eden momentum (ivmelenme) değişimlerinin, basınç değişimleri ve sürtünme kayıplarına neden olan viskoz kuvvetlerin toplamına eşit olduğunun doğruluğunu ortaya koymaktadır.

birleştirerek hem plazmanın evrimini hem de plazma hareketiyle manyetik alan arasındaki etkileşimi tanımlar.

Literatürde ilk defa Hannes Olof Gösta Alfvén, iletkenliği yüksek bir akışkan güçlü manyetik alan etkisinde kaldığı zaman dinamik ve manyetik kuvvetlerin etkileşerek MHD dalgalarını oluşturabileceğini göstermiş ve bu çalışmayla 1970 yılı Nobel Fizik ödülünü almıştır (Alfvén, 1970).

Bir plazmayı MHD açısından tarif ederken, bir takım varsayımlar yapılır; Plazma elektriksel olarak nötr olarak davranış sergiler (yani pozitif ve negatif yükler eşittir), plazmanın karakteristik hızlarının rölativistik olmadığı varsayılır (yani $v \ll c$), periyot ve dalgaboyları sırasıyla iyonun Larmor yarıçapı (gyroradius) ve siklotron periyodundan (gyroperiod) daha uzun MHD dalgaları makroskotepe plazma davranışı gerektiren tek akışkanlı (single fluid) MHD yaklaşımı ile açıklanabilmektedir (Nakariakov ve Verwichte, 2005; Goedbloed ve Poedts, 2004). Bu koşullar altında MHD, yüksek oranda iyonize plazmaları açıklayabilir ve böylece korona içindeki büyük ölçekli plazmanın davranışının anlaşılmasına olanak sağlar.

İyonun Larmor yarıçapı ve siklotron-periyodu sırasıyla:

$$R_i = \frac{\mathrm{v\perp,i\ mi}}{\mathrm{ZeB}} \tag{2.4}$$

$$P_i = \frac{2\pi \mathrm{mi}}{\mathrm{ZeB}} \tag{2.5}$$

Burada v⊥ parçacığın manyetik alana dik hız bileşenini, B manyetik alanı, m kütleyi, Z iyon yük sayısını (hidrojen için Z=1'dir) ve e elektron yükünü göstermektedir. Relativistik olmayan hızlar için, bu çerçeveyi oluşturan temel denklemler (Goedbloed ve Poedts, 2004):

Süreklilik Denklemi;

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla.(\rho v) = 0 \tag{2.6}$$

Momentum Denklemi;

$$\rho\left(\frac{\partial v}{\partial t} + (v.\nabla).v\right) + \nabla p - \rho g - j \times B = 0 \tag{2.7}$$

Faraday Denklemi;

$$\frac{\partial B}{\partial t} + \nabla \times E = 0 \tag{2.8}$$

Amper Denklemi;

$$j = \frac{1}{\mu_0} \nabla \times B \tag{2.9}$$

Ohm Kanunu;

$$E + v \times B = \eta j \tag{2.10}$$

$$\nabla . B = 0 \tag{2.11}$$

Burada *t* zaman, ρ kütle yoğunluğu, *p* plazma basıncı, *v* hız, *B* manyetik alan, *E* elektrik alanı, *j* akım yoğunluğu, μ_0 vakum geçirgenliği, η özdirenç ve bu varsayımlar altında adyabatik indeks $\gamma = \frac{3}{5}$ olarak alınmaktadır.

Koronal bir plazmada bulunan çeşitli dalgaları ve salınımları anlamak için MHD denklemlerine dalga çözümlerinin araştırılması ve bir dağılım ilişkisi belirlenmesi gerekir. Bu denklemler, başlıca nicelikleri ($p = p_{0+}\tilde{p},\ \rho = \rho_{0+}\tilde{\rho},\ v = v_{0+}\tilde{v}$ ve $B = B_{0+}\tilde{B}$) küçük pertürbasyonlar dikkate alınarak doğrusallaştırılabilir ve birleştirilebilir. *Z* yönünde homojen bir manyetik alan içinde sabit dengede homojen bir plazma (sabit ρ_0, p_0) ve $B_0 = (0,0, B_0)$, küçük pertürbasyonların düzlem dalgalarının üst üste binmesi (yani: $\tilde{v}(r,t) = \sum_k \tilde{v}_k e^{-i(kr-\omega t)}$) açısından ifade edilebileceği bir dağılım denklemini (dispersion equation) verir:

$$\left(\omega^2 - k_\parallel^2 \frac{B_0^2}{\rho_0}\right)\left[\omega^4 - k^2\left(\frac{B_0^2}{\rho_0} + \frac{\gamma p_0}{\rho_0}\right)\omega^2 + k_\parallel^2 k^2 \frac{B_0^2}{\rho_0}\frac{\gamma p_0}{\rho_0}\right] = 0 \tag{2.12}$$

Burada ω açısal frekans, $k_{/\!/}$ dalga vektörünün B_0'a paralel bileşenidir.

Güneş atmosferinde MHD, plazma ile manyetik alan arasındaki etkileşimden ve bu etkileşim sonucu oluşan dalgalar ve karmaşık dinamik olaylardan sorumludur. Koronada MHD dalgalarının ve salınımların uzaysal çözünürlüklü gözlemsel keşfi ile teorik olarak tahmin edilen bazı dalga modları elektromanyetik tayfın farklı bölgelerinde (görünür, EUV, yumuşak X-ışın ve mikrodalga bantlarında) alınmış yüksek zamansal ve tayfsal çözünürlüklü görüntü ve tayf verilerinde tanımlanmıştır (Nakariakov ve Verwichte, 2005). Koronal dalga ve salınımlara yönelik araştırmaların temelinde yatan ilgi çoğunlukla bunların koronal plazmanın ısınmasında oynadıkları olası rolden (Aschwanden, 2004; Erdélyi ve Ballai, 2007) ve plazma özelliklerinin

teşhisi yani korona sismolojisi için doğal sonda olarak kullanılmasından kaynaklanmaktadır (Banerjee ve diğ., 2007; Nakariakov ve Verwichte 2005). Koronal MHD dalgalarının gözlemsel ve teorik çalışmalarında kat edilen son gelişmelerle birlikte elde edilen bilgilerin Güneş parlamalarında açığa çıkan farklı enerjilerde gözlenen yarı-periyodik salınımlara da uygulanmasına vesile olmuştur. Dolayısıyla, MHD dalgaları parlamalardaki yarı periyodik salınımlardan sorumlu muhtemel kaynaklardan biridir.

Plazma, farklı dalga tiplerine olanak sağlayan basınçlı ve elastik bir ortam olduğundan özellikle Güneş ve laboratuvar plazma fiziğinde MHD dalga çalışmaları oldukça yaygındır. Yukarıda belirtilen dispersiyon denklemi (2.12), her biri bir tür MHD dalgası olarak tanımlanan üç çözüm grubuna izin verir (Goedbloed ve Poedts, 2004). Bu sebeple MHD dalgaları birbirinden oldukça farklı üç tipte sınıflandırılmaktadır: Alfven dalgaları, hızlı manyeto-akustik dalgalar (fast magnetoacoustic) ve yavaş manyeto-akustik (slow magnetoacoustic) dalgalar.

Alfven dalgaları için dispersiyon denkleminin çözümü:

$$\omega = \pm\omega = \pm k_{\parallel} \frac{B_0}{\sqrt{\rho_0}} \tag{2.13}$$

B_0 boyunca yayılan k ve B_0 ile tanımlanan düzleme dik $\tilde{v}$ hızının sıkıştırılamaz pertürbasyona karşılık gelmektedir. Bu sebeple *Alfven dalgaları* bölgesel olarak yayılır ve sıkıştırılamaz. Yoğunluk değişikliklerine neden olmaz ve komşu yüzeylerle etkileşime girmeden manyetik yüzeyler boyunca yayılırlar. Ayrıca Alfven dalgalarının belli bir dağılımının olmaması, Güneş koronasında çok büyük mesafeler boyunca yayılabildiklerini ve dalga kaynaklarından uzakta enerji biriktirebileceğini göstermektedir.

Hızlı manyetoakustik dalgalar için dispersiyon denkleminin çözümü:

$$\omega = \pm\omega = \pm k_{\parallel} \sqrt{\frac{1}{2}\left(\frac{B_0^2}{\rho_0} + \frac{\gamma p_0}{\rho_0}\right) + \frac{1}{2}\sqrt{\left(\frac{B_0^2}{\rho_0} + \frac{\gamma p_0}{\rho_0}\right)^2 - 4\left(\frac{k_{\parallel}}{k}\right)^2 \frac{B_0^2}{\rho_0}\frac{\gamma p_0}{\rho_0}}} \tag{2.14}$$

k ve B_0 ile tanımlanan düzlemdeki B_0'a dik olarak daha yüksek bir $\tilde{v}$ hızında her yöne yayılarak sıkıştırılabilir pertürbasyonlara karşılık gelir. Bu sebeple hızlı manyeto-akustik dalgalar, Alfven dalgalarının aksine, manyetik alan yönüne bağlı kalmadan hemen hemen her yöne yayılabilirler.

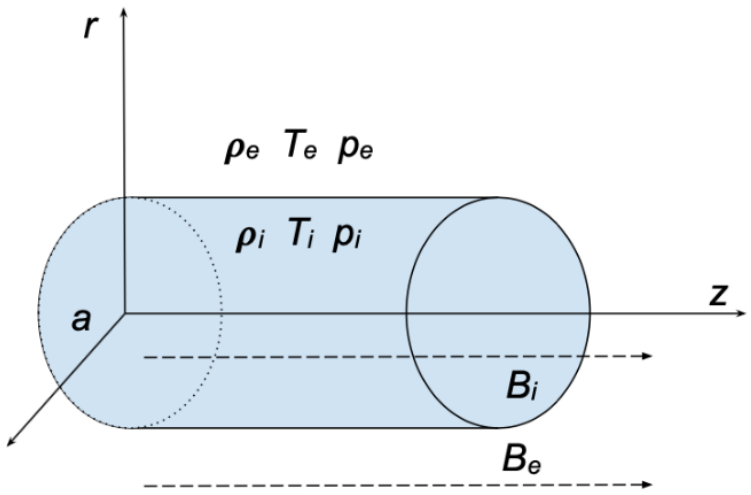
Yavaş manyetoakustik dalgalar için dispersiyon denkleminin çözümü:

$$\omega = \pm\omega = \pm k_{\parallel}\sqrt{\frac{1}{2}\left(\frac{B_0^2}{\rho_0}+\frac{\gamma p_0}{\rho_0}\right)-\frac{1}{2}\sqrt{\left(\frac{B_0^2}{\rho_0}+\frac{\gamma p_0}{\rho_0}\right)^2-4\left(\frac{k_{\parallel}}{k}\right)^2\frac{B_0^2}{\rho_0}\frac{\gamma p_0}{\rho_0}}} \quad (2.15)$$

B_0 boyunca yayılan k ve B_0 ile tanımlanan düzleme dik $\tilde{v}$ hızının sıkıştırılabilir pertürbasyona karşılık gelir. Bu sebeple yavaş manyeto-akustik dalgalar manyetik alan ile aynı yönde dar bir koni şeklinde yayılırlar.

Diğer yandan *hızlı ve yavaş manyetoakustik dalgalar* sıkıştırılabilir olduklarından plazmanın yoğunluğunu bozarlar. Koronal koşullar altında, yavaş dalgalar ses hızında yayılırken, hızlı ve Alfven benzeri dalgalar ise Alfven hızlarında veya daha büyük hızlarda yayılırlar.

Güneş koronasında plazma büyük ölçekli yapıdadır. Özellikle, aktif bölgelerde koronal yaylarda yaygın olarak gözlenmektedir. Koronal yaylar ve parlamalarda plazma yapısı, basit bir manyetik akı tüpü olarak silindirik bir geometriye benzetilebilir ve silindirin iç kısmı dış kısmına göre farklı manyetik alan, sıcaklık, basınç ve yoğunluktadır (Şekil 2.25).



Şekil 2.25: Plazma silindir modelinin şematik gösterimi. Şekilde *ρ,T,p* ve *B* sırasıyla silindir içinde (alt indis *i*) ve dışında (alt indis e) yoğunluk, sıcaklık, basınç ve manyetik alanı göstermektedir (Nakariakov ve Verwichte, 2005).

L uzunluğunda plazma dolu silindir için;

İç ses hızı;

$$C_{s0} = \sqrt{\frac{\gamma p_0}{\rho_0}} \tag{2.16}$$

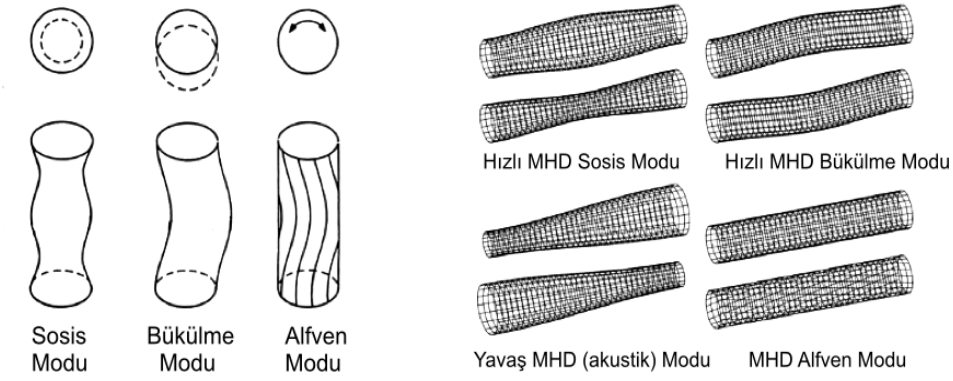
İç alfven hızı;

$$C_{A0} = \frac{B_0}{\sqrt{\mu_0 \rho_0}} \tag{2.17}$$

Dış alfven hızı;

$$C_{Ae} = \frac{B_e}{\sqrt{\mu_e \rho_e}} \tag{2.18}$$

olur ve MHD modları adı verilen dört deformasyona neden olur (Nakariakov ve Melnikov, 2009). Bu sebeple plazma silindirinde, MHD dalgalar, iç manyetik alanın bükülmesini tanımlayan azimut dalgasayısının (*m*) aldığı değerlere göre, farklı modlar altında incelenmektedir: sosis (boyuna) modu, kink (enine) modu, Alfven (burulma) modu ve yavaş akustik modu gibi (Edwin ve Roberts, 1983).



Şekil 2.26: Bir plazma silindirinde farklı MHD salınım modlarının şematik gösterimi (Roberts, 1991; Aschwanden 2005).

Sosis modu (*m*=0 olma durumu), hızlı manyetoakustik dalganın bir türüdür. Şekil 2.26'de gösterildiği gibi, silindir (veya yay) ekseninin yeri değişmeden eksen boyunca simetrik olarak silindir içindeki plazmanın genişlemesi ve büzülmesi diğer bir deyişle silindir kesitinin kasılması şeklindedir. Silindir içindeki yoğunluk ve manyetik alanın değişmesine sebep olur.

Güneş'te koronal yaylar için sosis modunun titepe periyotları bir saniyeden birkaç saniyeye kadar değişmektedir. Bir diğer hızlı manyeto-akustik mod, yay ekseninin enine doğru periyodik yer değiştirmesini ifade eden *kink (bükülme) modu*dur (m = +/-1 durumu). Silindir kesitinin çapı değişmeden eksen boyunca plazmanın anti-simetrik yer değiştirmesi yani bükülmesidir (Şekil 2.26). Güneş'te koronal yaylar için titepe kink (bükülme) mod periyotları birkaç saniye ile birkaç dakika arasındadır. Azimut dalgasayısı m'in daha büyük değerleri *flüt veya şişme (ballooning) modları* olarak bilinmektedir. Bu modların gözlenmesi oldukça zor ve nadirdir.

Yavaş manyeto-akustik modu, başka ortamlarda meydana gelen akustik dalgalara benzer. Plazmanın silindir (veya yay) ekseni doğrultusunda periyodik olarak genişlemesi ve daralması durumudur (Şekil 2.26) ve titepe periyotları birkaç dakika ile yarım saat arasında değişmektedir.

Son olarak, bir silindir içerisindeki Alfven dalgaları, *burulma (Alfven) modları* olarak adlandırılır ve Şekil 2.26'de gösterilmektedir. Burada silindirin şeklinde ve kesintinde bir bozunma olmaz ve silindir içerisindeki plazma hareketi silindir eksenine paralel değil azimut doğrultusunda periyodik olarak değişim gösterir. Bu nedenle, silindir (yay) bükülmediği sürece bu mod sıkıştırılamaz. Burulma modlarının periyodu birkaç saniye ile birkaç dakika aralığında değişmektedir.

MHD dalgaları durumunda, QPP'lerin periyodunun süreleri MHD dalgasının tipine bağlı olarak plazmanın (örneğin kütle yoğunluğu veya basıncı) ve temel dalga yapısının (yani yayın ve manyetik alanın boyutları) karakteristikleriyle belirlenmesi beklenmektedir. QPP'leri tetikleyen durağan (standing) MHD dalgasının temel modları tarafından beklenen süreler Tablo 2.8'de verilmektedir.

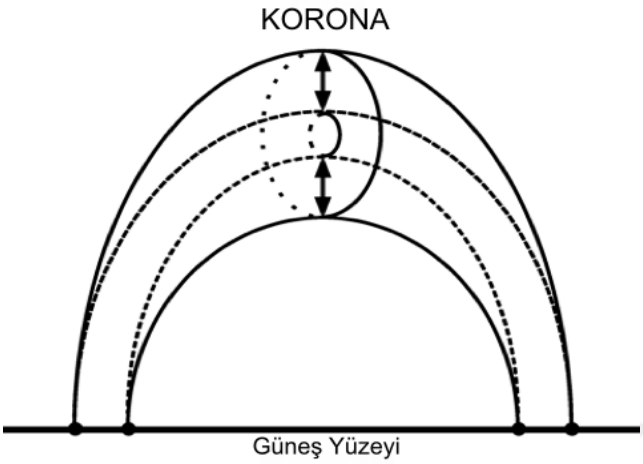
Tablo 2.8: Durağan (standing) MHD dalgalarının temel moduyla ilişkili periyotlar.

MHD dalga modu	**Periyot**
Bükülme (Kink)	$\frac{2L}{C_T}$
Sosis (Sausage)	$\frac{2L}{C_K}$
Burulma (Torsional)	$\frac{2L}{C_P}$

Burada, L yay uzunluğunu, C_{A0} ve C_{Ae} iç ve dış Alfvén hızlarını (sırasıyla denklem 2.17 ve 2.18), ρ_0 ve ρe iç ve dış plazma yoğunlukları ve $C_K \cong \sqrt{\frac{2}{1+\rho_e/\rho_0}}$ sosis modu hızını göstermektedir. Hız arasında $C_{A0} < C_p < C_{Ae}$ ilişki vardır.

Parlama bölgesinde gözlenen QPP'lere dair ilk açıklama, onların aktif bölgelerde MHD dalga modlarına ve manyetik yayın (uzunluğu ve manyetik alan kuvveti gibi) özelliklerine bağlı olduğu şeklindedir. *Genel olarak QPP'lerin* gözlenen periyotları saniye ile dakika aralığında değişmektedir. Aslında bu durum koronal koşullarda çeşitli MHD dalga modlarının beklenen zaman aralıklarıyla uyum sağlamaktadır (Inglis ve Nakariakov., 2009; Nakariakov ve Melnikov, 2009; Pascoe ve De Moortel, 2014; Pascoe ve diğ., 2009). Parlama yaylarındaki MHD dalga modları ya yüklü parçacıkları ivmelendirerek manyetik yeniden birleşme oranını değiştirebilir (Zaitsev ve Stepanov, 2008) ya da plazmanın makroskotepe fiziksel parametrelerinin periyodik değişimine neden olarak parlama emisyonunu etkiler (Nakariakov 2007, Nakariakov ve Melnikov, 2009).

Yumuşak X-ışın ve EUV gibi termal emisyonda gözlenen QPP'ler, sıkıştıran MHD dalga modlarının neden olduğu plazmadaki yoğunluk değişimlerinin bir sonucu olabilir. Bu dalgaboylarındaki emisyon şiddeti yoğunluğun karesiyle orantılıdır ($I \propto \rho^2$) dolayısıyla plazma yoğunluğundaki değişimler gözlenen şiddetti iki kat değiştirebilir (Nakariakov, 2007). Örneğin, sosis dalga modu gibi sıkıştıran modlar koronal yay içindeki plazma yoğunluğunu doğrudan değiştirebilir. Benzer şekilde koronal yaydaki kink modu da manyetik akının korunumundan dolayı sosis gibi davranarak küçük yoğunluk değişimlerine sebep olabilir (Aschwanden ve Schrijver, 2011).



Şekil 2.27: Koronal bir yaydaki bir global sosis modunun gösterimi. Bu eksen simetrik düzensizliği, yayın küçük ekseninde bir değişikliğe yol açarak periyodik olarak değişimler (kesikli çizgi) ve genişlemelere (düz çizgi) neden olur (Pascoe ve diğ., 2007).

Sert X-ışın ve mikrodalga gözlenen QPP'ler, MHD dalgalarının termal olmayan yüklü parçacıklarının dinamiğinin değişmesi üzerindeki etkisiyle açıklanabilir. Parlama yayları, ivmelenen elektronların büyük bir kısmını iki ayak noktasındaki manyetik aynalar arasında hapsedebilir. Termal olmayan elektronların dinamiği, manyetik alan kuvvetine bağlı kritik bir eğim açısıyla (θc) belirlenir. Bu açı yayın ayak noktalarında B_{ayak} ve tepe noktasındaki B_{tepe} manyetik alanlara bağlıdır. Eğer termal olmayan elektronların eğim açıları yeteri kadar büyük ($\theta > \theta c$) ise elektronlar iki ayna arasında hapsolurlar. Diğer taraftan küçük eğim açılı ($\theta < \theta c$) elektronlar tuzaktan kaçar ve ayak noktalarındaki yoğun plazma tabakası üzerine yağarak sert X-ışın emisyonuna sebep olurlar. Kritik eğim açısının (θc) periyodik değişimleri kendini termal olmayan elektronların periyodik yağışı olarak gösterir. Dolayısıyla, ayak noktalarındaki sert X-ışın emisyonunun QPP'ye neden olur. Global sosis dalga modu yayın ekseni buyunca tedirginlik oluşturarak manyetik alanın değişimine neden olabilir. Manyetik alan değişimi tepe noktasında maksimum iken ayak noktalarında minimumdur (Zaitsev ve Stepanov, 2008) (Şekil 2.27).

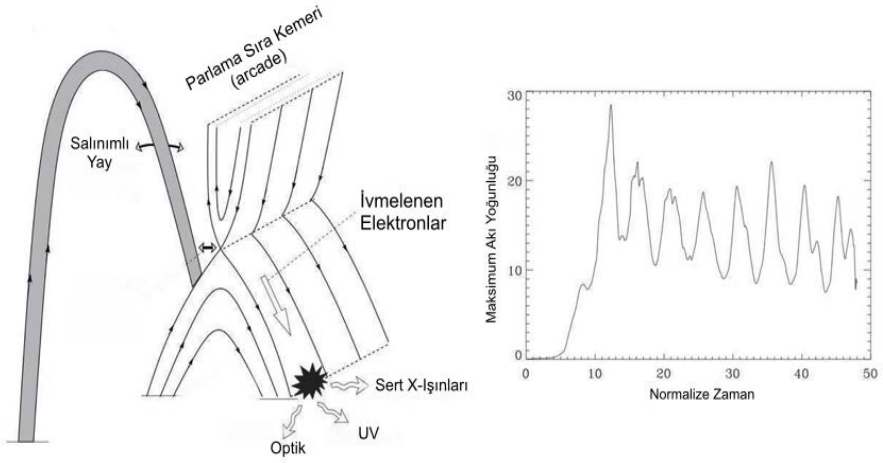
$$\sin^2\theta c = \frac{B_{tepe}}{B_{ayak}} \tag{2.19}$$

Parlama emisyonunda gözlenen QPP'ler için önerilen bir diğer senaryo, harici yaylardaki MHD dalga salınımlarının parlama yayları üzerindeki etkisine dayanmaktadır (Foullon ve diğ., 2005, Nakariakov ve diğ., 2006). Parlaması olmayan komşu yay, parlama yayıyla manyetik bağlantılı

olmayıp aslında MHD salınımların sızan bileşenleriyle bağlantılıdır. Bu senaryoda komşu yaydan gelen dalga modları (hızlı manyeto-akustik dalgaların kink veya sosis modları gibi) parlama bölgesinde manyetik yeniden birleşmenin periyodik tetiklenmesinden sorumludur. Sonuç olarak, yüklü parçacıklar periyodik olarak ivmeleniyor ve parlama bölgesinin X-ışın, beyaz ışık ve radyo emisyonlarında yarı periyodik salınımlar gözleniyor. Modelin şematik bir gösterimi Şekil 2.28'da verilmiştir.

Bu tip bir olayın ilk gözlemsel analizi Foullon ve diğ. (2005) tarafından yapılmıştır. Araştırmada 5-6 Şubat 2003 tarihinde gözlenen parlamanın *RHESSI* uydusuyla alınmış termal X-ışın gözlemlerinde 8-12 dakika mertebesinde olan uzun periyotlu salınımların teşhisi yapılmıştır. Çalışmada parlama yayının aşırı uzunlukta olmasından dolayı bu kadar uzun periyotlu MHD modlarını parlama yayının destekleyemeyeceği düşünülmüş ve bu periyoda neden olan komşu bir yayın mevcut olduğu gösterilmiştir.

Bu senaryoyu destekleyen başka bir çalışma ise (Nakariakov ve Zimovets, 2011) iki şeritli parlamaların durumları ele alınmıştır. Çalışmada, sıra kemer (arcade) boyunca yayılan yavaş manyeto-akustik dalganın kemer boyunca gerçekleşen yeniden birleşmeleri tetikleyebildiği gösterilmiştir.

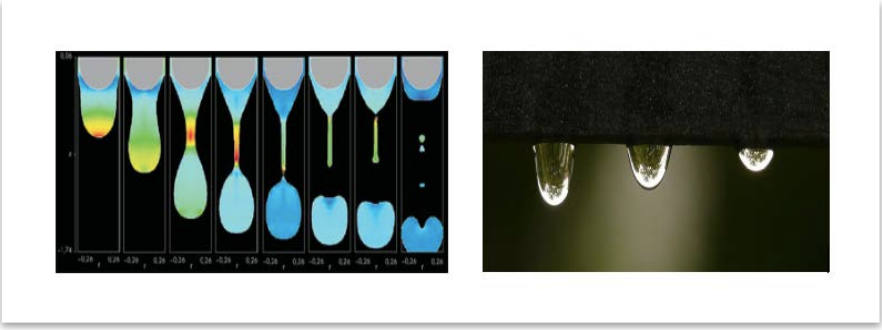


Şekil 2.28: *Sol*: yeniden birleşmeyi tetikleyen komşu yaydaki periyodik bir dalganın şematik gösterimi. Enine salınımı barındıran komşu yay gri renk ile gösterilmiştir ve salınımın sızan bileşeni parlama bölgesiyle etkileşerek yeniden birleşmeyi periyodik olarak tetikliyor. *Sağ*: yeniden birleşme noktasındaki yoğunluğun zamana göre değişimi (Nakariakov ve diğ., 2006).

2.4.2.2. Yeniden Birleşme süreci

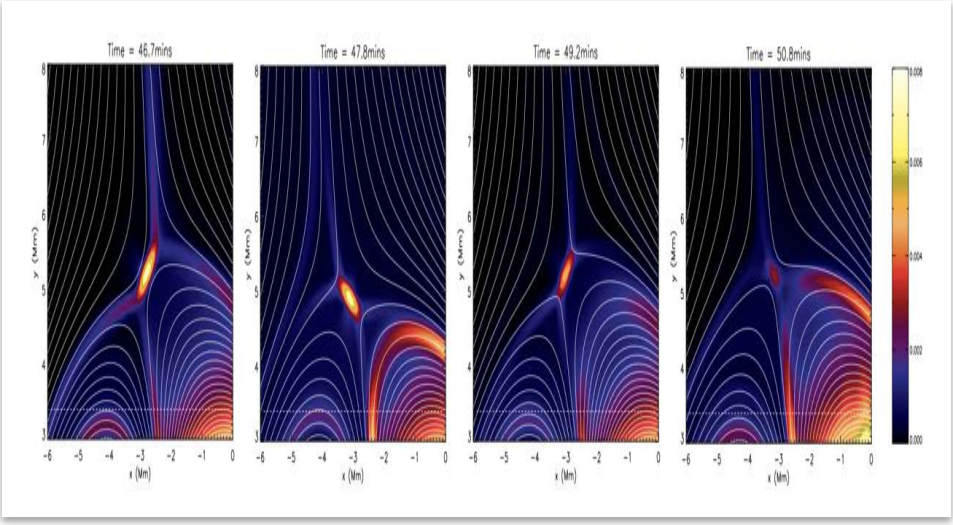
Yukarıda tarif edilen mekanizmalarda QPP'lerin oluşumu, MHD dalga mod salınımlarının neden olduğu parlama plazmasındaki değişimlerle tanımlandı. Kendiliğinden salınımlı durumda ise QPP'ler manyetik yeniden birleşme ve enerji salınımının dinamiğiyle açıklanmaktadır. Parlama enerjisinin serbest kaldığı çerçeveden bakıldığında, manyetik yeniden birleşme patlamalı (bursty) bir davranış veya salınımlı rejimler sergiler. Dolayısıyla, bu durumda QPP'ler parlama enerjisini açığa çıkaran kuvvet ile doğrudan ilişkidir.

Manyetik yeniden birleşme gibi kısa süreli ani enerji çıkışlarının periyodik davranışı yükleme/boşaltma (load/unload; Nakariakov ve Melnikov, 2009) veya 'manyetik damlama' (magnetic drop/dripping; Nakariakov ve diğ., 2010) modelleriyle tanımlanır. Bu modellerde manyetik enerji kademeli olarak birikiyor ve bir eşik değere ulaştığında aniden serbest kalıyor. Gözlenen periyodik davranışın enerji yükleme ve boşaltma dengesi arasındaki ilişkiye bağlı olarak, tesadüfi olduğu kabul edilir. Bu durum manyetik damlama modeliyle şu şekilde açıklanabilir; yavaşça ve sürekli sızan su tavan üzerinde toplanarak büyüyen bir kitle yığınına dönüşür ve kütle çekim kuvveti yüzey gerilme kuvvetine karşı koyamayacak duruma geldiğinde damla aşağıya düşer ve suyun geri kalanı yeniden birleşerek yeni bir kitle yığını oluşturur (Şekil 2.29). Bu durumun sürekli tekrarlanmasıyla damlama hızı periyodik ve kararlı bir hale gelebilir. Damlaların periyodu, akış hızı, kütle çekimsel ve yüzey gerilme kuvvetleriyle belirlenir. Benzer bir şekilde manyetik yeniden birleşme durumunda, manyetik enerji, örneğin fotosferdeki hareketlerle sürekli desteklenerek parlamanın olacağı merkezin civarında birikmeye başlar ve manyetik alan karmaşıklığı belirli kritik seviyeye ulaştığında, biriken enerji bir patlamayla serbest kalır ve bu şekilde enerji tekrar tekrar birikir ve yeniden patlayarak serbest kalır.



Şekil 2.29: Damlama modeline ait örnekler.

Salınımlı manyetik yeniden birleşmenin bir örneği olarak McLaughlin ve diğ. (2012) çalışmasındaki sayısal simülasyonlardan elde edilen sonuçlar, Şekil 2.30'da gösterilmiştir. Burada difüzyon bölgesinin fotosferik hareketlerden dolayı salınımı açıkça görülmektedir.



Şekil 2.30: Difüzyon bölgesinin zamansal evriminin simülasyonlarla gösterimi (McLaughlin ve diğ., 2012). Buradaki dört panelde, dört farklı zamanda yoğunluk kontörleri ve manyetik alan çizgileri gösterilmiştir.

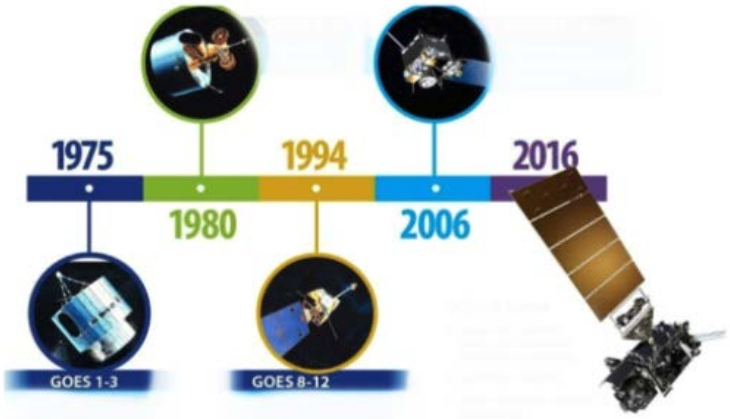
3) MALZEME VE YÖNTEM

3.1 X-IŞIN UYDULARIYLA GÜNEŞ PARLAMALARI

Güneş parlamalarından ve yarı periyodik salınımlarından sorumlu fiziksel mekanizmaları daha iyi anlamak için, parlamalardan gelen emisyonun gözlemsel araçlar tarafından nasıl kaydedildiğini anlamakta hayati önem taşımaktadır. Tez çalışmasında, yüksek enerjilerde gözlenmiş Güneş parlamalarının zaman analizi sistematik olarak yapılarak yarı periyodik salınımların titepe özellikleri ve parlama fazlarıyla olan ilişkisi ortaya konulacaktır. Dolayısıyla Güneş parlama gözlemlerinin büyük bir örneğine ihtiyaç duyulmaktadır. Ayrıca gözlem verileri, birbirini tamamlayan nitelikte çoklu dalgaboylarında alınmış ve zaman analizi çalışmalarına da elverişli olmalıdır. Bu sebeple, Güneş parlamalarının X-ışın gözlem verileri, Dünya atmosferinin yüksek enerjili fotonlara karşı (X-ışın ve gama ışınları) opak (geçirmez) olduğundan uzay-tabanlı teleskoplar ile sağlanmıştır. Bu bölümde, tez çalışmasında verileri kullanılan *GOES* uydu serisi ve *Fermi Gama* Işın Gözlemevi'ne ait bilgiler verilmiştir.

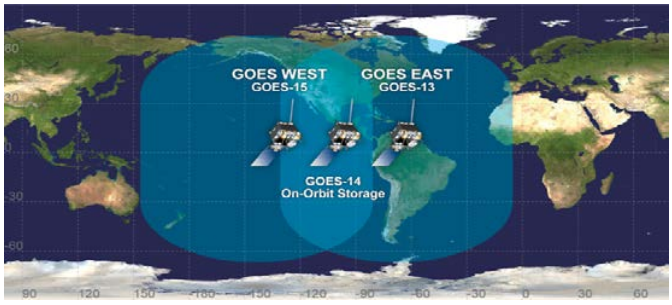
3.1.1 Yer Sabit Yörüngeli Hareket Çevre Uydusu (GOES)

Yer Sabit Yörüngeli Hareket Çevre Uydusu (*GOES*; Geostationary Operational Environmental Satellite), Ulusal Havacılık ve Uzay İdaresi'nin (NASA; National Aeronautics and Space Administration) ve Ulusal Okyanus ve Atmosfer İdaresi'nin (NOAA; National Oceanic and Atmospheric Administration) ortak bir projesidir. *GOES* serisinin ilki olan *GOES-1* uydusunun 16 Ekim 1975 tarihinde yörüngeye oturmasından bu yana sürekli geliştirilerek güncellenen pek çok versiyonu olmuştur. GOES uyduları ve görev tarihleri Şekil 3.1'de gösterilmiştir. En son 1 Mart 2018 tarihinde GOES 17 göreve başlamıştır. *GOES* uyduları Dünyayla eşzamanlı yörüngede (GEO; Geostationary Orbit) bulunduğundan dolanım periyodu 24 saattir.



Şekil 3.1: *GOES* uyduları ve görev tarihleri[17].

Asıl görevi sürekli olarak hava durumu, şiddetli fırtınalar, rüzgarlar, okyanus akıntıları vb. meteorolojik olayları gözleyip bilgi sağlamaktır. Kuzey ve Güney Amerika'nın yanı sıra Pasifik ve Atlantik okyanuslarının çoğunu sürekli olarak gören sabit yörüngelerde aynı anda çalışan her zaman iki uydu vardır (Şekil 3.2) ve Dünya'nın dönüş hızıyla aynı hızda dönen uydular bulutların ve yüzeyin gece gündüz sürekli fotoğrafını çekmektedir (Şekil 3.3). GOES verilerinin sürekli güncel olması sayesinde daha doğru hava tahminlerinin yapılması ve uzun vadeli iklim koşullarının daha iyi anlaşılması sağlanmaktadır.



