

1.Gama-Işın Astronomisi

Deneyler, kozmik kaynaklarca üretilmiş gama-ışınlarını tespit etmeden çok önce bilim adamları evrende böyle fotonları üretebilecek kaynaklar olabileceğini biliyorlardı. Feenberg ve Primakoff'un 1948, Hayakawa ve Hutchinson'ın 1952 ve Morrison'ın 1958 yılında yayınladığı çalışmalar, bilim adamlarını, evrende gama ışınının üretilmesini sağlayan çeşitli işlemlerin olduğuna ikna etmiştir. Bu işlemler kısaca aşağıdaki gibi sıralanabilir.

- Yüksek enerjili bir parçacığın bir başka parçacık ile çarpışması,
- Bir parçacık ve onun karşı parçacığının birbirlerini yok etmesi,
- Radyoaktif bozunma,
- İvmelendirilmiş yüklü parçacıklar.

Gama-ışın astronomisinin deneysel ayağının geç kalmasının en önemli nedenlerinden biri de gama-ışınlarının Dünyanın atmosferi tarafından soğurulmasıdır. Bu yüzden balonlarla atmosferin üst tabakalarına ya da uydu teleskoplarla yörüngeye çıkılmadan gama-ışın astronomisi gelişmemiştir.

Bu güçlükten sonra araştırmacıların çektiği en büyük zorluk, iyi bir resim yapmak için gereken çok sayıda fotonu bulmak olmuştur. Gama-ışın astronomisini zor kılan en önemli ikinci sebep evrende diğer dalgaboyları ile karşılaştırınca çok az sayıda gama-ışın fotonu bulunmasıdır. Birkaç örnek vermek gerekirse; Yengeç atarcası, gama-ışın dalgaboyunda nispeten parlak bir kaynak olmasına rağmen, yayınladığı her 10^3 optik foton karşılık bir gama-ışın fotonu yayınlar. Bu alanda en başarılı teleskoplardan biri olan EGRET (görüntü sayfa 46'de görülebilir) hazırladığı

tüm gökyüzü haritası için tam 18 ay boyunca açık kalmıştır yani bu teleskopla bütün gökyüzünün resmini çekebilmek için gereken poz süresi 18 ay olmuştur.

Yörüngeye çıkan ilk gama-ışın teleskopu 1961 yılında fırlatılan Explorer-XI dir. Bu uydu ise sadece 100 kozmik gama-ışın fotonu algılayabilmiştir. Bu gama-ışınları da gama-ışın zemin ışıdır. Bu zemin ışıdır, kozmik ışıların yıldızlar arası gaz ile etkileşmesi gibi sebeplerle meydana gelir. Dikkate değer sayıda gama-ışını ilk olarak, 1967'de fırlatılan OSO-3 uydusundaki gama-ışın teleskopunca tespit edilmiştir. Bu uydu zemin ışılarından farklı olarak 621 olay kaydetmiştir.

Gama-ışın astronomisinin gözlemsel kısmı en büyük aşamayı, SAS-2 (1972) ve COS-B (1975-1982) uydusu ile kaydetmiştir. Bu iki uydu yüksek enerjili evrenin o zamana kadar hiç görülmemiş görüntülerini sağlamışlardır. Bu uydular, zemin ışıdır hakkında daha önceki bulguları doğrulamışlar, gama-ışın dalgaboyundaki gökyüzünün ilk kez detaylı bir haritasını çıkarmışlar ve bazı nokta kaynakları tespit etmişlerdir. Ancak bu cihazların düşük çözünürlüğü bu nokta kaynakların tam tanımlamasını yapmayı güçleştirmiştir.

Gama-ışın astronomisinin en büyük keşiflerinden biri, 1960'ların sonu 1970'lerin başında, soğuk savaş döneminde ABD ve Sovyetler Birliğinin birbirlerinin nükleer testlerini tespit etmek üzere uzaya gönderdikleri uydular ile yapılmıştır. Bu uydular her iki devletin istihbaratına da katkı sağladılarsa da en büyük katkısı uzayda da benzer patlamaların olduğunu göstererek gama-ışın astronomisine yapmışlardır. Bu patlamalar bugünde takip edilmektedir fakat daha önceden belirlenemeyen yerlerde ve çok kısa sürelerle ortaya çıkıp kaybolmalarından dolayı haklarında hala genel kabul görmüş bir model bulunmamaktadır.

1977'de Nasa, **Great Observatories** programına bir gama-ışın uydu-teleskopu da eklediğini duyurmuştur. Compton Gama-ışın Teleskopu (Compton Gamma-Ray Observatory, CGRO) 1970 ve 1980'lerin teknolojileri kullanılarak hazırlanmış ve 1991 yılında fırlatılmıştır. Uydu 2000 yılının Haziran ayında jiroskoplarından birinin arızalanması sebebiyle düşürölene kadar yüksek enerjili evren hakkında hala üzerinde çalışılan pek çok bilgi sunmuştur. Ancak Compton uydusundaki teleskoplar, 1970'lerde dizayn edildikleri için kaynakların, radyo, optik ya da x-ışın teleskopları kadar iyi resimlerini alamadılar. Bu arada ise gama-ışınlarını algılamak için yeni pek çok yöntem ve kullanılmak üzere yeni pek çok materyal geliştirilmiştir. Bu yeni teknolojinin kullanıldığı ve yakın tarihlerde fırlatılacak (2002) ilk uydu ESA tarafından geliştirilen INTEGRAL uydusudur. Geliştirilmekte olan bir diğer

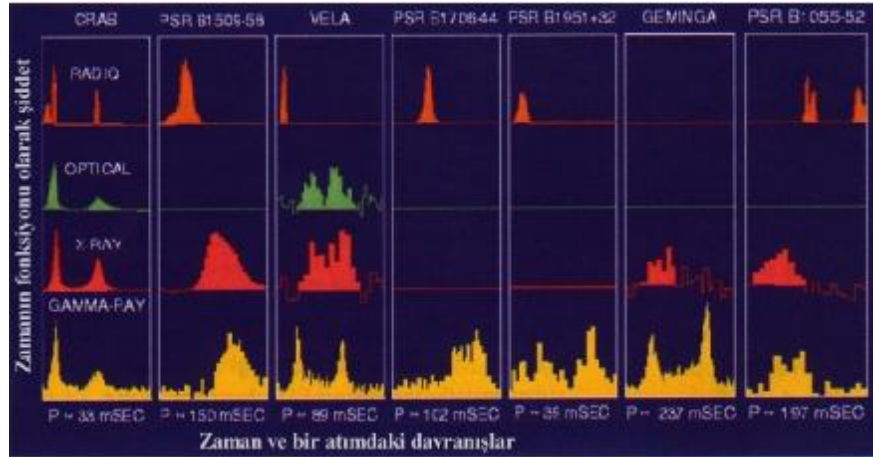
teleskopta (2006 yılında fırlatılması planlanıyor) Gama-Işın Geniş Alan Teleskopu GLAST'tır (Gamma-ray Large Area Space Telescope). GLAST şu andaki teleskoplardan çok daha yüksek çözünürlükte tüm gökyüzü haritaları hazırlayacaktır.

Bu gibi teleskoplar bilim adamlarına yüksek enerjili evreni daha temiz ve daha detaylı bir şekilde görme imkanı verecektir.

2. Bazı Önemli Gama-Işın Kaynakları

2.1 Atarcalar

Gama-ışın bölgesinde ışınım yaptığı bilinen 7 atarca vardır ancak burada bunlardan en önemli 4 tanesinin özellikleri açıklanacaktır. Gama-ışın atarcalarının geneli hakkında ayrıntılı bilgi Cem Uluyazı'nın Mayıs 2001'de hazırladığı Gama-ışın Atarcaları adlı diploma tezinde bulunabilir. Aşağıdaki şekilde gama-ışın atarcalarının farklı dalgaboylarında yayınladıkları ışınımalar görülebilir.

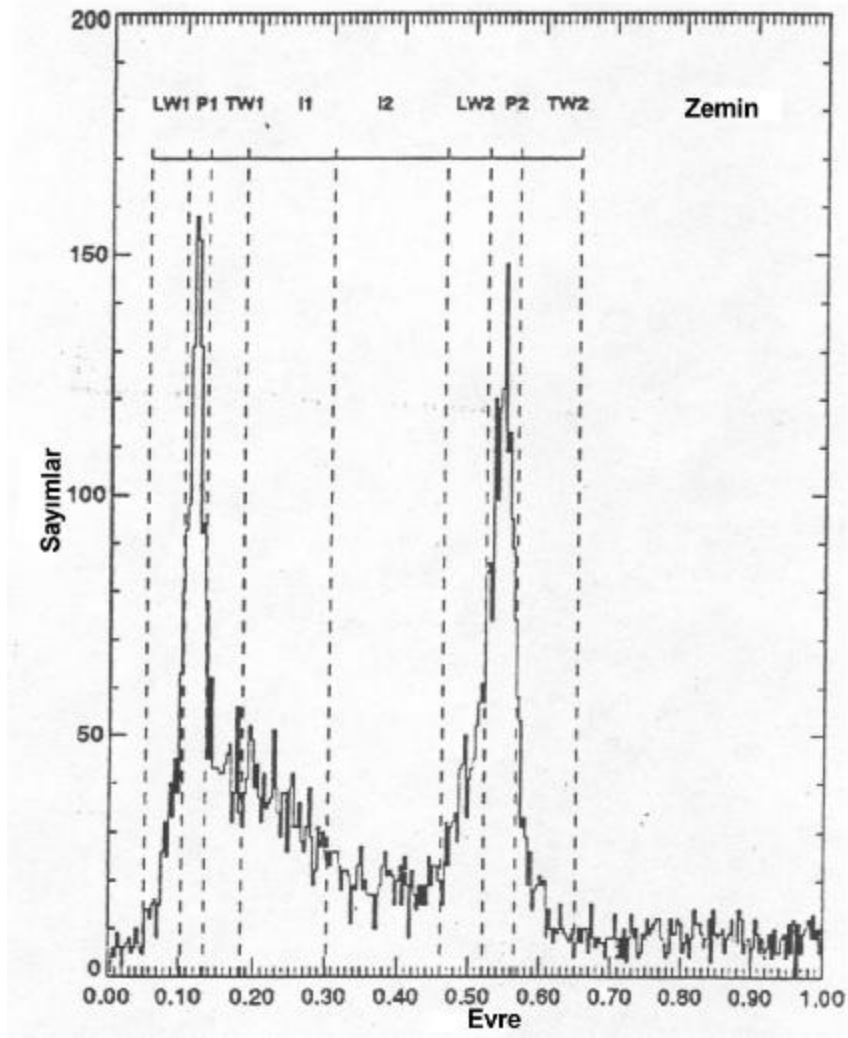


Şekil 1 Çeşitli gama-ışın atarcalarının ışık eğrileri. Düz bir çizgi hiç ışınım alınmadığını gösterir (C. Fichtel, J. Trombka, Gamma-ray Astrophysics, 1997).

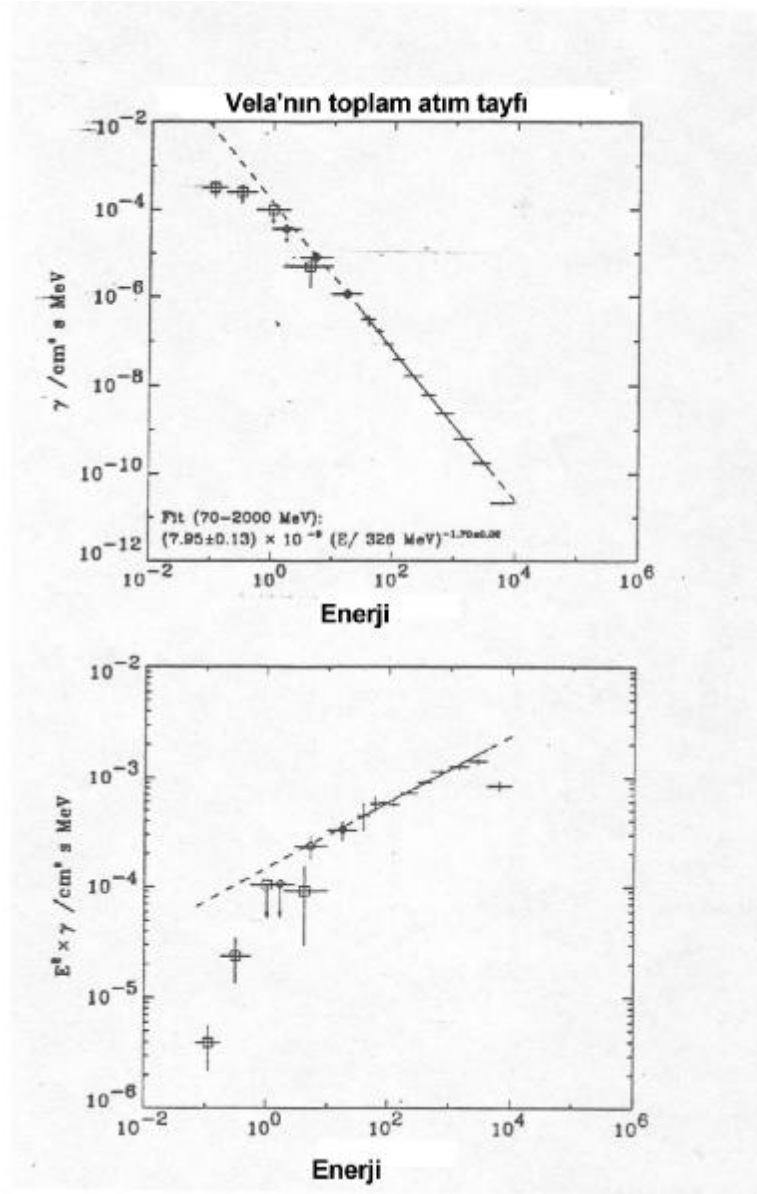
2.1.1 PSR B0833-45 (Vela Atarcası)

Vela atarcası olarak da bilinen bu atarca SAS-2 (The second Small Astronomy Satellite) verilerinde, sadece gözlenen gama-ışın bölgesindeki en parlak atarca değil aynı zamanda bütün gama-ışın gökyüzündeki en parlak nokta kaynaktır. En önemli özelliği gama-ışın bölgesindeki iki atımıdır ki bunlar radyo bölgedeki ile **zıttır** ve hiçbir gama-ışın atımı radyo atımlarına aynı evrelerde olmaz. Bu özellikler daha sonra COS-B tarafından da doğrulanmış, EGRET teleskopu ile yapılan çok daha ayrıntılı gözlemler üzerinde ise halen çalışılmaktadır. Bundan başka bu atarcanın optik bölgede de iki tepe noktası Wallace (1977) tarafından bulunmuştur. Bunlar da ne gama-ışın bölgesinden gelen ışınlarla ne de radyo bölgesindeki ışınlarla uyumlu değildir. Sonradan x-ışın bölgesinde de zayıf bir periyodik emisyon Hakkı Ögelman, Finley ve Zimmerman (1993) tarafından bulunmuştur ki; bu ışınımında evreye göre dağılımı diğerleriyle uyuşmaz. Vela atarcası ayrıca 1-30 Mev bölgesinde COMPTEL tarafından ve 0.06-9 MeV bölgesinde de OSSE tarafından gözlenmiştir.