Şekil 3.2: Amerika Birleşik Devletleri üzerinde *GOES* uydularının konumu. Görüntüde, *GOES-13* "*GOES Eas*t" olarak doğu konumunda faaliyet gösterirken, *GOES-15 "GOES West"* olarak batı noktasında faaliyetini sürdürüyor. *GOES-14* uydusu ikisi arasında yörüngede yedek olarak kullanılmaktadır[18].

[17] https://www.goes-r.gov/mission/history.html ve https://www.wikiwand.com/en/List_of_GOES_satellites ayrıntılı liste için.
[18] **https://www.nesdis.noaa.gov/content/goes-r-has-become-goes-16**



Şekil 3.3: *GOES-13* uydusuyla alınmış Irene kasırgası görüntüsü. Fırtına New York şehrine ulaşmadan ~28 dakika öncesinde tespit edilmiştir. Görüntüde dev bulut tabakasının New England, New York ve Toronto'yu örttüğü görülmektedir[19].

GOES uydusunun farklı görevleri olan çeşitli aletleri vardır. Meteorolojik görevlerde kullanılan aletleri kısaca özetlemek gerekirse;

- *GOES görüntüleyici (GOES Imager):* Yeryüzündeki bulutları ve su buharı yapılarını izleyerek, çok amaçlı görüntüler alır ve rüzgar hızı hesaplamaları yapar[20].
- *Yer-Sabit Arama ve Kurtarma (GEOS&R; Geostationary Search and Rescue):* Genellikle gemi veya uçaklarda tehlike anlarında sinyalleri kullanıcılardan alarak arama ve kurtarma merkezlerine aktarır[21].
- *Goes Alıcısı/Sondası (GOES Sounder):* Atmosferik sıcaklık ve nem ölçümleri için kullanılmaktadır[22].

GOES uydu serisi, meteorolojik olayları izlemenin yanı sıra, Güneş aktivitesindeki olayların (Güneş parlamaları gibi) yeryüzüne etkilerini inceleyebilmek ve bu etkilerden önce bilgi sahibi olabilmek (büyük bir parlama olayı sonrasında koronal kütle atımının sonucu yüksek enerjili parçacıkların yeryüzüne gelme zamanları ve etkileri gibi) amacıyla *GOES* uydu serisi üzerinde

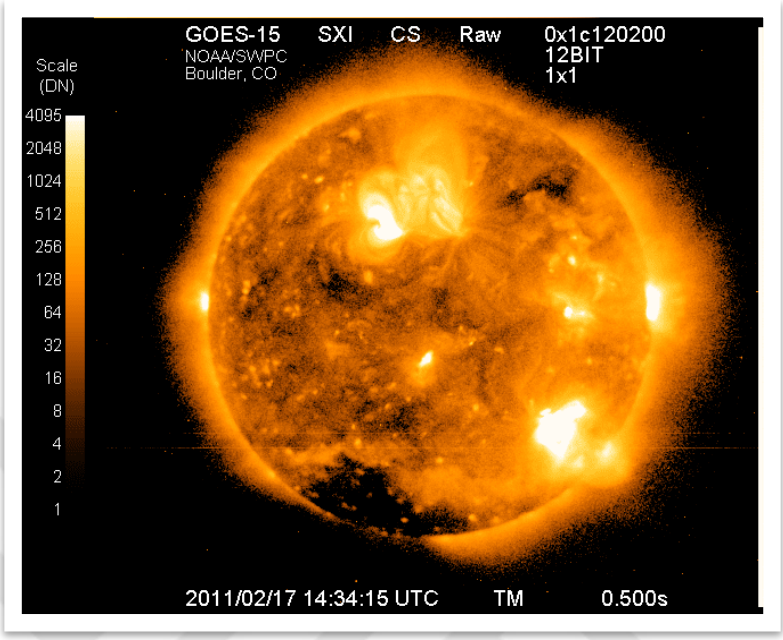
[19] https://www.space.com/12760-hurricane-irene-landfall-satellite-photo-east-coast.html
[20] *GOES* görüntüleyici (https://www.wmo-sat.info/oscar/instruments/view/879)
[21] *Yer-Sabit Arama ve Kurtarma* (https://www.wmo-sat.info/oscar/instruments/view/146.
[22] *Goes Alıcısı/Sondası* (https://www.wmo-sat.info/oscar/instruments/view/526)

iki alet bulunur: X-ışınlarında koronanın görüntüleri sağlayan X-ışın Güneş görüntüleyicisi (SXI; Solar X-ray imager) ve uzay çevre görüntüleyici (SEM; space environment monitor).

Güneş X-ışın Görüntüleyicisi (SXI; Solar X-ray imager): Güneş'in en dış atmosfer tabakası olan koronanın 0.6-6 nm (yumuşak X-ışın) dalgaboyu aralığında tüm Güneş diskinin dakikada en az bir görüntüsünü almaktadır[23].

Güneş'in X-ışınlarında alınan gözlemleri, uzay havası tahmincilerinin güneş parlamalarını, yayları, koronal delikler ve koronal kütle atımları gibi Güneş aktivitesine bağlı olayların görüntülenmesine izin vermektedir (Şekil 3.4). Bu olayların konumlarının ve büyüklüklerinin bilinmesi, hangi olayın Dünya'yı ve atmosferi nasıl etkileyebileceğinin tahmin edilebilmesine olanak sağlamaktadır. Ayrıca Dünya ve uzay sistemlerine müdahale eden uzay havası koşullarının zaman tahminlerinde uyarıları belirleme yöntemlerini büyük ölçüde geliştirir. NOAA, bu etkileri radyo kesintileri, radyasyon fırtınaları ve jeomanyetik fırtınalar olarak sınıflandırmaktadır. Radyo kesintileri askeri ve ticari iletişim ve navigasyon sistemlerini etkilerken radyasyon fırtınaları ise çalışan uzay aracına zarar verebileceği gibi yüksek enlemlerde çalışan insanları da (astronotlar gibi) aşırı radyasyona maruz bırakabilir.

[23] https://www.swpc.noaa.gov/products/goes-solar-x-ray-imager-sxi

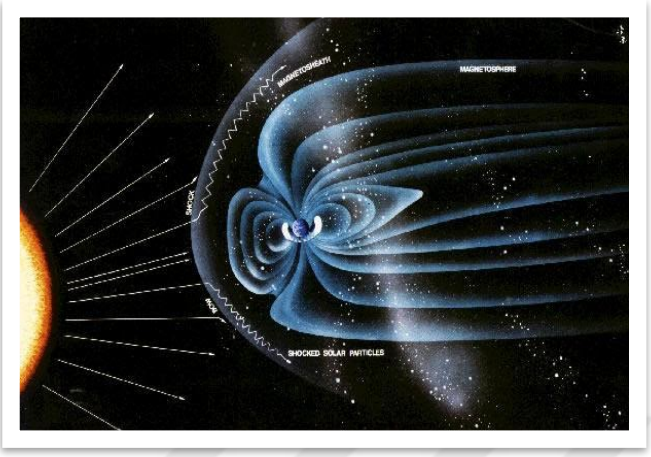


Şekil 3.4: 17 Şubat 2011 tarihinde GOES-15 SXI ile görüntülenen Güneş koronasının yumuşak X-ışınlarındaki görüntüsü. Bu görüntüde, en parlak noktalar güneş parlamalarını gösterirken karanlık bölgeler koronal deliklerdir.

Uzay çevre görüntüleyici (SEM; Space Environment Monitor): Üç ana cihaz grubundan oluşur:

1. ***Manyetometre cihazı (magnetometer sensor):*** Manyetosferdeki jeomanyetik alanın gözlenmesi için tasarlanmış iki özdeş manyetometreye sahiptir[24]. Dünya'nın jeomanyetik alanının büyüklüğünü ve yönünü ölçmek için birbirlerinden bağımsız ve aynı anda çalışabilirler. Bu cihaz, Güneş'ten gelen enerji yüklü parçacıklar, Güneş rüzgârı şokları[25] veya koronal kütle atımları gibi Dünya manyetosferini doğrudan etkileyen olayların olduğu durumunda alarm verir (Şekil 3.5) ve jeomanyetik aktivite seviyesini değerlendirerek uydu yakınındaki manyetik alan değişimlerini tespit eder. Manyetometre verileri[26] bilim komisyonları ve diğer ilgili kullanıcılar için arşivlenir. İkinci manyetometre cihazı ayrıca ilk manyetometre cihazının arızalanması durumunda yedek olarak da kullanılır (NOAA GOES-N,O,P uydu kılavuzu).

[24] Manyetometre kaynaklar https://www.wmo-sat.info/oscar/instruments/view/273
[25] Güneş rüzgarını oluşturan manyetik bulut, Dünya manyetik alanının sınırını oluşturan Manyetopoz ile çarpışıp, bir şok etkisi oluşturarak jeomanyetik salınımlara neden olur (Hanslmeier, 2004).
[26] Manyetometre verileri, https://www.swpc.noaa.gov/products/goes-magnetometer



Şekil 3.5: Dünya'nın manyetosferi ve Güneş rüzgârı arasındaki etkileşim. © NASA MSFC Space Plasma Physics.

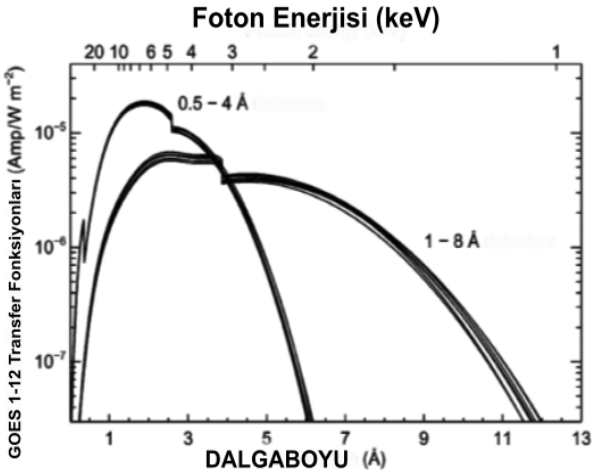
2. ***Enerji yüklü parçacık cihazı (EPS; energetic particle sensor):*** Yörüngesi üzerindeki protonlar, elektronlar ve alfa parçacıkları gibi enerji yüklü parçacıkları ölçer[27]. Uydu çevredeki radyasyon, Güneş'ten gelen yüklü parçacıklardan veya uzayın derinliklerinde ivmelenen kozmik ışınlardan oluşur. EPS, 0.6-4 MeV aralığında elektronları, 0.74-900 MeV aralığında protonları ve 3.8-500 MeV aralığında alfa parçacıklarını tespit eden detektörlerden oluşmaktadır. Cihaz, geniş bir enerji aralığında parçacık sayısını doğru bir şekilde belirler ve tehlike anında alarm verir. Enerji yüklü parçacıklar hem uydular hem de astronotlar için bir risk teşkil edebilir. Ayrıca, karada ve uçakta kullanılan navigasyon ve iletişim sistemlerini de bozabilir. Bu cihazlarla çevrenin uzun vadede sürekli izlenmesi, özellikle, uydu tasarımı için mühendislik yönergelerinin hazırlanmasında, uydu arızasının veya anormal davranışının çözümünde, insanların radyasyona maruz kalma riskinin belirlenmesinde ve radyasyon ortamının geliştirilmiş modellerle incelenmesinde bir temel teşkil eder (NOAA *GOES*-N,O,P uydu kılavuzu).
3. ***Güneş X-ışın Cihazı (XRS: Solar X-ray Sensor) ve Uzak Ultraviyole Cihazı (EUV-Extreme Ultraviolet Sensor):*** *XRS* çift iyon bölmeli detektörlerden oluşur (Hanser ve Sellers, 1996). Her bir bölme farklı dalgaboyu aralığına tekabül eder; *XRS-A* bölmesi (kısa kanal, 0.5-4 Å) xenon gazıyla dolu ve berilyum filtresinin kalınlığı daha ince iken

[27] https://www.wmo-sat.info/oscar/instruments/view/849

XRS-B bölmesi (uzun kanal, 1-8 Å) argon gazıyla dolu olup berilyum filtresinin kalınlığından daha azdır.

Ölçülen ham miktarlar, detektöre gelen X-ışın akısıyla iyon odalarında indüklenen akımlardır. Ölçülen duyarlılık (response) ise, gelen X-ışın akı birimi başına üretilen akım miktarına karşılık gelen transfer fonksiyonu ile açıklanır. Her dedektör başlatılmadan önce kalibre edilir. Şekil 3.6'te *GOES* serisinin ilk on iki uydusu üzerindeki XRS detektörünün uzun ve kısa kanallarının duyarlılık fonksiyonları gösterilmektedir. Uydular arasında önemli bir değişikliğin olmadığı standart bir durumun korunduğu görülmektedir. Bu durum, uzun süredir gözlem yapan *GOES/XRS*'nin geçmiş ve şimdiki verilerinin karşılaştırılabilmesi için önemlidir.

GOES uydu serileri 40 yılı aşkın bir süredir 0.5-4 Å (3.1-24.6 keV) ve 1-8 Å (1.6-12 keV) dalgaboyu aralıklarında Güneş'in X-ışın akılarını ölçmektedir. Dolayısıyla, *XRS* gözlemleri X-ışınlarında parlama verilerini incelemek için ciddi bir kaynak arşivi sunar. Güneş fiziğinde başka hiçbir gözlem arşivi Güneş'i bu kadar uzun bir süre boyunca sürekli olarak izlemediği için bu bağlamda *XRS* verileri, Güneş enerjisinin kaydını sağlayan hayati bir öneme sahiptir.



Şekil 3.6: GOES 1-12 uydularındaki *XRS* detektörlerinin duyarlılık fonksiyonu. Görüldüğü gibi farklı cihazlardaki dedektörler arasında nispeten çok küçük farklılıklar olmuştur (White ve diğ., 2005).

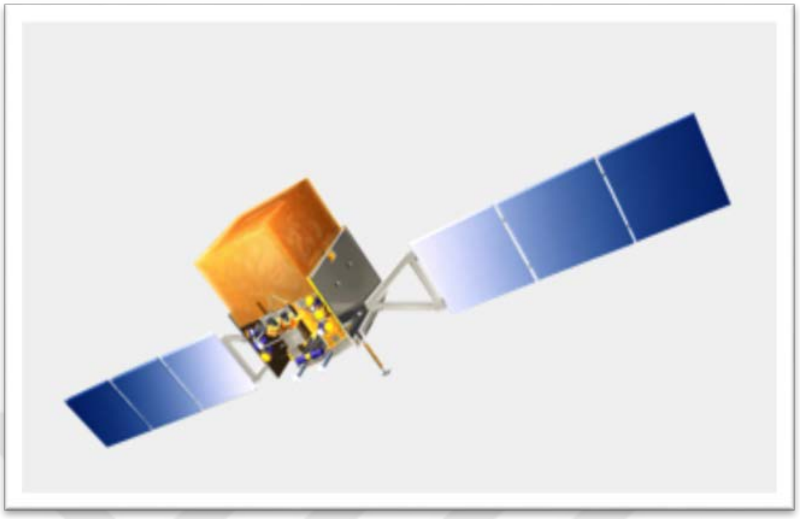
XRS-B (1-8 Å) enerji aralığındaki gözlemler, güneş parlamalarının standart X-ışın sınıfını (Bölüm 2.3.1.1'de parlamaların X-ışın sınıflamasında verilen Tablo 2.4 gibi) veren temel ölçümlerini sağlar. *XRS*'nin bir diğer önemi ise, radyo iletişimini ve GPS'i bozabilecek iyonosferik değişiklikler gibi jeofiziksel olaylara karşı uyarıları sağlayarak uzay havasının önemli araştırma konularından biri olan parlama tahminlerinin yapılmasına da yardımcı olur.

EUV cihazı ise *GOES* serisinin 13. uydusundan itibaren kullanılmaya başlanmıştır. Bu detektör 33 sn zaman aralıklarında 10, 30, 60, 80 ve 126 nm olmak üzere beş farklı dalgaboyunda Güneş'in EUV enerjisini ölçer. Güneş'in EUV üretimindeki değişiklikler iyonosfer tabakasının yoğunluğunu 10 kata kadar değiştirebilir, bu da düşük Dünya yörüngesindeki uydularda frenlenmeye neden olabilir. Ayrıca, iyonosferin yoğunluğundaki artış radyo iletişimini ve uydu navigasyonunu da etkileyebilir[28].

3.1.2 Fermi Gama Işın Gözlemevi

Parçacık fiziğinin öncü isimlerinden biri olan İtalyan fizikçi Endrico Fermi'den ismini alan Fermi Gama Işın Teleskobu 11 Haziran 2008 tarihinde Delta-II roketi ile Florida eyaletinden fırlatılmıştır (eski adı: GLAST). Bilimsel görevine 4 Ağustos 2008 tarihinde başlamıştır. Yeryüzünden 565 km yüksekle alçak bir yörüngede, dolanım periyodu 96 dk (1sa 36 dk) ve 25.6 derecelik eğim açısıyla dairesel yörüngede dolanmaktadır. Enerji aralığı 8 keV ile 300 GeV aralığındadır. İki ana enstrümandan oluşur: Geniş Alan Teleskobu (LAT: Large Area Space Telescope) ve Gama Işını Patlama Monitörü (GBM: Gamma-ray Burst Monitor). Fermi gama ışın gözlemevine uydu şematik görünümü Şekil 3.7'de verilmiştir.

[28] https://www.wmo-sat.info/oscar/instruments/view/851



Şekil 3.7: *Fermi* Gama Işın Gözlemevi[29].

Geniş Alan Teleskobu (LAT: Large Area Space Telescope): Görüş alanı (FoV) gökyüzünün %20'si (2.4 sr) kadardır ve tüm gökyüzünü her üç saatte bir (yani her iki yörüngede bir) gözlemleyebilir. Tüm gökyüzü taramalarında standart gözlem moduyla ilk olarak kuzey yarım küreyi daha sonrada güney yarım küreyi gözlemler (Atwood ve diğ., 2009).

Geniş alan teleskobu, ACD (Anti Coincidence Detector), hassas takipçi ve kalorimetre olmak üzere üç kısımdan oluşmaktadır (Şekil 3.8). Bu kısımların görevleri ve geniş alan teleskobuna gelen yüksek enerjili fotonların gama ışınları olarak belirlenebilmesi için takip edilen yollar (Şekil 3.8 takipçi cihazında gösterildiği gibi) birkaç adımda özetlenebilir;

1.adım: Yüksek enerjili foton ilk olarak (bir sinyal oluşmadan önce) çarpışma karşıtı detektöre (ACD) gelir ve eğer bu kısımda kozmik ışınlardan kaynaklı fotonlar varsa belirlenip ~%99.9 hassasiyetle geri çevrilir.

2.adım: ACD'deki eleme işleminden sonra gelen foton 16 tungsten tabakanın herhangi biriyle etkileşerek çift oluşum süreci ile bir pozitron-elektron çiftine dönüşür.

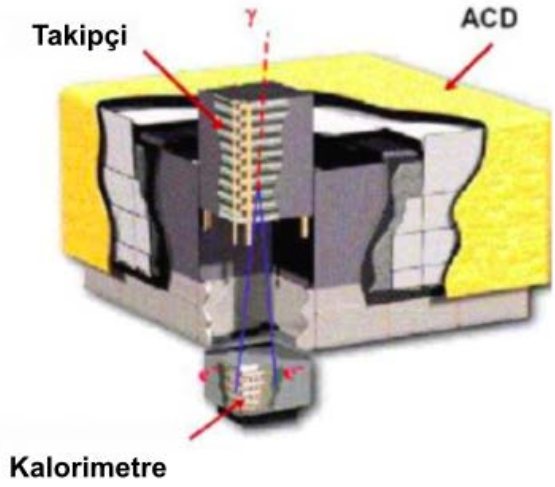
3.adım: Takipçiye gelen pozitron elektron çifti iz bırakır ve çiftin yolu izlenerek fotonun yönü belirlenir.

[29] http://gammaray.msfc.nasa.gov/gbm/

4.adım: Pozitron elektron çifti kalorimetreye çarpar ve çarpma sonrasında kinetik enerjilerini bırakırlar. Böylece gelen fotonun enerjisi bir gama ışın fotonu olarak belirlenir (sinyal oluşur).

5.adım: Son olarak oluşan sinyal, Dünya atmosferinden yayınlandığı düşünülen gama ışınlarının geliş doğrultuları göz önünde bulundurularak bir DAQ yazılım programı aracılığıyla çıkartılır.

Tüm bu adımlar sonucunda, geniş alan teleskobu bir gama ışını fotonunu algılayabilmek için ~100,000 kozmik ışını geri çevirir ve gelen fotonların enerjileri birkaç TeV'ye kadar ölçebilir.



Şekil 3.8: Geniş alan teleskobunun bölümleri. Kırmızı kesikli çizgi yüksek enerjili bir fotonun takibinin şematik gösterimi (Atwood ve diğ., 2009).

Geniş alan teleskobu süper kütleli kara delik sistemleri ve aktif galaktik çekirdekleri (jetleri), pulsarlar, gama ışını patlamaları, kozmik ışın elektronları, yüksek enerjili çift yıldız sistemleri ve novalar, süpernova kalıntıları ve Güneş parlamaları vb. gama ışınları yayımlayan birçok gök cismini araştırmak amacıyla tasarlanmıştır. Bu tür gökcisimlerinin hassas ölçümler ile araştırılmasına olanak sağlayarak gama ışın astronomisinin gelişmesinde önemli katkıda bulunur.

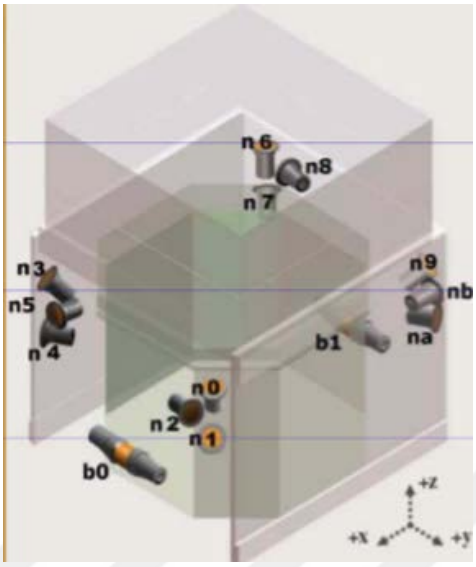
Gama Işın Patlama Monitörü (GBM: Gamma-ray Burst Monitor): 8 keV-40 MeV geniş enerji aralığına sahiptir (Meegan ve diğ., 2009). Gama Işını Patlama Monitörü 8-1000 keV

enerji aralığında 12 adet NaI (sodyum iyodür[30]) detektörüyle geniş alan teleskobuyla enerji aralıkları örtüşen 150 keV-40MeV enerji aralığında 2 BGO (Bizmut Germanyum Oksit[31]) dedektöründen oluşur.

Fermi uydusunun tüm gökyüzü alanını gözleyebilmesi için bu detektörlerin hepsi farklı konumları görebilecek şekilde alet üzerine monte edilmiştir, dolayısıyla, olayın yeri her detektörün sayım oranları ile karşılaştırılarak belirlenmektedir. NaI (Tl) detektörlerinin tek başına toplam FoV değeri ~8 sr iken, BGO neredeyse tüm gökyüzünü gözlemlemektedir (bkz. Şekil 4.10). BGO dedektörünün çapı 12.7 cm ve kalınlığı 12.7 cm iken, NaI dedektörünün ise çapı 12.7 cm ve kalınlığı 1.27 cm'dir (Şekil 3.9). Fotonlar, bir NaI detektörüne ulaşmadan önce, iletilen fotonların enerji aralığını belirleyen 0.2 mm kalınlığındaki Be ve 0.7 mm kalınlığındaki Si filtrelerinden geçer. Ayrıca, sintilatörler tarafından üretilen fotonları elektrik akımına dönüştürmek için herbir dedektörün, fotokatlandırıcı tüpü vardır.

Fermi/GBM teleskobu her ne kadar evrendeki gama ışın patlamalarını keşfetmek için geniş alan teleskobunun düşük enerjilerde gözcüsü olarak tasarlanmış olsa da güneş parlaması gibi olaylarında yüksek kaliteli gözlemlerini de yapmaktadır. Bu tür olayların hem yüksek zamansal hem de tayfsal çözünürlüklü verilerini sürekli kaydetmektedir, dolayısıyla gözlediği olayların zamanlama ve tayfsal analizlerinin yapılmasına imkân verir.

[30] Düşük maliyet, yüksek verimlilik ve yeterli tayfsal çözünürlüğü bir araya getiren 8-1000 keV enerji aralığı için ideal bir sintilasyon malzemesinden üretilmiştir.
[31] 50 keV- 40 MeV enerji aralığında en iyi hassasiyette ölçümlerin yapılabilmesini sağlayan yüksek yoğunluklu bir malzemedir.



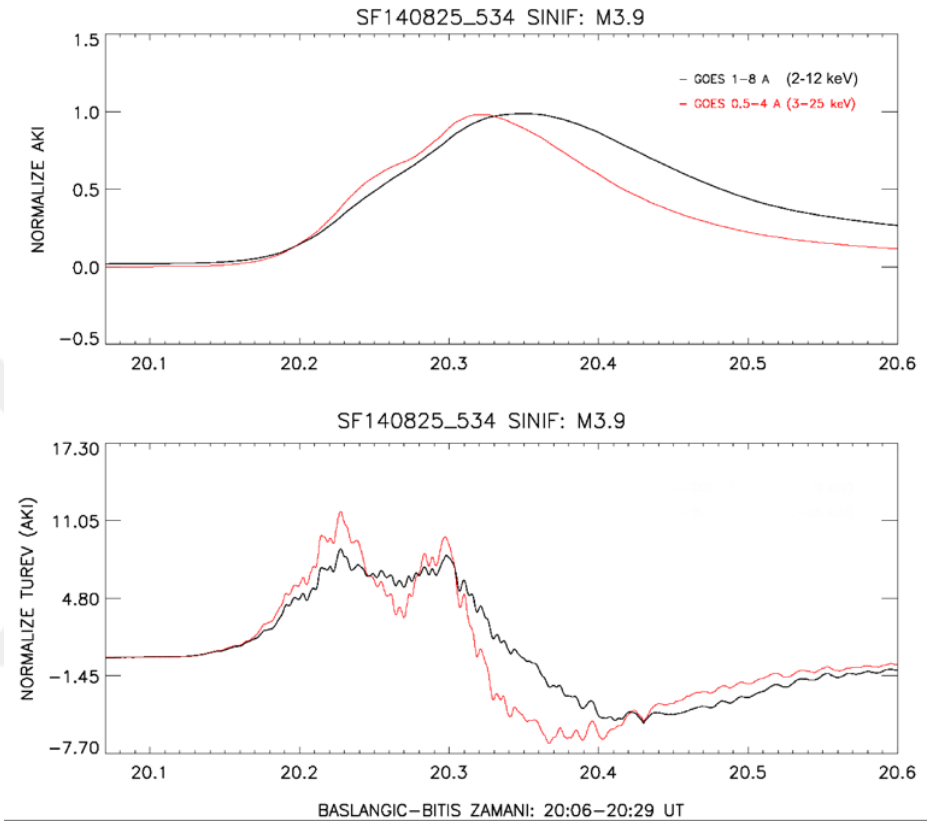
Şekil 3.9: 12 NaI (0-12) ve 2 BGO (12 ve 13) olmak üzere 14 dedektörün GBM teleskobundaki yerleşim düzenini gösteren şematik diyagram (Meegan ve diğ., 2009).

3.1.2.1 GOES/XRS ve FERMİ/GBM Veri Tipleri

GOES VERİ TİPİ: *GOES* uyduları üzerlerine monte edilmiş X-ışın dedektörleri ile 0.5-4 Å (3.1-24.6 keV) ve 1-8 Å (1.6-12 keV) dalgaboyu aralıklarında Güneş'ten gelen ışınımı kesintisiz günlük dosyalar halinde kaydeder. 40 yılı aşkın bir süredir Güneş'in X-ışın akılarını ölçen *GOES* uydularının zaman çözünürlüğü 3 sn iken 1 Aralık 2009 tarihinde itibaren 2 sn'ye çıkartılmıştır. *GOES*-14'ten itibaren yapılan bu yeni gözlemler ile, yumuşak X-ışını emisyonun zaman serilerinde küçük genlikli ince yapılar ve salınımlar daha belirginleşmiştir. XRS'nin yeni sürümlerinden elde edilen bu veriler mükemmel bir sinyal-gürültü değeri ve 2.048 sn zaman çözünürlüğüne sahiptir. Dolayısıyla, Güneş parlamalarında yarı periyodik salınımların aranması için mükemmel bir arşiv sunar.

Yumuşak X-ışını zaman türevinin genellikle sert X-ışını (veya mikrodalga) ışık eğrisine benzer olduğu iyi bilinmektedir. Bu "Neupert etkisi" olarak bilinir (Neupert, 1968; Dennis ve Zarro, 1993). Hem yumuşak X-ışını zaman türevi hem de sert X-ışın zaman serisi parlamanın atımlı (impulsive) fazındaki enerji çıkışını yansıtıyorsa türev zaman serilerindeki keskin çıkıntıların sert X-ışın zaman serisindeki çıkıntılar ile iyi uyuşması beklenir. Diğer bir deyişle, eğer açığa çıkan parlama enerjisi termal olmayan elektronlardan kaynaklanıyorsa Neupert etkisi oluşur ve

ince yapılar belirgin halde görülür. *GOES* zaman türevlerinde görülen geçici ince yapıların bir örneği Şekil 3.10'de gösterilmiştir.



Şekil 3.10: *GOES*'un 1-8 Å (siyah) ve 0.5-4 Å (kırmızı) kanallarında gözlenen M3.9 sınıfı SF140825_534 parlamasının ışık eğrileri. Üst panel: türevi alınmamış ışık eğrileri. Burada termal emisyonun profili nispeten düz görünmektedir. Alt panel: türevi alınmış ışık eğrileri. Termal emisyonun profilinde çok sayıda puls ve küçük ölçekli ince yapı belirgin bir şekilde kendini göstermektedir.

Tez çalışmasında, Güneş parlamalarında gözlenen yarı periyodik salınımlarının ayrıntılı araştırmak için *GOES/XRS* verileri kullanılmıştır. Tezde kullanılan parlamaların tarih aralıkları dikkate alındığında, serinin *GOES*-13, 14 ve 15 uydularının XRS verileri kullanılmıştır. Seçilen tarih aralığı içerisinde 19 Kasım 2016'da fırlatılan GOES-16 ve 1 Mart 2018 tarihinde *GOES* 17 uyduları da göreve başlamıştır ancak bu uydulara ait XRS parlama verileri GOES veri arşivinde bulunmadığından dolayı verilerimiz diğer üç uyduyla sınırlı kalmıştır.

GBM VERİ TİPİ: GBM verileri günlük (daily) ve patlama (burst trigger) olmak üzere iki şekilde arşivlenir. Günlük veriler sürekli alınırken patlama anı verileri ise NaI detektörlerinden

en az ikisinde bir eşik değeri üzerinde (0.74 foton/cm^{2}s) sayımlar (counts) tespit edildiğinde oluşturulur.

Bir foton NaI detektörlerinden birine geldiğinde puls yüksek analizörü (pulse height analyzer) ile bir sinyal ölçülür. Foton ne kadar yüksek enerjili olursa üretilen sinyalde o kadar yüksek olur ve gelen her sinyal yüksekliği ölçüldükten sonra 8 veya 128 farklı enerji kanallarına göre gruplanır. Gbm'in CTIME, CSPEC ve TTE ile gösterilen üç tip bilimsel veri paketi vardır.

CTIME (Continuous high time resolution): Her bir dedektör için sekiz farklı enerji aralığında alınmış yüksek zamansal çözünürlüklü verileri içermektedir. Zaman çözünürlüğü 64 ms ile 1024 ms arasında değişmekle birlikte varsayılan değeri 256 ms'dir. Zaman analizi yapmak için uygundur. Her bir dedektör için kesintisiz günlük dosyalar halinde kaydedilir. Patlama süresince çözünürlük 64 ms'ye otomatik olarak ayarlanır. CTIME enerji aralıkları Tablo 3.1'de verilmiştir.

CSPEC (Continuous high spectral resolution): Her bir dedektör için 128 enerji kanallından oluşur. Tayf analizinde kullanılan bu tür verilerin zaman çözünürlüğü 1,024 ile 32,768 ms arasında değişmekle birlikte varsayılan değeri 4,096 ms'dir. Patlama süresince çözünürlük 1,024 ms'ye otomatik olarak ayarlanır.

TTE (Time-tagged events during bursts): Sadece patlama süresince oluşturulan dosya tipidir. Zaman çözünürlüğü, tetiklenme anından 300 sn için iki mikro-saniyedir. CSPEC gibi 128 enerji kanalına sahiptir.

Fermi GBM verileri, Güneş parlamalarının zaman serilerindeki salınım sinyallerini incelemek için mükemmel bir kaynaktır. Veri tiplerine göre her bir dedektör için parlama sırasında sürekli üretilmektedir. CSPEC ve CTIME patlama verileri 4,000 sn öncesi ve 4000 sn sonrası tetikleme verileri sağlarken, TTE (Zaman etiketli olay) veri tipi 30 sn öncesi ve 300 sn sonrası için (genellikle gama ışın patlama çalışmalarında kullanılan veriler gibi) tetikleme verileri sağlar. Günlük CSPEC VE CTIME verileri ise 24 saat boyunca sürekli olarak kaydedilmektedir.

Tez çalışmasında, Güneş parlama süreleri dikkate alındığında (parlamalar genellikle beş dakikadan daha uzun sürmektedir) patlama verilerinin zaman aralığı yetersiz olduğu görülmüştür bu sebepten günlük olarak kaydedilen CTIME verileri kullanılmıştır.

Tablo 3.1: Gama Işın Patlama Monitörü CTIME enerji aralıkları.

CTIME Enerji Kanalları	Minimum Enerji(keV)	Minimum Enerji (keV)
0	4.06265	11.2056
1	11.2056	26.0169
2	26.0169	49.6523
3	49.6523	101.114
4	101.114	294.839
5	294.839	537.224
6	537.224	976.555
7	976.555	2000.00

Tez çalışması kapsamında GBM ile gözlenen parlamaların 3-12 keV (0.), 12-25 keV (1.), 0. ve 1. kanalların enerjilerinin toplamından elde edilen 3-25 (01.), 25-50 keV(2.) ve 50-100 keV(3.) enerji aralığındaki veriler dikkate alınmıştır.

3.2 GOES/XRS VE FERMİ/GBM UYDU VERİLERİNİN SEÇİMİ

Tez çalışmasında yukarıda da belirtildiği gibi *GOES/XRS* ve *Fermi/GBM* dedektörüyle sürekli kaydedilen günlük veriler kullanılmıştır.

Gözlem verilerinin tarih aralığını belirlerken başlangıç olarak 11 Haziran 2008 tarihinde Fermi gama-ışın uzay teleskobunun göreve başlaması olarak kabul edilmiştir. Tez süresince aktiviteye bağlı olarak yeni oluşabilecek parlamalar sürekli olarak takip edilmiştir. Bu yüzden bitiş tarihi, tez çalışma süreside de dikkate alınarak, 26 Aralık 2019 olarak belirlenmiştir. Aynı zamanda bu seçilen tarih aralığı 24.Güneş Çevriminin başlangıç (Aralık 2008) ve bitiş (Temmuz 2019) zamanlarıyla da örtüşmektedir yani bir aktivite çevrim sürecini kapsamaktadır. Gözlenen parlamalardan (tüm parlama sınıfları: X, M, C, B, A sınıfı dahil) gözlem kalitesi daha yüksek olan parlak iki sınıfın yani M ve X sınıflarının tüm parlamaları analizlerde kullanılmıştır.

GOES veri arşivinde yıllık olarak oluşturulan ve tüm parlama sınıflarını içeren parlama listeleri dikkate alınarak, seçilen tarih aralığına için bir GOES parlama listesi oluşturulmuştur. Listede sırasıyla tarih, başlangıç zamanı, maksimum zamanı, bitiş zamanı, sınıfı, Güneş üzerindeki pozisyonu (varsa), aktif bölgesi (varsa) gibi parlama bilgilerini içeren sütunlar bulunmaktadır. GOES katalogda tüm parlama sınıfları: X, M, C, B, A sınıfı dahil toplamda 15,239 adet parlama

verisi bulunmaktadır. Bu liste içerisindeki 799 parlamanın X ve M sınıfı olduğu tespit edilmiştir.

GBM ile gözlenen X ve M sınıfı Güneş parlamalarının listesini oluşturmak için GBM parlama listesi dikkate alınmıştır. Toplam 5,123 Güneş parlaması içeren listede sırasıyla; tarih, başlangıç zamanı, maksimum zamanı, bitiş zamanı, parlama süresi, maksimum sayım değeri, toplam sayım değeri, Güneş'e yönlendirilmiş *GBM* dedektör numaraları, *GBM* tetiklenme numarası (varsa), *RHESSI* parlama numarası (varsa) gibi parlama bilgileri yer almaktadır. Bu katalogda parlamaların sınıfıyla ilgili bilgi bulunmamaktadır.