Yüksek enerjili gama-ışın fotonlarının evrenin fonksiyonu olarak grafiğinin çizildiği EGRET verileri Şekil 2'de gösterilmiştir. Açıkça 2 tepe noktası ve bunların arasında evrenin 0.15'i ile 0.50'si arasında galaktik zemin ışınımından çok daha yüksek bir ışıma görülmektedir. Evrenin 0.60'ından 0.05'ine kadar ise zemin ışınımından daha yüksek bir ışınım elde edilememiştir. Bundan sonra yapılan gözlemlerde de bu grafikten farklı bir grafik elde edilememiştir.



Şekil 2 EGRET tarafından 100 MeV'den büyük enerjiler için 1993'den beri yapılan Vela gözlemlerinin toplamı (C. Fichtel, J. Trombka, Gamma-ray Astrophysics, 1997).



Şekil 3 Vela'nın EGRET, COMPTEL ve OSSE tarafından gözlenen atımlı ışınımının tayfı (C. Fichtel, J. Trombka, Gamma-ray Astrophysics, 1997).

COMPTON uydusundaki teleskoplar OSSE, COMPTEL ve EGRET tarafından elde edilen gama ışın spektrumu Şekil 3'de verilmiştir. Yaklaşık 4 MeV'den 4 GeV'e kadar spektrum -1.7 'lik bir eğimi olan bir güç kanunu ile ifade edilebilir. 4 MeV'den aşağıda ise bu spektrel şekilden bir düşüş vardır. Benzer bir

düşüş 4 ile 10 GeV arasında da vardır, bu aralık EGRET'in gözlenebilir bir akı aldığı en yüksek enerji aralığıdır. Gerek Vela atarcasının ışınımının yeterince şiddetli olması ve gerekse EGRET'in hassasiyetinin yeterliliği sayesinde verileri evreye göre birkaç aralığa bölmek mümkündür. Bu aralıklar Şekil 2'de gösterilmiştir (LW1, P1, TW1, LW2, P2, TW2 gibi). Bu aralıkların spektrumları birbirlerinden farklıdır. Şekilde görülen güç kanunu spektrumu aslında bu farklı evre aralıklarının spektrumlarının toplamıdır. İki tepe noktasının (P1 ve P2) diğer bölgelere göre daha düz bir spektrumu ancak arada kalan alanları (I1 ve I2) daha yumuşak bir spektrumu vardır.

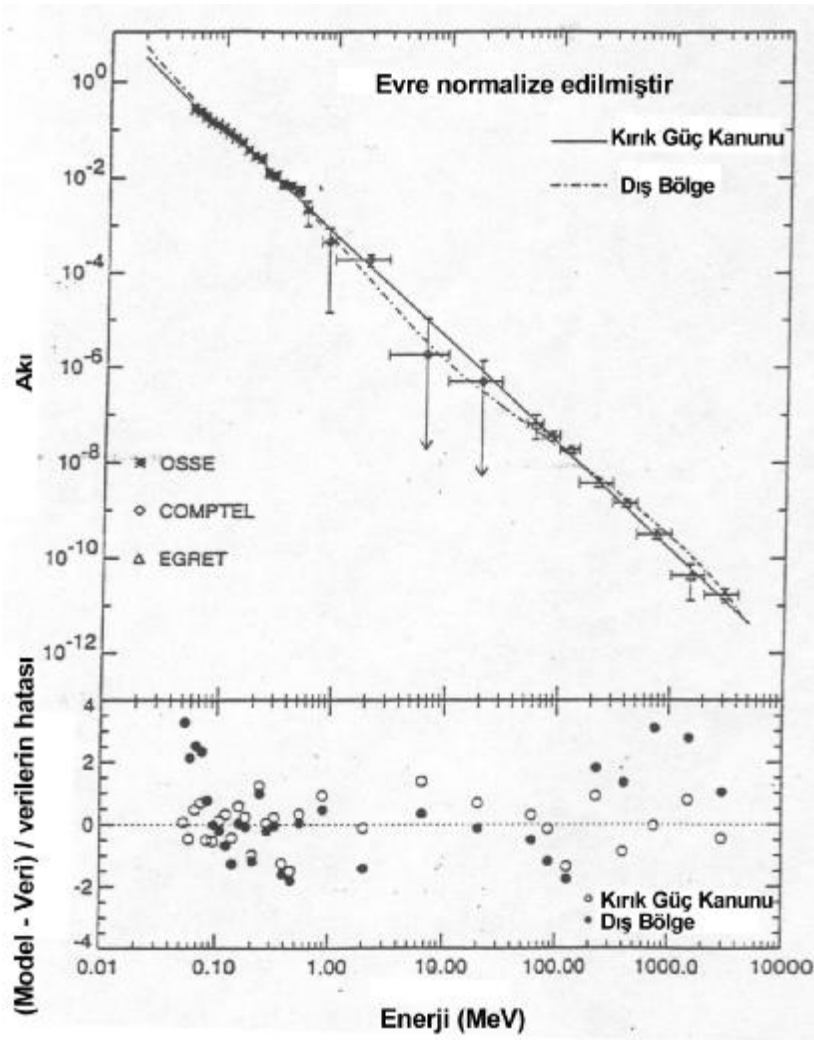
Pek çok araştırmacı, hem genel anlamda atarcaların hem de özel olarak Vela'nın ışınım modelleri hakkında pek çok makale yazmıştır. Bunlardan en önemli ikisi **Kutup Başlığı Modeli** ve **Dış Bölge Modeli**dir (örneğin, Ho, 1993). Her iki modelinde genel spektrumu, gözlenen değerlerle uyumludur ve değişkenlerdeki birkaç uygun düzeltme ile detaylarda da uyumlu hale getirilebilir. Harding ve Daugherty (1993) tarafından bulunan bazı özellikler, evreye göre ayrılmış spektroskopide (phase-resolved spectroscopy) fark edilebilir. Örneğin merkezde sert ve kanatlarda yumuşak bir spektrum **Cascade Modelinin** doğal bir öngörüsüdür. Kutup Başlığı Modeli ayrıca (manyetik alan çizgi kıvrılmasından dolayı) emisyon maksimumlarının öndeki ve arkadaki kanatlarının farklı spektrumlara sahip olması gerektiğini de öngörür ki bu da gözlenen durumdur.

2.1.2 PSR B0531+21 (YENGEÇ ATARCASI)

Bu atarca bilinen ilk gama-ışın atarcasıdır. Ancak en güçlüsü değildir. SAS-2 ve COS-B bu atarcadan gelen gama ışınımının detaylarını ortaya çıkarmıştır.

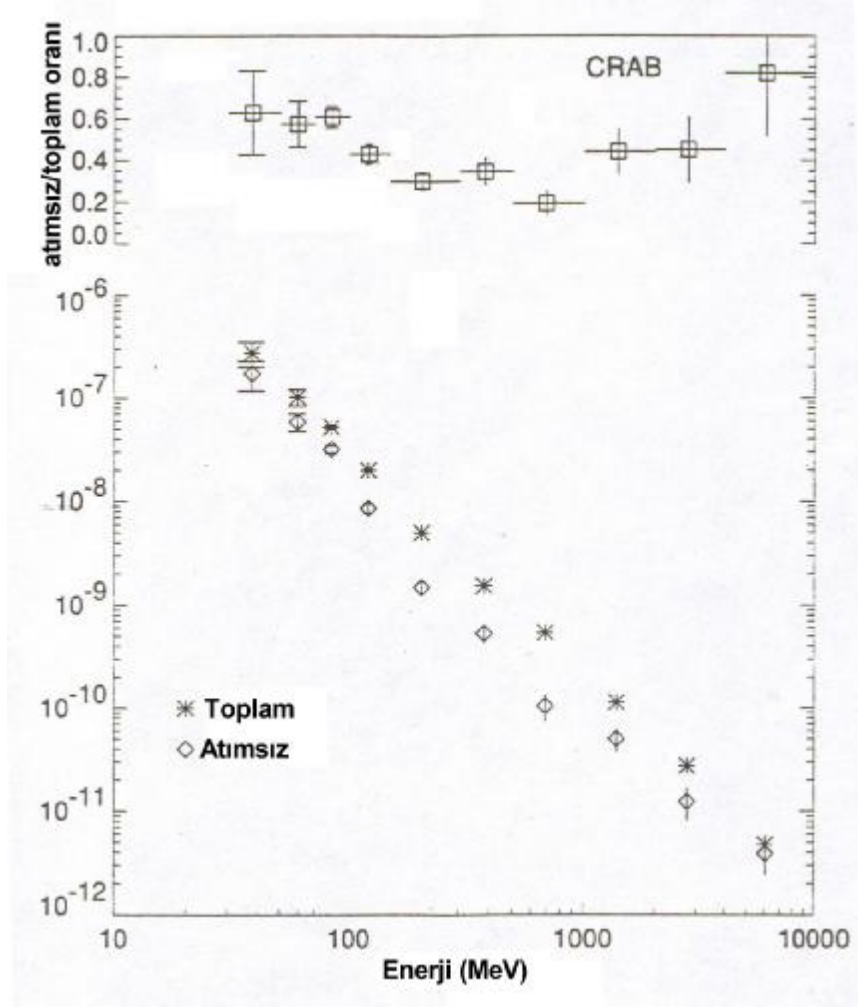
Aslında Yengeç bulutsusundaki PSR B0531+21 atarcası örneğin Vela atarcasına göre açıklaması daha kolay bir atarcadır. Çift atımlı yapısı radyo, optik, x-ışın ve gama-ışın bölgelerinde gözlenmiştir. Daha da güzeli her dalgaboyundaki bu atımların birbirleriyle uyumlu olmasıdır. Yengeç atarcası bu açıdan tektir. Gama-ışın bölgesinde tespit edilen diğer bütün atarcalar için farklı dalga boylarındaki atımlar farklı evrelerde ortaya çıkarlar. Aynı fazlardaki bu çift atımlar PSR B0531+21 için her dalgaboyundaki ışınımın sebebinin aynı olduğunu gösterir, bu da muhtemelen Yengeç atarcasının 10^3 yıllık yaşı ile bilinen en genç gama-ışın atarcası olmasından kaynaklanır. Daha yaşlı olan Vela atarcasının yüksek enerjili bileşeni belirgin bir

şekilde baskındır. Aslında atımlar şeklindeki ışınım güçleri oranları, $L(\text{PSR B0531+21})/L(\text{PSR B0833-45})$, 100 MeV'den yüksek enerjilerde yaklaşık 5 'tir. Aynı oran optik bölgede 10^4 tür. Atımlı ışınım, düşük, orta ve yüksek enerji aralıklarında Compton Uydusu teleskopları tarafından da gözlenmiştir. OSSE, COMPTEL ve EGRET teleskoplarından elde edilen toplam spektrum Şekil 4'de gösterilmiştir. Kolaylıkla görülebileceği gibi spektrum 10 MeV'deki bir düşme dışında neredeyse düz bir eğri ile fit edilebilir. 10 MeV'deki bu düşüşte dış bölge modeli ile açıklanabilir.



Şekil 4 OSSE, COMPTEL ve EGRET tarafından gözlenen Yengeç atarcasının atımlı ışınımının tayfı. Düz çizgi en iyi uyan güç kanunu tayfını ve kesikli çizgi dış bölge modelinin en iyi uyan eğrisini gösterir (bu şekilde ki akının birimi $\text{foton.cm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{MeV}^{-1}$ dir). Altta ki şekil ise en iyi uyum ile veriler arasındaki farkı, verilerdeki 1σ 'nın birimine göre gösterir (C. Fichtel, J. Trombka, Gamma-ray Astrophysics, 1997).

Yengeç bulutsusunun ayrıca atımlanmamış ya da sabit bir ışıması da vardır. Yengeç atarcası, yüksek enerjili gama-ışın bölgesinde gözlenip de ölçülebilir düzeyde atımlanmamış ışımasını tespit edilen tek atarcadır. Ramanamurthy ve ark. (1995a) Crab'tan gelen bu ışımasını 30 MeV-60 MeV aralığında Nisan 1991'den 1994'ün başlarına kadar gözlemiştir. Bu ışıma zamana göre değişim göstermektedir. Ancak atımlı bileşen çalışılan bütün enerji aralıklarının hiçbirinde (30-100, 100-300 ve ≥ 300 MeV) bir değişim göstermemiştir.



Şekil 5 Yengeç atarcasının EGRET verilerinden derlenen atımsız ışımasını (dörtgenler) ile toplam ışımasını (yıldızlar) $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{MeV}^{-1}$ biriminde gösterilmiştir. Üst resimde ise bu değerlerin oranı enerjinin bir fonksiyonu olarak gösterilmiştir (C. Fichtel, J. Trombka, Gamma-ray Astrophysics, 1997).

Şekil 5'de iki bileşenin, EGRET verilerinden derlenen enerji dağılımı görülebilir. Atımsız/toplam oranının 1000 MeV civarında azalıp, yüksek enerjilerle

beraber tekrar arttığı görülebilir. Atımsız bileşenin düşük enerjilerdeki ($E \leq 100$ MeV) dik yükselişi, De Jager ve ark. (1996) tarafından Yengeç bulutsusundaki $e^\pm$ tarafından oluşturulan sinkrotron ışımasının baskınlığı olarak açıklanmıştır. 20 MeV'in altında atımsız ışıma düzleşir ve atımsız-toplam oranı ≤ 0.2 olur. En yüksek EGRET enerjilerinde gözlenen durum Whipple Teleskopu grubu tarafından da, TeV seviyelerinde doğrulanmıştır. Bu seviyelerde atımsız/toplam oranı ≈ 1 'dir. Atımsız ışımanın yüksek enerjili bileşeni ters Compton ışıması olarak açıklanmıştır.

2.1.3 GEMINGA

Bu kaynağın sadece tarihi bile ilginçtir. Doğası hakkında elle tutulur açıklamalar keşfinden 20 yıl sonra gelmiştir. Geminga (2CG195+04) ilk olarak SAS-2 uydusu tarafından 1972 ve 1973 yıllarında gözlenmiştir. Geminga, halen Vela ve Yengeç atarcaları ile birlikte gökyüzündeki yüksek enerjili gama-ışın bölgesinin en güçlü üç kaynağından biridir. SAS-2 gökyüzünün bu bölgesini taradığı her gözlemde atarca hep aynı şiddette ışıma yayınlıyordu. Sonra COS-B uydusu da bu kaynağı 1975 ve 1982 arasında tam beş kez gözledi ve yine her seferinde aynı şiddeti kaydetti.

SAS-2 gözlemlerinden sonra kaynağın gücü, yeri, diğer dalgaboylarındaki gözlemlerin eksikliği ve bazı diğer faktörlerden dolayı sadece kaynağın galaktik ve henüz keşfedilememiş bir atarca olduğu tahmini yürütülebiliyordu. COS-B uydusu, kaynağın koordinatlarını daha iyi bir şekilde belirlemesine rağmen pek çok deneme sonuçsuz kalmış ve kaynağın bir radyo bileşenini bulunamamıştır. Einstein gözlemevi tarafından Geminga'nın çok yakınında keşfedilen x-ışın kaynağı 1E063+178 (Bignami, Caraveo ve Lamb, 1983) Geminga'nın başka bir dalgaboyunda bulunan ilk bileşeni olmuştur. Bignami ve ark.. (1987) daha sonra Einstein gözlemevi tarafından tespit edilen x-ışın kaynağının hata çemberi içinde optik bir kaynağın varlığını duyurdular. Halpern ve Tyler (1988) daha sonra bu kaynağın varlığını ve bunun son derece mavi olduğunu doğruladı. Bu sonuçların, SAS-2 grubunun bunun bir nötron yıldızı olduğu iddialarını desteklediğini hatta daha ileri giderek gama ışınları ile x-ışınları arasındaki büyük akı oranının gama ışınlarının, pek çok atarca modelinin gerektirdiğinin aksine, yıldızın yüzeyinden çok yukarıda oluşması gerektiğini açıkladılar. 1E0630+178'te 237.0974 ms'lik bir periyodun

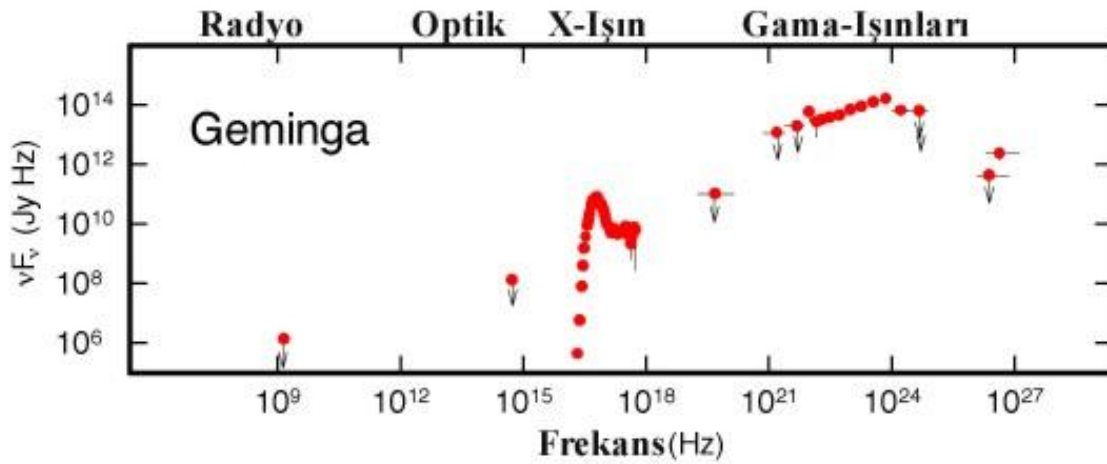
bulunması bu kaynağın nötron yıldızı olduğunu neredeyse kesinleştirdi. Bu periyottan yola çıkan araştırmacılar gama-ışın verilerinde de aynı periyodun SAS-2 ve COS-B verilerinde de olduğunu buldular. Bu bulgular atarcanın kararlı bir yapıda olduğunu görmeyi de sağladı.

Daha sonra Hubble Uzay Teleskopu ile yapılan gözlemler sayesinde Geminga'nın bizden 160 pc uzakta olduğu bulunmuştur. EGRET verilerini kullanarak Geminga'dan aldığımız enerji 30 MeV ile 2 GeV arasındadır ki; bu da, spektral indeksi -1.5060 olan bir güç kanunuyla açıklanabilir.

Bu atarca ile ilgili diğer bir ilginç nokta ise, iki atımının arasının evrenin yarısı kadar olmasıdır (0.50 ± 0.002). Geminga'nın gama ışın bölgesindeki en güçlü üç atarcadan biri olmasına rağmen halen radyo bileşeni tespit edilememiştir.

Bu bölümün büyük bir kısmında kaynak olarak kullanılan Gamma-Ray Astrophysics kitabında aşağıdaki not eklenmiştir, ancak böyle bir özellik daha sonraki tarihlerde yazılmış yazılarda görülememiştir :

Son haberlere göre Geminga'nın bir radyo ışıması bulunmuştur (Malofeev ve Malov., 1997). Bu ışımanın frekansı 102.5 Mhz, ışıının gücü ise zayıftır.



Şekil 6 Şekilde Geminga atarcasının tayfı görülmektedir (Web 7).

2.1.4 PSR B1055-52

EGRET bu atarcadan da gelen yüksek enerjili gama-ışınlarını tespit etmiştir. Tespit edilen bu ışınların periyodu yaklaşık 197 ms'dir. PSR B1055-52'nin, çok sert foton tayfsal indeksi ve rotasyonel enerjisini gama ışınına dönüştürme konusunda büyük bir yeteneği vardır. 100 MeV ile 4 GeV arasında gözlenen ışınımın dağılımı tek bir güç kanunuyla aşağıdaki gibi temsil edilebilir.

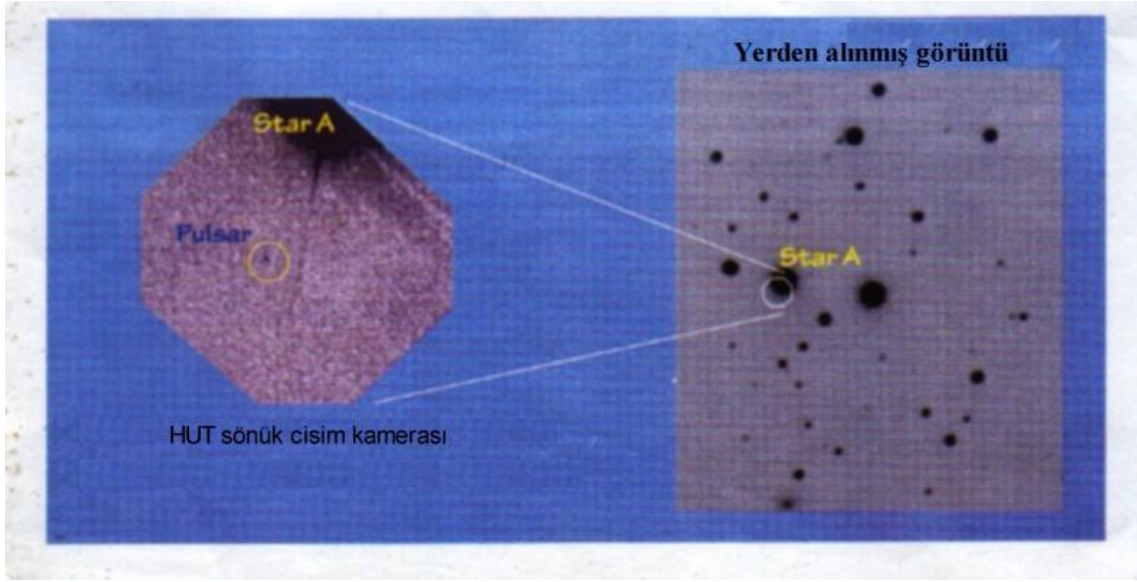
$$\frac{dN}{dE_g} = (1.91 \pm 0.25) \times 10^{-10} \left(\frac{E_g}{908 \text{ MeV}} \right)^{-1.18 \pm 0.16} \text{ foton cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ MeV}^{-1}$$

4 GeV'den sonra ise spektrumda keskin bir düşüş vardır. Bu spektrum diğer üç atarcanınkinden de daha serttir.

Şubat 1997'de Avrupa Uzay Ajansı bültenin de belirtildiğine göre ESA'nın Hubble uzay teleskopundaki sönük cisim kamerası güney yarıkürede bizden 3000 ışık yılı uzaklıkta ve gözle görülebilen yıldızlardan 100 milyon kez daha sönük olan PSR B1055-52'yi optik bölgede gözleyebilmiştir.

Yıldız 20 km genişliğinde ve oldukça sıcak (yüzey sıcaklığı yaklaşık 1 milyon derece) bir atarcadır, kendi eksenini etrafındaki dönüşünü 0.0197 sn'de tamamlar.

Yıldız Roberto Mignani, Patrizia Caraveo ve Giovanni Bignami'den oluşan bir ekip tarafından 3400 Å'da 24.9 kadir parlaklıkta gözlenebilmiştir (şekil 7). Atarca bir derecenin binde biri kadar mesafede olan ve ondan yüz bin kat daha parlak olan normal bir yıldız yüzünden yeryüzünden gözlenememişti.



Şekil 7 Yukarıda PSR B1055-52 ve hemen yanındaki büyük yıldız görülmektedir.

2.2 Blazarlar

Blazar terimi BL Lac cisimleri ve yüksek değişkenlikli güçlü polarize olmuş kuazar terimlerinin harflerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuştur ve benzer özelliklere sahip yeni bir sınıf kaynak için kullanılır. Bir cisme blazar diyebilmemiz için aşağıdaki özelliklere sahip olması gerekir.

- Gökyüzünde bir nokta kaynak olarak gözlenmelidir. Örneğin normal bir galaksi ya da bulutsu gibi olmamalıdır. Bazı blazarların etrafında bulutsular vardır ama ışığın çoğu nokta kaynaktan gelir.
- Tayfları pürüzsüz olmalıdır. Örneğin normal bir yıldızın sahip olabileceği gibi derin soğurma çizgileri olmamalıdır.
- Görülebilir ışığı kutuplanmış olmalıdır.
- Tüm dalgaboyu aralıklarında bir kuazardan daha fazla ve daha hızlı değişimler göstermelidir.

Her ne kadar 1976 yılında 3C273'den yüksek enerjili gama-ışınları alındıysa da, EGRET'in yeni bir gama-ışın kaynağı sınıfı olan blazarları keşfetmesi büyük bir sürprizdi. Blazar sınıfına giren Aktif Gökada Çekirdekleri (AGÇ) şu anda EGRET kataloğunda tanımlanmış en kalabalık kaynak sınıfıdır.

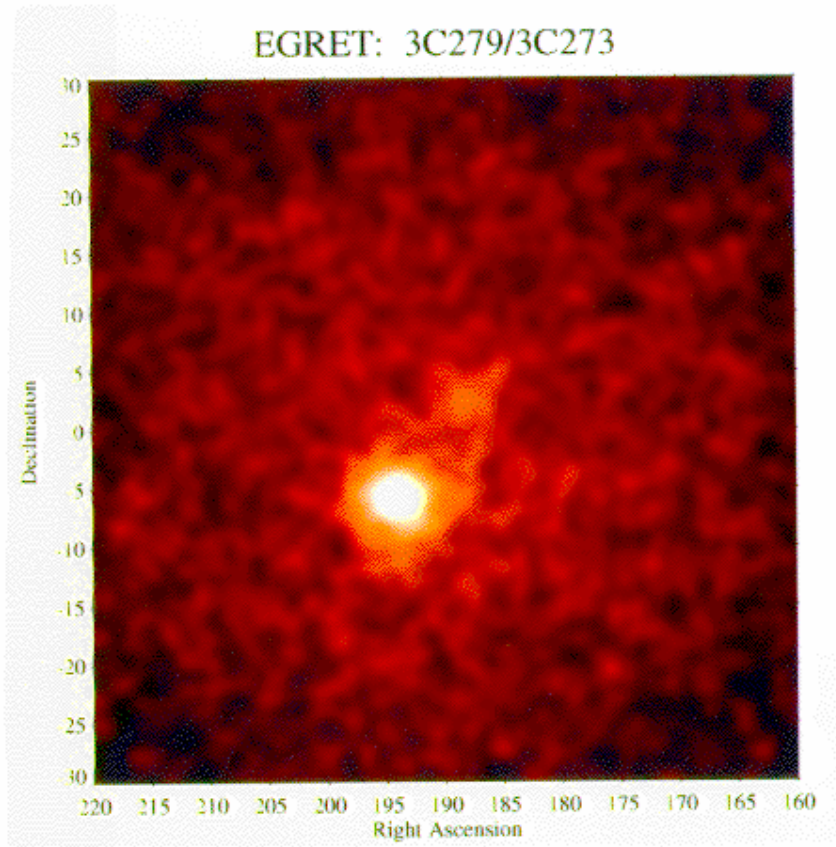
Blazarların gama-ışınmasını açıklayan genel olarak kabul görmüş iki model vardır. Bu modeller birbirlerinden, ivmelendirilen asıl parçacıkların leptonlar mı? ya da hadronlar mı? olduğu noktasında ayrılırlar.