Tez çalışmasında dikkate alınan başlangıç ve bitiş zamanları doğrultusunda oluşturulan *GOES* ve *GBM* parlama listelerinde analizlerde kullanılabilecek ortak parlamaları belirleyebilmek için karşılaştırmalar yapılmıştır ve bu karşılaştırmalar sonucu oluşturulan listelerdeki parlamalar belli başlı aşamalar dikkate alınarak büyük bir örnek üzerinden kapsamlı bir *GOES/GBM* X ve M sınıfı Güneş Parlamaları kataloğu oluşturulmuştur (bkz: EK 2).

3.3 PARLAMA BAŞLANGIÇ VE BİTİŞ ZAMANLARININ BELİRLENMESİ: BAYESYEN BLOK METODU

Tez çalışmasının amacı QPP'ler ile parlama fazları (parlama öncesi faz, atımlı faz ve kademeli azalan faz) arasındaki ilişkilerin araştırılmasıdır. Dolayısıyla zaman serisi analizi için parlama zaman aralığını bu üç fazı kapsayacak şekilde belirlemek gerekir. Fakat NOAA kriterleriyle belirlenen *GOES* parlama zaman aralıkları sadece atılımlı faz ve kademeli azalan fazın bir kısmını içermektedir. Bu sebepten ötürü, tez çalışmasında hem *GOES* hem de *GBM* parlamaların zaman aralıklarını sistematik olarak belirlemek için Bayesyen Blok (BB; Bayesian Block) metodu (Scargle ve diğ., 2013) kullanıldı.

BB metodu dinamik programlama algoritmasını uygulayarak zaman serisi verilerinin en uygun adım fonksiyon modelini bulur (Jackson ve diğ., 2005). Bu adım fonksiyonu zaman serilerindeki yerel yapıları kolayca ortaya çıkarabilecek ışık eğrilerini temsil eder. Maksimum olasılığa[32] karşılık gelen adım fonksiyonları farklı boyutlarda olabilir (Scargle, 1998; Scargle ve diğ,. 2013).

[32] *Maksimum olasılığa (maximum likelihood):* İstatistikte, maksimum olabilirlik tahmini olarak bilinen bir modelin parametrelerini en iyi olabilirlik fonksiyonunu ile tahmin eden, yani yapılan gözlemlerin kullanılan istatistiksel model içinde en olası olduğu parametreleri seçen bir tahmin yöntemidir. Vikipedi

GOES/XRS ve *Fermi/GBM* gibi foton sayma (counting) araçlarıyla kaydedilen veriler, sabit bir zaman veya zaman aralığında meydana gelen bir dizi olayın algılama olasılığını ifade eden bir Poisson dağılımı[33] gösterirler. BB'ler ilk olarak, bir gama ışın patlamasında olduğu gibi, foton oranının zaman ile değiştiği foton sayma verileri için türetilmiştir.

Analizin amacı, foton sayım oranının değişmediği en uygun kutuyu (binning) yani blokları tanımlamaktır. Blokların eşit boyutlara sahip olması gerekmemektedir. Her bir blok foton sayımlarının Poisson modelini veren bir olasılıktır[34]. BB metodunda bir *k* bloğunun olasılık fonksiyonu (*L*) aşağıdaki bağıntı ile tanımlanır;

$$lnL^{(k)} = N^{(k)} ln\lambda^{(k)} - \lambda^{(k)} T^{(k)} \tag{3.1}$$

Burada $N^{(k)}$ *k* bloğundaki olayların toplam sayısıdır, $l^{(k)}$ beklenen sayım oranı, $T^{(k)}$ ise *k* bloğunun süresi ve λ sinyal gücüdür. Bu çalışmada parlama sürelerinin belirlemek için Scargle ve diğ. (2013) tarafından geliştirilen algoritma parlama verilerine uyarlandı.

3.4 ZAMAN ANALİZİ

Zaman serisi, veri noktaları kümesinin (ışık eğrisinin) belirli bir döngü aralığında (dakika, saat, yıl vb.) frekansı ifade eden ve zaman içinde tekrarlanan periyodikliği gösteren olaylar dizisidir. Zaman serileri gözlenen fiziksel büyüklüğün zaman veya konum içerisindeki davranışına bakarak büyüklüğün doğasını anlamak ve elde edilen sonuçlardan geleceğe ilişkin kestirimlerde bulunmak amacıyla oluşturulur. Bir nesnenin zaman içindeki parlaklık değişimini gösteren grafiği ışık eğrisidir. Gökyüzündeki hemen hemen tüm X-ışını kaynakları değişkenlik gösterir. Güneş parlamaları, nova, süpernova, değişen yıldızlar ve X-ışını pulsarları gibi astrofiziksel kaynakların ışık eğrileri bu tür kaynakların özelliklerini incelemek için basit ama önemli bir araçtır.

---

[33] Poisson Dağılımı: Belli bir sabit zaman birim aralığında meydana gelme sayısının olasılığını ifade eder. Bu zaman aralığında ortalama olay meydana gelme sayısının bilindiği ve herhangi bir olayla onu hemen takip eden olay arasındaki zaman farkının, önceki zaman farklarından bağımsız oluştuğu kabul edilir.

[34] http://hosting.astro.cornell.edu/~cordes/A6523/A6523_2015_Lecture27.pdf

Kaynağın ışık eğrilerindeki şiddet değişiklikleri periyodik, yarı periyodik veya bazen periyodik olamayan davranış sergileyebilir. Farklı kaynaklarda gözlenen bu tür değişkenliklerin araştırılmasına zaman analizi denilmektedir. Nihai amaç, herhangi bir değişkenliğin altında yatan mekanizmayı tanımlamak ve onu yöneten fiziksel koşulları anlamaya çalışmaktır. Bu sebeple herhangi bir X-ışını kaynağının ışık eğrisine bakıldığında akla gelen ilk aranacak şey belirli zaman aralıklarında tekrar eden süreç olan periyodikliktir. Bazen sadece ışık eğrisine bakarak periyodik bir sinyali belirlemek mümkündür, ancak genellikle sayısal bir bilgi almak ve emin olmak için Fourier ya da dalgacık dönüşümlerine dayanan belli başlı zaman analizi tekniklerine başvurulur. Bu nedenle, bu bölümde sinyallerin özelliklerine ve tez kapsamında kullanılan zaman analizine dair yöntemlere değinilecektir.

3.4.1 Fourier Analizi

Fourier analizi, bir sinyalin farklı frekanslarını hesaplayarak sinyali zaman tabanından frekans tabanlı hale dönüştürür. Yani ışık eğrisini her birini farklı bir döneme ve farklı bir güce sahip çok sayıda bileşene ayrıştırır. Bir *f(x)* fonksiyonunun fourier dönüşümü;

$$f(\omega) = \int_{-\infty}^{\infty} f(x) e^{-i\omega x} dx \qquad (3.2)$$

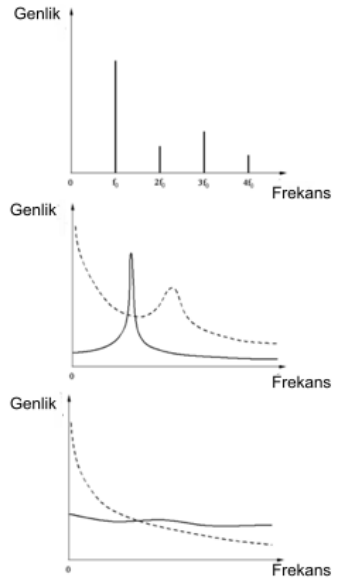
Burada ω açısal frekans (ω =2p/*T* ve *T* periyot), *x* = 0,1,2 ... x-1 zaman serinin elemanları ve *i* kompleks sayının sanal bileşeni olmak üzere $e^{i\omega x} = \cos(\omega x) + i\sin(\omega x)$ Euler formülüyle ifade edilir.

Periyodikliğin olduğu verilerde çok güçlü bileşenler görünebilir. Frekansın bir fonksiyonu olarak her bir bileşenin genliği *Genlik spektrumu*, genliğin karesi de *güç spektrumu* olarak bilinir.

3.4.2 Astronomik Sinyaller

Tüm sinyalleri kapsamasa bile astronomik sinyaller için oldukça yararlı bir sınıflama vardır. Sinyallerin sınıflaması periyodik, yarı-periyodik ve stokastik[35] olarak üç temel değişim türüne göre yapılır (Şekil 3.11).

[35] http://www.fysik.lu.se/fileadmin/fysikportalen/UDIF/Bilder/Signal_analysis_in_astronomy.pdf



Şekil 3.11: Farklı sinyal türleri için Fourier spektrumları. Üstte: temel frekansı f_0 olan periyodik sinyal. Ortada: stokastik sinyaller üzerine yerleştirilmiş yarı-periyodik salınım (geniş tepe noktaları). Altta: stokastik sinyaller (düz kalın eğri "beyaz" spektrumu, kesikli eğri "pembe" spektrumu gösterir).

Periyodik sinyal: Belirli bir T periyoduyla kendini tekrar eden sinyaller periyodik sinyaller olarak adlandırılmaktadır. Belirli bir frekansta yoğunlaşan keskin bir tepe noktası olarak görünecektir. Şekil 3.8'de üst kısımda görüleceği üzere, T periyoduna sahip bir sinüzoidal sinyal, dalga formunun genliğinin karesine eşit bir yüksekliğe sahip $f_0 = 1 / T$ frekansında bir tepe oluşturur. Astronomide, periyodik bir sinyal genellikle bir cismin etrafında dönen başka bir cisim sistemleriyle (çift yıldız sistemlerinde) ilişkilendirilmektedir. Bu durumda f_0, temel rotasyon (kaynağın dönmesi) veya yörünge frekansıyla tanımlanabilir.

Yarı periyodik sinyal: Bir güç spektrumunda, küçük bir frekans aralığı üzerinde geniş bir tepe olarak görünür. Öyle bir özellik genellikle bir Lorentzian profilinin şekline benzer (Şekil 3.11 orta kısım). Bu tür sinyaller salınımların yerel faktörlere bağlı olduğu fiziksel sistemler ile ilişkilendirilir, örneğin bir yıldızın atmosferinde ya da onu çevreleyen plazmada gerçekleşen olaylar sonucunda olabilir yani plazmanın yoğunluğuna ve kaynakta gerçekleşen fiziksel olaylara göre tepe farklı bir frekansta da yarı periyodik salınımda bulunabilir.

Periyodik ve yarı periyodik sinyallerle ilişkili yararlı bir kavram, merkezi frekansın bant genişliğine oranı olarak tanımlanan Q faktörüdür;

$$Q = \frac{f_0}{B} \tag{3.3}$$

Burada f_0 frekansı B ise bant genişliğini göstermektedir. Bant genişliği genellikle yarı-periyodik tepein yarı maksimum şiddetindeki tam genişliği olarak tanımlanır. Periyodik sinyallerin Q faktörü 10'dan büyükken yarı periyodik sinyallerin 10'dan küçüktür[36].

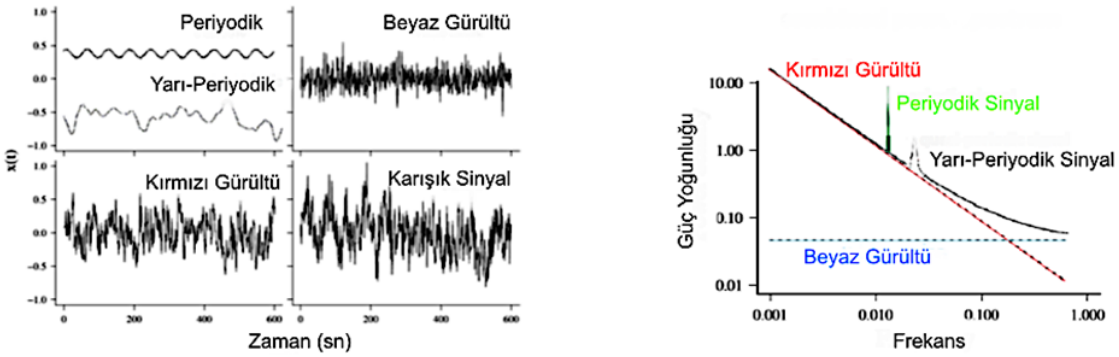
Stokastik sinyal: Şekil 3.11'de alt kısımda gösterildiği gibi fark edilebilir tepe noktaları yoktur fakat genlik genellikle daha düşük frekanslara doğru artar Böyle bir sinyalin Fourier spektrumu düz ise "beyaz", düşük frekanslara (sıfıra) doğru artış gösteriyorsa "pembe" olarak adlandırılır. Gürültü neredeyse her zaman stokastiktir, ancak stokastik değişimler mutlaka gürültü değildir. Stokastik bir şekilde değişen radyasyon yayan birçok astronomik nesne bulunmaktadır.

3.4.3 Gürültü Süreçlerinin Etkisi

Yüksek enerjilerde yapılan gözlemlerde zaman analizi çalışmalarında bir sinyali en doğru şekilde belirleyebilmek için sinyal haricinde gürültü süreçlerinin de hesaba katılması gerekmektedir (Vaughan, 2004).

Dedektöre bir foton geldikten sonra dedektör belli bir zaman aralığı içinde başka bir foton kaydedemez. Ölü zaman olarak tanımlanan bu tür aletsel etkiler zaman serilerinin güç spektrumlarında hem gücün istatistiksel dağılımının karakteristiğini hem de güç spektrumların tüm şeklini değiştiren kırmızı gürültüye neden olur. Oluşturulan güç spektrumlarında güç sabit bir değer etrafında dağılmış gibi olmayacaktır. Aksine, düşük frekanslarda bir güç yasasını yani $f^{-\alpha}$'yı (burada α indeksi spektrumun dikliğini gösterir) izlerken yüksek frekanslarda beyaz gürültü olarak adlandırılan frekans ile değişmeyen düz bir güç dağılımı gösterir. Şekil 3.12'de gürültülerin bir ışık eğrileri ve güç spektrumları üzerindeki etkileri gösterilmiştir. Dolayısıyla, periyodiklik aranırken kırmızı gürültü de dikkate alınmalıdır aksi takdirde yanlış sonuçlara götürebilir (Gruber ve diğ., 2011; Inglis ve diğ., 2015).

[36] http://www.astro.lu.se/~lennart/Teaching/astronomiska-tillampningar_ht14.pdf



Şekil 3.12: Farklı süreçlerin spektral özelliklerini göstermek için oluşturulmuş zaman serileri. Panellerde sırasıyla, sinüs fonksiyonuyla gösterilen periyodik bir sinyal ve yarı periyodik bir sinyal, beyaz ve kırmızı gürültü ve tüm bunların birleşimi içeren karışık bir sinyal gösterilmiştir (sol kısım). Karışık sinyalin güç spektrumu (siyah düz çizgi). Kımızı gürültünün etkisini bir güç kanunu (kırmızı kesikli çizgi) ile modellemek için güç spektrumunun eksenleri logaritmik gösterilmiştir (sağ kısım).

3.4.4 Dalgacık (Wavelet) Analizi

Dalgacıklar zaman serisi verilerinin analizi için popüler bir araçtır (Weng ve Lau, 1994; Lau ve Weng, 1995; Torrence ve Compo, 1998). Temeli Fourier denklemlerine dayananır. Dalgacık yönteminin standart Fourier dönüşümünden üstünlüğü, frekans ve zaman çözünürlüklerine sahip olmasıdır. Bu durum bir sinyalde bulunan tüm frekansları belirlemekle birlikte gerçekleştiği zamanın da tayin edilmesini sağlamaktadır (Torrence ve Compo, 1998). Aynı zamanda zaman serisinin sadece tamamı hakkında karar vermek yerine bölgesel ölçekte küçük dalgalanmaların da dikkate alınması sağlanır.

Dalgacık dönüşümünde, sinyal birkaç parçaya bölünüp her bölünen parça zamana-frekansa göre analiz edilmektedir. Böylece, dalgacık analizi, farklı frekans bileşenlerinde "ne zaman" ve "nerede" sorusunun cevabını vermektedir. Bu bağlamda, frekansı ve zamanı belirlediği için zaman analizinde oldukça tercih edilmektedir. Bir *X(t)* fonksiyonuyla ifade edilen *dt* çözünürlüklü bir zaman serisinin sürekli dalgacık dönüşümü;

$$W_x(s,t') = \int_{-\infty}^{+\infty} \psi^*_{s,t'}(t) X(t) dt \tag{3.4}$$

Burada, $\psi_{s,t'} = \frac{1}{\sqrt{s}} \psi\left(\frac{t-t'}{s}\right)$ ana dalgacık fonksiyonu ve dalgacık $\psi^*_{s,t'}(t)$ fonksiyonunun karmaşık eşleniğidir. Ölçek faktörü olarak tanımlanan *s*, dalgacık fonksiyonunu normalize etmeyi sağlar ve böylece dalgacık fonksiyonu dalgacık dönüşümü tarafından verilen genlikleri

etkilemez. Dalgacık güç spektrumunu elde etmek için dalgacık dönüşümünün mutlak değerinin karesi alınır $|W_x(s,t')|^2$. Dalgacık güç spektrumu belirli bir ölçekte güç miktarı diğer bir deyişle baskın zaman ölçeği hakkında bilgi verir.

Dalgacık analizinin gelişmesiyle Morlet, Paul, Symlets, Meyer, Coiflets gibi birçok ana dalgacık türü tanımlanmıştı. Dalgacık dönüşümü yapılırken ilgilenilen sinyale en uygun olan dalgacık fonksiyonu seçilir. Güneş parlamalarında gözlenen yarı periyodik salınımlar genellikle durağan olmayan (farklı zaman aralıklarında farklı değerlerde olması), dalgacık benzeri sinyaller olduğu için Fourier spektrumlarımda durağan periyotları araştırmak oldukça ihtiyatlı olur. Bu yüzden tez çalışmasında, zaman serilerinde durağan olmayan değişimleri ortaya çıkarmak için en yaygın kullanılan Morlet dalgacık fonksiyonu (Grossman ve Morlet, 1984) kullanılmıştır. Morlet fonksiyonu Gauss ile modüle edilen bir sinüs dalgasına eşdeğerdir, bu nedenle şüpheli salınım süreçlerini incelemek için aynı yönlü eşit aralıklı bir dalganın yönünü ifade eden ideal bir fonksiyondur. Bu tekniğin tercih nedeni, sinyal bileşenlerinin (genlik ve frekansın) zamanın bir fonksiyonu olarak ölçülebilmesidir.

$$\psi_{s,t'}(t) = \frac{1}{\pi^{1/4} s^{1/2}} \exp\left(\frac{i\omega_0 (t-t')}{s}\right) \exp\left(-\frac{(t-t')^2}{2s^2}\right) \tag{3.5}$$

Dalgacık ortalamasının sıfır olması koşulunu (Torrence ve Compo, 1998) karşıladığı için ω_0 için en yaygın kullanılan değer 6'dır. Bu nedenle tez çalışmasında dalgacık dönüşümleri için ω =6 tercih edilmiştir.

Dalgacık gücünün önemini belirlemek ve periyotları doğru tahmin edebilmek için uygun bir arka plan modelinin seçilmesi gerekmektedir. Bu tez çalışmasında güç kanunu şeklindeki kırmızı gürültü spektrumunu dalgacık yazılımında bulunan oto-regresif modeli kullanılarak belirlenmiştir (Gilman ve diğ., 1963; Torrence ve Compo, 1998). Oto-regresif modelinde bağımlı değişken bir önceki değerinin bir fonksiyonudur;

$$x_n = \alpha x_{n-1} + z_n \tag{3.6}$$

Burada α katsayısı gecikmeli değerin (lag-1) oto-korelasyonunu diğer bir deyişle şimdiki değer ile olan ilişkisini, $x_0 = 0$ ve z_n sabit bir değeri yani beyaz gürültüyü temsil etmektedir.

Analiz edilen sinyallerin, özellikle de yüksek enerjili uydular tarafından elde edilmiş verilerdeki gürültülü sinyallerin üzerinde verinin önemini incelemek önemlidir. Aslında bu durum analiz sonucunda gerçek salınımları aletsel etkilerden ayırmanın olası bir yoludur. Güç spektrumunun önemini incelemek için iki farklı yaklaşım seçilebilmektedir:

1) Fourier güç spektrumunun varyansını (σ^2) tanımlamak ve ayrıca varyansa bağlı olarak bazı anlamlılık seviyelerini seçmektir. Analiz edilen veri setine bağlı olarak anlamlılık seviyeleri değişir (σ, 2 σ, 3 σ gibi).
2) Torrence ve Compo (1998) tarafından daha gelişmiş yöntem ise, orijinal sinyale dayanan beyaz ve kırmızı gürültü spektrumları, uygun bir lag-1 oto-korelasyonu kullanılarak oluşturulur. Nihai, ortalama spektrumlar yaklaşık yüz bin spektrumun toplamı olarak üretilir. İlaveten, orijinal spektrum daha sonra çeşitli anlamlılık seviyelerine sahip bu üretilen ortalama spektrum ile karşılaştırılır. Analiz edilen veri setine bağlı olarak anlamlılık seviyeleri değişir (%95, %99 gibi).

3.4.5 ÇAPRAZ KORELASYON

Astronomide, çapraz korelasyon fonksiyonu (CCF: Cross-correlation function) iki zamansal sinyal arasındaki ilişkiyi belirlemek için standart bir araçtır (Vio, 2001). Çapraz korelasyon, farklı seriler arasında korelasyon derecesini tahmini için standart bir yöntem olarak kullanılır.

$$r = \frac{\sum_i [(a(i)-ma)*(b(i-d)-mb)]}{\sqrt{\sum_i (a(i)-ma)^2}\sqrt{\sum_i (b(i-d)-mb)^2}} \qquad (3.7)$$

Denklem 3.7'de, seri elemanları i = 0, 1, 2 ... $N-1$ olan N uzunluğunda $a(i)$ ve $b(i)$ olmak üzere iki zaman serisidir. ma ve mb sırasıyla $a(i)$ ve $b(i)$ serilerinin ortalamalarıdır. Burada, d zaman gecikmesiyle bu seriler arasındaki r çapraz korelasyon tanımlanmıştır (Bourke, 1996). Denklem 3.7'de d, zaman gecikmeleri (d= 0, 1, 2, ..., $N-1$) için hesaplandığında, orijinal serilerin iki katı kadar bir çapraz korelasyon serisi elde edilir;

$$r(d) = \frac{\sum_i [(a(i)-ma)*(b(i-d)-mb)]}{\sqrt{\sum_i (a(i)-ma)^2}\sqrt{\sum_i (b(i-d)-mb)^2}} \qquad (3.8)$$

Burada *r(d),* çapraz korelasyon işleminde bir serinin diğer bir seri üzerinde gecikmesiyle korelasyonlarının hesaplanması olan zaman gecikmesidir ve $-1 \leq r(d) \leq 1$ aralığındadır. İki seri arasında korelasyonun olmadığı durumlarda zaman gecikmesi sıfır olarak bulunur.

Tez çalışmasında, Güneş parlamaların *GOES* ve *GBM* uydularıyla farklı enerji aralıklarında gözlenen emisyonunu üreten mekanizmanın aynı olup olmadığı sorusuna açıklık getirebilmek için parlamaların farklı enerji (yumuşak ve sert X-ışın) aralıklarındaki zaman serilerinin zaman gecikmelerini (time lag) çapraz korelasyon metodunu kullanarak hesaplanmıştır. Burada zaman gecikmesiyle kastedilen yumuşak X-ışınlı verilerin sert X-ışınlı verilere göre ya daha önce geldiği ya da daha sonra geldiği durum söz konusudur.

4) BULGULAR

4.1 GOES PARLAMALARI İLE GÖZLENEN PARLAMALARIN İSTATİSTİĞİ

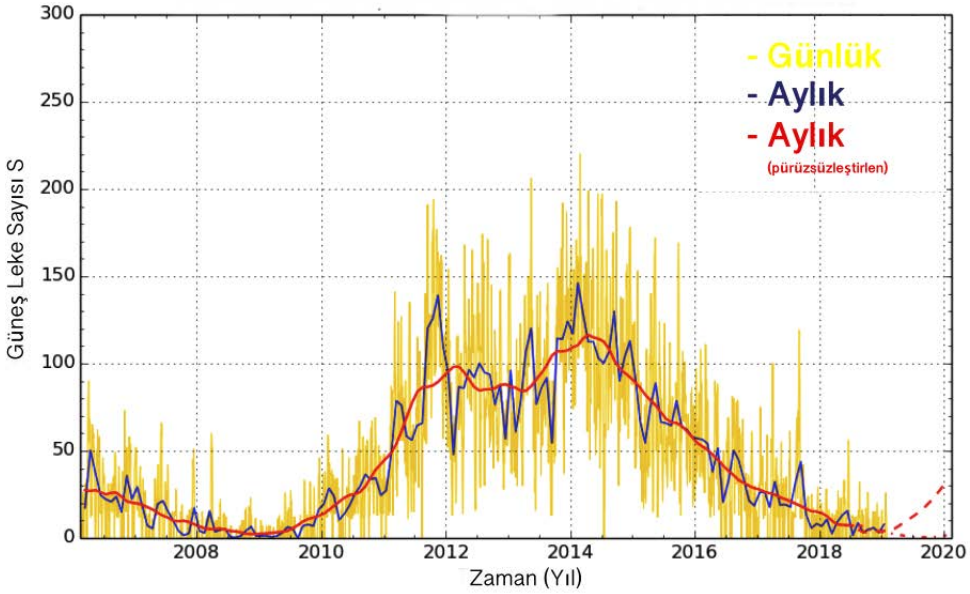
Tez çalışılmasında kullanılan parlama listesinin başlangıç (11 Haziran 2008) ve bitiş tarihleri (26 Aralık 2019) aynı zamanda bir aktivite çevrim sürecini (24. çevrim) de kapsadığı belirtilmişti. Bu sebeple tez konusuna ek olarak *GOES* ile gözlenen 24. çevrimde gözlenen parlamalardan tüm parlama sınıfları (X, M, C, B, A sınıfı dahil) hakkında araştırma yapıldı.

GOES veri arşivinden 24. çevrim boyunca parlama listelerinde 15,239 parlama bulunmaktadır. Parlama sınıfların zamana göre dağılımları Şekil 4.1'de gösterilmiş ve Tablo 4.1'de listelenmiştir.

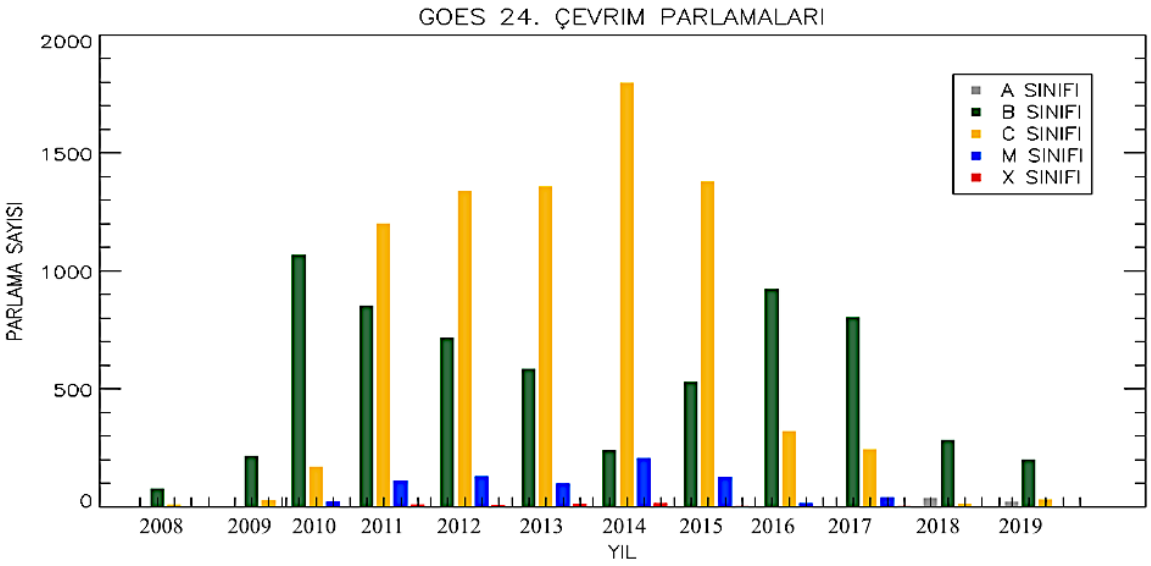
Tablo 4.1: 24. çevrime ait parlama sınıflarının yıllara göre dağılımı.

YILLAR	**GOES X-Işın Sınıflaması**					
	A	**B**	**C**	**M**	**X**	TOPLAM
2008	3	76	8	1	0	88
2009	1	216	28	0	0	245
2010	0	1068	170	23	0	1261
2011	1	851	1200	111	8	2171
2012	0	717	1337	129	7	2190
2013	0	584	1357	99	12	2052
2014	0	240	1797	207	16	2260
2015	0	530	1377	125	2	2034
2016	0	923	321	16	0	1260
2017	0	804	243	39	4	1090
2018	38	284	13	0	0	335
2019	21	200	32	0	0	253
TOPLAM	64	6,493	7,883	750	49	**15,239**

24. çevrime ait SILSO (Sunspot Index and Long-term Observations) verileri ile oluşturulmuş yıllara göre uluslararası Güneş leke sayılarının dağılımı Şekil 4.1'de verilmiştir. Şekil 4.1'de 24. Çevrimimin aktivitenin maksimum olduğu zaman 2014 yılına karşılık gelmektedir. Şekil 4.2'de verilen 24. çevrimdeki GOES ile gözlenen parlama sınıflarının dağılımları ile karşılaştırıldığında parlamaların (Şekil 4.2 sarı: C sınıfları) çevrimin maksimum zamanına karşılık gelerek lekelerle ilişkili olduğu ve aktiviteye bağlı olarak aktivitenin maksimum olduğu zamanlarda C, M ve X sınıfı parlamalar baskın olarak görülürken minimum zamanlarında ise daha az şiddetli A ve B sınıfı parlamalar görülmektedir.



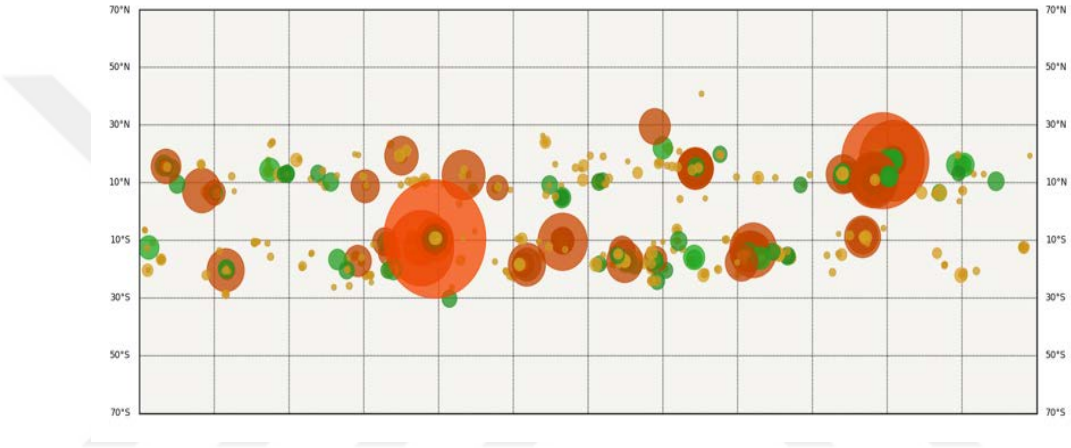
Şekil 4.1: Günlük(sarı) ve aylık (mavi) uluslararası güneş leke sayılarının yıllara göre dağılımı. Kırmızı eğri pürüzsüzleştirilen verilere yapılan fiti göstermektedir[37].



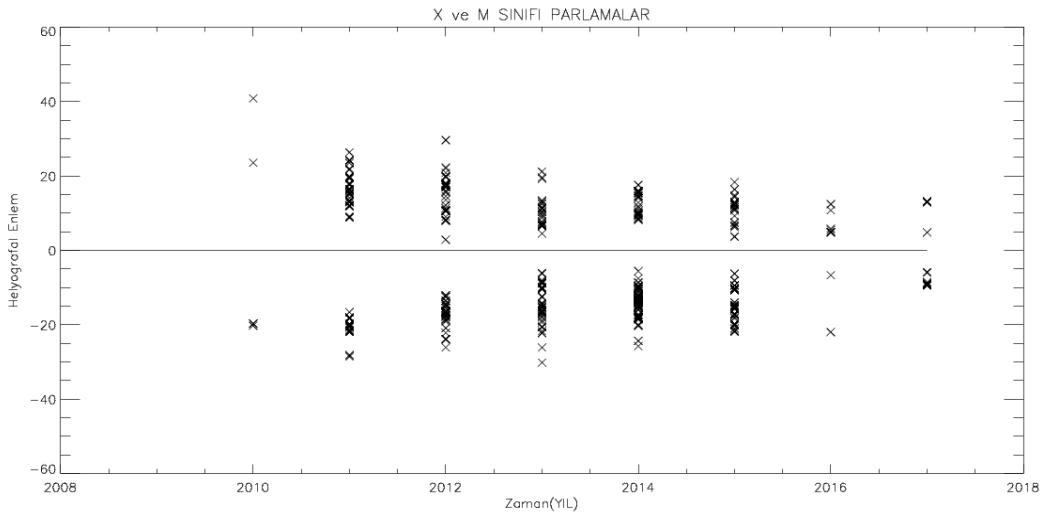
Şekil 4.2: GOES ile gözlenen 24. çevrime ait parlama sınıflarının dağılımı.

[37] https://www.uponarctic.com/2019/02/14/solar-cycle-25-is-starting-now/

GOES ile gözlenen 24. çevrime ait X ve M sınıfı parlamaların helyografal boylama karşı ve enlemsel dağılımları Şekil 4.3 ve helyografal enlemlerin zamana göre dağılımları Şekil 4.4'te verilmiştir. Her iki grafiktede X ve M sınıfı parlamaların lekeler ile benzer ve ilişkili olarak ∓ 45 derecelik helyografal enlemlerde oluştukları görülmektedir. Ayrıca Şekil 4.4'te görüleceği üzere X ve M sınıfı parlamaların, gözlemsel leke oluşum bölgelerinin zamana göre helyografik enlem ilişkisi (kelebek diyagramı) ile uyumlu olduğu belirlenmiştir.



Şekil 4.3: X sınıfı parlamalar (turuncu) ve M sınıfı parlamaların (sarı <M5 ve yeşil M5>) helyografal boylama karşı ve enlemsel dağılımları. Baloncukların büyüklüklüğü parlama sınıflarının büyüklüklerine göre oranlantılıdır.



Şekil 4.4: X ve M sınıfı parlamaların helyografal enlemlerin zamana göre dağılımları (Kelebek diyagramı).

4.2 *GOES/GBM* X VE M SINIFI GÜNEŞ PARLAMALARI KATALOĞU

11 Haziran 2008 ile 26 Aralık 2019 tarihlerini kapsayan *GOES* ve *GBM* parlama listelerinde ortak ve ortak olmayan (GBM listesinde olup GOES'da olmayanlar veya tam tersi) parlamaları belirlemek için her iki listenin tarih ve parlamanın maksimum olduğu zaman bilgisine göre iki yolla çapraz karşılaştırılması yapılmıştır.

GBM parlamalarının GOES karşılıklarının aranması: *GBM* parlamalarının tarih ve maksimum değere ulaştığı zaman bilgisi kullanılarak, maksimum zamanının ilgili tarihlerdeki *GOES* parlamalarının başlangıç ve bitiş zaman aralığında olup olmamasına göre eşleştirildi. 5,123 *GBM* parlamasının 2,112'sinin *GOES* karşılığı bulunurken 3,011'inin karşılığı teşhis edilememiştir. Eşleşenlerin 398'inin X ve M sınıfı olduğu belirlenmiştir. Eşleşmeyen parlamalar içerisinde 517 parlamanın *GBM* tetiklenme numarası mevcuttur. Fermi uydusu için bir olayın (foton tespiti) tetiklenme numarası alması parlamanın *GBM* dedektörlerini tetikleyecek kadar şiddetli olduğu anlamına gelmektedir. Bu yüzden, içlerinde X ve M sınıfı parlama olma olasılığının yüksek olduğu bu 517 parlamanın ilgili tarih ve saatteki günlük *GOES* ışık eğrileri oluşturularak bunların hangi sınıfa ait parlama oldukları araştırılmıştır. Bu incelemeler sonucunda, 59 parlamanın X ve M sınıfı olduğu tanımlanarak listeye dahil edilmiştir.