2.2.1 Leptonik Modeller

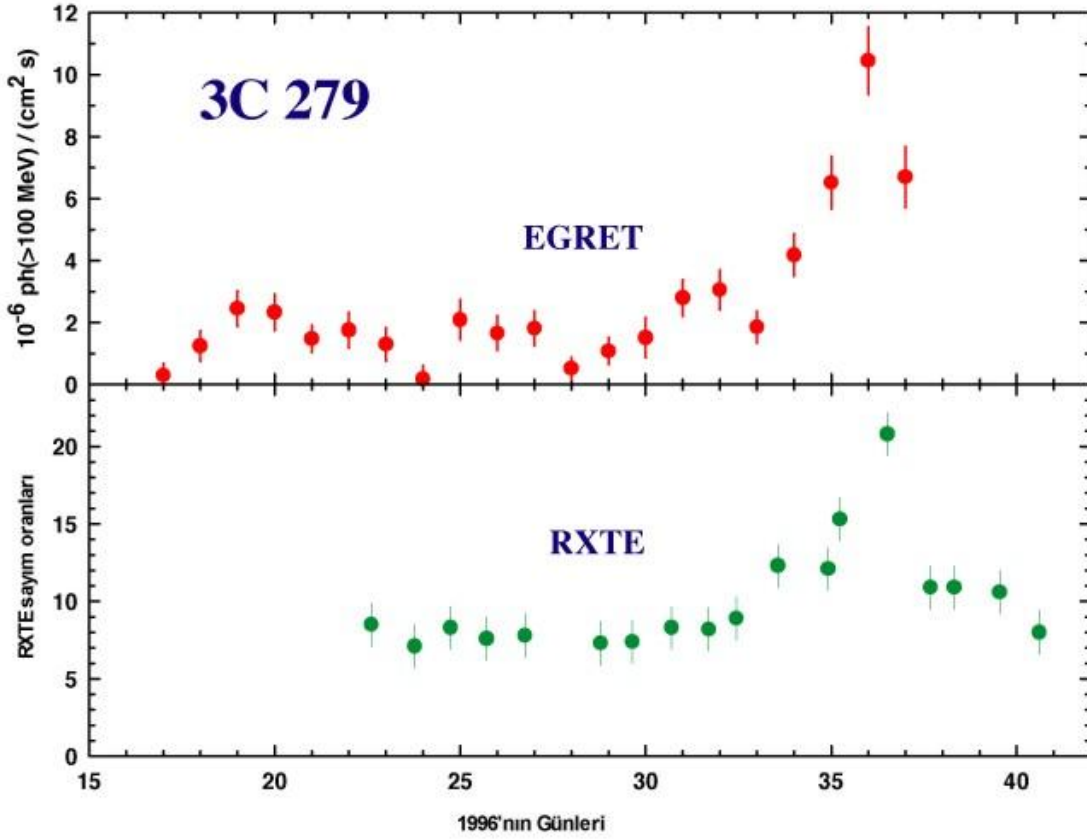
Leptonik modellerde, blazarların yayınladığı gama ışınımının, ısısal olmayan **sinkrotron-yayan** elektronların, etraftaki düşük enerjili fotonlar ile Compton saçılmasına uğradığında oluştuğu kabul edilir. Ortamdaki düşük enerjili fotonlar, jette üretilen sinkrotron fotonları, daha dıştaki bir yığılma diskinde üretilen ve jet tarafından durdurulan fotonlar, veya diskin etrafını çevreleyen gaz ve toz bulutları tarafından jeti katetmeden önce saçılan disk tarafından üretilmiş fotonlar olabilirler. Ancak büyük bir olasılıkla bu işlevlerin her biri farklı oranlarda fakat aynı anda gerçekleşmektedir.

2.2.2 Hadronik Modeller

Blazarların yayınladığı gama-ışınlarının sebebini anlamak üzere kurulmuş, blazarın enerjisinin büyük bir kısmının ivmelendirilmiş hadronlarca taşındığını varsayan modellere **hadronik modeller** denir. Protonlar ortamdaki çeşitli etkileşimlerle ortaya çıkmış parçacıklar ile ya da ortamdaki fotonlar ile $e^\pm$ üretmek üzere foto-mezon veya foto-çift işlemleriyle etkileşirler. Çiftlerde, Compton veya sinkrotron işlevleriyle bir güç kanunu foton tayfı üretmek üzere bir çift oluşum döngüsü oluştururlar. Yüklü piyon bozulmaları ile de elektron ve pozitronların üretimine yüksek enerjili nötrino üretimi eşlik eder. Blazar jetlerinden gelebilecek yüksek nötrino akıları, hadronların blazar ışımalarının asıl öğeleri olduklarını gösterebilir. Blazar jetlerinin süperpozisyonundan da yaygın bir nötrino zemini yine modellerle öngörülebilir öyle ki; bu zemin ışınımı gelecek nesil nötrino teleskopları ile algılanabilecektir.



Şekil 8 Yukarıda en önemli blazarlardan olan 3C279 ve 3C273'ün görüntüleri vardır. Sağ üstte görünen ve sönük olan 3C273'dür. Aslında, keşfedilen ilk blazar 3C273 olmasına rağmen hemen yanındaki 3C279 daha sonra EGRET tarafından keşfedilebilmiştir (Report of the Gamma-Ray Astronomy Group Working Program June 1999).



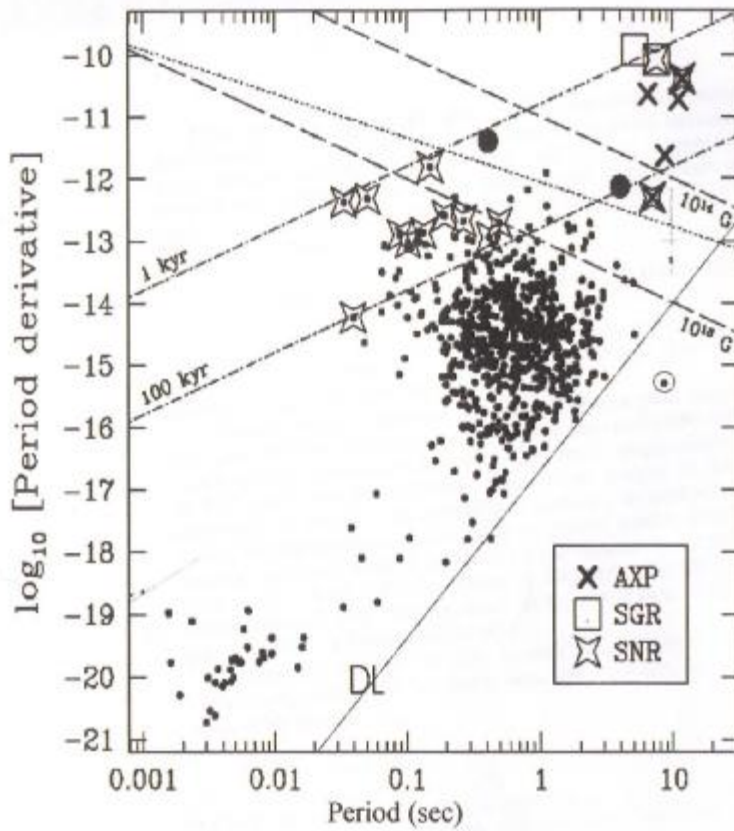
Şekil 9 Blazarların ışıma güçlerinin kısa zamanlarda ne kadar değiştiğini gösteren bir şekil (Exploring Nature's Highest Energy processes with the Gamma-Ray Large Area Telescope, Glast Facility Team).

2.3 Magnetarlar

ROSAT (Roentgen Satellite), ASKA ve diğer x-ışın uyduları ile yapılan gözlemler yeni bir tür nötron yıldızının bulunmasını da beraberinde getirdi. Bunların özellikleri radyo atarcaları gibi bilinen nötron yıldızlarından da x-ışın atarcalarından da farklı olduğu için Olağan dışı Atarcalar (Anormal X-ray Pulsar, AXP) olarak adlandırılırlar bu farklılıklar aşağıdaki gibi özetlenebilir:

- Normal radyo atarcalarından ancak bir kaçında x-ışınması vardır. Ve genel olarak bu ışıma gücü verilen $\dot{E}_k$ 'dan (dE/dt) çok daha küçüktür. AXP'ın x-ışınması ise $\gg \dot{E}_k$

- Kendi etraflarındaki dönme periyotları 6-12s arasındadır. (bu aralık radyo atarcalarında 0.015-8s ve x-ışın atarcalarında ise $0.1 - 10^3$ s arasındadır.)
- Çift sistemlerde değildirler.
- x-ışınması ($\sim 10^{34} - 10^{36}$ erg/s), Yüksek kütleli x-ışın çiftlerine göre (HMXB High Mass X-Ray Binary) ($>10^{36}$ erg/s) düşüktür.
- Işımasında değişkenlik çok azdır.
- Periyodu devamlı artmaktadır (atarcalardaki gibi).
- Bazıları süpernova kalıntıları ile ilişkilidir.



Şekil 10 Atarcaların P-P diyagramı. Şekilde radyo atarcalarla magnetarlar karşılaştırılmaktadır. Sabit manyetik alan ve $\tau_c = (P/2) \cdot dp/dt$ formülü ile hesaplanan tipik yaşları farklı çizgilerle gösterilmiştir. Diğer işaretler metinde verilmiştir. Ölüm çizgisi DL olarak işaretlenmiştir (M. E. Özel I. M. Yusifov, 2000, Nötron Yıldızlarında Manyetik Alanlar) .

Radyo ışımaları olmasa da, bu cisimler standart P-P diyagramına konduklarında (Şekil 10) görüldü ki, bunların manyetik alanı, şimdiye kadar bilinen nötron yıldızlarının manyetik alanlarından 10-100 kat daha fazladır. Bu nedenle de onlara **magnetar** adı verildi. Bunlar diyagramda yukarı sağ köşede bulunduğu pozisyon

nedeni ile hemen araştırmacıların ilgi odağı oldu. Bunun nedeni özetle şudur : Şimdiye

kadar, genelde kabul görmüş teorilere göre atarcalar P-P diyagramında yukarıda sol köşede ($P \sim 0.01$ s, $B_0 = 10^{12}$ G) oluşurlar ve manyetik dipol ışıması nedeniyle sağa ve aşağıya doğru kayarlar.

Ancak mevcut teorilerle genç atarcaların evriminden magnetarların oluşmasını anlamak zordur. Şu anda bu olayı anlatan iki teori mevcuttur.

Bu teorilerden birine göre, magnetarlar hiç de diyagram da görüldüğü gibi aşırı güçlü manyetik alana sahip değildirler (Alpar, 1999, Marsden ve ark. 1999, Chatterjee, 1999). Onların normal, 10^{12} Gauss civarında manyetik alanları vardır. Çok büyük $\dot{P}$ 'larının (dP/dt) sebebi ise bu nötron yıldızlarının çevresinde olan ortamla sıkı ilişkide olmasıdır. Normal nötron yıldızları yaklaşık olarak boşlukta dönerler ve evrimlerini gerçekleştirirler. AXP'ler ise yoğun ortamlardadırlar ve onların evrimi bir tür olarak, çift sistemlerdeki nötron yıldızların evrimine benzer. Evrim, birkaç aşamadan oluşur ve bu aşamalardan biri **itici fıskırma** aşamasıdır. Burada nötron yıldızı, dönme momentini yoğun olarak yörüngesindeki maddeye aktarır ve hızla frenlenir ve çok kısa bir süre içinde, 10^5 yılda, diyagramın sol köşesinden yukarı sağ köşesine geçiş yapar. Periyotları birkaç yüz saniye olan x-ışın atarcaları zaten buna benzer bir yolla oluşmuşlardır. Genelde, tek nötron yıldızının yörüngesinde boşluk olduğu halde AXP'lerin yoğun ortamlarda olmaları, çoğu nötron yıldızının büyük bir ortalama hızı, (200-500 km/s) ve bazılarının ise çok daha büyük hızlara (500-1000 km/s), sahip olmasından açıklanabilir. Bu tür çok yüksek hızlı nötron yıldızları bir süre sonra içinde olduğu süpernova kalıntısının kabuğuna ulaşabilir, hatta onun dışına da çıkabilir. Buralarda ortam çok daha yoğun olduğu için, AXP olayı gerçekleşir.

Diğer bir grup teoriye göre ise (Duncan & Thompson 1992, Thompson & Duncan 1993, K98, Thompson & Duncan 1996, Baring & Harding 1998, Gotthelf & Vasisht 1999, Zhang & Harding 2000, Colpi ve ark. 1999) bazı nötron yıldızları gerçekten de çok güçlü manyetik alana sahip bir **magnetar** gibi oluşur. Evrimi normal manyetik dipol ışıması teorisindekine benzer bir şekildedir. Normal atarcalarda enerji kaynağı kinetik enerji iken magnetarlarda yıldızın manyetik alanıdır. Bu nötron yıldızının radyo bandında ışıması olmaması ise şu şekilde anlatılıyor:

Ruderman & Sutherland (1975) ve diğer geniş kabul görmüş radyo ışıma mekanizmalarına göre (örneğin **kutupsal bölge (polar cap)** modeli), kutuplardaki güçlü elektrik alan, nötron yıldızının kabuğundan elektronları koparır ve onları çok yüksek enerjiye kadar hızlandırır. Güçlü manyetik alanda hareket eden bu elektronlar gama ışını yayınlarlar. Bu gama fotonu elektron pozitron çiftine (e^-e^+) dönüşür. Çift e^-e^+ ise tekrar hızlanır ve yine gama fotonu yayınlarlar. Bu süreç tekrarlanır. Bu parçacıklar seli, eğik manyetik alan çizgileri boyunca hareket ederek atarcanın ışımasını sağlarlar. En son anda, gama fotonu, AXP'nin aşırı yoğun manyetik alanında radyo ışıması verecek bir şekilde bir e^-e^+ çifti yerine, $1+2$ foton çiftine

parçalanırlar. Enerjilerinin az olması nedeni ile bu yeni fotonlar yeni bir e^-e^+ çiftine parçalanamazlar ve bu nedenle AXP'lerin radyo ışıması yoktur. Bu mekanizma ile atarcaları iki gruba ayıran çizgi şekilde noktalarla gösterilmiştir (BH98; Kaspi ve ark., 1999a) BH98 modeline göre, bu çizgiden yukarıya yerleşen nötron yıldızından radyo ışıması beklenilmez. Ama, şekilde 1999'da bulunan iki atarca (içi dolu büyük daireyle işaretlenmiş olan PSR J1119-6127 ve J 1814-1744), bu çizgiden yukarıda yerleştiler ve teklif edilen teorinin yetersiz olduğunu gösterdiler. Bu teorilerden hangisinin doğru olduğu yeni ve daha detaylı araştırmalar sonucu ortaya çıkacaktır.