Sonuç olarak, 457 X ve M sınıfı parlamanın zaman analizinde kullanılmak üzere; GOES ile ilgili tarih, başlangıç, maksimum, bitiş zamanı, sınıfı, pozisyon (varsa), aktif bölgesi (varsa) bilgileri ve *GBM* ile ilgili tarih, başlangıç zamanı, maksimum zamanı, bitiş zamanı, parlama süresi, maksimum sayım değeri, toplam sayım değeri, Güneş'e yönlendirilmiş *GBM* dedektör numaraları, *GBM* tetiklenme numarası (varsa), *RHESSI* parlama numarası (varsa) bilgilerini içeren bir parlama kataloğu oluşturulmuştur.

GOES parlamalarının GBM karşılıklarının aranması: *GOES* listesindeki sınıflama bilgisinden ilk önce X ve M sınıfı parlamalar seçildi (799 parlama). Seçilen *GOES* parlamalarının tarih ve maksimum değere ulaştığı zaman bilgisi kullanılarak maksimum zamanın, ilgili tarihlerdeki *GBM* parlamalarının başlangıç ve bitiş zaman aralığında olup olmamasına göre eşleştirildi. X ve M sınıfı parlamalarının 429'unun *GBM* karşılığı tespit edilirken 370'inin eşleşmediği sonucuna ulaşılmıştır.

GOES-GBM ortak listesindeki parlamaların hem *Fermi*/*GBM* hem de *GOES/XRS* verileri indirilerek analizlerde kullanılmak üzere arşivlenmiştir.

4.2.1 Parlamaların Işık Eğrilerinin Oluşturulması

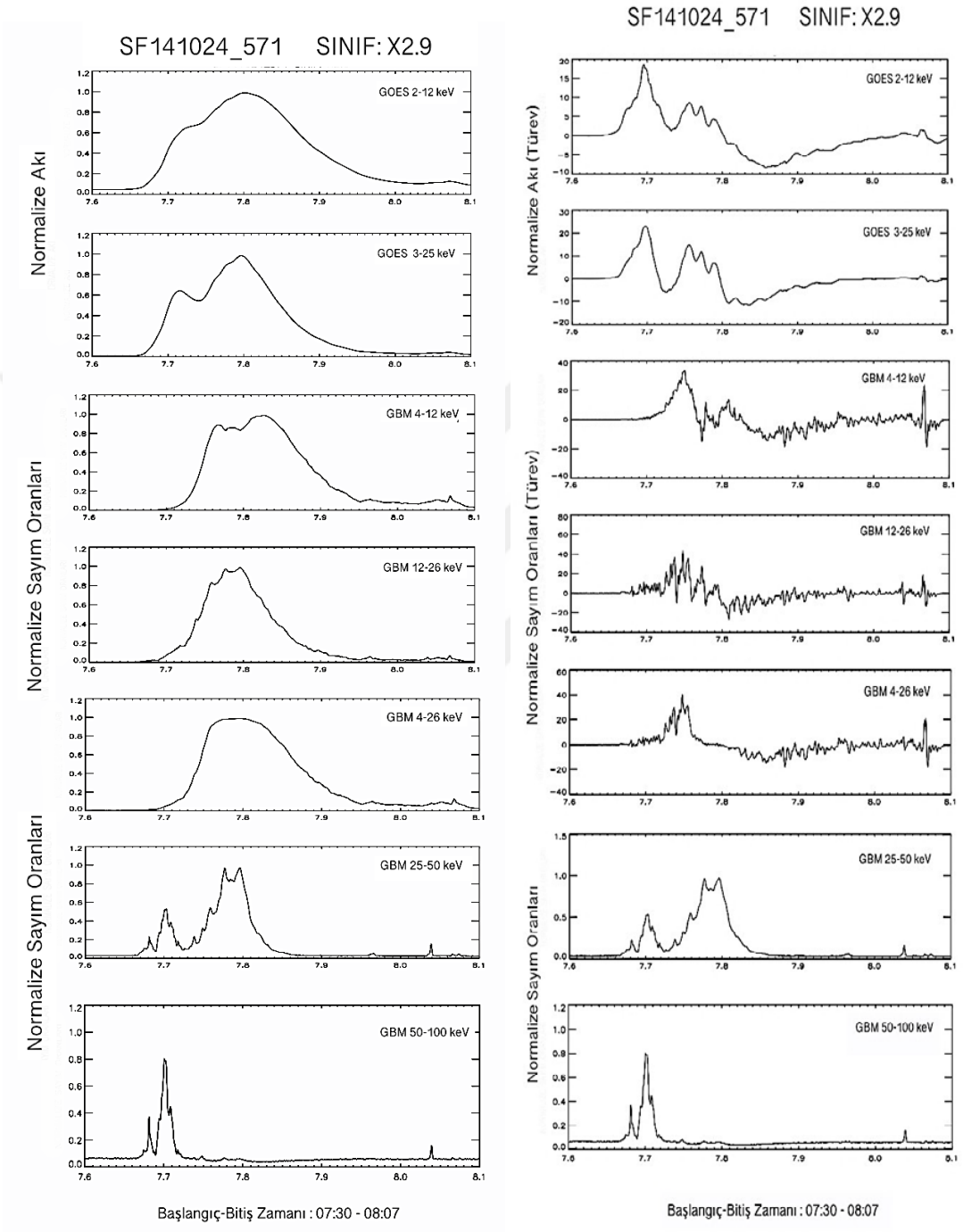
Arşivlenen *GBM* ve *GOES* verileri bu çalışma kapsamında dikkate alınan enerji aralıklarında (*GBM* 3-12 keV, 12-25 keV, 3-25, 25-50 keV, 50 100 keV ve *GOES* 1-8 Å, 0.5-4 Å) IDL rutinleri kullanılarak yazılan program ile ışık eğrileri oluşturulmuştur.

Yumuşak X-ışın zaman serilerindeki değişimleri keskinleştirmek için ışık eğrilerinin sayısal-zaman türevi alınır. *GOES*'un yumuşak X-ışın verilerinin mükemmel sinyal-gürültü oranı Güneş parlamalarının 2 sn çözünürlüklü zaman serisinin türevinin detaylı olarak incelenmesine olanak tanırken çok sayıda puls ve ince yapıyı da ortaya çıkarılmasına yardımcı olur. Yumuşak X-ışını zaman türevinin genellikle sert X-ışını (veya mikrodalga) ışık eğrisine benzer olduğu iyi bilinmektedir (Denklem 4.1). Bu "Neupert etkisi" olarak bilinir (Neupert 1968; Dennis ve Zarro 1993).

$$\text{Sert X-ışınları} = \frac{\mathrm{d}(\text{Yumuşak Xışınları})}{\mathrm{dt}} \tag{4.1}$$

Eğer hem yumuşak X-ışını zaman türevi hem de sert X-ışın zaman serisi parlamanın atımlı (impulsive) fazındaki enerji çıkışını yansıtıyorsa türev zaman serilerindeki keskin çıkıntıların sert X-ışın zaman serisindeki çıkıntılarla iyi uyuşması beklenir. Diğer bir deyişle, eğer açığa çıkan parlama enerjisi termal olmayan elektronlardan kaynaklanıyorsa Neupert etkisi oluşur. Bu sebeple tez çalışmasında yumuşak X-ışın serilerindeki değişimleri belirginleştirmek için 3 ile 25 keV aralığındaki *GOES* ve *GBM* ışık eğrilerinin türevi alınmıştır.

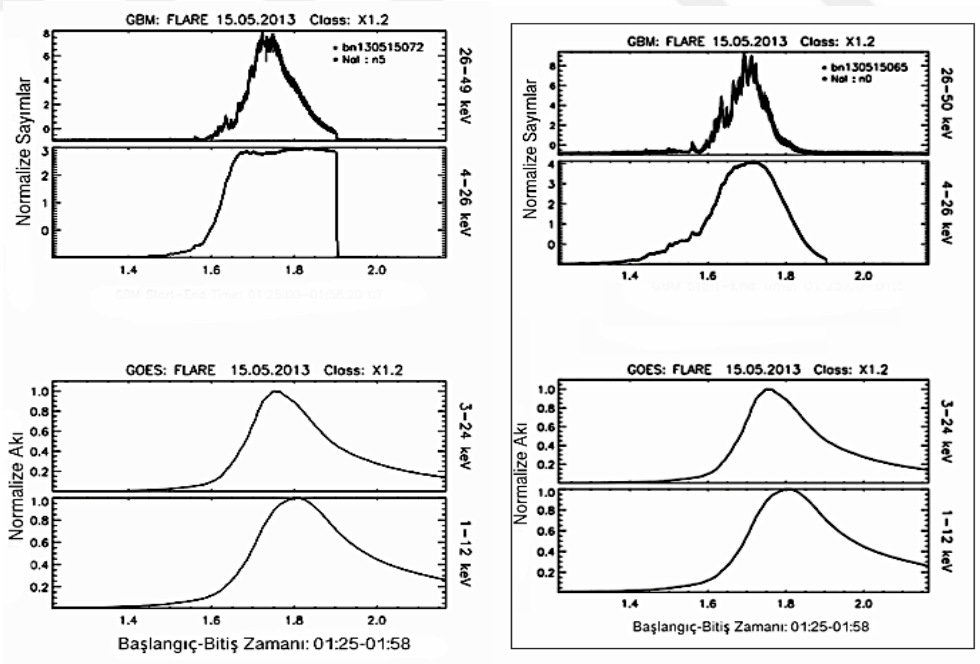
GOES 1-8 Å (2-12 keV), 0.5-4 Å (3-25 keV) ve *Fermi/GBM* (3-12 keV, 12-25 keV, 3-25, 25-50 keV, 50 100 keV) ile gözlenmiş ve X2.9 olarak sınıflandırılmış SF141024_571 parlamasının türevi alınmış ve alınmamış zaman serisinin grafikleri Şekil 4.5'de gösterilmiştir.



Şekil 4.5: X2.9 sınıfı SF141024_571 parlamasının *GOES* ve *Fermi/GBM* ile farklı enerji aralıklarında gözlenmiş türevi alınmamış (sol) termal emisyonun profili nispeten düz görülürken ve 2-25 keV türevi alınmış, 25-50 keV ile 50-100 keV türevi alınmamış (sağ) ışık eğrileri termal emisyonun profilinde çok sayıda puls ve küçük ölçekli ince yapı belirgin bir şekilde kendini göstermektedir.

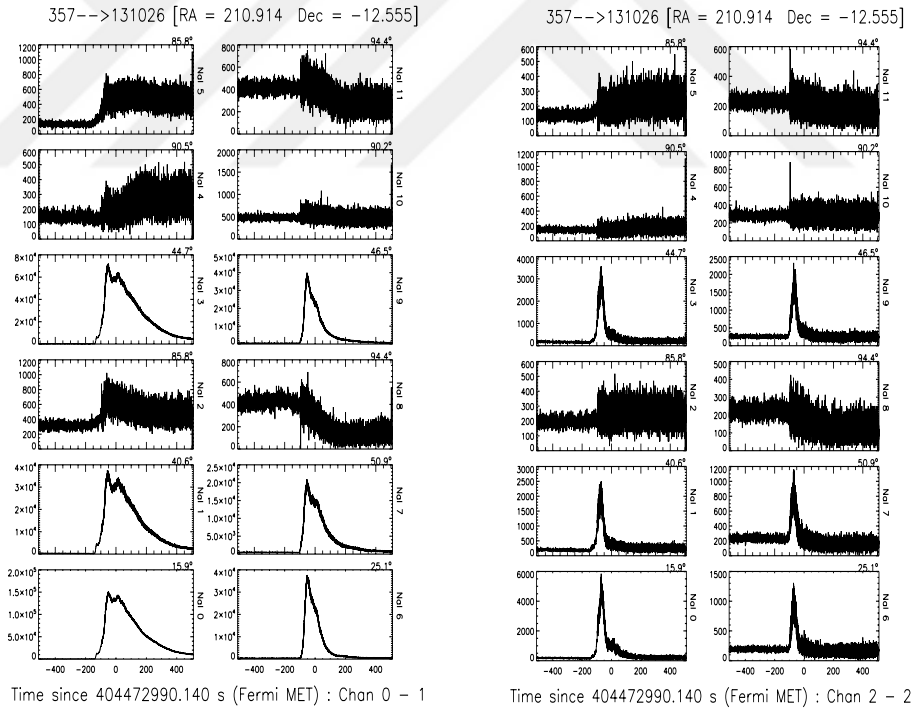
4.2.2 Farklı Enerji Aralıklarında Parlama Işık Eğrilerinin Kontrolleri

GOES ve *GBM* parlama listelerindeki çapraz karşılaştırmaları, *GBM* parlamalarının *GOES* karşılıklarının aranması sonucunda 457 parlama sayısına ulaşılırken, *GOES* parlamalarının *GBM* karşılıklarının aranması sonucunda 429 parlama olması her iki uydudan elde edilen parlama sayılarının farklı olduğunu göstermiştir. İlk olarak bu farklılığın sebebi araştırılmış ve ışık eğrilerinin kontrolleri sonucunda *GOES* ile tespit edilen bazı parlamaların *Fermi/GBM* parlama listesinde iki ya da üç ayrı parlamayla eşleştiği tespit edilmiştir. Örneğin Şekil 4.4'deki SOL2013-05-15 parlaması *GOES* ile X1.2 sınıfı olarak tek bir parlama olarak kaydedilirken Fermi uydusu bu parlamayı listesinde iki ayrı parlama olarak vermiştir. Buna benzer durumların tekrarlanması, çapraz karşılaştırmada elde edilen parlama sayılarında farklılıklara neden olmuştur. Tekrarlanan parlamaların katalogdaki başlangıç ve bitiş zamanları titizlikle yeniden düzenlenerek tek parlama olarak kaydedilmiştir. Fazla olanlar ise listeden çıkartılmıştır. Sonuçta, *GBM* ve *GOES* parlama listelerinin çarpraz karşılaştırmaların 446 parlamanın X ve M sınıfı olduğu belirlenmiştir.



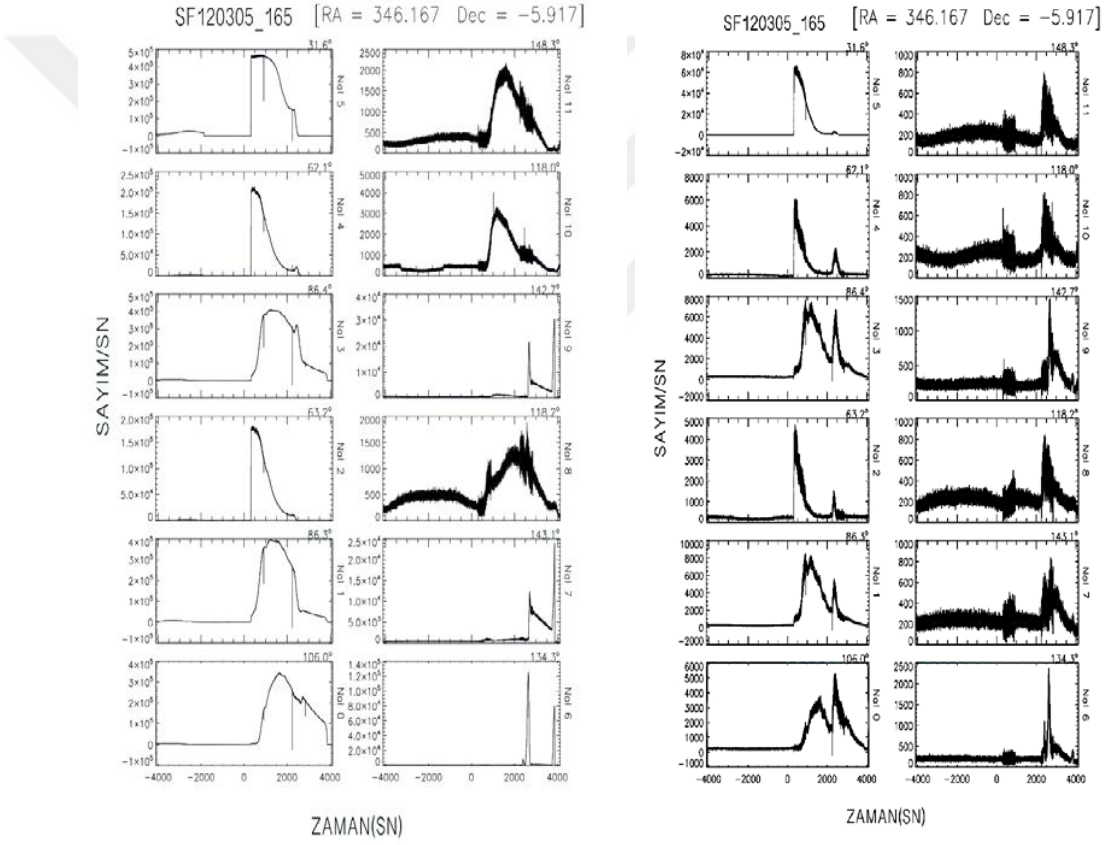
Şekil 4.6: X1.2 sınıfı SOL2013-05-15 parlamasının *Fermi/GBM* ve *GOES* ile farklı enerji aralıklarında gözlenmiş ışık eğrileri. *GBM* bu parlamayı kendi parlama kataloğunda farklı tetiklenme (bn130515072 ve bn130515065) ve dedektör (n5 ve n0) numaralarıyla iki farklı parlama olarak vermiştir.

Yukarıda bahsedilen ikinci çapraz karşılaştırma durumu (*GOES parlamalarının GBM karşılıklarının aranması*) sonucunda *GBM* parlama listesinde olmayan 370 parlamanın belirlenebilmesi için ilgili tarih ve zamanda Güneş'i gören dedektör bilgisine ihtiyaç vardır. Bu bilgiyi elde etmek için her bir dedektörün günlük konum geçmişlerinin kaydedildiği *posthist* veri dosyaları *GBM* veri arşivinden indirildi ve hazırlanan bir kod yardımıyla her bir parlama için 12 NaI dedektörünün Güneş'e göre zenit açıları hesaplandı. *GBM* karşılığı olan 446 parlamayıda da dahil ederek toplamda 816 parlama için tüm parlamaların her bir enerji kanalı için 12 NaI dedektörüne karşılık 12 panelli grafikleri oluşturuldu. Zenit açıları ~90^{o}'den küçük olan dedektörlerin 5-25 keV ve 25-50 keV enerji kanalarındaki ışık eğrilerinin her bir parlama için detaylı kontrolleri aşağıdaki listelenen etkilerde dikkate alınarak görsel kontrolleri yapıldı ve en parlak dört *GBM* dedektörleri ile belirlenerek kataloğa eklendi (Şekil 4.7).



Şekil 4.7: X2.1 sınıfı SOL2015-10-13 parlamasının GBM'in 12 NaI detektörüyle gözlenmiş 5-25 keV (sol) ve 25-50 keV (sağ) 12 panelli grafikleri. İlgili grafiklere ait panellerde dedektör numaraları ve zenit açı bilgisi verilmiştir. 90o'den küçük zenit açılı dedektörler dikkate alınarak analizlerde kullanılmak üzere en parlak dört dedektör belirlenmiştir.

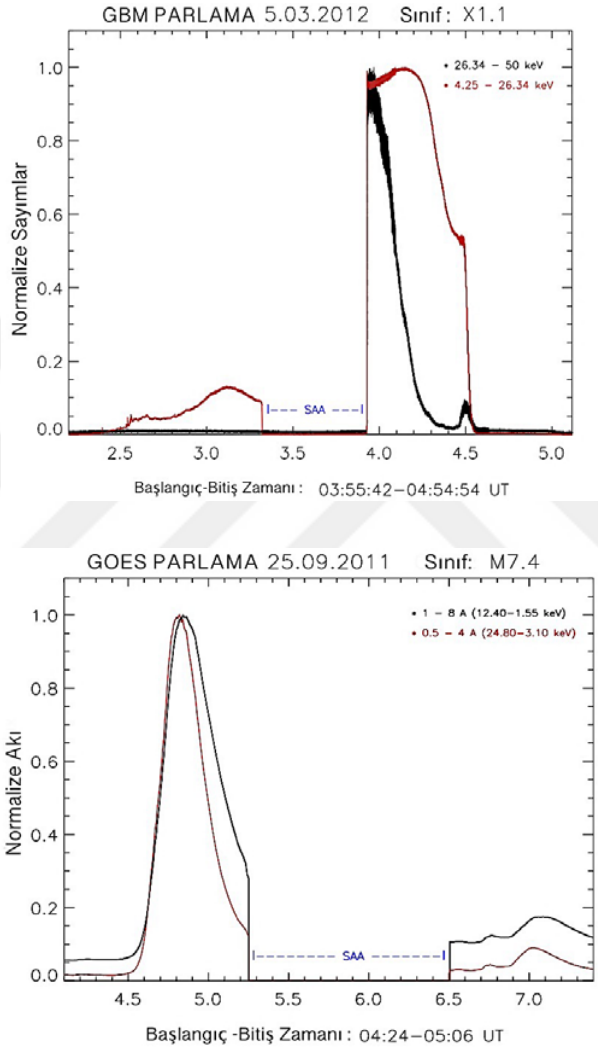
5) Çok şiddetli parlamaların (özellikle X sınıfları ve bazı geç M sınıfları için) ışık eğrileri yüksek sayım oranlarının (count-rate) bir sonucu doğrusal olmayan tepkiler gösterebilmektedir. Bunun nedeni, yüksek sayıda fotonlara maruz kalan *GBM* dedektörlerinin kazancının enerji kalibrasyonunu da etkileyerek değişmesidir. Çok şiddetli parlamaların ışık eğrilerinde kendini gösteren bu etkilerden kaçınmak için zenit açıları ~90º'den küçük olan diğer *GBM* dedektörlerin verisine gidilmiştir (Şekil 4.8).



Şekil 4.8: X1.1 sınıfı SOL2012-03-05 parlamasının iki farklı enerji aralıklarında 12 NaI dedektöründe gözlenen veriler ile oluşturulan ışık eğrileri. Düşük zenit açılı dedektörlerde doyumun (saturasyonun) etkisi gözlenmektedir.

6) Uydular kendi yörüngelerinde dolanırken Dünya'nın manyetik alanının zayıf olduğu "Güney Atlantik Anomali" (SAA: South Atlantic Anomaly) bölgesine girdiği zaman koruma amaçlı kapatılır. Bu döneme denk gelen bazı *GBM* veya *GOES* parlamalarının ışık eğrilerinde boşluklar tespit edildi. Bu boşlukların parlamanın başlangıç veya bitişinde

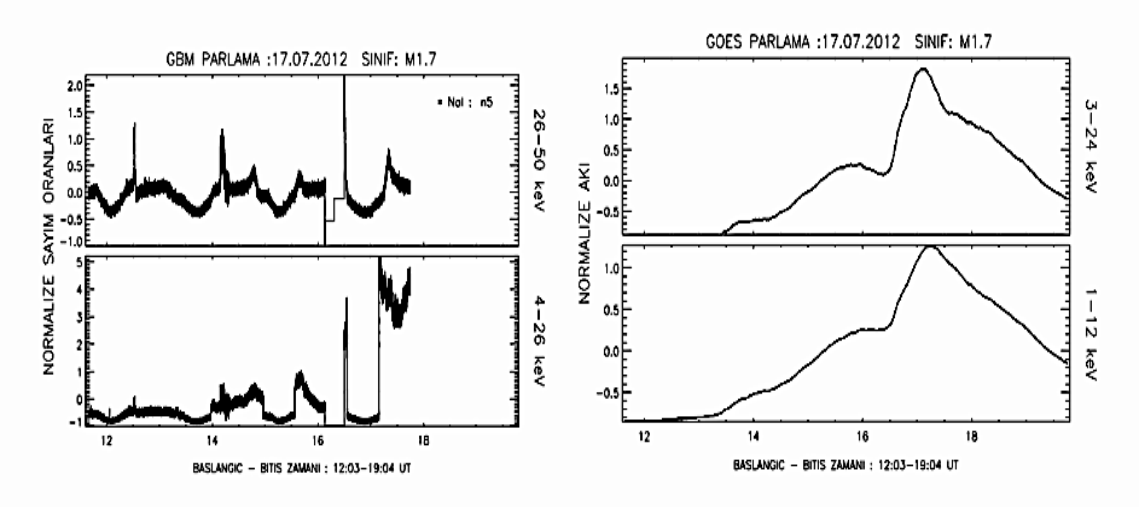
küçük bir zaman aralığıyla örtüştüğü durumlarda parlamalar analizlere dahil edilirken parlamanın önemli bir kısmını etkilediği durumlarda ise analizi yapılmayıp parlama kataloğundan çıkarıldı (Şekil 4.9).



Şekil 4.9: Fermi/GBM ile gözlenmiş X1.1 sınıfı SOL2012-03-05 parlamasının ve GOES uydusuyla gözlenmiş M7.4 sınıfı SOL2011-09-25 parlamasının farklı enerji aralıklarındaki ışık eğrileri. Fermi uydusu yaklaşık 03:15'de ve GOES uydusunun ise yaklaşık 05:15'de Güney Atlantik Anomali'den geçtiği için veri kaydı yapılmamıştır.

7) *Fermi* uydusu alçak yörüngede (LEO, Low Earth Orbit) olduğundan dolanma dönemi yaklaşık 90 dakikadır. *GOES* ise Dünya ile eşzamanlı sabit yörüngede (GEO, Geostationary Orbit) bulunduğundan dolanma dönemi 24 saattir. Dolayısıyla, Fermi uydusu 90 dakika da bir Dünya tarafından örtülürken GOES uydusu 24 saatte bir kez

örtülmektedir (tutulma olayı Güneş-Dünya-Uydu). Bu sebepten ötürü, uyduların örtülme (tutulum) evresiyle örtüşen bazı parlamaların ışık eğrilerinde ani düşüş veya artışlar gözlenmiştir. Bunlar içerisinden uydu tutulmadan çıkmadan çok kısa süre önce başlamış veya uydu tutulmaya girdikten çok kısa süre içerinde bitmiş olan parlamaların ışık eğrilerinin başlangıcında veya sonunda ihmal edilebilir ani artış veya düşüş gösterenler analizlerde ya doğrudan kullanılmıştır ya da 12 NaI dedektörüne ait karşılık 12 panelli grafikleri kontrol edilerek daha yüksek zenit açılı parlak dedektör verisine gidilmiştir. Şekil 4.6'da verilen parlamanın 01:54 civarında uydu Dünya'nın gölge konisine girdiği için şiddetinde ani düşüş görülmektedir. Bu etki n5 dedektöründe fazla iken daha yüksek zenit açısında olan n0 dedektöründe daha azdır. Analizlerde kullanılmayacak kadar kötü olanlar ve ışık eğrilerinde birden fazla tutulmanın izlerinin gözlendiği bazı uzun süreli parlamaların verileri (Şekil 4.10) parlama kataloğundan çıkartılmıştır.

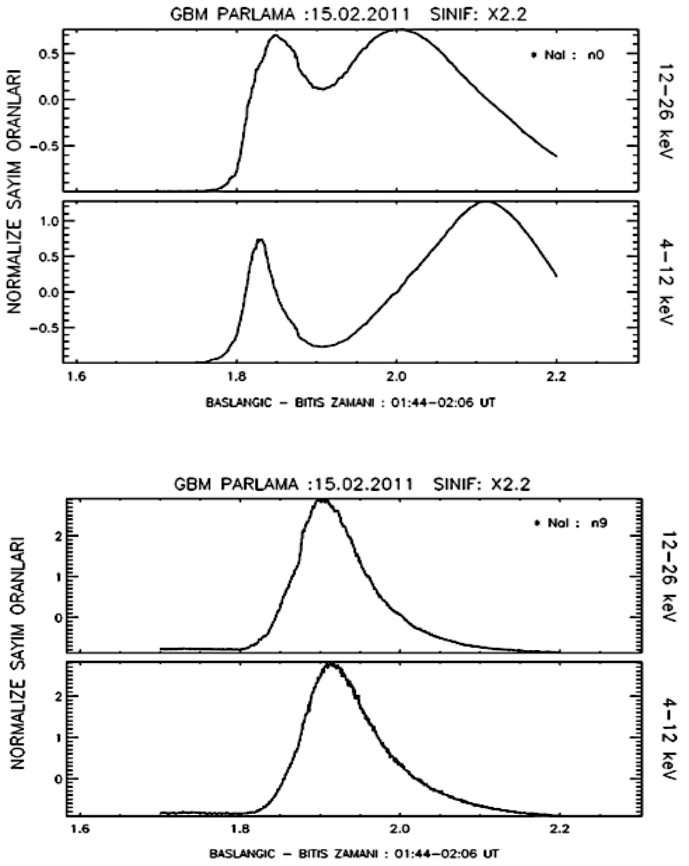


Şekil 4.10: Uzun parlamaya örnek M1.7 sınıfı SOL2012-07-17 parlaması. GOES parlama kataloğunda süresi yedi saat olarak rapor edilmiştir. GBM ışık eğrilerinde parlama süresince uydunun yaklaşık 4 dolanım yaptığı görülmektedir. Şekilde iki farklı enerji aralıklarında GBM (sol) ışık eğrileri ve GOES (altta) ışık eğrileri sunulmuştur. İki uydu verilerinin kontrollerinin sonucunda sadece GOES verisinin analizi yapılmıştır.

8) Bir diğer etki ise *Fermi/GBM* dedektörlerinin 25 keV'dan düşük enerji kanallarında gözlenen yığılmalardır (pile-up). Bu etki dedektörün ölü zamanına (*GBM*'in NaI sintilatörlerinin ölü zamanı 2.6 μs'dir) bağlıdır (Meegan ve diğ., 2009). Örneğin, 10 keV enerjili iki fotonun dedektöre varış süreleri arasındaki fark 2.6μ'den daha düşükse, ~20 keV enerjisine sahip tek bir foton olarak algılanır, bu nedenle 4-11 keV kanalında

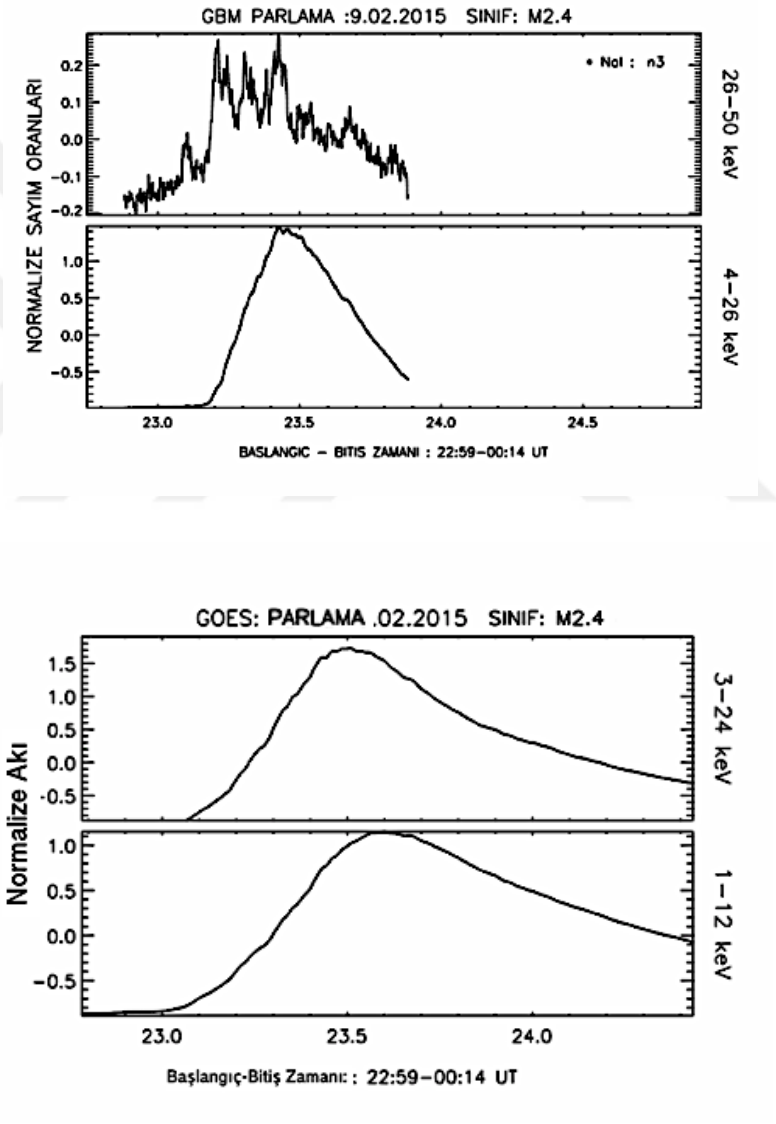
okunması gerekirken 11-25 keV kanalında okunur. Dolaysıyla, 4-11 keV kanalında maksimum olması gereken yerde yerel bir minimum görülebilir.

Şekil 4.11'de *GOES* ve *GBM* uyduları tarafından eş zamanlı olarak gözlenen bir parlamanın farklı enerji kanalarındaki ışık eğrilerinin grafikleri verilmiştir. *GBM*'in 4-11 keV ile 25-50 keV kanalındaki ışık eğrileri *GOES*'un eşdeğer kanallarındaki ışık eğrileriyle karşılaştırıldığında, yığılmadan (pile-up) kaynaklanan yerel minimum dikkati çekmektedir. Bu tür etkileri barındıran enerji kanallarındaki ışık eğrileri 12 NaI dedektörüne karşılık 12 panelli grafikleri kontrol edilip bu etkilerden kaçınmak için, *GBM* verileri için zenit açıları ~90°'den küçük olan pile-up göstermeyen diğer dedektörlerin verisine gidilmiştir (Şekil 4.11)



Şekil 4.11: Bazı parlamaların düşük kanallarda gözlenen pile-up etkisine örnek, X2.2 sınıfı SOL2011-02-15 parlaması. Üst: *GBM*'in 25 keV'dan düşük enerjilerde sayım oranlarındaki düşüş dikkati çekmektedir. Alt: *GBM*'in 25 keV'dan düşük enerjilerde sayım oranlarındaki düşüş, yığılma göstermeyen diğer dedektör verisi kullanılmıştır.

9) Bazı parlamaların gece yarısı civarı gerçekleşip ertesi güne uzadığı tespit edilmiştir. Bu parlamalar için ertesi gün verileri indirilip ilgili zaman aralığı için veriler birleştirilerek ışık eğrileri yeniden oluşturulmuştur ve bitiş zamanları *GOES* listesinden de kontrol edilerek belirlenmiştir (Şekil 4.9).



Şekil 4.12: Gece yarısına yakın saatlerden başlayarak (23:00) gece yarısından sonra devam eden parlamalara örnek verebilecek M2.4 sınıfı SOL2015-02-09 parlamasının GOES ve Fermi/GBM ile farklı enerji aralıklarında gözlenmiş ışık eğrileri.

10) *GOES* veya *Fermi/GBM* veri dosyalarının bazıları (dokuz adet) hatalı olmasından dolayı okunamamıştır bu sebeple analizde kullanılamamıştır.

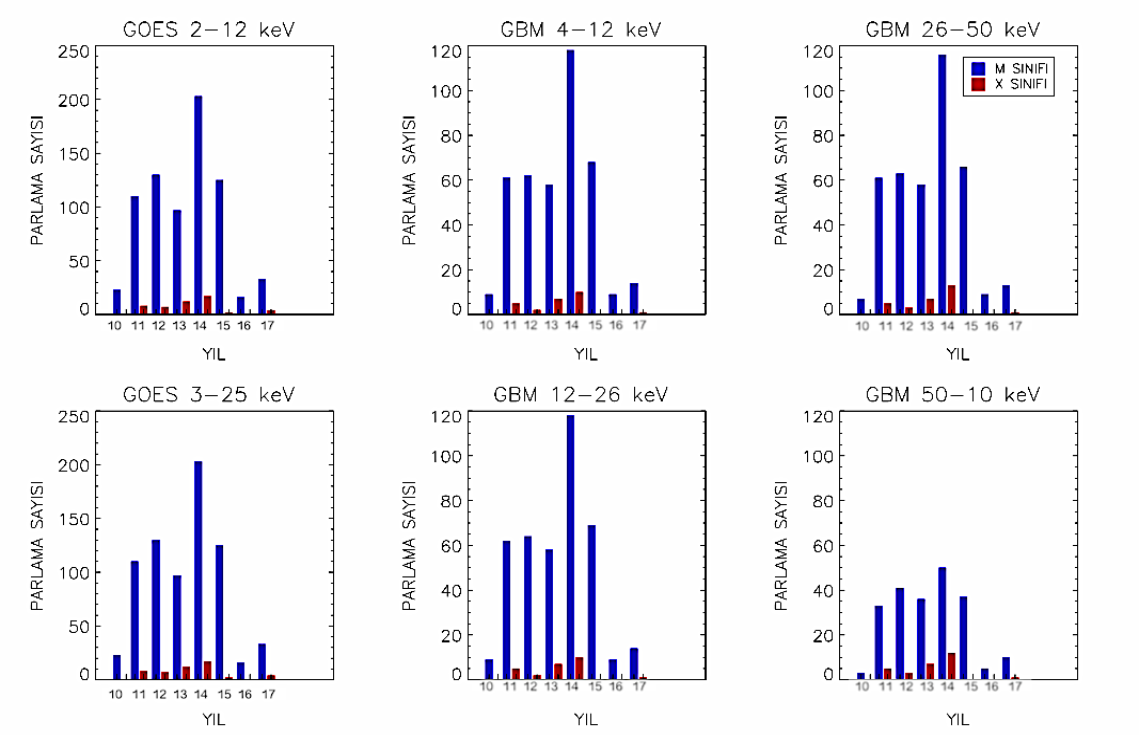
11) *Fermi/GBM* dedektörü Güneş parlamaları, gama ışın patlamaları (GRB), yumuşak gama tekrarlayıcıları (SGR) vb. kaynakları sürekli gözlemektedir. Dolayısıyla, Güneş parlaması sırasında başka bir olayda meydana gelmişse parlama ışık eğrilerinde etkileri görülebilir. Bu yüzden *Fermi/GBM* tetiklenme kataloğundan parlamaların zaman aralıklarıyla örtüşen diğer olayların kontrolleri de yapılmıştır. Dolayısıyla, Gama Işın Patlamaları (GRB) ile örtüştüğü tespit edilen bazı parlamalar analiz listesinden çıkarılmıştır.