Magnetarların AXP'lerden farklı başka bir görünüşü ise **Yumuşak** (düşük enerjili) **Gama Işın Tekrarlayıcıları SGR**'lerdir (Soft Gamma-Ray Repeater). Bunlar kısa süreli (0.1sn) ve yüksek şiddetli gama ışın patlamalarıdır. Süpernova kalıntıları ile ilişkide olmaları, ve diğer özelliklerinin de AXP'lere yakın olmaları SGR'lerin de magnetar olması olasılığını artırmaktadır. Şu anda magnetarların toplam sayısı 10'dur.

2.4 Güneş Parlamaları

Güneş parlamalarından gelen gama-ışınları ilk olarak OSO-7 uydusundaki Nal sintilatörü ile gözlenmiştir.

Güneş parlamalarının gama-ışın dalgaboyundaki gözlemleri daha önceden kabul edilen iki paradigmanın düzeltilmesini sağlamıştır. Solar Maximum Mission (SMM) gözlemlerinden önce parlamaların ilk safhalarında sadece elektronların ivmelendirildiği, iyon ivmelendirilmesinin ise daha geç ikinci bir evrede gerçekleştiğine inanılıyordu. Bu paradigma, parlamaların ilk anlarında çok çabuk gama-ışın emisyonları olduğunu gösteren SMM verileri ile ortadan kalktı. Önceden kabul edilen bir diğer paradigma ise, parlamalar ile ortaya çıkan enerjinin büyük bir kısmının ısısal olmayan elektronlarca ve ivmelendirilmiş iyonların bu enerjiye katkılarının ise daha az oranlarda olduğu şeklindeydi. Ancak SMM gözlemleri her iki bileşenin de çok şiddetli ve hızlıca ivmelendirildiğini ve yaklaşık eşit değerlerde enerji taşıdığını göstermiştir.

Bunlardan başka protonlar ve ağır iyon etkileşimleri de π^0 bozunması ile gama-ışınları üretirler. Bu işlemin spektrumunun ise 68 MeV'de bir maksimumu vardır.

2.5 Gama-Işın Patlamaları

Gama-ışın patlamaları, uzayın herhangi bir noktasında, öngörülemeyen zamanlarda, 0,1 ile 10 MeV enerjili fotonların, ortalama 0,1 ile 100 saniye süreli atılımları ile oluşan olaylardır. Uzayın rasgele herhangi bir noktasında bir anda meydana gelip aynı şekilde ortadan kaybolması, üzerlerindeki yıllardan beri süre gelen çalışmalara rağmen kesin sonuçlar çıkarılamaması, patlamaların bir fenomen olmasını sağlamaktadır.

Gama-ışın patlamaları astronomisi bazı özellikleri ile 'klasik' gama-ışın astronomisinden ayrılmaktadır. Bu özellikler zamansal yapı ve geliş koordinatlarıdır. Özetle vermek gerekirse gama-ışın patlamalarının zamansal yapısı geçici olaylar görünümündedir. Oysa ki yüksek enerjili gama ışıması sürekli bir olgudur. Gama-ışın patlamalarının geliş koordinatları, bazen yay dakikası mertebesinde belirlenebilirken, 'klasik' gama-ışın teleskoplarının yön belirleme gücü bundan da düşüktür. Her iki enerji bölgesindeki kayıt araçlarının ve tekniklerin farklılığı ise beklenen bir durum olarak kabul edilmelidir.

Gama-ışın patlamaları ilk olarak 1960'ların sonunda ABD Savunma Bakanlığına bağlı bir uydu (Vela serisi) tarafından fark edilmiş ve 1973'te bilim adamları (Klebesadel ve arkadaşları) tarafından yeni bir astronomik olayın keşfi olduğu duyurusu yapılmıştır. Bu duyuru diğer başka amaçlı uydu verilerinin de aynı yönde incelenerek yeni gama-ışın patlaması olaylarının ortaya çıkarılmasına, bilinenlerin yönlerinin daha iyi saptanmasına yol açmıştır. Gama-ışın patlamalarının istatistik ve kayıt etkinliği bakımından anlamlı sayılara ulaşması 1977'den sonra olmuştur. Bunun nedeni, bütün gökyüzünü sürekli gözetleyecek sayı ve yetenekte uyduların yörüngede olmaması idi. Bu yıllarda aktif uydu sayısının artmasının yanında, gezegenler arası uzaklıklar içeren bir gama-ışın patlamaları gözetleme ağı oluşturuldu. Bu arada balonlarla da başarılı gözlemler yapılmaya başlandı. 1980'de kaydedilen ortalama olay sayısı 130'a yükseldi. Bu yılların ortaların da varılan fikir birliği, patlamaların gökada içindeki yakın nötron yıldızlarından kaynaklandığıydı. Teorisyenlerin özellikle ilgisini çeken olay, bazı patlamaların tayfında görülen ve şiddetli manyetik alan çizgilerini gösterdiği düşünülen karanlık çizgilerdi. Varsayıma göre gama-ışınları, nötron yıldızının manyetik alanıyla etkileşen elektronların görelî

hızlara ivmelenmesi sonucu ortaya çıkıyordu (buna benzer bir olay da Güneş'te ama çok daha küçük enerjilerde Güneş Patlamalarına sebep oluyordu). 1991'de Compton Uydusu'nun devreye girmesiyle, bu uydudaki BATSE cihazı varsayımları değiştirdi. Gama-ışın patlamaları ne Samanyolu Gökadası'ndan ne de yakındaki bir gökadan ya da gökada kümesinden geliyordu; aksine, dağılım izotropikti. Bunun üzerine teorisyenler, patlamaların gökadayı çevreleyen, küresel halonun uzantısındaki nötron yıldızlarından geldiğini düşündüler. Bu senaryo ile ilgili problem komşu gökada Andromeda'nın halosunun uzantısında da benzer şekilde gama-ışın patlamalarının olması ve bunların genel dağılımda görünmesi gerektiği idi. Oysa böyle bir durum gerçekleşmiyordu. Bu izotropik dağılım çoğu astrofizikçileri patlamaların on milyar ışık yılı gibi kozmolojik uzaklıklardan geldiğine ikna etti.

Gama-ışın patlaması astronomisinde kanıtlanmış (birden fazla gözlemci tarafından rapor edilerek yer ötesi bir olay olduğu doğrulanmış) ve kanıtlanmamış (yalnızca bir gözlemcinin rapor ettiği) olaylar ayrımı önem kazanmaktadır. Bu ayırım öncelikle olayın gerçek bir gama-ışın patlaması olup olmadığını saptamak bakımından gereklidir. Diğer taraftan geliş yönünü bilebilmek için de gözlemci sayısının fazla olması çok yararlıdır. Bazen uydunun bulunduğu ortamdaki parçacık akısındaki ani dalgalanmalar aracı tetikleyip bir patlama izlenimi verebilir. Güneş kaynaklı bazı etkinlikler ve foton atılımları yeryüzü çevresindeki alan ve akılarda değişimler yaratarak benzer etkilere neden olabilirler. Aynı patlama olayının uzak aralıklı iki veya daha fazla uydu tarafından görülmesi durumunda, olayın uydularca kayıt zamanlarının farkından patlamanın geliş yönünü saptamak olanak dahiline girer.

Zamansal yapı, yeryüzüne ulaşan toplam enerji akısı, gelen fotonların enerji yapısı, kaynak uzaklığı, patlamaların kuramsal modelleme çalışmalarında girdi olarak kullanılan en önemli gözlemsel parametrelerdir. Oluşturulan bir çok model ve senaryoda patlamaların açıklanmasında önde olan fikrin birleşme (çarpışma) modeli olduğunu gösteriyor. Patlamaların kısa süreliliği, onların farklı cihazlarla gözlenebilmesini zorlaştırıyor. Bunun sonucunda ortaya çıkan veri azlığı da teorilerin çok üretken olmasına müsaade ediyor.

3. Gama-Işın Etkileşim İşlemleri

3.1 Giriş

1 keV'den daha enerjili gama-ışınlarının tespitinde, gama-ışınları ile dedektördeki madde arasındaki enerji değişimi ve enerji kaybı gibi işlevler kullanılır. Pek çok durumda gama-ışınlarından yüklü parçacıklara iletilen şey kinetik enerjidir ve gelen gama-ışınının tayfsal özelliklerini öğrenmemiz için ölçülür. Gelen gama-ışın fotonu ile ikincil parçacıkların yönü arasındaki açısal ilişki de enerji hakkında önemli bilgiler sağlar.

İncelemeye, madde içinde ilerletilen gama-ışınının etkileşimleri ile başlayabiliriz. Etkileşimle nakletme işlemi her gama-ışın fotonunun gelen ışıktan ayrılması gerçeğine dayanır. Burada iletilme ya da nakil ile gelen gama-ışınının ya tamamen soğurulmasını ya da enerjinin bir kısmının ayrılarak madde içindeki yoluna devam etmesini kast ediyoruz. Bu durumda ayrılan fotonların sayısı, maddenin kalınlığına bağlıdır. Bir boyutlu durumda

$$I = \mu \cdot I_0 \cdot \Delta X$$

İle verilir. Burada μ bir sabit, ΔX maddenin içinde kat edilen uzaklık, I_0 gelen ışık hüzmesi için sayısal akı değeri ve I 'da hüzme bir X uzaklığı kadar yol aldıktan sonraki sayısal akı değeridir. Bunu integre edersek

$$I = I_0 \cdot e^{-\mu x} \text{ bulunur.}$$

μx boyutsuzdur. Bunu bilerek, tesir kesitlerinin taşınma sayısı ya da katsayılar bulunabilir. Eğer x , cm olarak belirlenmişse, μ cm^{-1} olur, ve lineer soğurma katsayısı da soğurucu maddenin her santiminde ayrılan fotonun kesirsel sayısına eşit olur. Şimdi ölçü birimi, cm^{-1} olarak ta alınabilir. Burada ρ maddenin yoğunluğudur. Bu durumda ürünün boyutu gcm^{-2} olur. Maddenin soğurma katsayısı μ cm^{-1} 'in boyutu da $\text{cm}^2\text{gr}^{-1}$ olur. Maddenin soğurma katsayısı soğurucunun 1 cm'si tarafından üretilen fotonun şiddetinin kesirli olarak azalmasına eşittir.

Ayrıca elektronsal soğurma katsayısı da;

$$\mu(\rho N_0)$$

olarak tanımlanabilir. Bunun birimi $\text{cm}^2/\text{elektron}$ 'dur. Burada N_0 Avogadro Sayı'sıdır.

Gama-ışınlarının azalmasıyla ilgili ilginç bir konuda ulaşma uzaklığıdır. Akıyı dikkate alarak bu terim, maddenin soğurma katsayısının tersine eşit sayılabilir ve tabii bu durumda birimi gcm^{-2} olur. Buradan bu terim akıyı e^{-1} 'in katları olarak azaltan foton ulaşma uzaklığını ortaya koyar.

Yukarıda akının sayısal olarak değişimi tartışıldı. Burada, incelediğimiz enerji aralığında temel olarak gama-ışınını gelen ışık hüzmesinden ayırmamızı sağlayan 3 işlem vardır: Compton Saçılması, Fotoelektrik etki ve Çift Üretimi. Bu üç işlem de birbirinden bağımsızdır ve toplam tesir kesiti üçe ayrılabilir. Fotoelektrik tesir kesiti μ_{pe} ; Compton saçılması tesir kesiti μ_{cp} ; Çift üretim tesir kesiti μ_{ce} ise

$$\mu = \mu_{pe} + \mu_{cp} + \mu_{ce} \text{ dir.}$$

Yukarıda tartışılan ayrılma işlemleri yerine bir gama-ışın dedektörünü düşünürken daha önemli olan şey dedektörde kaybolan gama-ışın enerjisidir. Diğerlerine göre daha önemli olan kaybolma mekanizmaları bu bölümde açıklanacaktır. Bu işlemler üç önemli etkileşim işlemi aracılığıyla açıklanacaktır.

Çizelge 1 Aşağıda gama-ışın dedektörlerinde kullanılan önemli enerji kaybı süreçleri listelenmiştir (C. Fichtel, J. Tombka, Gamma-ray Astrophysics, 1997).

1 KeV'den büyük enerjilere sahip gama ışınlarının,
algılanmalarındaki öneme göre sıralanan enerji kayıp süreçleri

- I. Ana enerji kayıp süreçleri
 - 1- Fotoelektrik etki
 - 2- Çift üretimi
 - 3- Compton saçılması
 - II. İkincil önemli enerji kayıp süreçleri
 - 1- Floresans ışıması
 - 2- Çift yok olması ışıması
 - 3- Elektron sızması veya kaçması
 - 4- Bremsstrahlung
-

Tek veya birkaç etkileşim süreci ile gama-ışın enerjisinin tamamı ya da bir kısmı madde tarafından soğurulabilir. Ayrıca bu enerji kaybı mekanizması hesaplanarak kullanılan metot bulunabilir. Gama-ışınlarının soğurulması için iki önemli terimi daha açıklamak gerekir. Enerji soğurma katsayısı (a) ;

$$a = (\overline{E_p} / E_p).m$$

$\overline{E_p}$: Fotonların her çarpışmadaki ortalama enerji kaybı,

E_p : Etkileşen fotonların ilk enerjisidir. Işınım uzunluğu X_0 ise şöyle tanımlanır.

$$\frac{1}{X_0} = 4a \left(\frac{N_0}{A} \right) Z^2 r_e^2 \ln(183Z^{-1/3}) ,$$

Burada Z ve A yol alan maddenin yükü ve kütlesidir. N_0 Avogadro sayısı, r_e elektronun klasik yarıçapıdır, 'da

$$e^2/h.c=1/137 \text{ dir.}$$

Bu terim fotonun-enerji kaybının kuantum mekaniksel hesaplamasından ileri gelir.