Yukarıda belirtilen kontroller sonucunda, *GOES/XRS* ve *Fermi/GBM* ortak parlama listesindeki X ve M sınıfı parlamalarının sayısı 790'a düşmüştür ve analizlerde kullanılmak üzere nihai '*GOES/GBM* X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğu' oluşturulmuştur (bkz Ek 2).

EK 2'de verilen GOES/GBM X ve M sınıfı Güneş parlamaları kataloğunun ilk sütununda yer alan *Parlamanın adı,* Uluslararası kullanıma uygun hale gelebilmesi için sırasıyla; 'SF', 'parlama tarihini', 'parlama sınıfın ilk harfi' ve 'katalog parlama sırasından' oluşur. Burada 'SF' ifadesi, Güneş parlamaların İngilizce çevirisi 'solar flares' kısaltılmasıdır. Örneğin, SOL190110_001, 19 Ocak 2010 tarihinde gözlenen M sınıfı parlamanın (M1.7), X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğunda 1.sırada yer aldığı belirtilmektedir. Kataloğun 2. sütunda GOES 1-8 Å dalgaboyu aralığında parlamaların maksimum akılarına göre oluşturulan X-ışın parlama sınıfı, 3. sütunda GOES uydusu ile gözlenen parlamanın başlangıç tarihi, 4. sütunda GOES uydusuyla gözlenen parlamanın bitiş tarihi verilmiştir. Güneş'e yönlendirilmiş GBM NaI dedektörlerinin dedektör numaraları (en parlak dört dedektörün numarası) kataloğun 5. sütununda yer alır. GBM ile gözlenen parlamanın başlangıç ve bitiş tarihi aralığında *RHESSI* (Reuven Ramaty High Energy Solar Spectroscopic Imager) uydusu ile de aynı parlama gözlenmiş ise örnek parlamada da belirtidiği gibi 13. sütunda *RHESSI* parlama numarası yer alır. Kataloğun 6. ile 12. sütunları arasında *GBM*'in beş enerji kanalı (4-12 ,12-26, 4-26, 25-50 ve 50-100 keV) ve *GOES*'un iki dalgaboyunda (1-8, 0.5-4 Å) gözlenen parlama ışık eğrilerinin kontrol sonuçları verilmiştir. Burada parlamanın ışık eğrisinin zaman analizi için uygun olan veriler '1' ile gösterilirken analizler için uygun olmayan ve kullanılmayan veriler '0' ile belirtilmiştir.

4.2.3 GOES/GBM X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğundaki Parlama Verilerinin İstatistiksel Sonuçları

GOES ve *GBM* veri arşivinden 11 Haziran 2008 ile 26 Aralık 2019 tarihlerine kadar alınan ve detaylı bir şekilde incelenerek oluşturulan X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğunun 790 parlama bulunmaktadır. Bu parlamaların analizlerde kullanılmak üzere *GOES* iki (2-12, 3-25 keV) ve *GBM* beş (4-12, 12-26, 4-26, 25-50, 50-100 keV) enerji aralığında analiz edilebilir olan parlamaların histogramları Şekil 4.11'de gösterilmiştir. Şekil 4.11'de GBM 4-12 keV ve 12-26 keV enerji aralıklarının toplamı sonucu elde edilen 4-26 keV enerji aralığındaki parlamalar iki enerji aralığı ile aynı olduğundan dolayı bu enerji aralığına ait parlamala histogramı gösterilmemiştir. 790 parlama arasından üç *GOES* parlama verisi analizlerde kullanılamamıştır. *Fermi/GBM* verilerinin beş enerji aralığındaki kontrol sonuçları Tablo 4.2'de verilmiştir.



Şekil 4.13: GOES/GBM X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğunda yer alan parlamaların X (mavi) ve M (kırmızı) sınıflarına göre GBM ve GOES enerji aralığında parlamaların dağılımları.

Tablo 4.2: GOES/GBM X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğundaki Fermi/GBM'deki beş enerji kanalındaki kontrol sonuçları.

	Fermi/GBM	
Enerji aralıkları (keV)	Uygunlar	Elenenler
4-12	424	366
12-25	428	362
4-26	427	363
26-50	422	368
50-100	243	547

Yukarıda verilen sonuçlar doğrultusunda X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğundaki X ve M sınıfı parlama verilerinin farklı enerjilere göre dağılımlarını gösteren *GOES* ve *GBM* verilerinin histogramları Şekil 4.13'de ve bu dağılımlarla ilişkili tablolarda Tablo 4.3 ve 4.4'de verilmiştir.

Tablo 4.3: GOES/GBM X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğunda yer alan X ve M sınıfı parlamaların beş enerji kanalında Fermi/GBM verilerinin sonuçları.

Fermi/GBM		
Enerji aralıkları (keV)	X sınıfı parlamalar	M sınıfı parlamalar
4-12	25	399
12-25	25	403
4-26	25	402
26-50	29	393
50-100	28	215

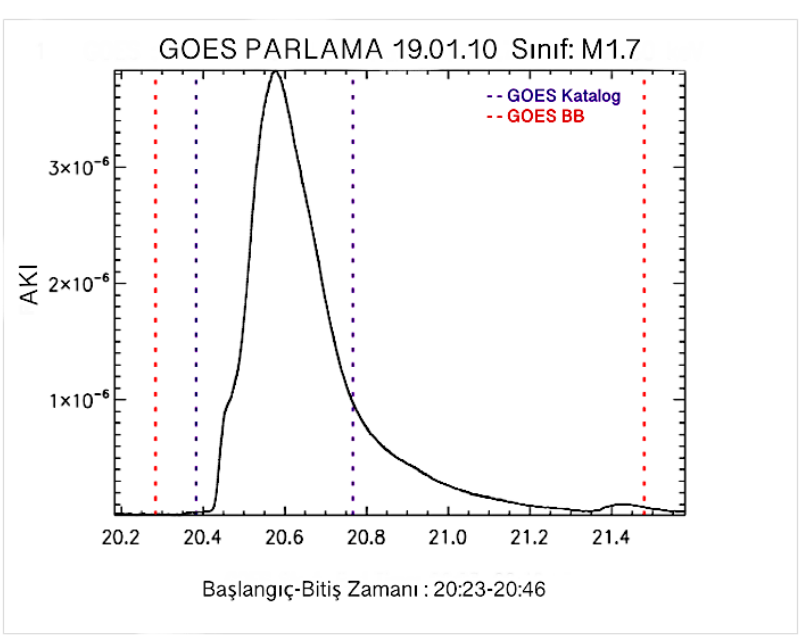
Tablo 4.4: GOES/GB M X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğunda yer alan X ve M sınıfı parlamaların iki enerji kanalında GOES/XRS verilerinin sonuçları.

GOES/XRS		
Enerji aralıkları (keV)	X sınıfı parlamalar	M sınıfı parlamalar
2-12	50	737
3-25	50	737

4.3 BAYESYEN BLOK METODUYLA PARLAMA SÜRELERİNİN BELİRLENMESİ

GOES X-ışın parlamaların başlangıç ve bitiş zamanı, NOAA (National Oceanic and Atmospheric Administration) tarafından belirlenen kriterler ile tanımlanmaktadır. Parlamanın başlangıç zamanı, 1-8 Å aralığındaki bir dakikalık verinin ardışık dört değeri belirlenen üç koşulu sağladığı zamandır: Dört değerin hepsi B1 (1-8 Å) akı eşiğinin üzerinde olmalı, dört değerin hepsinin artması ve son değer üç dakika önceki değerin 1.4 katı olmalıdır. Parlamanın tepe zamanı, X-ışın akısının maksimum seviyeye ulaştığı zamandır (bu aynı zamanda parlama sınıfını belirleyen akının değeridir). Parlamanın bitiş zamanı, parlamanın akı değerinin, maksimum akı değeriyle olayın başlangıç zamanındaki akı değerinin farkının yarısına ulaştığı zaman (denklem 4.2) olarak tanımlanmaktadır (Swalwell ve diğ., 2018).

$$\text{GOES}_{\text{bitiş zamanı}} = \frac{F_{tepe} - F_{başlangıç\ zamanı}}{2} \tag{4.2}$$



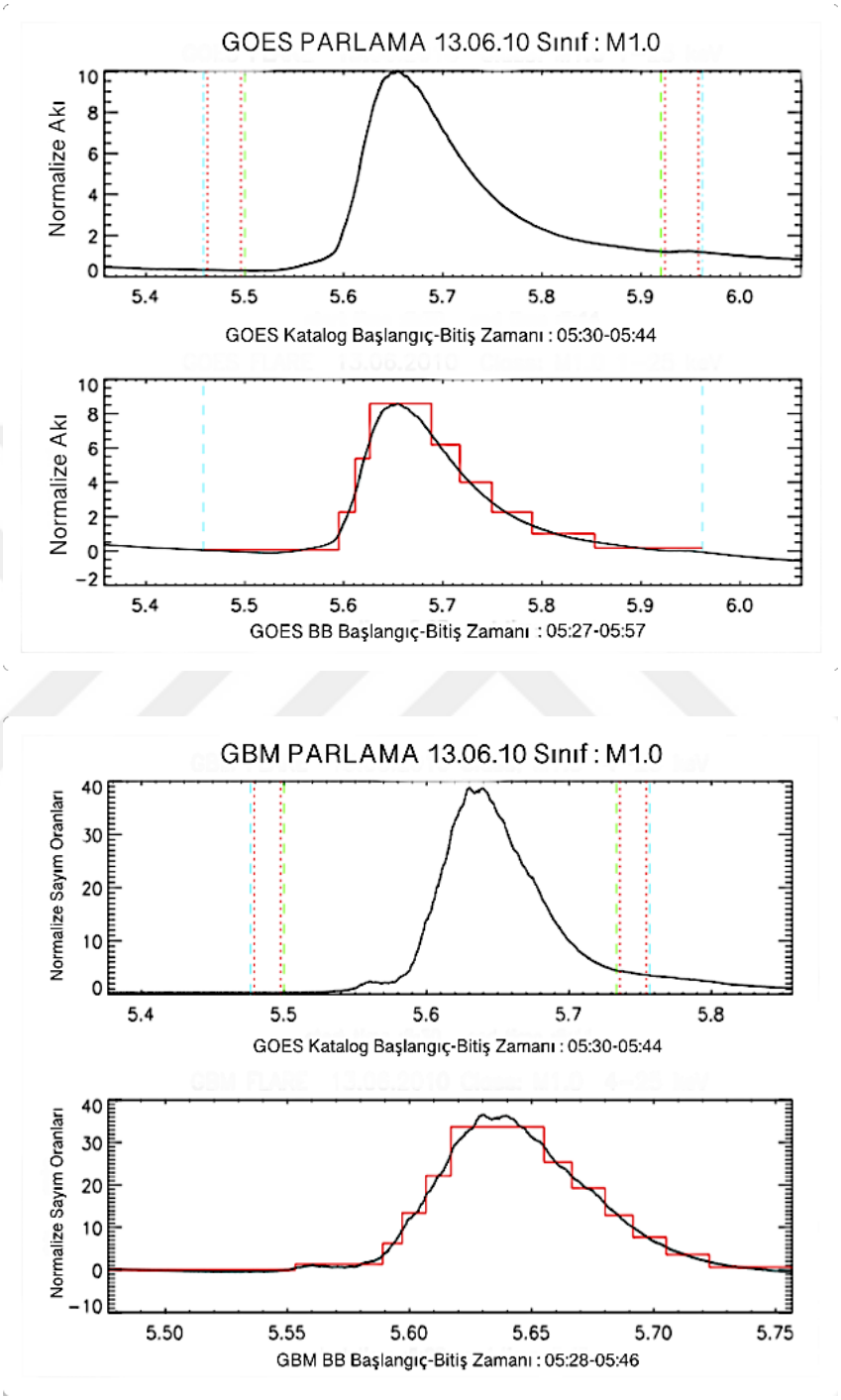
Şekil 4.14: GOES ile gözlenmiş M1.7 sınıfı SOL190110 parlamasının 3-25 keV aralığındaki ışık eğrisi. Kırmızı noktalı çizgiler BB ile belirlenen başlangıç ve bitiş zaman aralıklarını gösterirken, mor çizgiler GOES kataloğunun başlangıç ve bitiş zaman aralıklarını göstermektedir.

Tezin çalışmasının amacı QPP'ler ile parlama fazları (parlama öncesi faz, atımlı faz ve kademeli azalan faz) arasındaki ilişkilerin araştırılmasıdır. Dolayısıyla zaman serisi analizi için parlama zaman aralığını bu üç fazı kapsayacak şekilde belirlemek gerekir. Fakat NOAA kriterleriyle belirlenen *GOES* parlama zaman aralıkları sadece atılımlı faz ve kademeli azalan fazın bir kısmını içermektedir (Şekil 4.14). Bu sebepten dolayı hem *GOES* hem de *GBM* parlamaların zaman aralıklarını sistematik olarak hesaplamak için bu çalışmada Bayesyen Blok (BB; Bayesian Block) metodu kullanıldı. Bu çalışmada Scargle ve diğ. (2013) tarafından geliştirilen algoritmayı parlama verilerine uyarlandı. Parlama bloklarının başlangıcı ve sonu parlamanın süresini belirledi.

Bayesyen Blok uygulamasında ilk olarak *GOES*'un 0.5-8 Å aralığında ve *GBM*'in 5-25 keV enerji aralığında 2.048 sn çözünürlüklü ışık eğrileri oluşturuldu ve ışık eğrilerinden zemin ışıması çıkarıldı. Zemin ışıması belirlenirken aşağıdaki kriterlere dikkat edildi:

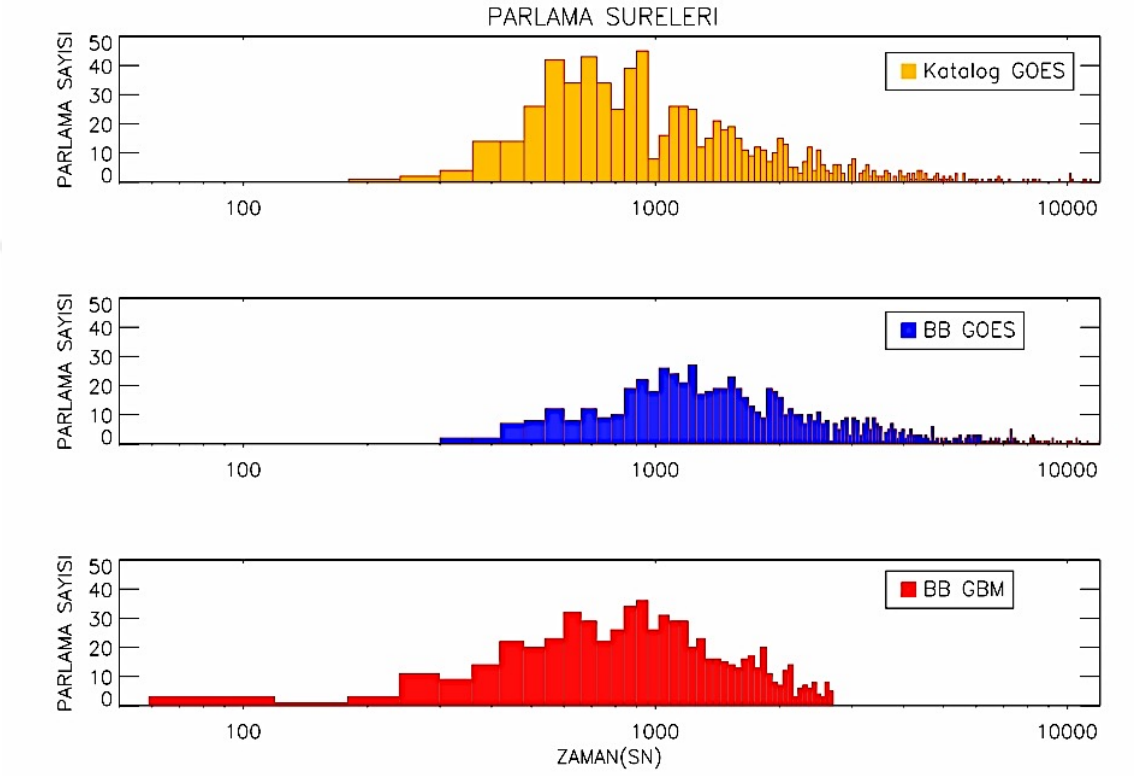
- Zemin için biri parlama öncesinde diğeri parlama sonrasında olacak şekilde iki aralığı belirlemek için oluşturulan *GOES/GBM* parlama kataloğunda verilen başlangıç ve bitiş sürelerinde normalize akı/sayım oranlarının değerlerinin oranlarına bakıldı. Eğer bu oran 0.75 ile 1.25 arasında ise parlama süresinin (katalog süreleri dikkate alınmıştır) %10'u kadar başlangıç zamanından geriye bitiş zamanından ileriye gidilerek zemin seviyesi hesabı için iki aralık belirlendi.
- Eğer başlangıç ve bitiş sürelerindeki değerlerin oranı bu aralığın dışında ise yüksek değerdeki uç belirli adımlar ile kaydırıldı. Bu kaydırma iki uç değerin oranı 0.75 ile 1.25 arasında olana kadar tekrarlandı. Benzer şekilde parlama süresinin %10'u kadar başlangıç ve bitiş noktalarından itibaren dışa doğru gidilerek iki aralık belirlendi.
- Belirlenen iki aralıktan birinci dereceden polinom ($P(x) = a_1x + a_0$) geçirilerek zemin seviyesi belirlendi ve ışık eğrilerinden çıkartıldı. Zemin hesabı için belirlenen aralıkların en dış uç aralıkları içerisinde kalan zaman aralığı BB analizinde kullanılmak üzere seçildi. İlaveten, parlama öncesinde veya parlama sonrasında verinin olmadığı durumda zemin için tek bir aralık görsel olarak seçilerek ve zemin seviyesi belirlendi.
- Zemin ışıması çıkartılmış ışık eğrileri BB analizine tabi tutulmuştur.

Şekil 4.15'te ise BB analizi için zemin ışımasının tespitinde kullanılan aralıklar ve BB ışık eğrisi parlama ışık eğrileri üzerinde gösterilmiştir.



Şekil 4.15: *GOES* (üst) ve *GBM* (s) ile gözlenmiş M1.0 sınıfı SOL2013-06-10 parlamasının GOES 3-25 ve GBM 4-26 keV aralığındaki ışık eğrisi (siyah) ve BB ışık eğrisi (kırmızı). Üst panellerde, zemin ışımasının belirlenmesinde kullanılan parlama öncesi ve parlama sonrası seçilen aralıklar dikey kesikli çizgiler ile gösterilmiştir.

Şekil 4.15'de *GOES* zaman aralıkları dikkate alınarak hesaplanan parlamaların süreleriyle BB analizi için zemin ışımasının tespitinde kullanılan zaman aralıklarının kullanılmasıyla hesaplanan parlamaların sürelerinin histogramları gösterilmiştir.



Şekil 4.16: GOES katalog aralıkları (üst) ile GOES (orta) ve GBM (alt) BB metodu ile hesaplanan parlama süreleri.

4.4 PARLAMA FAZ ARALIKLARININ BELİRLENMESİ

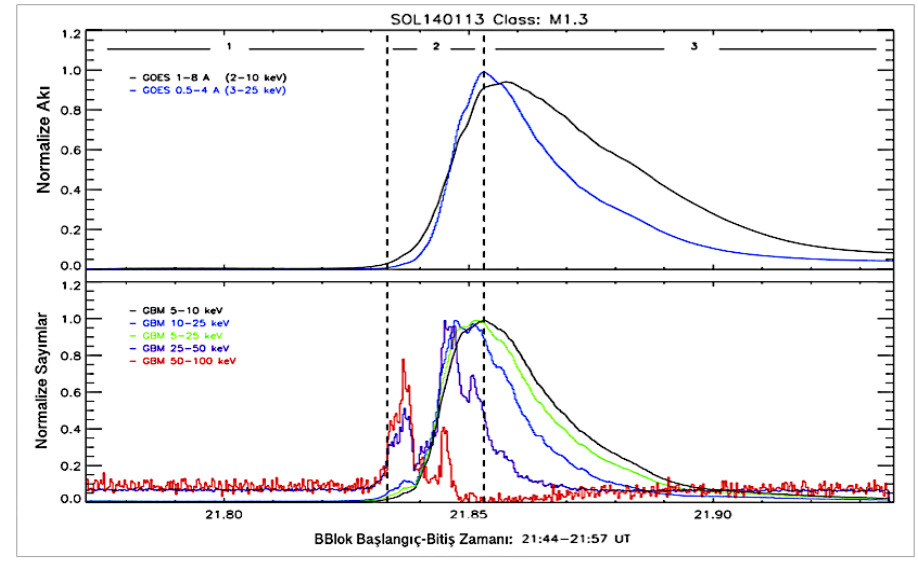
Tezin amacı doğrultusunda, bir parlamanın üç fazını dikkate alarak parlama fazları (parlama öncesi faz, atımlı faz ve kademeli azalan faz) ile yarı-periyodik salınımların oluşum zamanları arasında bir ilişki olup olmadığı araştırmak için ışık eğrileri üzerinde faz zaman aralıklarının belirlenmesi gerekmektedir. Bu sebeple parlamaların *GOES/XRS* 1-8 Å dalgaboyu aralığındaki ışık eğrileri referans alınarak faz aralıkları aşağıdaki adımlar doğrultusunda belirlenmiştir:

1. Adım: Parlamanın parlama öncesi fazının başlangıç noktası, BB metoduyla belirlenen başlangıç zamanı alındı.

2. Adım: Parlamanın atımlı fazı başlangıç noktası: Parlamanın maksimum akı değerinin %5'ine karşılık geldiği nokta atımlı fazının başlangıç noktası ve parlama öncesi fazın bitiş zamanı olarak belirlendi.
3. Adım: Parlamanın atımlı fazı bitiş noktası: Parlamanın maksimum olduğu nokta parlamanın atımlı fazının bitiş noktası ve bozunma fazın başlangıç zamanı olarak belirlendi.
4. Adım: Parlamanın bozunma fazının bitiş noktası, BB metoduyla belirlenen bitiş zamanı alındı.

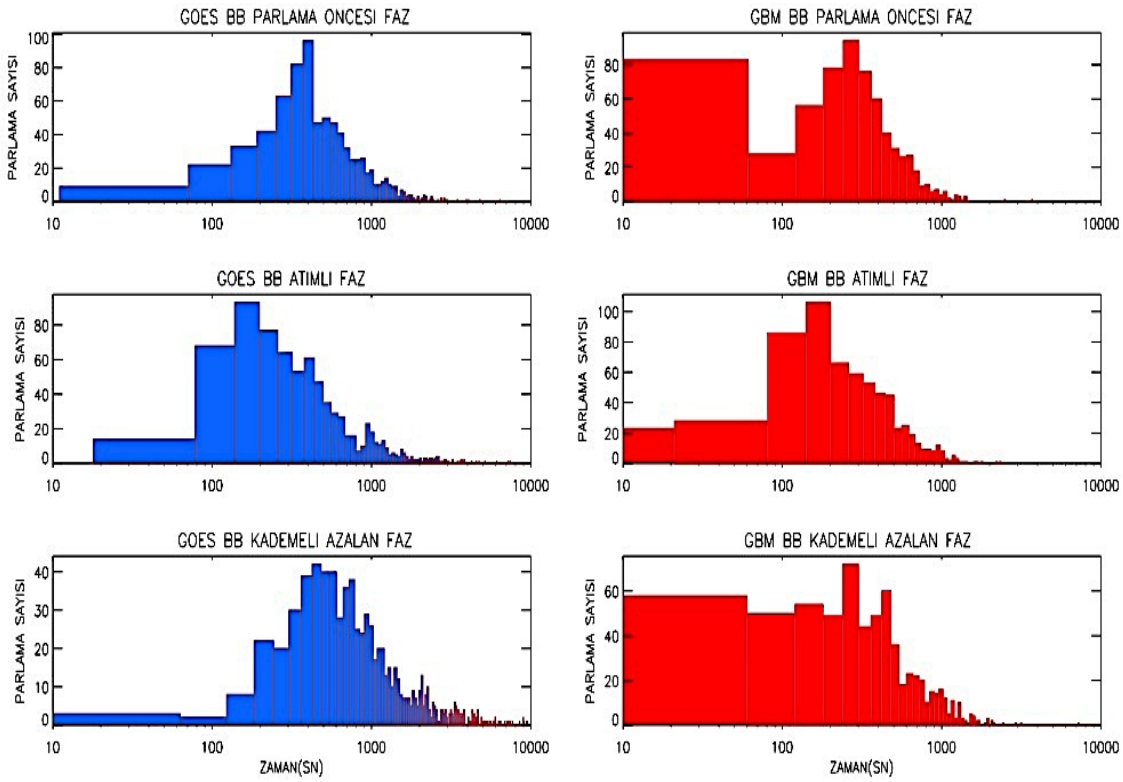
Parlamanın faz aralıkları yukarıdaki adımlar doğrultusunda ilk olarak Şekil 4.14'te verilen referans bir parlama seçilerek incelendi sonrasında tüm parlamalara uygulanarak analizlerde kullanılmak üzere 790 parlamanın; parlama öncesi, atımlı ve bozunma fazının başlangıç ve bitiş zamanlarının ve parlama sürelerinin bulunduğu '*GOES/GBM X ve M sınıfı Parlama Faz Aralıkları Kataloğu*' adlı yeni bir katalog oluşturuldu (bkz EK 3).

*GOES/GBM X ve M sınıfı Parlama Faz Aralıkları Kataloğu'*ndaki GOES ve GBM ile gözlenen parlamaların ve parlamanın üç fazı için belirlenen başlangıç ve bitiş zaman aralıkları gözönüne alınarak hesaplanan parlamalar Şekil 4.17'te gösterilmiştir.



Şekil 4.17: 13 Ocak 2014 tarihinde gözlenen M1.3 sınıfı SOL2013-01-14 parlamasının GOES (üst panel) ve GBM (alt panel) ışık eğrileri. Parlamanın fazları grafik üzerinde gösterilmiştir. (1) parlama öncesi, (2) atımlı ve (3) kademeli azalan faz.

GOES/GBM X ve M sınıfı Parlama Faz Aralıkları Kataloğu'ndaki *GOES* ve *GBM* ile gözlenen parlamaların ve parlamanın üç fazı için belirlenen başlangıç ve bitiş zaman aralıkları gözönüne alınarak hesaplanan parlamaların faz sürelerinin dağılımları Şekil 4.18'te gösterilmiştir.



Şekil 4.18: Parlama süreleri (1. sıra) ve parlama faz süreleri (2. 3. ve 4. sıralar) dağılımları.

4.5 DALGACIK ANALİZİ

Dalgacık dönüşümü, parlamanın zaman serilerinden elde edilen periyodun parlamanın hangi fazında gözlendiğini vermesi açısından güzel bir fırsat sunmaktadır. Bu sebeple bu çalışmada oluşturulan '*GOES/GBM X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğu*' ile parlama isimlendirilmelerine ve farklı enerji aralıklarında analizlerde kullanım durumları belirlenirken faz aralıklarına göre başlangıç ve bitiş zamanları '*GOES/GBM X ve M sınıfı Parlamaların Faz Aralıkları Kataloğu*' ile belirlenmiştir. *GOES*'un 1-8 Å ve 0.5-4 Å dalgaboyu aralıklarına ve *GBM*'in sırasıyla 4-12, 12-26, 4-26,25-50 ve 50-100 keV enerji kanallarına ait zaman serilerine Morlet ana dalgacığı ve güç kanunu şeklindeki kırmızı gürültü spektrumunu dalgacık yazılımında bulunan oto-regresif modeli (Torrence ve Compo, 1998) kullanılarak parlamanın üç fazına dalgacık analizi uygulandı. Hem yerel dalgacık güç spektrumunda hem de parlamanın

ayrı ayrı üç fazında ortalama güç spektrumunda (global güç spektrumu) yarı periyodik sinyalin varlığı aşağıdaki kriterlerle birlikte araştırıldı.

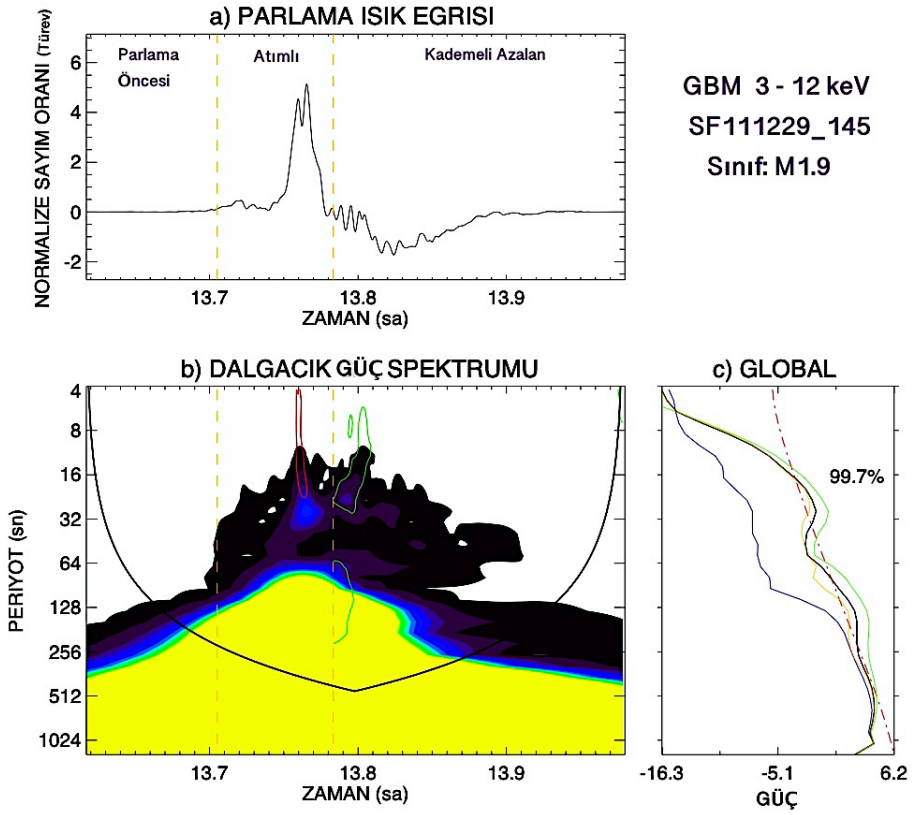
Analiz prosedürünün ilk adımı olarak *GOES* ve *GBM* verilerini normallize edilmiştir;

$$F_N = \frac{F-\bar{F}}{F} \tag{4.3}$$

Denklemde F_N normalize edilmiş sinyali, F orijinal sinyali ve $\bar{F}$ orijinal sinyalin ortalamasını göstermektedir. Bu işlem yalnızca sinyali normalleştirmektedir diğer çalışmalardan farklı olarak, tahmini düzleştirilmiş bir zemin bileşeninin çıkarılması (detrending) yapılmaz (örn. Dolla ve diğ., 2012; Simões ve diğ., 2015; Dennis ve diğ., 2016).

Tez çalışmasında, dalgacık analizinde Torrence ve Compo (1998) tarafından sağlanan metot ve IDL rutinleri geliştirilerek kullanılmıştır. Güç kanunu şeklindeki kırmızı gürültü spektrumunu dalgacık yazılımında bulunan oto-regresif modeliyle (Torrence ve Compo, 1998) tanımlandı. Her bir parlamanın hem yerel dalgacık güç spektrumunda hem de tüm zamanlar ve faz süreleri üzerinden oluşturulan ortalama güç spektrumlarında (global güç spektrumu) periyodik sinyalin varlığı araştırıldı. Dalgacık güç spektrumlarının anlamlılığı (significance) kırmızı gürültü modeline göre %99.7 güvenirlilik seviyesinde (confidence level) test edildi. QPP'nin varlığı, dalgacık güç spektrumunda kırmızı-gürültü modelinin üzerinde %99.7 güvenirlik seviyesinde tespit edilen güç olarak belirlendi. Ayrıca *GOES* parlamalarının iki farklı enerji kanalı, *GBM* parlamalarının beş farklı enerji aralığındaki ışık eğrilerine dalgacık analizini uygulanmasıyla QPP gösteren parlamaların periyotlarının farklı enerji kanallarında değişiklik gösterip göstermediği de araştırılmıştır.

Şekil 4.19'da M1.9 sınıfı SOL111229 parlamasının dalgacık analiz sonucu verilmiştir. Dalgacık güç spektrumundaki (b) anlamlı bölgelerin tespiti için kırmızı gürültü için elde edilen teorik güç spektrumu kullanılmıştır. Dalgacık dönüşümü neticesinde elde edilen spektrum ile teorik spektrum karşılaştırılarak %99.7 seviyesinde anlamlı bölgeleri göstermekte olan kalın çizgiler ile çevrelenmiş bölgeler elde edilmiştir Bu eğrinin içinde kalan alanda görülen konturlar y-ekseninde görüleceği üzere periyodları vermektedir. Eğrinin dışında kalan konturlar da periyodu göstermekle beraber yeteri kadar güvenilir değildir.



Şekil 4.19: M1.9 sınıfı SOL111229 parlamasının GBM 3-12 keV enerji aralığındaki zaman serisinin dalgacık analizi. (a) Parlamanın dalgacık analizinde kullanılan türevi alınmış ışık eğrisi. Turuncu dikey kesikli çizgi faz aralıklarını göstermektedir. (b) Morlet ana dalgacığı kullanılarak elde edilen yerel dalgacık güç spektrumu. X-ekseni zamanı y-ekseni periyodu göstermektedir. Kontürler, kırmızı gürültü modelinin üzerindeki %99.7 güvenirlik seviyesinde gücü, kalın siyah eğrinin altında kalan bölge kenar etkilerinin önemli olduğu "etki konisini" göstermektedir. (c) Parlamamın toplam süresi (siyah çizgi), parlama öncesi (mavi çizgi), atımlı (yeşil çizgi) ve kademeli azalan faz süreleri üzerinden ortalama güç spektrumları. Kesikli çizgi gürültü modelinin üzerinde %99.7 güvenirlik seviyesini gösteriyor.

Dalgacık güç spektrumu oluşturulurken sonsuz uzunlukta bir zaman serisine uygulanma mantığını içerir. Bu yüzden, parlama verilerinin sonlu uzunlukta olmasından dolayı, dalgacık spektrumunun başlangıç ve bitiş noktalarında hatalar oluşmaktadır. Bu etkileri uzaklaştırmak için veriye sıfır ekleme işlemleri yapılır ve bunun sonucunda Şekil 4.19b'de kalın siyah çizgiyle gösterilen etki konisi denilen bir bölge oluşur. Bu sebeple etki konisinin içinde kalan periyotlar dikkate alınırken koninin dışında kalan periyotlar analiz sonuçlarına dahil edilmemiştir.