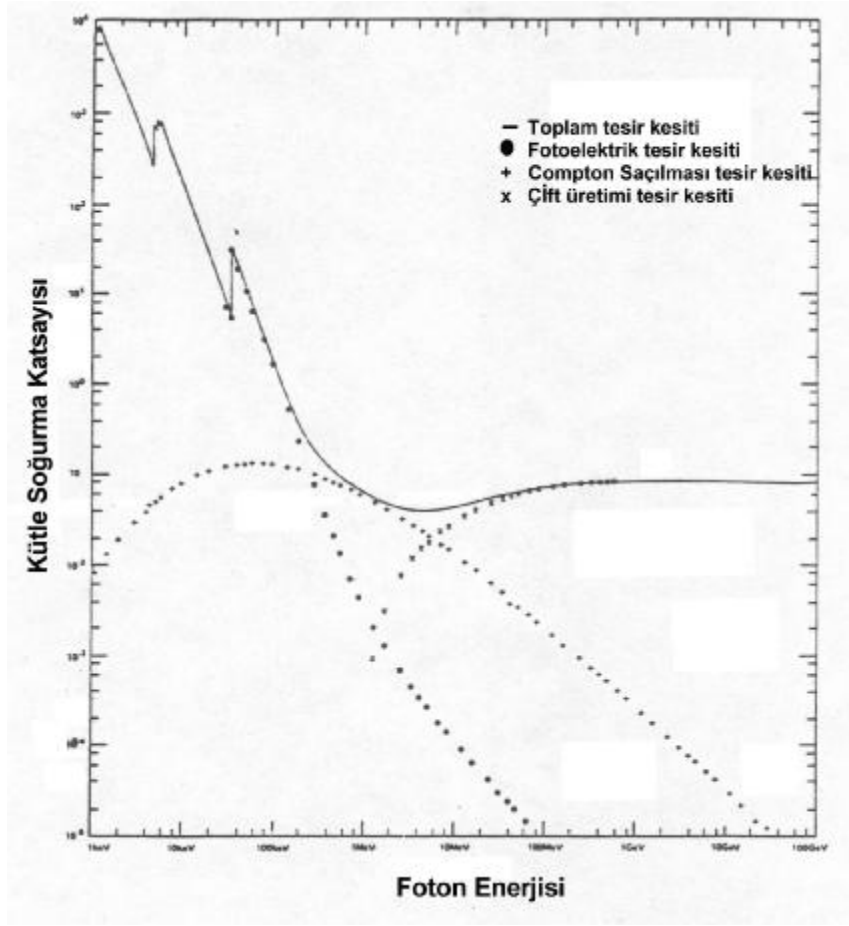
3.2 Fotoelektrik etki ve Floresans Işıması

Fotoelektrik soğurma, dedektör kristalin ilk elektronları ile gelen gama ışınlarının etkileşmesi sonucu olur. Bu etkileşim sırasında gama-ışınının bütün enerjisi kaybolur fakat bu enerji tamamen ikincil elektronlara kinetik enerji olarak aktarılmaz. Bir kısmı elektronu uyarmak için kullanılır. Fotoelektrik absorpsiyondan sonra bu sınır enerjiye yakın enerjide x-ışınları yayınlanır. Bu x-ışınlarının soğurulması ve ikincil elektronların kinetik enerjilerine dönüşmeleri bir anlamda kayıp enerjiyi geri çağırmak olacaktır.

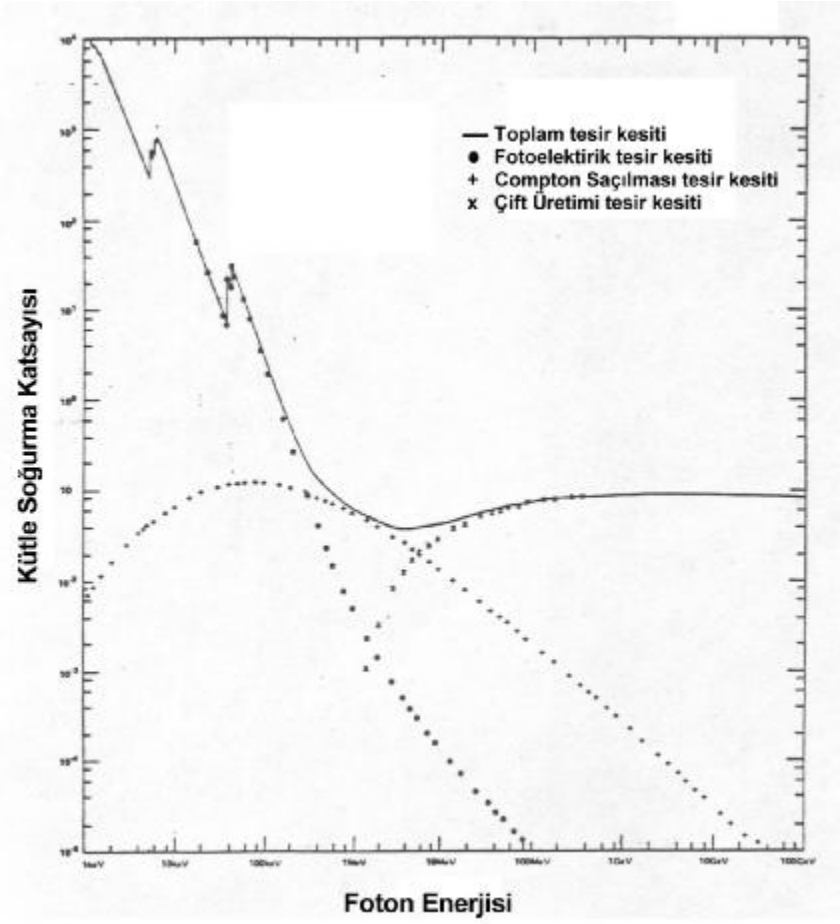
Teorik olarak artık fotonların enerjisinin bir kısmı, geri tepen atomların kinetik enerjisine geçer ancak bu ihmal edilebilir. Diğer yandan, geri tepen atom tarafından taşınan momentum önemlidir. Bu sayede momentumun serbest bir elektron tarafından fotoelektrik etki ile dönüştürülemeyeceği gösterilebilir. Bu yüzden fotoelektrik etki için kullanılacak elektronların atoma bağlılığı şarttır.

İyonizasyon enerjisiyle karşılaştırıldığında, çok daha yüksek enerjili olan fotonlar için elektron, görece olarak çok zayıf bağlı olacağından, fotoelektrik etki neredeyse imkansızdır. Buradan bağlanma enerjisindeki maksimumdan sonra fotoelektrik ışınım fotonun enerjisinin artmasıyla hızlı bir düşüşe geçer. Düşük atom numaralı (Z) elementlerin bağlanma enerjileri de düşük olduğundan fotoelektrik etki burada bahsettiğimiz fotonlar için güçsüz kalır. Z arttıkça bağlanma enerjisi de artar ve böylece fotoelektrik etki de artar.

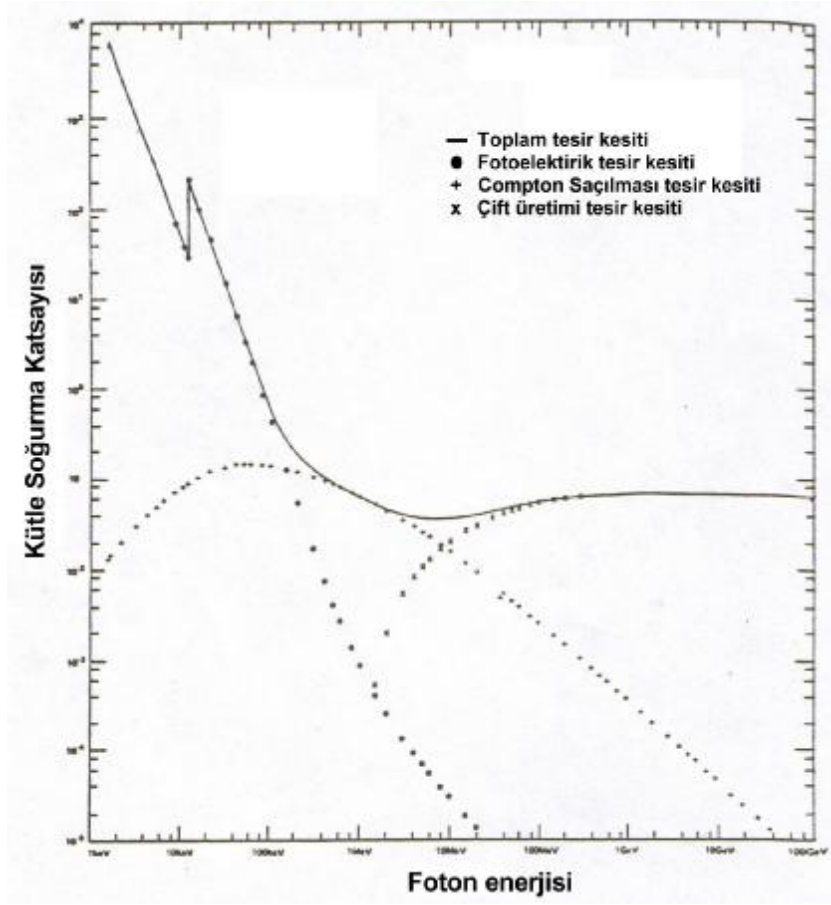
Çok sıkı bağlı olduklarından K kabuğundaki elektronlar fotoelektrik etki için en önemli olanlardır. Şekiller 11,12 ve 13'de NaI, CsI ve Ge için kütle soğurma katsayısı, enerjinin bir fonksiyonu olarak gösterilmiştir. NaI, CsI ve Ge en çok kullanılan dedektör materyallerden bazılarıdır.



Şekil 11 NaI için foto elektrik etki, Compton Saçılması, çift üretimi ve toplam kütle soğurma katsayısı (C. Fichtel, J. Trombka, Gamma-ray Astrophysics, 1997).



Şekil 12 CsI için fotoelektrik etki, Compton saçılması, çift üretimi, ve toplam kütle soğurma katsayısı (C. Fichtel, J. Trombka, Gamma-ray Astrophysics, 1997).



Şekil 13 Ge için fotoelektrik etki, Compton saçılması, çift üretimi ve toplam kütle soğurma katsayısı (C. Fichtel, J. Trombka, Gamma-ray Astrophysics, 1997).

3.3 Çift Üretimi ve Yok olması

Çift üretme işlevinde gelen gama-ışını çekirdeğin yakınlarında elektron-pozitron çifti üretecek şekilde yok olur. Gama-ışınının bu olaydan sonra ortaya çıkan enerjisi, üretilen elektron-pozitron çiftinin kinetik enerjisi olur. Daha sonra pozitron, elektronla çarpışarak birbirlerini yok eder ve iki tane 0.51 MeV'lik gama-ışını üretirler. Bunlarda enerjilerinin tamamını ya da bir kısmını dedektör kristalin içinde Compton saçılması ve/veya fotoelektron soğurması ile kaybederler. Bundan dolayı çift üretimi yoluyla etkileşen orijinal gama-ışını enerjisinin tamamını ya da tamamından 1.02 MeV az halini ikinci parçacıklara aktarabilir.

Çift üretiminin

$$2mc^2 = 1,022 \text{ MeV}$$

gibi bir enerji eşiği vardır. Etkileşim bu enerjinin altında gerçekleşmez. Fotoelektrik etki gibi çift üretimi de boş uzayda gerçekleşmez. Momentumun korunumundan dolayı, ancak yüklü bir parçacığın elektrik alanında olmalıdır. Böylece yüklü parçacık momentumun bir kısmını alabilir. Bu alanı atomik elektronlar da çekirdekler de sağlayabilir. Eğer elektronlar kullanılırsa, geri tepen enerji fazla olur ve böyle bir işlem için sınır da ikiye katlanır. Atomik elektronlar sebebiyle üretilen çiftler Z'ye bağlı olarak artarlar. Ancak bizim incelediğimiz enerji aralığında bu işlem çekirdek ile yapılırsa çift üretimi Z^2 ile artar. Bu yüzden halen yapılmakta olan bütün dedektörler bu etkileşim için çekirdek kullanırlar. Yüksek enerjili fotonlar için iyi bir yaklaşım Z 'yi Z^2 'ye eklemek ve atomik elektronları da işin içine katmaktır. Daha düşük enerjilerde bu olmaz çünkü çekirdek ile elektronun eşik enerjileri farklıdır.

Fotonun enerjisinin büyük bir kısmı elektronlara gittiğine göre elektronlar vasıtasıyla gelen gama-ışının yönünü belirleyebiliriz. İkincil enerjili elektronun yolu E_s ile ilk enerjinin fotonu arasındaki ortalama kare köklü açı (root mean square angle) aşağıdaki eşitlikle verilir.

$$\langle E_s^2 \rangle^{1/2} = q(E_p, E_s, Z) \frac{mc^2}{E_p} \ln\left(\frac{E_p}{mc^2}\right)$$

burada q 0.6 ile 3.5 arasındaki değişir,

$$(E_s + mc^2)/E_p$$

ise 0.9 ile 0.1 arasında değişir. Enerjilere göre bu açı, ortalama olarak 30 MeV'de 4° , 10^2 MeV'de 1.5° ve 10^3 MeV'de ise 0.2° olur.

Ancak bilindiği gibi elektronları tam etkileştikleri anda ya da onları etkilemeden ölçmek imkansızdır. Bu yüzden ikincil elektronlara ne olduğu önemlidir. Elektron maddeden geçerken her biri açıda ufak değişiklikler yaratabilecek olan bir çok Coulomb kuvvetine maruz kalır. Eğer katman çok ince yani ikincil elektrona yeterince enerji aktarılabilirse ve Bremsstrahlung etkileşimide etkili değilse, ortalama kare köklü açı (root mean square angle) iyi bir yaklaşımla aşağıdaki gibi verilebilir.

$$\langle q \rangle = \left(\frac{E_0}{bcp} \right)^2 \frac{c}{c_0}$$

burada λ_0 ışınım uzunluğu, λ ışınım uzunluğu biriminden çaprazlanmış (traversed) uzaklık ve E_0 yaklaşık olarak 21 MeV 'dur.

Soğurucu bir madde içinde elektronun durdurulmasıyla gelen fotonun bütün enerjisinin ölçülmesi konusunda sadece elektron ve pozitronun soğurulmasının yeterli olmayacağını bilmek gerekir, eğer tam bir enerji değeri elde edilmek isteniyorsa bunlara ek olarak ikinci Bremssthrahlung ışınımından oluşan enerji kaybı pozitronun yok olmasından sonra ortaya çıkan iki 0.511 MeV'luk fotonlarında hesaba katılması gerekir. Enerjiyi belirlemek için kullanılabilecek alternatif bir yol ise elektronların Coulomb saçılmasındaki açılarını ölçmektir.