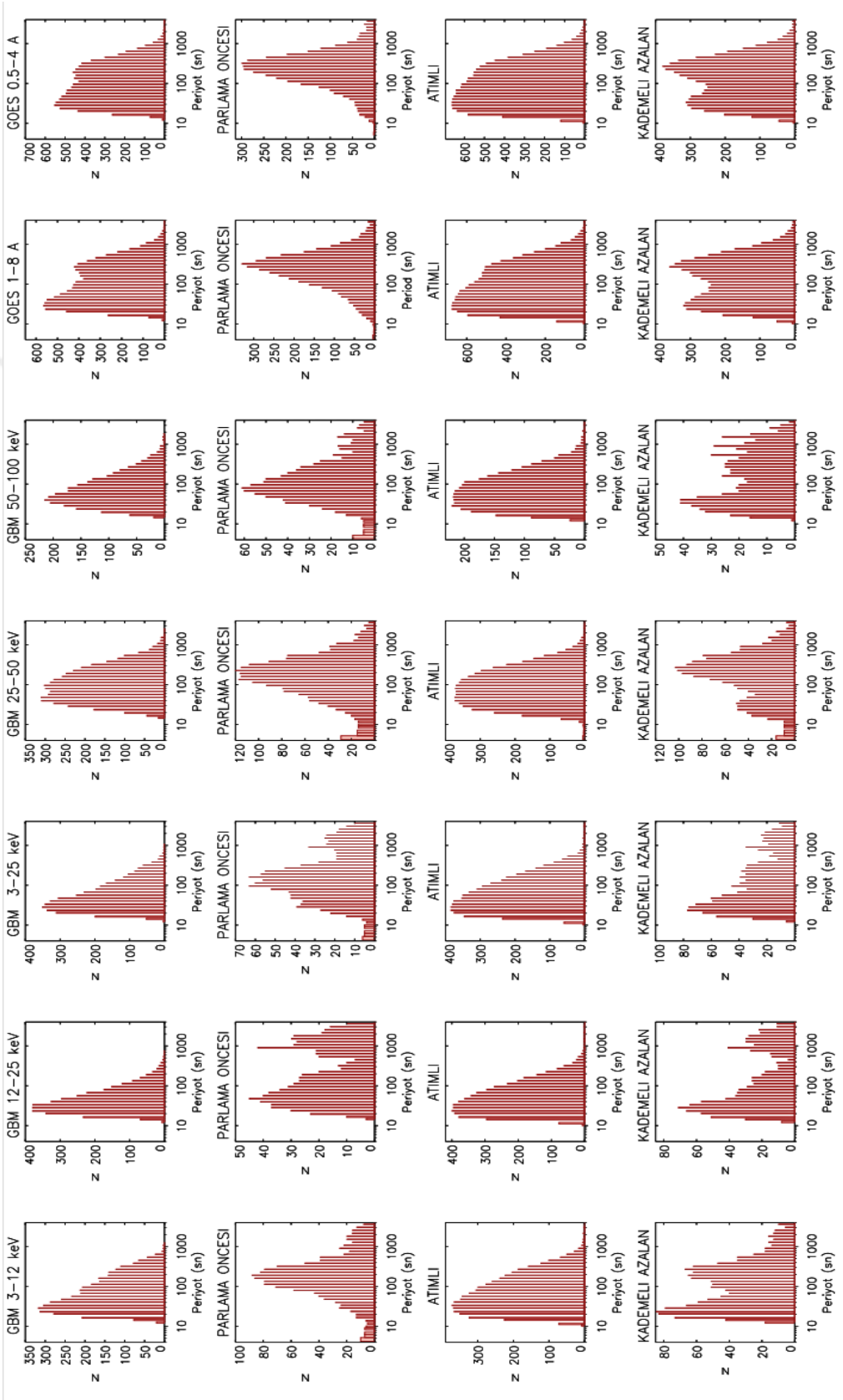
Global dalgacık spektrumundaki kesikli çizgi ile %99.7 seviyesindeki güven düzeyi belirtilmektedir (Şekil 4.19c). Ayrıca, global dalgacık spektrumundan görüldüğü üzere en baskın periyodiklik 4 ve 128 sn ölçek seviyelerinde görülmektedir. Global dalgacık spektrumu, zaman ortalamalı spektrum, her bir ölçek değerinde tüm zamanlardaki katsayıların ortalamaları alınarak hesaplanmaktadır. Kesikli çizginin üstünde kalan kısımlar kırmızı gürültü için elde edilen spektrumla karşılaştırılmış ve %99.7 güvenle anlamlı olduğu tespit edilmiş modları göstermektedir.

Tüm parlamalara uygulanan dalgacık dönüşümü sonucu elde edilen periyot sonuçları *'GOES/GBM X ve M sınıfı Parlamaların Yarı Periyodik Salınımları'* adlı katalogda sunulmuştur (bkz EK 4).

4.5.1 Parlamalarda Periyot Arama Sonuçları

Parlamalarda yarı periyodik salınımların elde edilmesi sonucunda, toplam parlama ve parlamanın üç fazı süresince tespit edilen periyotların histogramları Şekil 4.20'da verilmiştir. Şekilde üst sırada, tüm faz aralıkları dikkate alındığında, yedi farklı enerji aralığında (5 *GBM* + 2 *GOES*) gözlenen yarı-periyodik salınımların dağılımlarını göstermektedir. Diğer sıralarda sırasıyla parlama öncesi, atımlı ve kademeli azalan fazlarda dağılımlar verilmiştir. Tüm parlama süreleri dikkate alındığında (ilk sıra), *GBM* termal enerji (<25 keV) aralıklarında tek mod (~20-100 sn arasında) gösterirken *GOES* dalgaboyu (<25 keV) aralıklarında çift mod (~20-100 sn ve ~200-800 sn) sergilemektedir. İkinci modun termal *GBM* ışık eğrilerinde baskın olmaması, parlama sayısı ve parlamaların süreleri üzerindeki seçim etkisinden olabilir. Çünkü *Fermi* uydusu alçak yörüngede olduğundan dolanım periyodu ~90 dakikadır. Bu durum her 90 dk bir uydu Dünya'nın gölge konisi içinde olacağından analiz edilen *GBM* parlamalarının sürelerine ve sayılarına kısıtlama getirilmiş oldu.

Şekilde, ikinci sırada verilen parlama öncesi fazda gözlenen salınımların dağılımına baktığımızda, *GBM* verilerinin seçim etkisi görülmektedir. *GBM* termal emisyonlarında uzun periyotlardaki ikinci modun bu evrede baskın olduğu açıkça görülmektedir. Atımlı (üçüncü sıra) ve kademeli azalan (dördüncü sıra) faz dağılımlarında baskın olan kısa periyot aralığının birbirleriyle örtüştüğü görülmektedir. Dolayısıyla, yarı periyodik salınımların ağırlıklı olarak atımlı fazda oluştuğu ve kademeli azalan faza kadar nüfuz ettiği yönünde bir çıkarım yapılabilir.



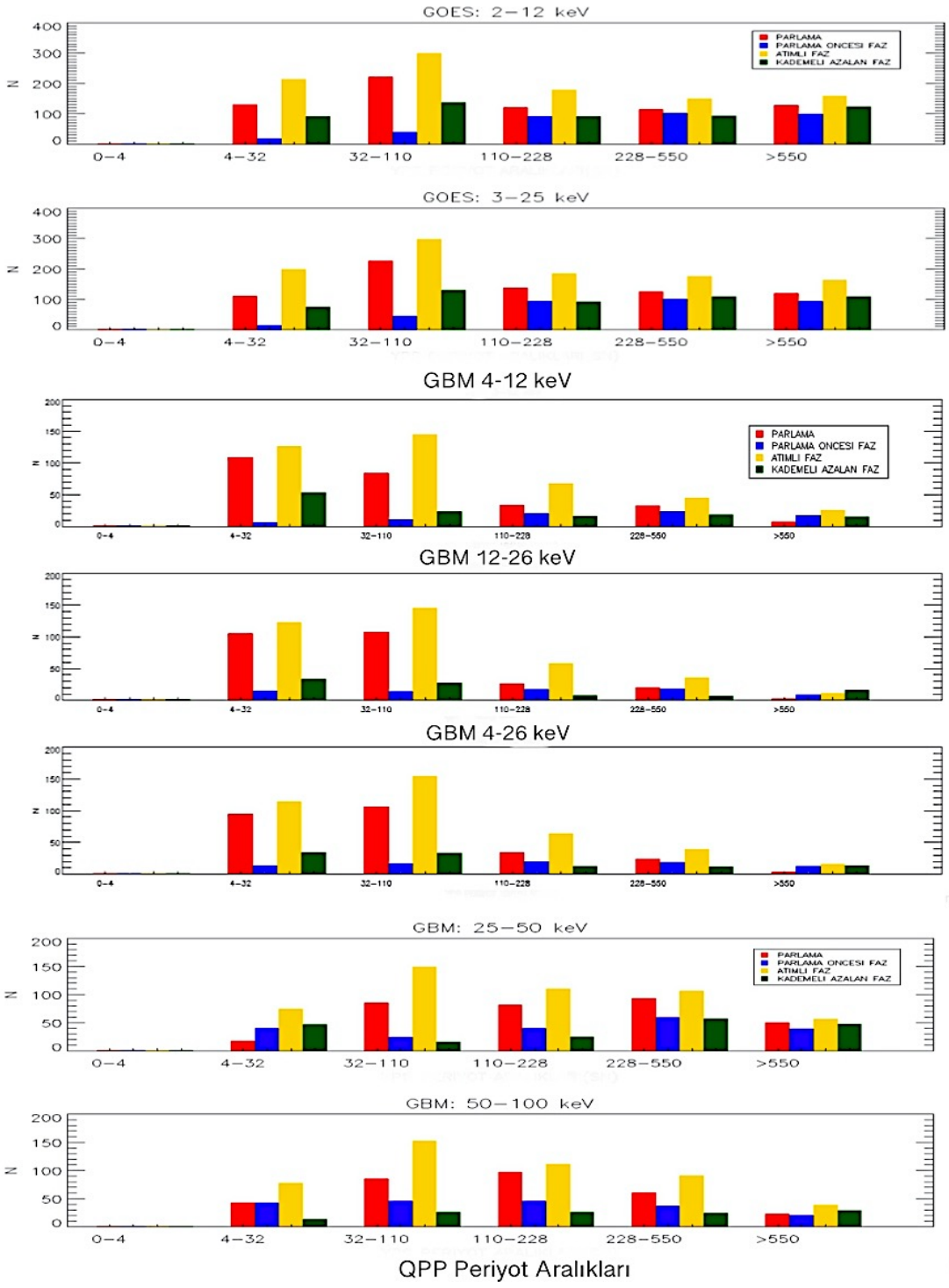
Şekil 4.20: Yarı-periyodik salınımların parlama boyunca (1. sıra), parlama öncesi (2. sıra), atımlı (3. sıra) ve kademeli azalan (4. sıra) fazları boyunca dağılımları. Grafiklerin x-eksenleri logaritmik ve y-eksenleri de doğrusal formda oluşturulmuştur. Gözlendiği alet ve enerji aralıkları her bir panelin üstünde belirtilmiştir.

Parlamalarda tespit edilen QPP'lerin altı periyot aralığına göre gruplandırılmıştır; 0-4, 4-32, 32-110, 110-228 (3 dk) 228-550 (5 dk) ve >550 sn. Farklı enerji kanalları dikkate alınarak tüm parlama ve fazlara göre dağılımı Şekil 4.21'de verilmiştir. Enerji kanallarındaki dağılımların birbirleriyle benzer olduğu görülmektedir. GOES ve GBM enerji aralıklarında baskın olarak belirlenen periyotlar Tablo 4.5'te verilmiştir.

Termal enerji aralıklarında tüm parlama süresi dikkate alındığında 4-32sn ile 32-110 sn aralıklarında dağılımın belirgin olduğu görülmektedir. Termal olmayan enerji aralıklarında ise 32-110 sn arasındaki periyotların baskın olduğu dikkati çekmektedir. Benzer dağılım atımlı faz içinde geçerlidir. Bu dağılımdan QPP'lerin atımlı fazda oluştuğu sonucu çıkarılabilir. Bu periyotların kademeli azalan fazda, özellikle termal enerjilerde, bir miktar görülmesinden bazı parlamalarda atımlı fazda oluşan QPP'lerin kademeli azalan faza kadar nüfuz ettiğini göstermektedir. Parlama öncesi ve kademeli azalan fazda yaklaşık iki dakikadan büyük olan periyotların etkin olduğu görülmektedir.

Tablo 4.5: GOES/XRS ve Fermi/GBM'deki enerji kanalındaki parlama faz aralıklarındaki baskın periyot sonuçları.

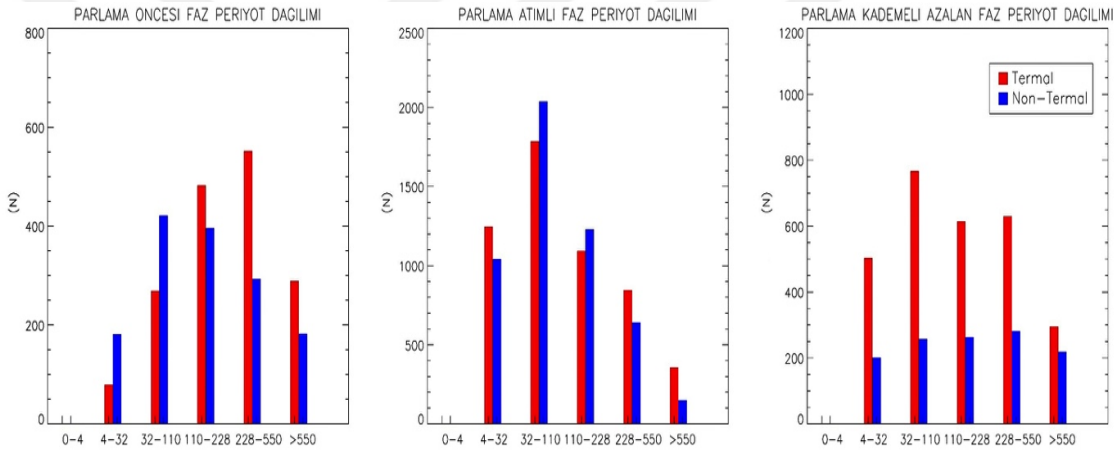
UYDU	ENERJİ ARALIĞI (keV)	BASKIN PERİYOT (sn)	PARLAMA FAZI
GOES	2-12	32-110	ATIMLI FAZ
	3-25	32-110	ATIMLI FAZ
GBM	4-12	4-32, 32-110	ATIMLI FAZ
	12-26	4-32, 32-110	ATIMLI FAZ
	4-26	4-32, 32-110	ATIMLI FAZ
	25-50	32-110, 110-228	ATIMLI FAZ
	50-100	32-110, 110-228	ATIMLI FAZ



Şekil 4.21: GOES ve GBM'in enerji aralıklarında bulunan tüm QPP'lerin dört farklı zaman aralıklarındaki dağılımları.

Parlamalarda tespiti yapılan QPP'lerin istatistikleri özetlenirse; *GOES* 1-8 Å'da gözlenen parlamaların ~%64'ü ve *GBM* 25-50 keV'da gözlenen parlamaların ~%52'si atılımlı faz süresince 4-110 sn zaman ölçeklerinde QPP gösterirken *GOES* 1-8 Å'da gözlenen parlamaların ~%30'u ve *GBM* 25-50 keV'da gözlenen parlamaların ~%16'sı kademeli azalan faz süresince 4-110 sn zaman ölçeklerinde QPP gösterdiği bulunmuştur.

GOES 1-8 Å ve 0.5-4 Å dalgaboyu aralıkları termal enerjiler ile *GBM* 25-50 ve 50-100 keV enerji aralıkları termal olmayan enerjilerdeki parlama fazlarına göre periyotların dağılımları Şekil 4.22'de fazlardaki baskın periyotların sonuçları ise Tablo 4.6'da verilmiştir.



Şekil 4.22: Dalgacık analizi sonucunda belirlenen periyotların termal (keV<25), GOES 2-12 keV enerji aralıklarındaki periyotlar ile termal olmayan (keV>25), GBM 25-50 keV ile 50-100 keV enerjilerinde belirlenen periyotların histogramları.

Tablo 4.6: Parlama fazları ve emisyon formları arasındaki baskın periyot dağılımlarının sonuçları.

	Parlama Fazları Periyotlar		
Emisyon Formu	Parlama Öncesi Faz (sn)	Atımlı Faz (sn)	Kademeli Azalan Faz (sn)
Termal	228-550	32-110	32-110
Termal Olmayan	32-110	32-110	110-228, 228-550

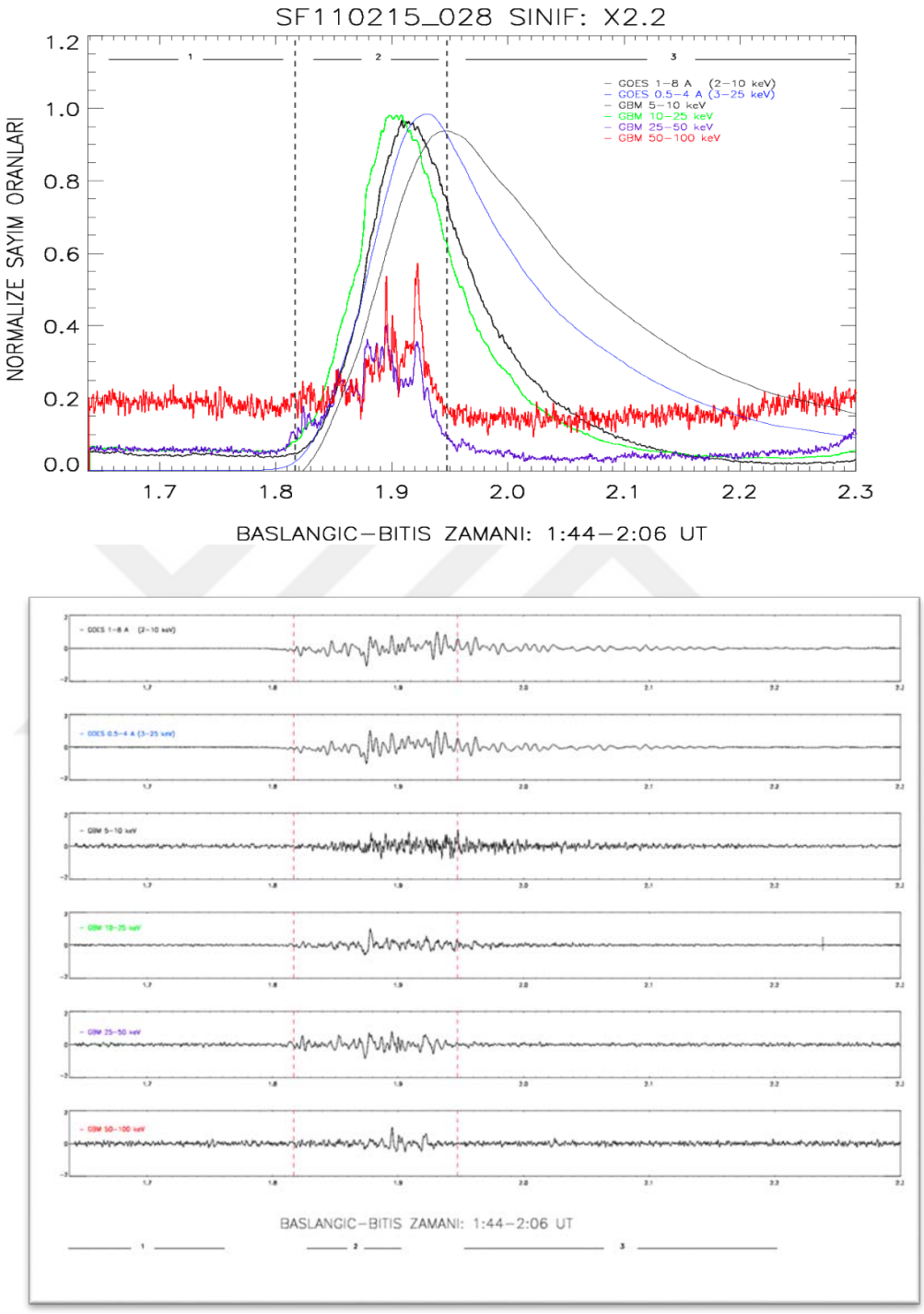
GOES 1-8 Å ve 0.5-4 Å dalgaboyu aralıkları termal emisyon ile *GBM* 25-50 ve 50-100 keV enerji aralıkları termal olmayan emisyonda parlama fazlarına göre periyotların dağılımlarında parlamalarda tespiti yapılan QPP'lerin parlama fazları ve emisyon formları arasındaki baskın periyot istatistiklerini göz önüne alındığında parlamaların termal emisyonda atımlı ve kademeli azalan fazda baskın periyotlar 32-110 sn aralığındayken parlama öncesi fazda 228-550 sn periyotlar baskın olduğu, termal olmayan emisyonda ise atımlı ve parlama öncesi fazda 32-110 sn periyotlar baskınken kademeli azalan fazda 110-228 ile 228-550 sn periyotlar baskındır.

Sonuç olarak, *GOES* 1-8 ve 0.5-4 Å dalgaboyu aralığında gözlenen parlamaların %99'unda periyot bulunurken, *GBM* 4-12, 12-26, 4-26,25-50 ve 50-100 keV kanallarında gözlenen parlamaların sırasıyla %98, %100, %96, %100 ve %100'ünde periyot teşhis edilmiştir. Dolayısıyla, QPP'ler Güneş parlamalarında sık görünen olaylardır.

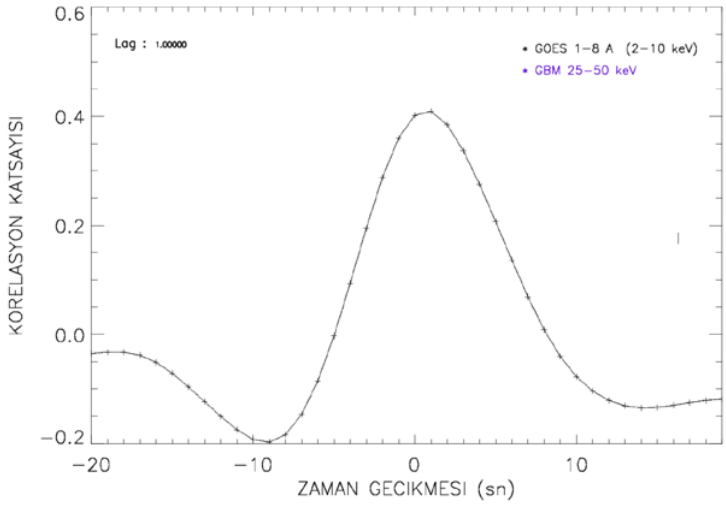
4.6 FARKLI ENERJİ ARALIKLARINDAKİ ZAMAN SERİLERİ ARASINDAKİ ZAMAN GECİKMESİNİN ARAŞTIRILMASI

Yumuşak X-ışınlarında ve sert X-ışınlarında tespit edilen kısa süreli yarı periyodik salınımların zaman gecikmesi gösterip göstermediğini araştırmak için 30 sn'den kısa değişimlere odaklanarak ve farklı enerji aralıklarında farklı zaman gecikmelerini araştırıldı. Tüm parlama boyunca QPP dağılımlarına bakıldığında (Şekil 4.20 birinci sıra), mod değeri 30 sn civarında olduğu için bu değer alındı. Zaman gecikmeleri hesabı için parlamaların *GOE*S dalgaboylarında gözlenen ışık eğrilerini (1-8 Å ve 0.5-4 Å) ve GBM'in 100 keV'dan düşük enerji bantlarında gözlenen ışık eğrilerini dikkate alındı. İlk olarak ışık eğrilerini 30 sn'lik bloklar (boxcar) ile pürüzsüzleştirildi ve orijinal sinyalden pürüzsüzleştirilen sinyali çıkartarak uzun-süreli değişimleri ışık eğrilerinden arındırıldı.

Şekil 4.23'de X2.2 sınıfında SOL2011-0215 parlaması için bu şekilde oluşturulmuş ışık eğrileri *GOES*'un iki dalgaboyu kanalı ve GBM'in 4-12, 12-26, 4-26,25-50 ve 50-100 keV kanallarında verilmiştir. Buradaki kanalların her birinde, atımlı faz boyunca kısa-süreli değişimler açıkça görünmektedir. Yumuşak X-ışın kanallarında kademeli azalan faz boyunca küçük genlikli bazı değişimler de görülmektedir.

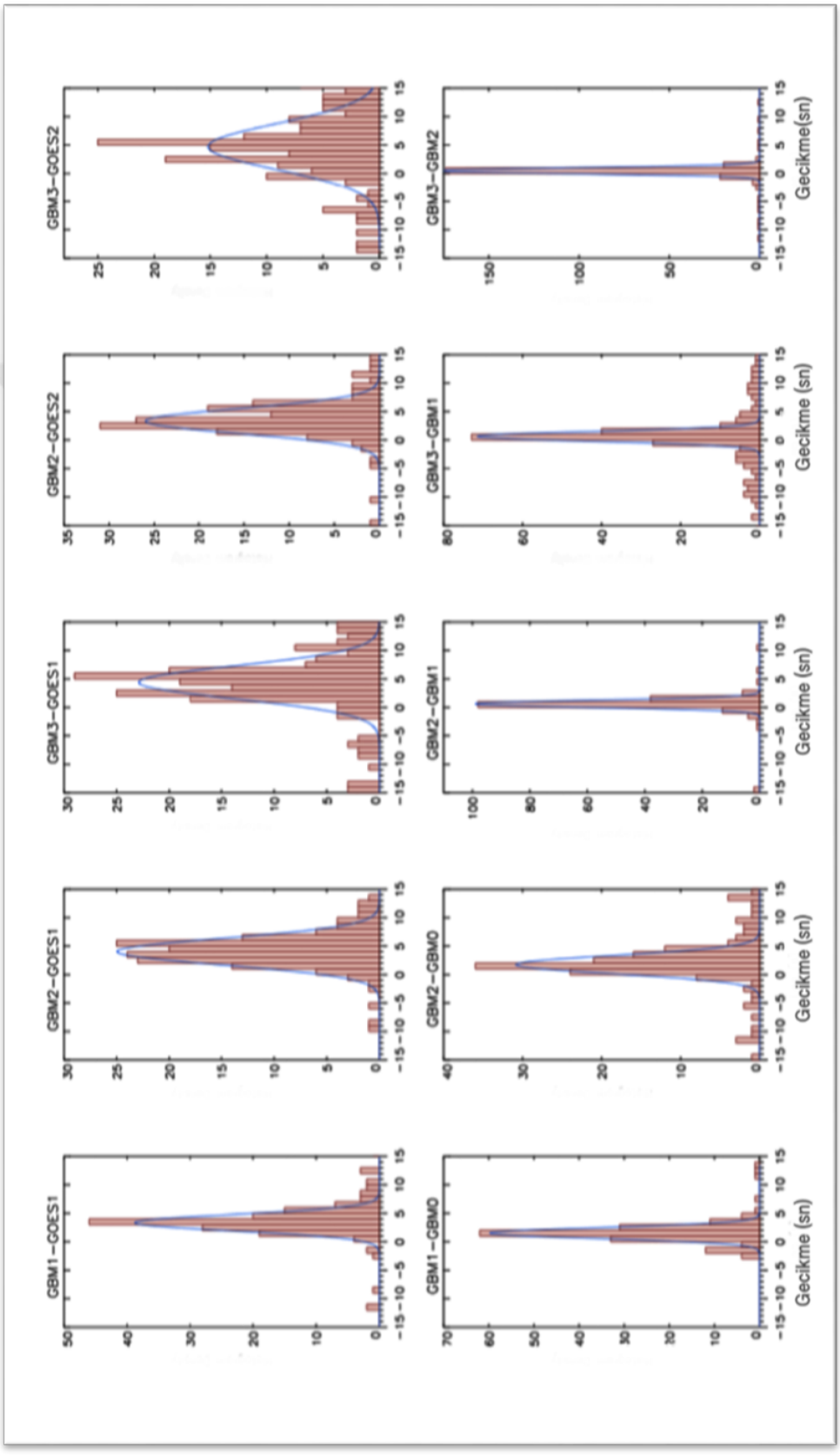


Şekil 4.23: X2.2 sınıfı SOL2015-02-11 parlamasının GOES ve GBM kanallarında gözlenen normalize edilmiş ışık eğrileri (sol üst panel). GOES 1-8 Å ve GBM 25-50 keV kanallarına uygulanan çapraz-korelasyonun grafiği (sağ üst) ve altı enerji kanalında uzun dönemli değişimlerin çıkarılmasıyla elde edilmiş ışık eğrileri. Işık eğrilerin verildiği panellerde faz aralıklarının sınırları kırmızı dikey kesikli çizgilerle gösterilmiştir.



Şekil 4.24: GOES 1-8 Å ile GBM 25-50 keV iki sinyal arasındaki zaman gecikmesi grafiği.

Zaman gecikmelerini, Şekil 4.23'de sunulan altı enerji kanalının (iki GOES, dört GBM) birbirlerine göre çeşitli kombinasyonlarını düşünerek çapraz korelasyon fonksiyonuyla hesaplandı. Farklı uyduların benzer enerji bantlarını ihmal edildi. GOES ve *Fermi*/GBM uydularının zaman çözünürlükleri farklı olduğundan, eşleştirmek için doğrusal interpolasyon (spline interpolasyon) kullanıldı. Çapraz korelasyon fonksiyonunu kullanarak, iki sinyal arasındaki zaman gecikmeleri elde edildi (Şekil 4.24). Her bir parlamanın altı enerji kanalının ikili kombinasyonlarından elde edilen zaman gecikmelerinin dağılımları Şekil 4.25'de verilmiştir. Her bir dağılım bir Gauss eğrisiyle modellendi ve Gauss eğrisinin tepe noktası zaman gecikmesi olarak alındı. Dağılımlarla en uyumlu Gauss eğrisinin 1σ genişliği ölçümlerin istatistiksel hatası olarak kabul edildi. Tablo 4.7'de zaman gecikmesinin hesaplandığı enerji aralıklarıyla ilgili dağılıma ait zaman gecikmesi ve 1σ hatası verilmiştir. Sonuçlar incelendiğinde, parlamaların sert X-ışın emisyonuyla yumuşak X-ışın emisyonu arasında, zaman çözünürlüğü ve hataları da göz önüne alındığında, önemli bir zaman gecikmesi olmadığını söyleyebiliriz. Ek 1'de verilen *GOES/GBM* X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğu'nda belirlenen *GOES* ve *GBM* uydlarının tüm kanallarında kullanılan veriler için aralarında zaman gecikmeleri hesaplanmıştır. Zaman gecikmelerinin tablo sonuçları EK 5'te verilmektedir.



Şekil 4.25: *GOES* termal X-ışınlarında gözlenen ışık eğrileriyle *GBM* termal olmayan ışık eğrileri arasındaki zamansal gecikme dağılımları (*1. sıra*) ve *GBM*'in termal ve termal olmayan ışık eğrileri arasındaki zamansal gecikme dağılımları (*2. sıra*). Her bir dağılım bir Gauss eğrisiyle modellenmiştir (mavi çizgi).

Tablo 4.7: GOES hem de GBM ile gözlenen parlamaların zaman gecikmeleri. Tabloda ilgili zaman enerji aralıkları ve zaman gecikmeleri 1σ hatalarıyla birlikte verilmiştir.

	Enerji Aralıkları (keV)	**Zamansal Gecikme** (sn)
GBM1-GOES1	(12-26) ile (2-12)	3.34 ± 1.42
GBM2-GOES1	(25-50) ile (2-12)	4.02 ± 2.31
GBM3-GOES1	(50-100) ile (2-12)	4.40 ± 2.86
GBM2-GOES2	(25-50) ile (3-25)	3.33 ± 2.18
GBM3-GOES2	(50-100) ile (3-25)	4.72 ± 4.00
GBM1-GBM0	(10-25) ile (4-12)	1.50 ± 0.93
GBM2-GBM0	(25-50) ile (4-12)	1.74 ± 1.58
GBM2-GBM1	(25-50) ile (12-26)	0.68 ± 0.58
GBM3-GBM1	(50-100) ile (12-26)	0.63 ± 0.83
GBM3-GBM2	(50-100) ile (25-50)	1.49 ± 0.49

5. TARTIŞMA VE SONUÇ

5.1. KATALOGLARIN LİTERATURE KATKILARI

Yüksek lisans tez çalışmasında, 11 Haziran 2008 ve 26 Aralık 2019 tarihleri arasında, *GOES* uydusu üzerindeki Güneş X-ışın Cihazının (XRS: Solar X-ray Sensor) iki enerji aralığında (1-8 Å, 2-12 keV; 0.5-4 Å, 3-25 keV) ve *Fermi* Gama Işın Gözlemevi üzerindeki Gama Işın Patlama Monitörü (*GBM*: Gamma-ray Burst Monitor) dedektörlerinin beş enerji aralığında (4-12, 12-26, 4-26, 25-50 ve 50-100 keV) gözlenen X ve M sınıfı parlamaların, literatürde şimdiye kadar ilk kez bu kadar büyük bir örnek üzerinden, parlama fazları boyunca yarı periyodik salınımların sistematik araştırılması yapılmıştır.

Yarı periyodik salınımların *GOES* ve *GBM* parlama verilerinin detaylı kontrolleri sonrasında 790 parlama zaman analizinde kullanılmak üzere belirlenerek kapsamlı bir *GOES/GBM* X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğu oluşturulmuştur. Oluşturulan katalogtaki *GOES* ve *GBM*'in farklı enerji aralıklarındaki parlama verilerinin bilgileri bu tez çalışmasında zaman analizleri için kullanılmıştır. Bu bilgiler ve veriler, aynı zamanda, sonraki çalışmalar (parlama spektrum analizleri ve *RHESSI* verilerinin *GBM* ile karşılaştırmalı zaman aralıklarıyla görüntüleme spektrum analizleri gibi) için de kaynak sağlayabilir niteliktedir.

Ayrıca parlamaların başlangıç ve bitiş zamanı *GOES* katalog zamanından farklı olarak Bayesyen Blok metodu ile belirlenmiştir. *GOES* katalog zamanına göre parlamaların parlama öncesi ve kademeli azalan fazın bir kısmı tanımlanıyorken, BB metoduyla belirlen sürelerde kademeli azalan ve parlama öncesi fazın tamamının dahil olmasını sağlamıştır. Parlama fazlarının sistematik belirlenebilmesi için *GOES* 1-8 Å dalgaboyu aralığı referans alınarak parlamanın faz süreleri tayin edilmiş ve *GOES/GBM* X ve M sınıfı parlamaların faz aralıkları kataloğu oluşturulmuştur.

Dalgacık dönüşümüyle elde edilen dalgacık güç spektrumu sayesinde Güneş parlamalarına ait yarı periyodik salınımların değişkenliği Standart Parlama modeliyle tanımlanan faz aralıkları süresince detaylı irdelenmiş ve elde edilen sonuçları içeren zengin bir veri arşivi oluşturmuştur. Bu bilgilerin ilgili bilimsel camiaların ilgisini çekecek bir web portalı üzerinden paylaşılması

planlanmaktadır ve bu sayede literatürde yer alacak makalelere ek olarak sonuçların etkin paylaşımı gerçekleşebilecek, uluslararası iş birliği fırsatlarına yol açacaktır.

5.2. YARI PERİYODİK SALINIMLARIN GÖZLEMSEL GÖSTERGELERİ

QPP'ler gözlenen dalgaboyuna göre değişim göstermektedirler ve en belirgin QPP, parlama tarafından ivmelenen termal olmayan elektronlarla ilişkili mikrodalga, sert X-ışını ve beyaz ışık bantlarındaki emisyonda görülmektedir. QPP, parlama öncesi halden bozulma aşamasına kadar bir parlamanın tüm fazlarında teşhis edilebilmektedir. Çoğu zaman QPP'ler mikrodalga ve sert X-ışınları gibi farklı bantlarda gözlendiği zaman eşzamanlı veya belli zaman gecikmesi ile görülmektedirler (Asai ve diğ., 2001). Bu sapmalar, farklı dalgaboylarının termal olmayan elektronların karşılaştırılmasında kanıtlanması gerektirdiği gibi, Güneş atmosferinin çeşitli katmanlarındaki elektron yağış süreçleriyle uyumlu olmalıdır. Yani, daha hızlı elektronlara karşılık gelen dalgaboylarında gözlenen QPP'ler, yavaş elektronlara karşılık gelenlerden biraz daha önce gelmelidir. Zaman kaymaları ayrıca termal dalga boylarında gözlenen ısıtma/soğutma (heating/cooling) süreçleri ile de uyumlu olmalıdır. Sıcak plazmaya karşılık gelen dalga boylarında gözlenen QPP'ler, soğuk plazmada gözlenenlerin önünde olmalıdır. Bu sapmalar Dolla ve diğ. (2012) tarafından 15 Şubat 2011 tarihli X2.2 sınıfı parlama gözleminin incelenmesiyle belirlenmiştir.

Güneş parlamalarının iki boyutlu MHD simülasyonlarıyla buharlaşan plazmayla dolu yay üzerindeki (yayın tepe noktası üzeri) yerel QPP salınımları açıklanmaya çalışılmıştır. Salınımların hızlı modlu manyeto-hidrodinamik dalgalardan kaynaklandığı gösterilmiş ve periyotlarının birkaç on saniye ile 100 saniye arasında olduğu bulunmuştur (Shinsuke ve Takasao ve diğ., 2016).

5.3.YARI PERİYODİK SALINIMLARIN ZAMANSAL ÖZELLİKLERİNİN LİTERATÜR İLE KARŞILAŞTIRILMASI

Zaman serilerinin frekans analizine dayanan çoğu çalışmalarda, Güneş parlamalarındaki QPP periyotlarının geniş bir aralığa yayıldığı görülmüştür. Saniye altı periyotlardan birkaç on saniyelere kadar, hatta beş dakika civarında maksimum periyotlara kadar ulaşabilmektedir. Tan ve diğ. (2010), bir parlamayı detaylı incelemiş ve tüm bu periyotların eş zamanlı olduğunu rapor etmişlerdir.

Geçtiğimiz son on yıl içerisinde, parlamaların çoklu periyot gösteren olaylar oldukları daha çok netleşti. Inglis ve Nakariakov (2009) bir parlamadaki çoklu periyodu araştırarak, periyotların neredeyse birbirlerinin katları olan bir güç spektrumu gösterdiğini rapor ettiler. Bu beklenmedik bir sonuçtu çünkü ayrımı (dispersive) olmayan dalgaların esas modun katları olan frekansları vardır. Başka çalışmalarda da buna benzer çoklu periyot gösteren parlamalar rapor edilmiştir (Van Doorsselaere ve diğ., 2011; Kupriyanova ve diğ., 2013a; Kupriyanova ve diğ., 2013b; Kupriyanova ve diğ., 2014; Kolotkov ve diğ., 2015; Chowdhury ve diğ., 2015).

Bazı olaylarda periyotların tek bir dalga modunun harmonikleriyle ilişkili olduğu görülmüş ve bu durum, farklı MHD harmonikleriyle açıklanmıştır (Kupriyanova ve diğ., 2013b;Chowdhury ve diğ., 2015). Bununla birlikte, diğer olaylarda ise, periyotların birbirinden oldukça uzak olduğu, bunun da muhtemelen aynı rezanatör içinde uyarılan veya birden fazla rezanatörün aynı anda uyarılmasından kaynaklanan farklı dalga modlarından geldikleri rapor edilmiştir (Van Doorsselaere ve diğ., 2011; Tomczak ve Szaforz, 2014). Tez çalışmasında, büyük bir örnek üzerinden elde edilen sonuçlar, parlamalarının genellikle çoklu periyot gösterdiği yönündedir. Parlamaların atımlı fazlarında QPP'lerin 4-32 sn ile 32-110 sn aralıklarında, kademeli azalan fazda ise 228-550 sn alığında görülmektedir.

Bir parlama süresince gözlenen periyotlar pek çok durumda kararlı olmalarına rağmen bazı durumlarda periyotların büyüdüğü (arttığı) gözlenmiştir. Örneğin, Reznikova ve Shibasaki (2011), QPP periyodunun parlama süresi boyunca iki buçuk dakikadan beş dakikaya arttığını buldular. Tez çalışmasında, faz periyot dağılımları incelendiğinde, *GOES* dalgaboylarında gözlenen parlamalarının yaklaşık %50'sinde hem parlama öncesi fazda hem de kademeli azalan fazda beş dakikalık salınımlar gösterdiği net bir şekilde görülmektedir. Bununla birlikte atımlı fazda 30 sn civarındaki salınımların baskın olduğu bulunmuştur. Benzer durum *GBM*'in termal olmayan emisyonunda (25-50 keV)'da görülmektedir fakat burada atımlı faz periyodu 60 sn civarında bir dağılım göstermektedir. Bu durum periyot büyümesinden ziyade beş dakikalık fotosferik p-modların eğimli manyetik akı tüpleri boyunca üst atmosfer tabakalarına kadar ilerlediği yönündeki görüşü desteklemektedir (de Pontieu ve diğ., 2005). Bu görüşte, akı tüpünün dik olmaması akustik kesme (cutoff) periyodunun artmasını sağlar ve böylece periyodun dış atmosferlere doğru tünellenmesine veya doğrudan yayılmasına izin vermektedir.

Huang ve diğ. (2014), parlamaların atımlı veya bozunan fazlarıyla ilişkili olarak ardışık bantlardaki periyodun, yumuşak X-ışınları ve mikrodalga emisyonda 21-23 sn'den EUV'de 24 sn'ye ve radyoda da 27-32 sn'ye kadar arttığını gösterdiler. Tez çalışmasında, *GOES* yumuşak X-ışın emisyonunda ve *GBM* sert X-ışını emisyonunda gözlenen parlamaların özellikle atımlı faz periyotlarında dalgaboyuna bağlı olarak bir değişim göstermediği tespit edilmiştir.

Parlamanın fazları ile QPP'lerin oluşma zamanı arasındaki ilişki hala net değildir. Bazı durumlarda QPP'ler hem atımlı fazda hem de bozunma fazında gerçekleşir (Van Doorsselaere ve diğ., 2011; Dolla ve diğ., 2012; Simões ve diğ., 2015). Bununla birlikte, bazı durumlarda QPP'ler sadece atımlı faz (Jakimiec ve Tomczak, 2012) ya da bozunma fazı (Kane ve diğ., 1983) boyunca gözlenirler. Tez çalışmasında, bazı parlamalarda QPP'ler hem atımlı hem de bozunma fazında gözlenirken bazılarında ise sadece atımlı veya bozunma fazında gerçekleştiği tespit edilmiştir.

Bir diğer nokta ise farklı dalgaboylarında tespit edilen QPP'lerinin zaman gecikmeleri (time lag) gösterdiği gözlenmiş olmasıdır. Zimovets (2010) uzun periyotlu bir QPP'de bir faz kayması gözlemiştir. Dolla ve diğ. (2012), farklı dalgaboyu bantlarında eş zamanlı gözlenen bir parlamanın detaylı analizini geçekleştirmişler ve faz kaymalarının bazı dalgaboylarında QPP periyodunun çeyreğine hatta yarısına kadar ulaştığını teşhis etmişlerdir. Tez çalışmasında, büyük bir örnek üzerinden yumuşak ve sert X-ışın emisyonunda tespit edilen QPP'ler arasında kayda değer bir zaman gecikmesi tespit edilmemiştir.

QPP araştırmalarında önemli sorulardan biri de QPP'lerin sık görülen olaylar olup olmadığıdır. Kupriyanova ve diğ. (2010) Güneş disk merkezi civarında gözlenmiş izole 12 parlamayı dikkate alarak, 10 parlamanın QPP gösterdiğini tespit etmişlerdir. Bu sonuç, QPP'lerin Güneş parlamalarının doğasında olduğunu buna karşın QPP göstermeyen Güneş parlamaların ise nadiren gözlendiğini göstermektedir.

Diğer taraftan, Mossessian ve Fleishman (2012) mikrodalga emisyonunda tespit edilen 412 parlamaya kendi tekniklerini uygulayarak, örneklerinin yalnızca %2.5'inde QPP'lerin dinamik spektrumunda ortaya çıktığını ve %10'un da QPP'lerin sadece birkaç frekansta bulunduğunu tespit ettiler.

Simões ve diğ. (2015), parlama sinyallerindeki kırmızı gürültüyü de hesaba katarak, 24. Güneş çevrimine ait *GOES* uydusuyla gözlenmiş 35 X-sınıfı parlamayı dalgacık dönüşümüyle analiz etmiş ve örneklerinin 28'inin (%80) atımlı faz süresince QPP gösterdiğini bulmuşlardır. Bu da QPP'lerin Güneş parlamalarında sık gözlenen olaylar olduğu sonucuna götürmektedir.

Ingilis ve diğ. (2016), 2011-2015 yılları arasında *GOES* uydusu ile gözlenmiş 675 M- ve X-sınıfı parlamayı Fourier dönüşümleriyle analiz etmişlerdir. Ayrıca, aynı dönem boyunca *Fermi*/*GBM* tarafından bu parlamalarla 15-25 keV enerji aralığında eş zamanlı gözlenmiş 261 parlama verisinin de analizini Fourier dönüşümüyle yapmışlardır. Araştırmacılar parlamalardaki kırmızı gürültüyü modellemek için üç farklı yaklaşım kullanarak, *GOES* parlamalarının 202'sinin (%30) ve *Fermi*/*GBM* parlamalarının da 21'inin (%8) QPP gösterdiğini bulmuşlardır ve QPP'lerin Güneş parlamalarında sık gözlenen olaylar olmadığı sonucuna ulaşmışlardır. Araştırmacılar, Fourier dönüşümü kullanarak sadece durağan dalgaları tespit etmişlerdir. Halbuki parlama süresince gözlenen QPP'ler durağan olmayan dalgalardır.

Tez çalışmasında, 2008-2019 yılları arasında *GOES* uydusu ile gözlenmiş 790 ve *Fermi/GBM* ile gözlenmiş 424 M ve X sınıfı parlamanın dalgacık dönüşümüyle analizi yapılmıştır. *GOES* parlamaların %99'unda ve *Fermi/GBM* parlamalarının %98'inin QPP gösterdiği tespit edilmiştir. Dolayısıyla, QPP'ler Güneş parlamalarında sık görünen olaylardır.

Parlamalarda gözlenen QPP'lerin üretim mekanizmaları ya yeniden birleşme süreçleri ya da MHD dalga modlarıyla tanımlanmaktadır. Tablo 5.1'de oluşum süreçleri araştırmalarının bir özeti yer almaktadır. Tez çalışmasında, genel olarak termal emisyonun bozunma fazında tespit edilen 4-32 ve 32-110 sn aralıklarındaki QPP'lerin, genellikle parlama sonrası yay yapısında oluşan hızlı ve yavaş sosis modlarıyla ilişkili olduğu düşünülmektedir (Dolla ve diğ., 2015). Termal olmayan emisyonun atımlı fazında tespit edilen QPP'lerin ise plazmanın ısınması ve parçacıkların ivmelenmesiyle ilişkili olduğu düşünülmektedir. Bu sebeple MHD dalga modlarından çok yeniden birleşme süreçleriyle ilişkilendirilirler.

Tablo 10.1: QPP periyot sonuçları ve üretim mekanizması araştırma özeti.

IŞINIM FORMU	PERİYOT	QPP Üretim Mekanizması	ARAŞTIRMA
TERMAL OLMAYAN	3 dk	Fotosferik Dalgalar (p-modu)	Kumar ve diğ., 2016, Sych ve diğ., 2015
	16 sn	Sosis modu (MHD)	Inglis ve diğ., 2008
	2.5-5 dk	Yavaş modlu dalgalar	Reznikova ve Shibasaki, 2011
	5-110 sn	Yavaş ve hızlı sosis modu (MHD)	Dolla ve diğ., 2012
TERMAL	7-31 dk	Yavaş sosis modu (MHD)	Wang ve diğ., 2003
	5-110 sn	Kademeli azalan faz (Yavaş modlu MHD dalgaları), atımlı faz (yeniden birleşme süreçleri)	Simoes ve diğ., 2015
	8-12 dk	Komşu bir yay (MHD salınımları)	Foullon ve diğ., 2005

GOES 1-8 Å ve 0.5-4 Å dalgaboyu aralıkları termal emisyon ile *GBM* 25-50 ve 50-100 keV enerji aralıkları termal olmayan emisyonda parlama fazlarına göre periyotların dağılımlarında parlamalarda tespiti yapılan QPP'lerin parlama fazları ve emisyon formları arasındaki baskın periyot istatistiklerini göz önüne alındığında parlamaların termal emisyonda atımlı ve kademeli azalan fazda baskın periyotlar 32-110 sn aralığındayken parlama öncesi fazda 228-550 sn periyotlar baskın olduğu, termal olmayan emisyonda ise atımlı ve parlama öncesi fazda 32-110 sn periyotlar baskınken kademeli azalan fazda 110-228 ile 228-550 sn periyotların baskın olduğu tespit edilmişti. Bu sonuçlar doğrultusunda üretim mekanizmalarını parlama fazlarına ve ışınım formlarına göre özetlenirse;

Termal emisyonda parlama öncesi fazda 228-550 sn baskın periyotların fotosferik dalgalar (p-modu) ve termal olmayan emisyonda parlama öncesi fazda 32-110 sn baskın periyotlar ise MHD hızlı sosis modu ile ilişki olduğu görülmektedir.

Termal ve termal olmayan emisyonda parlamanın atımlı fazında 32-110 sn baskın periyotların sırasıyla plazmanın ısınması ve parçacıkların ivmelendirilmesi yeniden birleşme süreçleri ile ilişkili olduğu görülmektedir.

Termal emisyonda kademeli azalan fazda 32-110 sn baskın periyotlar ise MHD hızlı sosis modu ve termal olmayan emisyonda kademeli azalan fazda 110-228 sn yavaş sosis modları ile 228-550 sn fotosferik dalgalar (p-modu) ilişki olduğu görülmektedir.

Tez çalışmasında incelenen *FERMI* ve *GOES* uydu verilerinin analizden yarı periyodik salınımların sonuçları raporlanmış ve literatür ile bir karşılaştırılması sunulmuştur. Genel olarak elde edilen sonuçlar literatürdekiler ile uyumlu olmakla birlikte bu tez çalışması gelecek çalışmalara bir öncülük edecek yeni problemlerin oluşmasına neden olmuştur. Bu problemler aşağıda madde haline listelenmiştir:

- Çoklu dalga boyunda (yumuşak X-ışın, UV, radyo, sert X-ışın gibi) görülen QPP'ler arasında ilişkili zaman gecikmeleri var mı?
- Yüksek zaman çözünürlüklü veri setleri (örneğin GBM TTE veri tipi gibi) kullanılarak tüm parlama sürelerince ve faz sürelerinde farklı enerji aralıkları arasında zaman gecikmeleri var mı?
- Parlama sınıfları ile periyotlar arasında ilişkisi var mı? X sınıfından M, C, B ve A sınıflarındaki parlamaların QPP sonuçları bir artış ya da azalış gösterir mi?
- Parlamaların faz süreleri görüntüleme spektroskopisi çalışmaları ile tutarlılık gösteriyor mu?
- Parlama QPP mekanizmalarının görüntüleme spektropisiyle desteklenmesi periyot sonuçlarında ne gibi değişikliklere yol açabilir?

Örneğin, bir parlamanın görüntülerinde parlama modeline göre tüm faz aralıklarını ya da fazları tek tek görüntülemeye ve hangi kısımdan ne kadar ışınım alabiliriz bunu görmeyi sağlayacaktır. Bu sebeple QPP'ler için mümkün olan mekanizma atımlı fazdan gelen elektronlar için yeniden birleşme süreçleri gerçekten baskın mıdır? Bir diğer durum kademeli azalan fazdan elde edilen QPP sonuçları gerçekten yay bölgesinden gelen ışınımlardan mı kaynaklanıyor ve MHD süreçleri ile ilişkilendiriliyor? Ayrıca görüntü sonrasında elde edilebilecek olan spektrumları en iyi tanımlayan fit modelleriyle parlamarın ışınım mekanizmaları ortaya çıkartılarak QPP gösteren parlamalarla ilişkileri araştırılabilir.

Gelecekte doktora tez çalışmamın temelini teşkil edecek bu ve bunun gibi sorular daha geniş ve güncel veri setlerinin analizleriyle daha duyarlı tayin edilecek ve modellerin gözlemsel olarak sınanmasına fırsat verecektir.

KAYNAKLAR

Alfvén, H., 1970, Space research and the origin of the solar system, *Plasma physics*, Nobel Lecture.

Antar, Y. M. M., Zawari, A., Islam, M. T., Anwar, R., Hasbi, A. M., Asillam, M. F., ve Monstein, C., 2014, Antennas and Propagation Around the World: CALLISTO Radio Spectrometer Construction at Universiti Kebangsaan Malaysia, *IEEE Antennas and Propagation Magazine*, 56, 278-288.

Asai, A., Shimojo, M, Isobe, H., Morimoto, T., Yokoyama, T., Shibasaki, K., Nakajima, H., 2001, Periodic Acceleration of Electrons in the 1998 November 10 Solar Flare, *The Astrophysical Journal*, 562, L103-L106.

Aschwanden, M. J., 1987, Theory of Radio Pulsations in Coronal Loops, *Solar Physics*, 111, 113-136.

Aschwanden, Markus J., de Pontieu, Bart, Schrijver, Carolus J., Title, Alan M., 2002, Transverse Oscillations in Coronal Loops Observed with TRACE II. Measurements of Geometric and Physical Parameters, Solar Physics, v. 206, Issue 1, p. 99-132.

Aschwanden, M. J. 2004, An Introduction, *Physics of the Solar Corona*, 24.

Aschwanden, M.J., 2005, Three Criteria to Discriminate between Elementary and Composite Coronal Loops, *The Astrophysical Journal Letters*, 634, L193.

Aschwanden, M.J., 2006, Coronal Magnetohydrodynamic Waves and Oscillations: Observations and Quests, *Royal Society of London Transactions Series A*, 364,417-432.

Aschwanden M. J., Schrijver Carolus J., 2011, Coronal Loop Oscillations Observed with AIA-Kink-Mode with Cross-Sectional and Density Oscillations, *The Astrophysical Journal,* Volume 736, Issue 2, article id. 102, 20.

Asplund, M., Grevesse, N., Savual, A.J., Allendo Prieto, C. Kiselman, D., 2004, Line Formation in Solar Granulation. IV. [O I], O I and OH Lines and the Photospheric O Abundance, *Astronomy and Astrophysics*, 417, 751-768.

Auchère, F., Froment, C., Bocchialini, K., Buchlin, E., Solomon, J.,2016, On the Fourier and Wavelet Analysis of Coronal Time Series, *The Astrophysical Journal*, 825, article id. 110, 13.

Atwood, W.B., Abdo, A.A., Ackermann, M., ve diğ., 2009, The Large Area Telescope on the Fermi Gamma-ray Space Telescope Mission, *The Astrophysical Journal*, 697, 2.

Babcock, H.W., 1961, The Topology of the Sun's Magnetic Field and the 22-YEAR Cycle, *Astrophysical Journal*, 133, 572.

Banerjee, D., Erdélyi, R., Oliver, R., O'Shea, E., 2007, Present and Future Observing Trends in Atmospheric Magnetoseismology, *Solar Physics*, Volume 246, Issue 1, pp.3-29

Benz, A. O., 2008, Flare Observations, *Living Reviews in Solar Physics*, 5, article id. 1, 64.

Benz, A.O., Gudel, M., 2010, Physical Processes in Magnetically Driven Flares on the Sun, Stars, and Young Stellar Objects, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 48, 241-287.

Benz, A. O., 2017, Flare Observations, *Living Reviews in Solar Physics*, Volume 14, Issue 1, article id. 2, 59 pp.

Biskamp, D., 1986, Magnetic Reconnection via Current Sheets Magnetic Reconnection and Turbulence, Proceedinsg of the International Workshop on Magnetic Reconnection and Turbulence, held July 8-13, 1985 at Institut d'Etudes Scientifiques de Cargèse, Corse du Sud, France. Edited by M. A. Dubois, D. Grésellon, and M. N. Bussac. *Les Editions de Physique, 1986, 19.*

Bourke, P., 1996. Cross Correlation., http://paulbourke.net/miscellaneous/correlate/ [Ziyaret tarihi: 30.11.2019].

Brosius, J. W., Daw, A. N., 2015, Quasi-periodic Fluctuations and Chromospheric Evaporation in a Solar Flare Ribbon Observed by IRIS, *The Astrophysical Journal*, 810, article id. 45, 13.

Brosius, J. W., Inglis, A. R., Daw, A. N., 2016, Quasi-Periodic Fluctuations and Chromospheric Evaporation in a Solar Flare Ribbon Observed by Hinode/EIS, IRIS, RHESSI, and Fermi/GBM, *American Geophysical Union, Fall General Assembly 2016*, abstract id.SH14B-02.

Burderi, L., Robba, N. R., Cusumano, G., 1993, The power spectra as a probe of some physical features of X-ray binaries, *Advances in Space Research*, 13, 291-294.

Carmichael, H., 1964, A Process for Flares, The Physics of Solar Flares, Proceedings of the AAS-NASA Symposium held 28-30 October 1963 at the Goddard Space Flight Center, Greenbelt, MD. Edited by Wilmot N. Hess. Washington, DC: National Aeronautics and Space Administration, Science and Technical Information Division, 1964, 451.

Carrington, R.C., 1859, Description of a Singular Appearance Seen in the Sun on September 1, 1859, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society,* 20,13-15.

Cenko, B. F., Dale, 2010, Broadband Afterglow Observations of Fermi Gamma-Ray Bursts, American Astronomical Society, AAS Meeting, *Bulletin of the American Astronomical Society,* 42, 310.

Charbonneau, P., Christensen-Dalsgaard, J., Henning, R., Larsen, R. M., Schou, J.; Thompson, M. J., Tomczyk, S., 1999, Helioseismic Constraints on the Structure of the Solar Tachocline, *The Astrophysical Journal*, 527, 445-460.

Charles Meegan, Giselher Lichti, P. N. Bhat, Elisabetta Bissaldi, Michael S. Briggs, Valerie Connaughton, Roland Diehl, Gerald Fishman, Jochen Greiner, Andrew S. Hoover, Alexander J. van der Horst, Andreas von Kienlin, R. Marc Kippen, Chryssa Kouveliotou, Sheila McBreen, W. S. Paciesas, Robert Preece, Helmut Steinle, Mark S. Wallace, Robert B. Wilson, Colleen Wilson-Hodge, 2009, The Fermi Gamma-Ray Burst Monitor, *GAMMA-RAY BURST: Sixth Huntsville Symposium*, AIP Conference Proceedings, 1133, 34-36.

Cliver, E. W. ve Dietrich, W.F., 2013, The 1859 Space Weather Event Revisited: Limits of Extreme Activity, *Journal of Space Weather and Space Climate*, 3, 15.

Chowdhury, Partha; Srivastava, A. K., Dwivedi, B. N., Sych, Robert, Moon, Y. -J., 2015, Study of multi-periodic coronal pulsations during an X-class solar flare, *Advances in Space Research*, Volume 56, Issue 12, p. 2769-2778.

Dennis, Brian R., Zarro, Dominic M., 1993, The Neupert Effect - what can it Tell up about the Impulsive and Gradual Phases of Solar Flares, *Solar Physics*, Volume 146, Issue 1, pp.177-190.

Dennis, Brian R., Tolbert, Anne K.; Inglis, Andrew R.; Ireland, Jack; Wang, Tongjiang; Holman, Gordon D.; Hayes, Laura Ann; Gallagher, Peter T., 2016, Quasi-Periodic Pulsations (QPP) in a Long-Duration Flare, *American Astronomical Society*, SPD meeting #47, id.6.05.

Dikpati, M., Gilman, P. A., 2009, Flux-Transport Solar Dynamos, *Space Science Reviews*, 144, 67-75.

Dolla, L., Marqué, C., Seaton, D. B., Van Doorsselaere, T., Dominique, M., Berghmans, D., Cabanas, C., De Groof, A., Schmutz, W., Verdini, A., West, M. J., Zender, J., Zhukov, A. N., 2012, Time Delays in Quasi-periodic Pulsations Observed during the X2.2 Solar Flare on 2011 February 15, *The Astrophysical Journal Letters*, 749, article id. 16, 7.

Dominique, M., Hochedez, J. F., Schmutz, W., Dammasch, I. E., Shapiro, A. I., Kretzschmar, M., Zhukov, A. N., Gillotay, D., Stockman, Y., BenMoussa, A., 2013, The LYRA Instrument Onboard PROBA2: Description and in-Flight Performance, *Solar Physics*, 286, 21-42.

Edwin, P. M., Roberts, B., 1983, Wave Propagation in a Magnetic Cylinder, *Solar Physics*, 88, 179-191.

Fleishman, G. D., Fu, Q. J., Huang, G.L., Melnikov, V. F., Wang, M., 2002, Discovery of unusual large group delay in microwave millisecond oscillating events, *Astronomy and Astrophysics*, 385, 671-685.

Fletcher, L., Hudson, H., Cauzzi, G., Getman, K. V., Giampapa, M., Hawley, S. L., Heinzel, P., Johnstone, C., Kowalski, A. F., Osten, R. A., Pye, J.,2011, Splinter Session, Solar and Stellar Flares, 16th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun. ASP Conference Series, Vol. 448, proceedings of a conference held August 28- September 2, 2010 at the University of Washington, Seattle, Washington. Edited by Christopher M. Johns-Krull, Matthew K. Browning, and Andrew A. West. San Francisco: *Astronomical Society of the Pacific,* 2012, 441.

Forbes, T. G., Acton, L. W., 1996, Reconnection and Field Line Shrinkage in Solar Flares, *Astrophysical Journal*, 459, 330.

Foullon, C., Verwichte, E., Nakariakov, V. M., Fletcher, L., 2005, X-Ray Quasi-Periodic Pulsations İn Solar Flares as Magnetohydrodynamic Oscillations, *Astronomy and Astrophysics*, 440, 59-62.

Gilman, R., Press, F., Dewart, G., 1963, A Study of Diagnostic Techniques for Identifying Earthquakes, *Journal of Geophysical Research*, 68, 2909-2928.

Goedbloed, J. P. H., Poedts, S., 2004, Principles of Magnetohydrodynamics. Principles of Magnetohydrodynamics, by J.P.H. Goedbloed and S. Poedts. ISBN 0521626072. http://www.cambridge.org/us/catalogue/catalogue.asp?isbn=0521626072. Cambridge, UK: Cambridge University Press, 2004.

Gopalswamy, N., Mewaldt, R., Torsti, J., 2006, Solar Eruptions and Energetic Particles: An Introduction, *Geophysical Monograph Series* - Volume 165 - ISBN 0-87590-430-0 - AGU Code GM1654300. 2006, 1.

Gosling, J. T., Hildner, E., MacQueen, R. M., Munro, R. H., Poland, A. I., Ross, C. L., 1976, The Speeds of Coronal Mass Ejection Events, *Solar Physics*, 48, 389-397.

Grossmann, A., Morlet, J., 1984, Decomposition of Hardy Functions into Square Integrable Wavelets of Constant Shape, *SIAM J. Math. Anal*, 15, 723-736.

Gruber, D., Lachowicz, P., Bissaldi, E., Briggs, M.S., Connaughton, V. Greiner, J., Van Der Horst, A.J., Kanbach, G., Rau, A. Bhat, P.N, Dielh, R., Von Kienlin, A., Kippen, R.M, Meegan, C.A., Paciesas, W.S., Preece, R.D., Wilson-Hodge, C., 2011, Quasi-Periodic Pulsations in Solar Flares: new clues from the Fermi Gamma-Ray Burst Monitor, Astronomy and Astrophysics, 533, 7.

Hale, G. E., 1908, The Zeeman Effect in the Sun, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific,* 20, 287.

Hanser, F. A., Sellers, F. B., 1996, Design and calibration of the goes-8 solar x-ray sensor:the xrs. In GOES-8 and Beyond, *International Society for Optics and Photonics*, 2812, 344-353.

Hanslmeier, A., 2007, The Earth's Atmosphere and Climate, *The Sun and Space Weather*, In: Burton, W. B. (ed), Chapter 5, Springer, The Netherland, ISBN: 1-4020-5603-6, 123- 30.

Hayes, L., Gallagher, P., McCauley, J., Dennis, B. R., Ireland, J., Inglis, A. R., 2017, Quasi-Periodic Pulsations in the Earth's Ionosphere Synchronized with Solar Flare Emission, *American Geophysical Union, Fall Meeting 2017*, abstract #SH51C-2514

Heyvaerts, J., Priest, E. R., Rust, D. M., 1977, An Emerging Flux Model for the Solar Flare Phenomenon, *Astrophysical Journal*, 216, 123-137.

Hirayama, T., 1974, Theoretical Model of Flares and Prominences. I: Evaporating Flare Model, *Solar Physics*, Volume 34, Issue 2, pp.323-338.

Hochedez, J. F., Schmutz, W., Stockman, Y., Schühle, U., Benmoussa, A., Koller, S., Haenen, K., Berghmans, D., Defise, J. M., Halain, J. P., Theissen, A., Delouille, V., Slemzin, V., Gillotay, D., Fussen, D., Dominique, M., Vanhellemont, F., McMullin, D., Kretzschmar, M., Mitrofanov, A. Nicula, B., Wauters, L., Roth, H., Rozanov, E., Rüedi, I., Wehrli, C., Soltani, A., Amano, H., van der Linden, R., Zhukov, A., Clette, F., Koizumi, S., Mortet, V., Remes, Z., Petersen, R., Nesládek, M., D'Olieslaeger, M., Roggen, J., Rochus, P., 2006, LYRA, a solar UV radiometer on Proba2, *Advances in Space Research*, 37, 303-312.

Hodgson, R., 1859, On a Curious Appearance Seen in the Sun, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 20, 15-16.

Huppenkothen, D., Watts, A. L., Uttley, P., van der H., Alexander J., van der Klis, M., Kouveliotou, C., Göğüş, E., Granot, J., Vaughan, S., Finger, M. H., 2013, Quasi-periodic Oscillations and Broadband Variability in Short Magnetar Bursts, *The Astrophysical Journal*, 768, article id. 87, 25.

Huang, J., Tan, B., Zhang, Y., Karlický, M., Mészárosová, H.: 2014, Quasi-periodic pulsations with varying period in multi-wavelength observations of an X-class flare, *The Astrophysical Journal*, 791, 44.

Inglis, A.R., Nakariakov, V.M. & Melnikov, V.F., 2008, Multi-wavelength spatially resolved analysis of quasi-periodic pulsations in a solar flare. Astronomy & Astrophysics, 487, 1147–1153. (Cited on page 24.)

Inglis, A. R., Ireland, J., Dennis, B. R., Hayes, L., Gallagher, P., 2016, A Large-scale Search for Evidence of Quasi-periodic Pulsations in Solar Flares, *The Astrophysical Journal*, 833, article id. 284, 16.

Inglis, A., Ireland, J., Dominique, M., 2015, How can We İnterpret and Understand Pulsations in Solar Flare Emission? A Bayesian Model Comparison Approach, Joint American *Astronomical Society/American Geophysical Union Triennial Earth-Sun Summit, meeting* #1, id.406.05

Inglis, A.R., Nakariakov, V.M., 2009, A multi-periodic oscillatory event in a solar flare. *Astron. Astrophys.* 493, 259.

Jain, R., Pradhan, A. K., Joshi, V., Shah, K. J., Trivedi, J. J., Kayasth, S. L., Shah, Vishal, M., Deshpande, M. R., 2006, The Fe-Line Feature in the X-Ray Spectrum of Solar Flares: First Results from the SOXS Mission, *Solar Physics*, 239, 217-237.

Jakimiec, J., Tomczak, M., 2012, Investigation of Quasi-periodic Variations in Hard X-Rays of Solar Flares. II. Further Investigation of Oscillating Magnetic Traps, *Solar Physics*, 278, 393-410.

Tomczak, M.; Szaforz, Ż., 2014, Multiperiodicity in quasi-periodic pulsations of flare hard X-rays: a case study, *Central European Astrophysical Bulletin*, Vol. 38, p. 111-122.

Karlický, M., 2010, Tearing, coalescence and fragmentation processes in solar flare current sheet and drifting pulsating structures, *Advances in Space Research*, Volume 46, Issue 4, p. 377-381.

Kane, S. R., Kai, K., Kosugi, T., Enome, S., Landecker, P.B., McKenzie, D. L., 1983, Acceleration and Con-Finement Of Energetic Particles in the 1980 June 7 Solar Flare, *Astrophysical Journal*, 271, 376-387.

Kislyakov, A.G., Zaitsev, V. V., Stepanov A.V., Urpo S., 2006, On the Possible Connection between Photospheric 5-Min Oscillation and Solar Flare Microwave Emission, *Solar Physics,* 233, 89-106.

Kliem, B., 1995, Coupled Magnetohydrodynamic and Kinetic Development of Current Sheets in the Solar Corona, Coronal Magnetic Energy Releases, Proceedings of the CESRA Workshop Held in Caputh/Potsdam, Germany, 16-20 May 1994, X, 283, Springer-Verlag Berlin Heidelberg New York. Also Lecture Notes in Physics, 444, 93.

Kliem, B., 1990, Fragmentary Energy Release due to Tearing and Coalescence in Coronal Current Sheets, Astronomische Nachrichten, 311, 399.

Kliem, B., Karlicky, M. & Benz, A.O. (2000). Solar flare radio pulsations as a signature of dynamic magnetic reconnection. arXiv preprint astro-ph/0006324. (Cited on pages 58, 70 and 150.)

Kopp, R. A., Pneuman, G. W., 1976, Magnetic Reconnection in the Corona and the Loop Prominence Phenomenon, Solar Physics, 50, 85-98.

Kumar, S., Kumar, A., Maurya, A.K. & Singh, R. (2016). Changes in the d region associated with three recent solar eclipses in the south pacific region. Journal of Geophysical Research: Space Physics, 121, 5930–5943. (Cited on page 35.)

Kupriyanova, E. G., Melnikov, V. F., Nakariakov, V. M., Shibasaki, K., 2010, Types of Microwave Quasi-Periodic Pulsations in Single Flaring Loops, Solar Physics, 267, 329-342.

Kupriyanova, E.G., Melnikov, V.F., Shibasaki, K.: 2013a, Evolution of the Source of Quasi-Periodic Microwave Pulsations in a Single Flaring Loop. Pub. Astron. Soc. Japan 65. DOI. ADS. [kupriyanova2013b]

Kupriyanova, E.G., Melnikov, V.F., Shibasaki, K.: 2013b, Spatially Resolved Microwave Observations of Multiple Periodicities in a Flaring Loop. Solar Phys. 284, 559. DOI. ADS. [kupriyanova2013]

Kupriyanova, E.G., Melnikov, V.F., Nakariakov, V.M., Shibasaki, K.: 2010, Types of Microwave Quasi-Periodic Pulsations in Single Flaring Loops. Solar Phys. 267, 329. DOI. ADS. [kupriyanova2010]

Säm Krucker, H. S. Hudson, L. Glesener, S. M. White, S. Masuda, J.-P. Wuelser, R. P. Lin, 2010, MEASUREMENTS OF THE CORONAL ACCELERATION REGION OF A SOLAR FLARE, *The Astrophysical Journal*, Volume 714, Number 2.

Kolotkov, D.Y., Nakariakov, V.M., Kupriyanova, E.G., Ratcliffe, H., Shibasaki, K.: 2015, Multi-mode quasi- periodic pulsations in a solar flare. *Astron. Astrophys*. 574, A53.

Lau K.-M., Weng. H., 1995, Climate Signal Detection Using Wavelet Transform: How to Make a Time Series Sing, Bulletin of the American Meteorological Society, 76:2391– 2402, 10.1175/1520-047.

Lee, L.C., Fu, Z. F., 1986, Multiple X Line Reconnection. I - A Criterion for the Transition from a Single X Line to a Multiple X Line Reconnection, Journal of Geophysical Research, 91,6807–6815. 32

Masuda, S., 1994, Hard X-Ray Sources and the Primary Energy Release Site in Solar Flares, Ph. D. Thesis (University of Tokyo)

Masuda, S., Kosugi, T., Hara, H., Tsuneta, S., Ogawara, Y., 2005, A Loop-top Hard X-ray Source in a Compact Solar Flare as Evidence for Magnetic Reconnection, Nature, 371, 495-497.

Mathioudakis, M., Seiradakis, J. H., Williams, D. R., Avgoloupis, S., Bloomfield, D. S., McAteer, R. T. J., 2003, White-light Oscillations during a Flare on II Peg, Astronomy and Astrophysics, 403, 1101-1104.

McHardy, I. M., Koerding, E., Knigge, C., Uttley, P., Fender, R. P., Active Galactic Nuclei as Scaled-up Galactic Black Holes, Nature, 444, 730-732.

McLaughlin, J., Nakariakov, V., Dominique, M., Jelnek, P., Takasao, S., 2018, Modelling Quasi-periodic Pulsations in Solar and Stellar Ares, Space Science Reviews, 214, 45.

McLaughlin, J., Thurgood, J. O., MacTaggart, D., 2012, On the Periodicity of Oscillatory Reconnection, Astronomy and Astrophysics, 548, 98.

McLaughlin, J., Verth, G., Fedun, V., Erdelyi, R., 2012, Generation of Quasi-periodic Waves and Ows in the Solar Atmosphere by Oscillatory Reconnection, The Astrophysical Journal, 749, 30.

Meegan, C., Lichti, G., Bhat, P., Bissaldi, E., Briggs, M.S., Connaughton, V.,Diehl, R., Fishman, G., Greiner, J., Hoover, A.S., ve diğ., 2009, The Fermi Gamma-ray Burst Monitor, The Astrophysical Journal, 702, 791.

Mészárosová, H., Karlický, M., Rybák, J.; Fárník, F.; Jiřička, K., 2006, Long period variations of dm-radio and X-ray fluxes in three X-class flares, Astronomy and Astrophysics, Volume 460, Issue 3, December IV 2006, pp.865-874

Mitra-Kraev, U., Harra, L.K., Williams, D.R., Kraev, E.: 2005, The first observed stellar X- ray flare oscillation: Constraints on the flare loop length and the magnetic field. Astron. Astrophys. 436, 1041. DOI. ADS. [mitra-kraev2005]

Mossessian, G., Fleishman, G. D., 2012, Modeling of Gyrosynchrotron Radio Emission Pulsations Produced by Magnetohydrodynamic Loop Oscillations in Solar Flares, The Astrophysical Journal,748, article id. 140, 14.