3.4 Compton Saçılması

Compton saçılmasında elektronun bağlı olmaması ya da serbest olması ve enerji ile momentumun korunumunu sağlaması sağlanır. Gama-ışını, enerjisinin düşüşüyle beraber bir açıyla saçılabilir ve bu saçılmayla ortaya çıkan enerji kaybı ikincil elektronlara kinetik enerji olarak geçer. Ayrıca gama-ışını bir ya da birden fazla Compton saçılması da yaşayabilir. Enerji düştükçe fotoelektrik soğurulmanın oluşması olasılığı da artar. Bundan dolayı gama-ışını enerjisinin sadece bir kısmını da, (Compton saçılması ile) tamamını da (Compton Saçılmasını takip eden fotoelektrik soğurulmayla) kristalde kaybedebilir.

Elektronlar serbest olduklarından, kendi aralarında etkileşmedikleri de varsayılarak, bu etki cebirsel olarak toplanabilir. Bu yüzden olayın karakteristiği tek tek elektronlar üzerinden düşünülebilir ve daha sonrada bunların tesir kesitlerini atomik tesir kesitleri bulabilmek için Z ile çarpabiliriz.

Eğer fotonun dalgaboyu λ , enerjisi E, Compton dalgaboyu birimlerinden seçilirse yani;

$$h/mc = 0,02426 \text{ Å}$$

ve elektronun durgun kütleindeki enerjisi

$$mc^2 = 0,511 \text{ MeV}$$

alınırsa bu olayı ifade eden formül basitleşir. Bu birimlerde fotonun dalgaboyundaki değişim ve saçılma hızı

$$\lambda' - \lambda = \frac{h}{mc} (1 - \cos \theta) \text{ dir.}$$

Burada λ' son dalgaboyu, λ gelen dalgaboyu ve θ ise saçılma açısıdır. Eğer bu ifadeyi enerjileri ele alarak düzenlersek

$$E_p' = \frac{E_p}{1 + E_p (1 - \cos \theta)}$$

Maksimum enerji kaybı geriye doğru saçılmada olur (örneğin $\theta = 180^\circ$). Bu durumda saçılma enerjisi

$$E_p' = \frac{E_p}{1 + 2E_p}$$

$E \gg 1$ (örneğin $\gg 0.511 \text{ MeV}$) için son enerji, gelen enerjiden bağımsız olarak, $\frac{1}{2}$ den çok uzak değildir (örneğin 0.255 MeV). Ayrıca fotonun tek bir Compton etkileşmesiyle enerjisinin tamamını kaybetmeyeceğini de unutmamak gerekir.

Compton olayının tesir kesitini açıklarken, Thomson birimini de tanıtmak gerekir.

$$1 \text{ Thomson birimi} = \frac{8\pi}{3} \left(\frac{e^2}{mc^2} \right) = 0.665 \text{ barns}$$

Bu birim göze alınarak her elektron için toplam tesir kesiti ;

$$s_e(E) = \frac{3}{4} \left\{ \frac{1+E}{E^2} \left[\frac{2E(1+E)}{1+2E} - \ln(1+2E) \right] + \frac{1}{2E} \ln(1+2E) - \left(\frac{1+3E}{(1+2E)^2} \right) \right\}$$

Düşük elektron enerjileri için, $E \ll 1'e$, Thomson birimindeki terimlerin toplamında eşittir. $E \gg 1$ için formül daha basitleşir.

$$s_e(E) \approx \frac{3}{8E} (\ln 2E + \frac{1}{2}) E \gg 1$$

Bu yüzden toplam Compton saçılması tesir kesiti, artan enerjiyle görece olarak yavaşça düşer. Şekiller 11,12,13 enerji-bağımlı kesitlerin birkaç elemente ve maddeye göre değişimini gösterir.

Compton etkisi yukarıda gösterildiği gibi Z'den bağımsızdır ve tek tek elektronlar için hesaplanır. Bu yüzden maddenin soğurma katsayısı düşünüldüğünde kesit neredeyse sabittir ve gama-ışınlarının etkileştiği maddenin atom numarasından neredeyse bağımsızdır.

Dedektör yapımındaki diğer bir önemli nokta da diferansiyel açısal kesittir. $(\frac{d\sigma}{d\Omega})$ 'nın anlamı her birim katı açıda verilen açıdaki saçılma kesitidir. Bu kesit Klein-Nishina formülüyle verilir. Thomson birimini kullanarak bu formül :

$$s(q)d\Omega = \frac{3}{16\pi} \frac{E_p^2}{E_p^2} \left(\frac{E_p}{E_p'} + \frac{E_p'}{E_p} - \sin^2 q \right) d\Omega$$

Burada $d(\Omega)$ diferansiyel katı açıdır ve E ile E' yukarıdaki eşitlikte tanımlandığı gibidir.

Enerjinin çok düşük değerleri için yani $E \rightarrow 0$ 'a giderken Compton saçılması simetriktir. 2 'nin katları ile değişir. 0° 'da ve 180° 'de maksimumu ve 90° 'da ise minimumu vardır. Enerji arttıkça kesit ileri doğru artışa geçer. 10 MeV civarında ve 12° ile kesit ilk değerinin yarısına kadar düşer, geri saçılma ya da 180° ile de ilk değerine göre %1 oranında düşer.

3.5 Elektron Sızması ve Bremsstrahlung

Bu işlemler enerji kaybına etkilerinin azlığından dolayı kısaca açıklanacaktır.

Elektron sızması ya da kaçması gama-ışınları sayesinde dedektöre iletilen enerjiyi anlamamızı tamamlar niteliktedir. Eğer ikincil elektronlara yeteri kadar enerji

verilirse elektronlar dedektörden kinetik enerjilerini hiç kaybetmeden geçebilirler, bu yüzden dedektörün ayırma gücü ve gelen gama-ışını hakkındaki bilgilerimizde bir azalma olur.

Üretilen fotoışınım, dedektör kütlesi tarafından soğurulup dedektörde ölçülebilir bir enerji kaybı oluşturmaz ise Bremsstrahlung işlemiyle elektron kaybı da ayrıca gelen enerji hakkındaki bilgilerimizi azaltabilir.

4. Kullanılan Dedektör Teknolojileri

Gama-ışın bölgesindeki spektrometre sistemlerinde, hem kristal sintilatörler hem de yarı iletkenler sıkça kullanılan sistemlerdir.

Bu dedektörlerin çalışması gama-ışınlarının kullanılan materyal içinde iyonlaşarak enerji kaybetmesi gerçeğine dayanır ve elektronlar ve delikler (elektronsuzluk) üretilir. Yarı iletkenlerde ise bu elektronlar ve delikler bir elektrik alan tarafından toplanır ve bunlar gama-ışınının madde içinde kaybettiği enerjinin direkt bir ölçüsüdür. Sintilasyon dedektörleri elektron delik çiftine dönüşerek kaybolan enerjinin bir fotona dönüşmesi ile çalışır. Bir fotokatlandırıcı tüp fotonun akısının şiddetini ölçer ve fotokatlandırıcı, fotonun şiddetine göre bir elektrik atımı üretir. Bir katı hal ya da sintilasyon dedektöründe görünen elektrik atımları ise olayların sayıları olarak analiz edilebilirler. Bu sayılar ise elektrik çıktının büyüklüğü ile belirlenir. Sonuçta ortaya çıkan tayf, atım-yükseklik (pulse-height) tayfıdır ve dedektör materyal içindeki enerji kayıp spektrumunun bir ölçüsüdür.

Herhangi bir sistem için önemli olan özellik üretilen taşıyıcıların sayısı ve sintilasyon dedektörlerinde de üretilen fotonların sayısıdır. Bunlar dedektörde kaybolan gama-ışın enerjisi ile doğrusal olarak ilişkilidir. En iyi madde bir elektron-hole çifti üretmek için en az enerjiye gerek duyan maddedir. Üretilen elektron-hole çiftini yüzde olarak ortaya koyarsak istatistiksel değişimler azdır. Bu değişimler spektrometre sisteminin enerji çözünürlüğünü çok yakından etkiler.

4.1 Gama-Işın Dedektörleri Olarak Sintilatörler

Gama-ışınlarının algılanması için popüler bir yöntemde kristal sintilatörler (titreşiciler) kullanılmaktadır. Genel anlamda sintilatörler, yüksek enerjili yüklü parçacıklar ona çarptığında düşük enerjili (genellikle görülebilir dalga boylarında) fotonlar yayınlayan kristallerdir. Bir gama-ışın dedektörü olarak kullanılırken de, sintilatörler, gama-ışınının kendisini algılamaz. Bunun yerine gama-ışınları yüklü parçacıklar üretirler ve bu parçacıklar sintilatör ile etkileşirler. Kristalin ürettiği düşük enerjili fotonlar ise daha sonra fotokatlandırıcı tüpler (PMT) tarafından toplanır.

Gama-ışınları maddenin içinden geçerken üç temel işlev ile etkileşirler : Compton saçılması, fotoabsorpsiyon veya çift üretilmesi. Bu üç yöntemde (3. bölümde de açıklandığı gibi) yüksek enerjili elektron pozitron çiftleri yaratırlar bu parçacıklarda sintilatör ile etkileşir. Gelen gama-ışınlarının enerjisi de fotokatlandırıcılarda algılanan enerjileri tek tek toplayarak belirlenebilir.

Sintilatörler, yapacakları uygulamalara göre çeşitli maddelerden yapılabilirler. Gama-ışın dedektörlerinde çoğunlukla kullanılan dedektörler inorganik maddeler olan sodyum iyodid (NaI) veya sezyum iyodid (CsI) gibi alkali **halide** (herhangi bir halojen asit tuzu) tuzlardır. Bu maddelere yardım etmek amacıyla bir miktar katkı eklenir. Bu maddeye **activator** (aktifleyici) denir. Talyum ve sodyum genellikle bu iş için kullanılır. Genellikle pek çok dedektör, NaI(Tl) yani talyum aktifleyici ile sodyum iyodid kristali ya da CsI(Na) yani sodyum aktifleyici ile sezyum iyodidi şeklinde ifadelerle açıklanır.

Inorganik sintilatörler pek çok uzay projesinde gözlem aracı olarak kullanılmıştır. Bunlar, ileride de açıklanacak olan Compton Gama-Işın Uydusu (CGRO) ve İlk Yüksek Enerji Astrofiziği Gözlemevi (HEAO-1) gibi projelerdir.

4.2 Katı Hal Gama-Işın Dedektörleri

Katı hal dedektörleri yarıiletkenler gibi gelişmiş materyaller kullanır. Bu dedektörler de sintilatör tabanlı dedektörlerle aynı şekilde kullanılır. Germanyum ya da son zamanlarda popüler olan Kadmiyum çinkolu Tellür (CdZnTe) (Cadmium Zinc Tellürid) bu dedektörlerde kullanılan elementlerdir. Bu dedektörler ayrıca standart sintilatörlerden daha iyi enerji çözünürlüğü, daha az gürültü ve daha iyi açılal

Çözünürlük sağlarlar. Bu da bilim adamlarına gama-ışın çizgi emisyonlarını daha iyi ölçme olanağı sağlar. Ancak bazı maddeler sintilatörlerden daha çok dikkat ister. Örneğin germanyum çok düşük sıcaklıklarda çalışır. Bu cihazlar ayrıca daha da pahalıdır.

4.2.1 Temel alışma Prensipleri

Sintilatörler gibi bu dedektörlerde maddenin, gama-ışınları ile fotoelektrik iyonizasyona uğratılmasına dayanır. Fakat bu durumda sintilatörlerdeki elektron/iyon çiftleri yerine elektron/delik çiftleri üretilir.

Bu materyalleri görüntüleyici olarak kullanmak kodlanmış açıklık maskelerinin veya Compton saçılması tipi konfigürasyonların kullanımını gerektirir. Bu da sintilatörlerle ortak olan diğer bir yanlarıdır.

4.2.2 Dedektörlerin Özellikleri

Gelecek projeler için düşünölen bu tip gelişmiş materyallerin en büyük problemlerinden biri kristallerin çok ufak olmasıdır. Bu da gama-ışın astronomisi için kabul edilebilir bir toplama alanı yaratmak için bu kristallerin oluşturduğu büyük düzeneklere gerek duyulmasına sebep olur. Ancak bu ulaşılamaz bir hedef değildir.

En iyi enerji özünürlüğü ($E/dE=500$) germanyum dedektörleri ile elde edilir. Diğer materyaller ise bu konuda ya sintilatörlerle aynı değerlere sahiptirler ya da biraz daha iyidirler.

4.3 Kodlanmış Açıklık

Ufak delikli (pinhole) sistemler gama-ışın gözlemleri için uzun bir süredir öneriliyordu. Gama-ışın akıları çok düşük olduğu için tek bir ufak delik, zemin ışıınımı yüzünden bu akıların alınmasına yetmeyebilir. Kodlanmış açıklıkların kullanımı ile ilgili ilk makaleler Dicke ve Ables tarafından yazılmıştır. Ufak deliklerden oluşun düzeneğe **açıklık (aperture)** denir. Kendiliğinden ışıyan bir cismin her noktası açıklığın izdüşümünü odak düzlemine düşürür. Böyle bir açıklık sistemi için delik şablonları, görüntünün yeniden yapılandırılmasından sonra elde edilen sinyal gürültü

oranını belirler. Pek çok şablon geliştirilmiştir. Ancak burada sadece **Uniformly Redundant Array** (URA) kısaca açılacaktır. URA, Fenimore ve Cannon tarafından 1978'de ilk olarak tartışmaya açılmıştır.

URA çok delikli maskelerin, özel bir tipidir. URA'nın farkı herhangi bir ufak delik çifti için her bir ayrımın oluşma zamanının sayısının aynı olmasıdır. Böylece ayrımlar uniformly redundant olur. İdeal durumda URA aşağıdaki özelliklere sahiptir : Bir nokta kaynak URA maskesinde görüntülenir ve URA maskesinin güçlenmiş bir izdüşümü dedektöre düşürülür. Sonra, aynı URA şablonu, uygun bir şekilde büyütülmüş, görüntüyü çözümlmek için görüntü ile bir ilişki kurmak üzere kullanılır. Ve yeniden yapılandırılmış nokta kaynak sabit bir zeminin üzerine konmuş bir parlak bir çizgi (spike) olarak görülür. Bu URA'nın **nokta-saçılma fonksiyonunun** (point-spread) (bu durumda otokorelasyon fonksiyonu) yan lobları mükemmel düzlükte (fakat sıfır değil) olan bir delta fonksiyonu olduğunu gösterir. Eğer dijital çözümlme kullanılırsa bu düz ve sabit zemin sonra kaldırılabilir. Bu URA'daki boşlukları +1 olarak ve diğer yerleri -1 olarak göstererek sağlanır. Bu dengelenmiş korelasyon metodu olarak bilinir. Bu metot nokta-saçılma fonksiyonunu sıfır yan lobları olan bir delta fonksiyonu haline getirebilmek için sınır değerleri üzerinde oynamalar yapar. Yayılmış bir kaynak nokta kaynakların süperpozesini temsil ettiği için delta fonksiyonu nokta-saçılma fonksiyonu, yayılmış kaynakların sağlıklı bir şekilde yeniden yapılandırılması için çok önemlidir.