Gosling, J. T., Hildner, E., MacQueen, R. M., Munro, R. H., Poland, A. I., Ross, C. L., 1976, The speeds of coronal mass ejection events., *Solar Physics*, Volume 48, Issue 2, pp.389-397.

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.

Nakariakov, V. M. ve Verwichte, E., 2005, Coronal Waves and Oscillations, Living Reviews in Solar Physics, 2, article id. 3, 65.

Nakariakov, V.M., Foullon, C., Verwichte, E., Young, N.P.: 2006, Quasi-periodic modulation of solar and stellar flaring emission by magnetohydrodynamic oscillations in a nearby loop. Astron. Astrophys. 452, 343. DOI. ADS. [nakariakov2006]

Nakariakov, V. M., 2007, Solar-B as a Tool for Coronal Wave Studies, New Solar Physics with Solar-B Mission ASP Conference Series, Vol. 369, proceedings of the conference held 8-11 November, 2005 at The Kyoto International Community House, Kyoto, Japan. Edited by Kazunari Shibata, Shin'ichi Nagata, Takashi Sakurai. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2007., p.221

Nakariakov, V., Melnikov, V., 2009, Quasi-periodic Pulsations in Solar Ares, Space Science Reviews, 149, 119-151.

Nakariakov, V. M.;, Anfinogentov, S. A.; Nisticò, G.; Lee, D. -H., 2016, Undamped transverse oscillations of coronal loops as a self-oscillatory process, Astronomy & Astrophysics, Volume 591, id.L5, 4 pp.

Nakariakov, V.M., Inglis, A.R., Zimovets, I.V., Foullon, C., Verwichte, E., Sych, R., Myagkova, I.N.: 2010a, Oscillatory processes in solar flares. Plasma Physics and Controlled Fusion 52(12), 124009. DOI. ADS. [2010PPCF...52l4009N

Nakariakov, V.M., Foullon, C., Myagkova, I.N., Inglis, A.R.: 2010b, Quasi-Periodic Pulsations in the Gamma-Ray Emission of a Solar Flare. Astrophys. J. Lett. 708, L47. DOI. ADS. [nakariakov2010]

Nakariakov, V. M., Zimovets, I. V., 2011, Slow Magnetoacoustic Waves in Two-ribbon Flares, The Astrophysical Journal Letters, Volume 730, Issue 2, article id. L27, 4 pp. (2011).

Neupert, W. M., 1968, Comparison of Solar X-Ray Line Emission with Microwave Emission during Flares, Astrophysical Journal, 153, 59.

Parker, E.N., 1957, Sweet's Mechanism for Merging Magnetic Fields in Conducting Fluids, Journal of Geophysical Research, 62 ,509-520.

Parks, G.K.,1969, Sixteen-Second Periodic Pulsations Observed in the Correlated Microwave and Energetic X-Ray Emission from a Solar Flare, Astrophysical Journal, 155, 117.

Pascoe, D. J., Nakariakov, V. M., Arber, T. D., 2007, Sausage oscillations of coronal loops, Astronomy and Astrophysics, Volume 461, Issue 3, January 2007, pp.1149-1154.

Pascoe, D. ve De Moortel, I., 2014, Standing Kink modes in Three-dimensional Coronal Loops, The Astrophysical Journal, 784, 101.

Pascoe, D. J., Nakariakov, V. M., Arber, T. D., Murawski, K., 2009, Sausage Oscillations in Loops with a Non-uniform Cross-section, Astronomy and Astrophysics, 494, 1119-1125.

Peterson, L., Winckler, J. R., 1958, Short γ-Ray Burst from a Solar Flare, Physical Review Letters, 1, 205-206.

Priest, E. R., 1981, Solar flare magnetohydrodynamics, The Fluid Mechanics of Astrophysics and Geophysics, New York: Gordon and Breach, 1981, edited by Priest, Eric Ronald.

Petschek, H. E., 1964, Magnetic Field Annihilation, The Physics of Solar Flares, Proceedings of the AAS-NASA Symposium held 28-30 October, 1963 at the Goddard Space Flight Center, Greenbelt, MD. Edited by Wilmot N. Hess. Washington, DC: National Aeronautics and Space Administration, Science and Technical Information Division, 1964., p.425

Priest, E., Forbes, T., 2000, Magnetic Reconnection, 32, 33 Leboef, J.N., Tajima, T. & Dawson, J.M. (1982). Dynamic Magnetic X Points. Physics of Fluids, 25, 784-800.

Priest, E.R. and Forbes, T., 2000, Magnetic Reconnection, Magnetic Reconnection, by Eric Priest and Terry Forbes, pp. 612. ISBN 0521481791. Cambridge, UK: Cambridge University Press, June 2000.

Priest, E., 2014, Hinode 7: Conference summary and future suggestions, Publications of the Astronomical Society of Japan,66, 10.

De Pontieu, B.; Erdélyi, R.; De Moortel, I., 2005, How to Channel Photospheric Oscillations into the Corona, The Astrophysical Journal, Volume 624, Issue 1, pp. L61-L64

Reznikova, V. E.; Shibasaki, K., 2011, Flare quasi-periodic pulsations with growing periodicity, Astronomy and Astrophysics, Volume 525, id.A112, 7 pp.

Roberts, B.: 1991, in E. R. Priest and A. W. Hood (eds), Advances in Solar System Magnetohydro-dynamics, Cambridge University Press, Cambridge, p. 105.

Erdélyi, R., Ballai, I., 2007, Astronomische Nachrichten, 328, 726.

Scargle, Jeffrey D., 1998, Studies in Astronomical Time Series Analysis. V. Bayesian Blocks, a New Method to Analyze Structure in Photon Counting Data, The Astrophysical Journal, Volume 504, Issue 1, pp. 405-418.

Scargle, J., D., Norris, J., P., Jackson, Brad, Chiang, James, 2013, The Bayesian Block Algorithm, eprint arXiv:1304.281

Shibata, K., Masuda, S..,Shimojo, M., Hara, H., Yokoyama, T., Tsuneta, S., Kosugi, T., Ogawara, Y., 1995, Hot-Plasma Ejections Associated with Compact-Loop Solar Flares, *Astrophysical Journal Letters* v.451, p.L83.

Shibata, K. ve Magara, T., 2011, Solar Flares: Magnetohydrodynamic Processes, Living Reviews in Solar Physics, 8, 6 - 99.

Shinsuke Takasao, Kazunari Shibata, 2016, Above-the-loop-top Oscillation and Quasi-periodic Coronal Wave Generation in Solar Flares, The Astrophysical Journal, Volume 823, Issue 2, article id. 150, 11 pp.

Simões, P. J. A., Hudson, H. S., Fletcher, L., 2015, Soft X-Ray Pulsations in Solar Flares, Solar Physics, 290, 3625-3639.

Solanki, S.K., 2003, Models of Solar Irradiance on Time Scales of Minutes to Centuries, Fall Meeting 2003, abstract id.SH31C-01.

Spiegel, E. A. ve Zahn, J. P.,1992, The Solar Tachocline, Astronomy and Astrophysics, 265, 106-114.

Sturrock, P.A.,1966, Model of the High-Energy Phase of Solar Flares, Nature, 211, 695–697.

Sturrock, P. A., 1980, Flare models, In: Solar flares: A monograph from Skylab Solar Workshop II. (A80-37026 15-92) Boulder, Colo., Colorado Associated University Press, 1980, p. 411-449.

Swalwell, B., Dalla, Silvia., Kahler, Stephen., White, Stephen M., Ling, A., Viereck, R., Veronig, A.,2018, The Reported Durations of GOES Soft X-Ray Flares in Different Solar Cycles, Space Weather, 16, 660-666.

Sweet, P.A., 1958, Magneto-Hydrostatic Equilibrium in an External Magnetic Field, Electromagnetic Phenomena in Cosmical Physics, Proceedings from IAU Symposium no. 6. Edited by Bo Lehnert. International Astronomical Union. Symposium no. 6, Cambridge University Press, 499.

Sun, J., 2015, A Parameter Study of Excitation of Magnetosonic Waves in the Inner Magnetosphere, American Geophysical Union, Fall Meeting 2015, abstract id.SM21A-2473.

Sych, R.; Karlický, M.; Altyntsev, A.; Dudík, J.; Kashapova, L., 2015, Sunspot waves and flare energy release, Astronomy & Astrophysics, Volume 577, id.A43, 8 pp.

Tan, B., 2008, Observable Parameters of Solar Microwave Pulsating Structure and Their Implications for Solar Flare, Solar Physics, 253, 117-131.

Tan, Baolin, Zhang, Yin, Tan, Chengming, Liu, Yuying, 2010, Microwave Quasi-Periodic Pulsations in Multi-timescales Associated with a Solar Flare/CME Event, The Astrophysical Journal, Volume 723, Issue 1, pp. 25-39 (2010).

Tian, H., Young, P.R., Reeves, K.K., Wang, T., Antolin, P., Chen, B. & He, J., (2016), Global sausage oscillation of solar flare loops detected by the interface region imaging spectrograph. The Astrophysical Journal Letters, 823, L16. (Cited on pages 123 and 152.)

Torrence C., Compo G. P., 1998, A Practical Guide to Wavelet Analysis, Bulletin of the American Meteorological Society, 79, 61.

Van Doorsselaere, T., De Groof, A., Zender, J., Berghmans, D., Goossens, M.,2011, LYRA observations of two oscillation modes in a single flare,The Astrophysical Journal, 740, article id. 90, 8.

Van Doorsselaere, T., Kupriyanova, E.G. & Yuan, D., 2016, Quasi-periodic pulsations in solar and stellar flares: an overview of recent results (invited review). Solar Physics, 291, 3143–3164. (Cited on pages 24 and 129.)

Vaughan, S., 2004, Rapid X-ray variability in Seyfert galaxies, 35th COSPAR Scientific Assembly. Held 18 - 25 July 2004, in Paris, France., p.342

Vaughan, S., 2005, A simple test for periodic signals in red noise, Astronomy and Astrophysics, 431, 391-403.

Vio, R., Wamsteker, W, 2001, Limits of the Cross-Correlation Function in the Analysis of Short Time Series, The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 113, 86-97.

Wang, T. J., Solanki, S. K., Innes, D. E., Curdt, W., Marsch, E., 2003, Slow-mode standing waves observed by SUMER in hot coronal loops, Astronomy and Astrophysics, v.402, p.L17-L20.

Webb, D. F., Howard, T. A., 2012, Coronal Mass Ejections: Observations, Living Reviews in Solar Physics, 9, article id. 3, 83.

Weng, H., Lau. K.-M., Wavelets, 1994, Period Doubling, and Time-Frequency Localization with Application to Organization of Convection over the Tropical Western Pacific, Journal of Atmospheric Sciences, 51, 2523-2541.

White, S. M., Thomas, R. J., Schwartz, R. A., 2005, Updated Expressions for Determin-ing Temperatures and Emission Measures from Goes Soft X-ray Measurements, Solar Physics, 227, 231-248.

Woods, T. N., Woodraska, D., Jones, A. R., Eparvier, F. G., Caspi, A., 2012, Space Weather Products from the Extreme Ultraviolet Variability Experiment (EVE), American Geophysical Union, Fall Meeting 2012, abstract id.SH41A-2099,

Zaitsev, V.V., Stepanov, A.V., 2008, Coronal Magnetic Loops, Physics-Uspekhi, 51, 1123-1160.

Zimovets, I. V., 2010, Harmonic Oscillations of the X-ray Emission of a Solar Flare, Astronomy Reports, 54, 7, 657-674.

Leboeuf, J., Tajima, T. & Dawson, J. (1982). Dynamic magnetic x points. The Physics of Fluids, 25, 784–799. (Cited on page 70.)

Tajima, T., Shibata, K., 1997, Plasma astrophysics, Plasma astrophysics / T. Tajima, K. Shibata. Reading, Mass. Addison- Wesley, 1997. (Frontiers in physics; v. 98) QB462.7. T35.

Jackson et al. 2005] “An algorithm for optimal partitioning of data on an interval,” Jackson, B., Scargle, J.D., Barnes, D., Arabhi, S., Alt, A., Gioumousis, P., Gwin, E., Sangtrakulcharoen, P., Tan, L., and Tun Tao Tsai, IEEE Signal Processing Letters Vol.12, No. 2, 105- 108

EKLER

Eklerde verilen tüm tablolar 790 parlama üzerinden ilk onu ve son onu olmak üzere kısaltılmış listeler olarak verilmiştir.

EK 1. Parlamalarda Yayınlanan Enerji Formülü

Difüzyon bölgesinde ve plazmoid etrafında depolanan manyetik enerji, plazmoid fırlatıldıktan sonra kinetik ve termal/termal olmayan enerjilere yeniden birleşme yoluyla aniden serbest bırakılır. Difüzyon bölgesindeki manyetik enerji salınım oranının (uzunluğu $L_{\text{iç akış}} \simeq 2 \times 10^4$ km uzunluğunda) varsayılarak:

$$\frac{dW}{dt} = 2 \times L_{iç\ akış}^2 B^2 V_{iç\ akış}/4\pi \tag{6.1}$$

$$\sim 4 \times 10^{28} \left(\frac{V_{iç\ akış}}{100 km/sn}\right)\left(\frac{B}{100\ G}\right)^2 \left(\frac{L_{iç\ akış}}{2\times 10^9 cm}\right)^2 \text{ erg/sn} \tag{6.2}$$

Atımlı faz boyunca enerji salınım oranı karşılaştırılabilir. $4-100\times10^{27}$ erg/s düşük cutoff enerjisinin 20 keV olduğu varsayılarak HXR verilerinden hesaplanmıştır (Masuda ve diğ., 1994).

X noktasında ya da çevresindeki bölgede atımlı faz süresince maksimuma ulaşır. Böylece, atımlı fazdaki daha yüksek enerjili elektronların ivmesini doğal olarak açıklar. (Elektronların, 10-1000 m'lik bir yol boyunca hareket edebilecekleri gözlenen termal olmayan elektron enerjilerinin 10 keV-1MeV 'dir.)

EK 2*. GOES/GBM *X ve M sınıfı Güneş Parlamaları Kataloğu

Parlama adı	Parlama Sınıfı	Goes Bş.	Goes Bt.	GBM Dedektör Numarası				GBM 4-12	GOES 1-12	GBM 12-26	GBM 4-26	GOES 3-24	GBM 25-50	GBM 50-100	RHESSI Parlama Numarası
SF190110_001	M1.7	20:23	20:46	n5	n4	n2	n1	1	1	1	1	1	1	0	10011938
SF190110_002	M2.3	13:03	13:50	n5	n1	n3	n4	0	1	0	0	1	0	0	-
SF200110_003	M1.0	06:45	07:34	n5	n3	n1	n0	0	1	0	0	1	0	0	-
SF200110_004	M1.6	07:42	07:53	n5	n3	n1	n0	0	1	0	0	1	0	0	-
SF200110_005	M1.8	10:49	11:03	n5	n4	n2	n1	0	1	0	0	1	0	0	-
SF200110_006	M3.4	17:51	18:00	n5	n1	n3	n0	1	1	1	1	1	1	1	10012040
SF060210_007	M1.3	21:31	21:42	n0	n3	n1	n5	0	1	0	0	1	0	0	-
SF060210_008	M2.9	18:42	19:12	n1	n3	n0	n5	1	1	1	1	1	1	0	10011938
SF070210_007	M6.4	02:20	02:39	n5	n4	n2	n1	0	1	0	0	1	0	0	-
SF080210_007	M1.1	11:57	12:06	n0	n3	n1	n6	0	1	0	0	1	0	0	-
…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…
…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…
…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…	…
SF070917_781	M1.4	09:49	09:58	n5	n4	n2	n1	0	1	0	0	1	0	0	-
SF070917_782	M3.9	23:50	00:14	n5	n4	n2	n3	0	1	0	0	1	0	0	-
SF070917_783	M7.3	10:11	10:21	n3	n1	n5	n0	1	1	1	1	1	1	1	17090730
SF070917_784	X1.3	14:20	14:55	n5	n1	n3	n4	0	1	0	0	1	0	0	17090740
SF080917_785	M8.1	07:40	07:58	n5	n4	n2	n1	0	1	0	0	1	0	0	-
SF080917_786	M2.1	23:33	23:56	n5	n4	n2	n1	0	1	0	0	1	0	0	-
SF080917_787	M1.3	02:19	02:29	n3	n1	n5	n0	1	1	1	1	1	1	1	17090803
SF080917_788	M1.2	03:39	03:45	n5	n1	n3	n0	1	1	1	1	1	1	1	-
SF080917_789	M2.9	15:07	16:10	n5	n4	n2	n1	0	1	0	0	1	0	0	17090834
SF100917_790	X8.2	15:36	16:31	n7	n8	nb	na	1	1	1	1	1	1	1	-

EK 3. GOES/GBM *X ve M sınıfı Parlama Faz Aralıkları Kataloğu*

EK 3.1. GOES X ve M sınıfı Parlama Faz Aralıkları Kataloğu

Parlama adı	Sınıf	GOES			
		Parlama	Parlama Öncesi	Atımlı Faz	Kademeli Azalan Faz
SF190110_001	M1.7	20:16-20:56	20:16-20:25	20:25-20:35	20:35-20:56
SF190110_002	M2.3	12:55-13:58	12:55-13:07	13:07-13:41	13:41-13:58
SF200110_003	M1.0	06:54-07:40	06:54-07:01	07:01-07:27	07:27-07:40
SF200110_004	M1.6	07:39-07:57	07:39-07:42	07:42-07:48	07:48-07:57
SF200110_005	M1.8	10:41-11:06	10:41-10:50	10:50-10:59	10:59-11:06
SF200110_006	M3.4	17:45-18:04	17:45-17:53	17:53-17:55	17:55-18:04
SF060210_007	M1.3	21:30-21:44	21:30-21:33	21:33-21:37	21:37-21:44
SF060210_008	M2.9	18:32-19:24	18:32-18:53	18:53-18:59	18:59-19:24
SF070210_007	M6.4	02:13-02:43	02:13-02:27	02:27-02:34	02:34-02:43
SF080210_007	M1.1	11:53-12:08	11:53-12:00	12:00-12:03	12:03-12:08
….	…	…	…	…	…
….	…	…	…	….	….
….	…	…	…	….	….
SF070917_781	M1.4	09:47-10:01	09:47-09:51	09:51-09:54	09:54-10:01
SF070917_782	M3.9	23:40-24:27	23:40-23:53	23:53-24:00	24:00-24:27
SF070917_783	M7.3	10:00-10:26	10:00-10:14	10:14-10:15	10:15-10:26
SF070917_784	X1.3	14:00-15:13	14:00-14:32	14:32-14:36	14:36-15:13
SF080917_785	M8.1	07:37-08:06	07:37-07:45	07:45-07:49	07:49-08:06
SF080917_786	M2.1	24:00-24:36	24:00-07:45	07:45-07:49	07:49-24:36
SF080917_787	M1.3	02:15-02:30	02:15-02:21	02:21-02:24	02:24-02:30
SF080917_788	M1.2	03:37-03:46	03:37-03:41	03:41-03:43	03:43-03:46
SF080917_789	M2.9	14:56-16:33	14:56-15:14	15:14-15:46	15:46-16:33
SF100917_790	X8.2	15:18-16:55	15:18-15:52	15:52-16:06	16:06-16:55

EK 3.2. GBM X ve M sınıfı Parlama Faz Aralıkları Kataloğu

Parlama adı	Sınıf	GBM			
		Parlama	Parlama Öncesi Azalan	Atımlı F.	Kademeli
SF190110_001	M1.7	20:32-20:47	20:16-20:25	20:33-20:35	20:35-20:47
SF190110_002	M2.3	12:55-13:48	12:55-13:07	13:07-13:41	13:41-13:48
SF200110_003	M1.0	06:39-07:03	06:54-07:01	07:01-07:27	07:27-07:03
SF200110_004	M1.6	07:39-07:52	07:39-07:42	07:42-07:48	07:48-07:52
SF200110_005	M1.8	10:47-10:53	10:41-10:50	10:50-10:59	10:59-10:53
SF200110_006	M3.4	17:51-18:09	17:45-17:53	17:53-17:55	17:55-18:09
SF060210_007	M1.3	21:30-21:44	21:30-21:33	21:33-21:37	21:37-21:44
SF060210_008	M2.9	18:36-19:22	18:32-18:53	18:53-18:59	18:59-19:22
SF070210_007	M6.4	02:13-02:39	02:13-02:27	02:27-02:34	02:34-02:39
SF080210_007	M1.1	11:53-12:00	11:53-12:00	12:00-12:03	12:03-12:00
…	…	…	…	…	…
…	…	…	…	…	…
…	…	…	…	…	…
SF070917_781	M1.4	09:47-09:56	09:47-09:51	09:51-09:54	09:54-09:56
SF070917_782	M3.9	23:40-24:14	23:40-23:53	23:53-24:00	24:00-24:14
SF070917_783	M7.3	10:15-10:26	10:00-10:14	10:16-10:15	10:15-10:26
SF070917_784	X1.3	14:40-14:52	14:00-14:32	14:40-14:36	14:36-14:52
SF080917_785	M8.1	07:37-07:58	07:37-07:45	07:45-07:49	07:49-07:58
SF080917_786	M2.1	24:00-1:00	24:00-07:45	24:06-07:49	07:49-1:00
SF080917_787	M1.3	02:16-02:30	02:15-02:21	02:21-02:24	02:24-02:30
SF080917_788	M1.2	03:37-03:45	03:37-03:41	03:41-03:43	03:43-03:45
SF080917_789	M2.9	14:56-15:26	14:56-15:14	15:14-15:46	15:46-15:26
SF100917_790	X8.2	16:00-16:37	15:18-15:52	16:00-16:06	16:06-16:37

EK 4. GOES/GBM X ve M sınıfı Parlamaların Yarı Periyodik Salınımların Sonuçları

EK 4.1. GOES 2-12 keV enerji aralığındaki, X ve M sınıfı Parlamaların Yarı Periyodik Salınımların Periyot Sonuçları (Periyodu olmayanlar "no")

Parlama Adı	Sınıf	Parlama Öncesi Faz	Atımlı Faz	Kademeli Azalan Faz
SF190110_001	M1.7	10-95	804	382-2165
SF190110_002	M2.3	no	14-47, 218-910	284.511
SF200110_003	M1.0	no	23-44	40-67
SF200110_004	M1.6	321-643	16-56	478
SF200110_005	M1.8	541-910	23-28, 395-321	56-95
SF200110_006	M3.4	40-67	95-541	160-765
SF060210_007	M1.3	no	14-56, 395-382	no
SF060210_008	M2.9	321-1287	14-135	47-67
SF070210_009	M6.4	455-643	11-113	no
SF080210_010	M1.1	33-56	no	23
…	…	…	…	…
…	…	…	…	…
…	…	…	…	…
SF070917_781	M1.4	113 -227	20-33	no
SF070917_782	M3.9	227-1287	14	227
SF070917_783	M7.3	14-321	23-28	no
SF070917_784	X1.3	16-28	no	113
SF080917_785	M8.1	113-1082	14	28-33
SF080917_786	M2.1	455-1531	4-20	67
SF080917_787	M1.3	95-135	23-160	no
SF080917_788	M1.2	676	16-95	191-231
SF080917_789	M2.9	no	28-80	113-541
SF100917_790	X8.2	16-28	135	40-191

EK 4.2. GOES 3-25 keV enerji aralığındaki, X ve M sınıfı Parlamaların Yarı Periyodik Salınımların Periyot Sonuçları (Periyodu olmayanlar "no")

Parlama Adı	Sınıf	Parlama Öncesi Faz	Atımlı Faz	Kademeli Azalan Faz
SF190110_001	M1.7	16-48	14-30	20-33
SF190110_002	M2.3	no	80	227
SF200110_003	M1.0	no	no	no
SF200110_004	M1.6	no	113	20
SF200110_005	M1.8	no	191-765	no
SF200110_006	M3.4	40-56	no	no
SF060210_007	M1.3	no	20-321	95
SF060210_008	M2.9	no	227	23
SF070210_009	M6.4	no	67-765	191
SF080210_010	M1.1	80-135	no	no
…	…	…	…	…
…	…	…	…	…
…	…	…	…	…
SF070917_781	M1.4	no	56-270	56
SF070917_782	M3.9	227	14	28-56
SF070917_783	M7.3	no	40-270	0
SF070917_784	X1.3	16-33	no	113
SF080917_785	M8.1	no	56	23
SF080917_786	M2.1	455	no	20
SF080917_787	M1.3	95-113	20-135	no
SF080917_788	M1.2	no	16-95	no
SF080917_789	M2.9	160	113	113-542
SF100917_790	X8.2	16-23	23	40-160

EK 4.3. GBM 4-12 keV enerji aralığındaki, X ve M sınıfı Parlamaların Yarı Periyodik Salınımların Periyot Sonuçları (Periyodu olmayanlar "no")

Parlama Adı	Sınıf	Parlama Öncesi Faz	Atımlı Faz	Kademeli Azalan Faz
SF190110_001	M1.7	4-14	no	14-33
SF190110_002	M2.3	no	no	no
SF200110_003	M1.0	no	no	no
SF200110_004	M1.6	no	no	no
SF200110_005	M1.8	no	no	no
SF200110_006	M3.4	40-160	14-160	no
SF060210_007	M1.3	no	no	no
SF060210_008	M2.9	269-549	14-80	47-67
SF070210_009	M6.4	no	no	no
SF080210_010	M1.1	no	no	no
…	…	…	…	…
…	…	…	…	…
…	…	…	…	…
SF070917_781	M1.4	no	no	no
SF070917_782	M3.9	no	no	no
SF070917_783	M7.3	no	95-160	40-190
SF070917_784	X1.3	no	no	no
SF080917_785	M8.1	no	no	no
SF080917_786	M2.1	no	no	no
SF080917_787	M1.3	95-134	16-160	no
SF080917_788	M1.2	47-80	20-95	no
SF080917_789	M2.9	no	no	no
SF100917_790	X8.2	no	no	11-20

EK 4.4. GBM 12-26 keV enerji aralığındaki, X ve M sınıfı Parlamaların Yarı Periyodik Salınımların Periyot Sonuçları (Periyodu olmayanlar "no")

		Parlama Öncesi		
Parlama Adı	**Sınıf**	**Faz**	**Atımlı Faz**	**Kademeli Azalan Faz**
SF190110_001	M1.7	no	337	16-40
SF190110_002	M2.3	no	no	no
SF200110_003	M1.0	no	no	no
SF200110_004	M1.6	no	no	no
SF200110_005	M1.8	no	no	no
SF200110_006	M3.4	113-320	11- 67	no
SF060210_007	M1.3	no	no	no
SF060210_008	M2.9	no	14	no
SF070210_009	M6.4	no	no	no
SF080210_010	M1.1	no	no	no
…	…	…	…	…
…	…	…	…	…
…	…	…	…	…
SF070917_781	M1.4	no	no	no
SF070917_782	M3.9	no	no	no
SF070917_783	M7.3	no	134	28-160
SF070917_784	X1.3	no	no	no
SF080917_785	M8.1	no	no	no
SF080917_786	M2.1	no	no	no
SF080917_787	M1.3	no	16- 95	no
SF080917_788	M1.2	no	16-80	no
SF080917_789	M2.9	no	no	no
SF100917_790	X8.2	no	no	14-33

EK 4.5. GBM 4-26 keV enerji aralığındaki, X ve M sınıfı Parlamaların Yarı Periyodik Salınımların Periyot Sonuçları (Periyodu olmayanlar "no")

Parlama Adı	Sınıf	Parlama Öncesi Faz	Atımlı Faz	Kademeli Azalan Faz
SF190110_001	M1.7	5-10	no	16-40
SF190110_002	M2.3	no	no	no
SF200110_003	M1.0	no	no	no
SF200110_004	M1.6	no	no	no
SF200110_005	M1.8	no	no	no
SF200110_006	M3.4	no	no	no
SF060210_007	M1.3	no	no	no
SF060210_008	M2.9	no	14	47-56
SF070210_009	M6.4	no	no	no
SF080210_010	M1.1	no	no	no
…	…	…	…	…
…	…	…	…	…
…	…	…	…	…
SF070917_781	M1.4	no	no	no
SF070917_782	M3.9	no	no	no
SF070917_783	M7.3	no	95-160	28-160
SF070917_784	X1.3	no	no	no
SF080917_785	M8.1	no	no	no
SF080917_786	M2.1	no	no	no
SF080917_787	M1.3	no	16-134	no
SF080917_788	M1.2	no	16-80	no
SF080917_789	M2.9	no	no	no
SF100917_790	X8.2	no	no	11-33

EK 4.6. GBM 25-50 keV enerji aralığındaki, X ve M sınıfı Parlamaların Yarı Periyodik Salınımların Periyot Sonuçları (Periyodu olmayanlar "no")

Parlama Adı	Sınıf	Parlama Öncesi Faz	Atımlı Faz	Kademeli Azalan Faz
SF190110_001	M1.7	4-56	no	539-762
SF190110_002	M2.3	no	no	no
SF200110_003	M1.0	no	no	no
SF200110_004	M1.6	no	no	no
SF200110_005	M1.8	no	no	no
SF200110_006	M3.4	1078	16	1078
SF060210_007	M1.3	no	no	no
SF060210_008	M2.9	381-1525	226	381-1525
SF070210_009	M6.4	no	no	no
SF080210_010	M1.1	no	no	no
…		…	…	…
…		…	…	…
…		…	…	…
SF070917_781	M1.4	no	no	no
SF070917_782	M3.9	no	no	no
SF070917_783	M7.3	11-67	453-539	453-539
SF070917_784	X1.3	no	no	no
SF080917_785	M8.1	no	no	no
SF080917_786	M2.1	no	no	no
SF080917_787	M1.3	no	20-269	no
SF080917_788	M1.2	no	16-190	113-160
SF080917_789	M2.9	no	no	no
SF100917_790	X8.2	4-190	906-2157	1282-2157

EK 4.7. GBM 50-100 keV enerji aralığında X ve M sınıfı Parlamaların Yarı Periyodik Salınımların Periyot Sonuçları (Periyodu olmayanlar "no")

Parlama Adı	Sınıf	Parlama Öncesi Faz(sn)	Atımlı Faz(sn)	Kademeli Azalan Faz(sn)
SF190110_001	M1.7	no	no	no
SF190110_002	M2.3	no	no	no
SF200110_003	M1.0	no	no	no
SF200110_004	M1.6	no	no	no
SF200110_005	M1.8	no	no	no
SF200110_006	M3.4	23	no	no
SF060210_007	M1.3	no	no	no
SF060210_008	M2.9	no	no	no
SF070210_009	M6.4	no	no	no
SF080210_010	M1.1	no	no	no
…	…	…	…	…
…	…	…	…	…
SF070917_781	M1.4	no	no	no
SF070917_782	M3.9	no	no	no
SF070917_783	M7.3	11-67	no	no
SF070917_784	X1.3	no	no	no
SF080917_785	M8.1	no	no	no
SF080917_786	M2.1	no	no	no
SF080917_787	M1.3	539	16- 95	no
SF080917_788	M1.2	no	16-67	20-67
SF080917_789	M2.9	no	no	no
SF100917_790	X8.2	4-56	no	14

EK 5: Zaman Gecikmeleri Sonuçları

EK 5.1. GOES ve GBM Uyduları Arasındaki Zaman Gecikmeleri Sonuçları

Parlama Adı	Sınıf	GOES 1 GBM0	GOES 1 GBM1	GOES 1 GBM2	GOES 1 GBM3	GOES 2 GBM0	GOES 2 GBM1	GOES 2 GBM2	GOES 2 GBM3
SF200110_006	M3.4	-5	-1	1	4	5	0	2	7
SF080210_013	M4.0	0	0	-1	-2	0	-1	19	-5
SF120610_017	M2.0	18	1	2	4	0	10	8	7
SF130211_026	M6.6	-1	0	1	6	-2	-1	0	6
SF140211_027	M2.2	18	0	-1	-2	6	-1	-6	-6
SF150211_028	X2.2	-1	0	1	-1	-2	-1	1	0
SF160211_029	M1.0	0	2	3	7	-1	1	3	4
SF160211_031	M1.6	-2	1	2	1	-1	1	3	8
SF240211_037	M3.5	0	4	5	15	1	3	11	19
…	…	…	…	…	…	…	…	…	…
…	…	…	…	…	…	…	…	…	…
…	…	…	…	…	…	…	…	…	…
SF020417_757	M2.3	3	4	3	2	2	3	2	2
SF030417_759	M5.8	1	2	2	2	1	1	2	4
SF030717_760	M1.3	16	19	19	19	8	19	19	19
SF140717_762	M2.4	3	11	11	7	0	-6	0	18
SF040917_768	M1.5	-5	13	13	13	1	19	19	19
SF050917_774	M4.2	8	9	19	19	11	18	19	0
SF060917_775	M1.2	2	3	4	11	1	3	4	11
SF070917_783	M7.3	0	1	2	3	0	1	1	2
SF080917_787	M1.3	6	8	4	1	4	5	2	0
SF080917_788	M1.2	0	2	4	5	0	3	4	6
SF100917_790	X8.2	-3	1	5	4	-2	1	4	4

EK 5.2. GBM Enerji Aralıkları Arasındaki Zaman Gecikmeleri Sonuçları

Parlama Adı	Sınıf	GBM0 GBM1	GBM0 GBM2	GBM0 GBM3	GBM1 GBM2	GBM1 GBM3	GBM2 GBM3	GBM0 GBM1	GBM0 GBM2
SF200110_006	M3.4	2	8	8	2	4	1	2	8
SF080210_013	M4.0	-2	-5	-5	-1	-1	0	-2	-5
SF120610_017	M2.0	19	19	19	-2	-2	0	19	19
SF130211_026	M6.6	1	2	9	0	0	0	1	2
SF140211_027	M2.2	-6	-8	-8	0	0	0	-6	-8
SF150211_028	X2.2	-1	1	0	1	0	0	-1	1
SF160211_029	M1.0	2	3	3	0	0	0	2	3
SF160211_031	M1.6	2	2	2	0	0	0	2	2
SF240211_037	M3.5	-3	19	17	0	0	0	-3	19
…	…	…	…	…	…	…	…	…	…
…	…	…	…	…	…	…	…	…	…
…	…	…	…	…	…	…	…	…	…
SF020417_757	M2.3	1	-7	-8	-1	-1	0	1	-7
SF030417_759	M5.8	0	2	10	0	0	0	0	2
SF030717_760	M1.3	2	12	12	0	0	0	2	12
SF140717_762	M2.4	5	11	9	5	3	-3	5	11
SF040917_768	M1.5	19	19	19	-1	0	0	19	19
SF050917_774	M4.2	7	14	19	1	7	0	7	14
SF060917_775	M1.2	1	1	11	0	10	0	1	1
SF070917_783	M7.3	12	0	0	1	19	1	12	0
SF080917_787	M1.3	0	-3	-9	-2	-8	-1	0	-3
SF080917_788	M1.2	3	6	10	1	2	0	3	6
SF100917_790	X8.2	0	0	0	0	0	0	0	0

ÖZGEÇMİŞ

Kişisel Bilgiler	
Adı Soyadı	Hasret ATASOY
Doğum Yeri	TEKİRDAĞ
Doğum Tarihi	07.03.1990
Uyruğu	☑ T.C. ❒ Diğer:
Telefon	0535 465 95 05
E-Posta Adresi	hasretatsy@gmail.com
Web Adresi	--



Eğitim Bilgileri	
Lisans	
Üniversite	İstanbul Üniversitesi
Fakülte	Fen Fakültesi
Bölümü	Astronomi ve Uzay Bilimleri
Mezuniyet Yılı	29.01.2016

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

Makale ve Bildiriler

Atasoy H., Bostancı, Z.F, 2018, *Güneş Parlamalarında Yarı- Periyodik Salınımların X-Işınlarında Araştırılması*, XXI. Ulusal Astronomi Kongresi, 3 Eylül -7 Eylül 2018, Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri (Bildiri)

Atasoy H., Bostancı, Z.F, 2018, *Investigation of Quasi-Periodic Pulsations in Solar Flares*, Turkish Physical Society 34th International Physics Congress TFD-34, 5-9 Eylül 2018, Bodrum Herodot Kültür Merkezi, Muğla. (Bildiri)

Atasoy H., Bostancı, Z.F, Güver T., 2018, *X-Ray Spectral Properties of Some Solar Flares Showing QPOs*, Turkish Physical Society 34th International Physics Congress TFD-34, 5-9 Eylül 2018, Bodrum Herodot Kültür Merkezi, Muğla. (Poster)