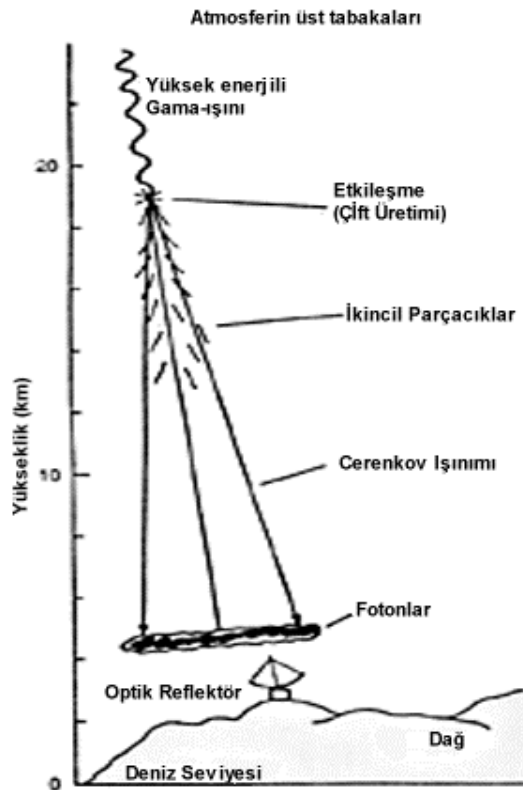
4.4 Cerenkov Teleskopları

Cerenkov teleskopları, gama-ışın algılayıcıları teknolojisinin ilginç ve zorlu bir alanıdır. Normal tipik bir dedektör bir balonla ya da bir uydu ile Dünya'nın atmosferinin üzerine çıkmak zorunda olsa da Cerenkov teleskopları bizzat atmosferi teleskopun bir elemanı olarak kullanarak bu sorunu ortadan kaldırır. Atmosferde etkileşen gama-ışınları bir **hava sağanağı (air shower)** yaratırlar (şekil 14). Bu terim uzaydan gelen bir fotonun atmosferin üst tabakalarında bir elektron ve pozitron yaratacak şekilde çift üretimi işlevi ile etkileşmesini anlatır. Bu parçacıklar daha sonra Bremsstrahlung ve Compton saçılması işlemleri ile tekrar etkileşirler ve enerjilerinin bir kısmını yüksek enerjili fotonlar yaratmak üzere harcarlar. Bu yeni fotonlar da çift üretimi ile yeni elektronlar yaratırlar ve bu elektronlarda enerjileri bitene kadar

yukarıda anlatılan süreci devam ettirirler. Sonuç atmosferin üst tabakalarından aşağıya doğru enerjisi bitene kadar ilerleyen bir parçacık döngüsüdür.

Bu parçacıklar son derece enerjik parçacıklardır ve bu da onların neredeyse ışık hızına yakın hızlarda (ışığın boşluktaki hızına yakın) hareket ettiğini gösterir. Aslında bu parçacıklar **atmosferin ortasında** yavaşlamış bu normal ışıktan hızlı giderler. Kutuplanan yerel atomların yüklü bir şekilde atmosferde hareket etmeleri ise sönük, mavimsi, bu olay üzerinde birçok araştırması olan Rus bilim adamının adını alan, **Cerenkov ışınımıdır**.

Gelen kozmik gama-ışınının enerjisine bağlı olarak döngünün sonunda, Cerenkov ışınımı yayabilecek binlerce elektron pozitron çifti oluşabilir. Sonuç olarak bu hava sağanağındaki parçacıklar büyük bir **Cerenkov ışınım havuzu** oluştururlar (Şekil 14). Bu havuz 200 metre çaplı ve sadece bir metre ya da daha az kalınlıklı bir tepsi şeklindedir. Cerenkov dedektörleri, isminden de anlaşılacağı gibi kozmik gama ışınının belirlenmesi için bu havuzu belirlemeye çalışırlar.



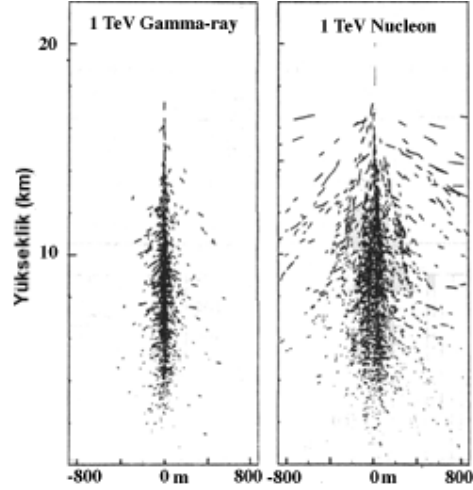
Şekil 14 Cerenkov Havuzunun görünümü (Web .1)

4.4.1 Cerenkov Teleskoplarının Temel Çalışma Prensipleri

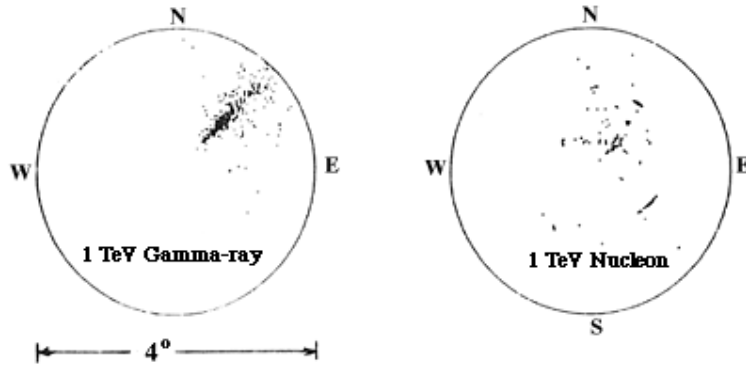
Cerenkov teleskopları, normal optik teleskoplar gibi dağlarda (çoğunlukla optik teleskopların bulunduğu yerlerde) bir veya birkaç optik reflektör ile araştırmalarına başladılar. Kullanılan aynalar, kaynağın kendisini görüntülemek yerine bu yerel havuzu yansıttıkları sürece, optik aynalardan daha düşük kaliteli olabilirler. Bu aynalardan yansıtılan Cerenkov ışınımı odak düzlemindeki bir ya da birkaç fotokatlandırıcı tarafından algılanır ve optik sinyal elektronik sinyale dönüştürülerek bir ***gama-ışın olayı*** kaydedilir. Havuzdaki ışık çok sönüktür ve sadece çok karanlık ve Aysız gecelerde gözlenebilir. Ancak toplam havuz dedektörden sadece birkaç nanosaniyede geçer. Bu da bu sönük sinyalin daha sonra gece gökyüzünden ayırt edilebilmesini sağlar.

Işık fotokatlandırıcı tüpte belirlendikten sonra sinyali kaydetmek üzere çok hızlı cihazlar kullanılır. Pek çok modern dedektör tek bir fototüp yerine 100 ya da daha fazla ufak fototüp kullanır. Bu yolla Cerenkov ışık havuzunun kaba bir görüntüsü elde edilebilir. Bu çok önemlidir çünkü teleskoplar kozmik gama-ışın fotonlarının yanı sıra büyükte bir kozmik ışın zemini algılarlar. Kozmik ışın protonları ve çekirdekleri atmosferde kendi Cerenkov havuzlarını oluşturacak şekilde benzer yollarla etkileşirler. Bu kozmik ışın sebepli sağanaklar gökyüzünün her yerinden, istenen fotonik (photonic signal) sinyali örtecek şekilde, gelirler. Kaydedilen olayların sadece %1'inden azı kozmik ışınlar yerine fotonlardan kaynaklanır.

Yeni nesil Cerenkov teleskopları bu problemi yeni bir görüntüleme tekniği ile aşmaya çalışırlar. Hava sağanaklarının simülasyonları gama-ışınlarından alınan ışığın kozmik ışınlarınkine göre çeşitli şekillerde farklı olduğunu göstermiştir. Bir gama-ışın sağanağından alınan Cerenkov ışınının küçük bir açısal dağılımı vardır ve fotonun geliş yönüne yönelmiş elipsoidal bir şekil alır. Diğer yandan kozmik ışın kaynaklı Cerenkov ışığı görüntüleri daha geniş ve geliş yönüne daha az bağımlıdır. Her sağanağın şeklini ölçerek ve gama-ışın kaynaklı olanları alarak kozmik ışınların yarattığı zemin ortadan kaldırılabilir.



Şekil 15 Bir hava sağanağındaki parçacıklar gama-ışınlarına göre çok daha fazla saçılırlar (üstte).



Şekil 16 Şekil 15'deki olayın dedektördeki görüntüsü (Web 1).

4.4.2 Dedektörün karakteristik özellikleri

Bu tekniğin en büyük zorluğu gelen fotonun enerjisinin belirlenmesidir. Araştırmacıların cihazlarını hızlandırıcılarda ya da laboratuarlarda kalibre etmelerine imkan yoktur. Bu yüzden, hem toplama alanını belirlemek hem de bu teleskopların enerji duyarlılığını belirleyebilmek için simülasyonlara ihtiyaç vardır. Bu teleskopların en güzel özelliklerinden biri de teleskopun toplama alanını kendi aynalarının değil de Cerenkov ışık havuzunun belirlemesidir. Teleskop havuzun içinde bir yerde olduğu sürece olayı algılayabilir. Diğer bir deyişle dedektör olaydan daha ufaktır. Bu yüzden bu teleskopların 10^8 cm^2 civarında bir toplama alanı vardır ki bu da tipik bir uydu teleskopunkinden bile çok büyüktür. Bu, enerji arttıkça bir kaynaktan gelen foton

sayısının azalması sebebiyle önemlidir yani TeV enerjili fotonlar görece daha azdır ve büyük toplama alanı bu fotonları yakalamak için önemlidir.

Bu teleskoplarda gelen fotonun enerjisi tam olarak tanımlanmamıştır. Simülasyonlar enerjinin %30-40 doğrulukla belirlenebileceğini gösterir. Ancak mutlak enerji eşiği de simülasyonlarca belirlenmelidir. Zaman çözünürlüğü ise iyidir ancak bunun için sağanığın geliş zamanının milisaniyenin altında sürelerde belirlenmesi gerekir. Pek çok dedektör kaynağı gözlemek için (on/off observations) bir teknik kullanır. Bu teknikte dedektör önce ilgilenilen kaynağın gökyüzünde bulunduğu bölgeyi bir süre için gözler daha sonra aynı gözlemi zemini ölçebileceği yakın bir bölgede yapar. Bu iki gözlemin farkı kaynağın algılandığını gösterir. Ancak yakın bir zamanda teleskoplar kaynağı zemin indirgemesine gerek kalmadan görüş alanında belirleyebilecekler. Bu metotla kaynaklar birkaç yay dakikası hassaslıkla belirlenebilirler ki bu uydu teleskoplardan bile daha iyidir.

4.4.3 Gelecekteki Gelişmeler

Bu dedektör teknolojisinde daha büyük olan daha iyidir. Pek çok araştırmacı, toplama alanını büyütmek, görüntünün parametrelerini daha iyi ölçebilmek ve bu cihazların enerji eşiğini düşürebilmek için yüzlerce metrelik alanlara yayılmış reklettör dizileri kurmak istemektedir. Buna ek olarak böyle büyük düzenekler ile, kozmik ışınlarla gama-ışınlarının ayrılması, sağanakların tayfsal özelliklerini ölçerek veya onların zamansal analizi ile yapılabilir.

4.5 Compton teleskopları

Compton teleskopları 1970'lerden beri 1 MeV'in üzerinde astronomik gözlem ve ölçümler yapmak üzere kullanılıyorlar. Yörüngeye çıkan ilk Compton teleskopu CGRO üzerindeki COMPTEL, MeV'ler seviyesinde yaklaşık 1° çözünürlükte bütün gökyüzünün haritasını çıkarmıştır.

Bu cihazlardaki temel prensip, fotonların bir ön dedektörde düşük atom numaralı bir madde içinde saçılmasıdır. Saçılan foton daha sonra genellikle kalan bütün enerjisinin soğurulması için yüksek atom numaralı bir madde ile yapılmış ikinci

bir dedektör tarafından algılanır. Fotonun iki kere saçılmasına olan ihtiyaç üç avantajdan dolayıdır.

- Teleskopun doğal bir yönlendirmesi olur
- Eğer kaynağa yönelmiş iki dedektör arasındaki uçuş zamanı ölçülüyorsa, o zaman sadece o yönde ileri ya da geri hareket eden fotonlar, ileri analizler için gereklidir.
- Her ne kadar dedektörün etkinliği azda olsa, yerel ve dışarıdan gelen gürültüyü düşürmesidir.

Ancak COMPTEL’de de olduğu gibi geri dönen fotonun yönü ölçülmezse zemin gürültüsü cihazın içindeki kaynaklardan da dışarıdaki kozmik fotonlardan da alınır.

İki dedektörde de soğurulan enerjiyi ölçerek, sadece toplam etkin fotonların enerjisi ölçülmekle kalınmaz ayrıca daha sonra bir **olay çemberi** ve bir görüntü yaratmak için kullanılmak üzere Compton saçılmasının açısı da ölçülebilir.

Bugün Compton teleskopları foton etkileşmelerinin yerini bu etkileşimlerin yerini ve **uçuş zamanını** ölçmek için gerekli teknolojileri kullanıyor. Ancak bu bilgiler etkileşen fotonun yönünü kesin olarak belirlemek için yeterli değildir. Kullanıcının saçılan elektronun ön dedektördeki yönünü de bilmesi gerekir. Bu ise kolay değildir. MeV elektronları çok çabuk saçılırlar ve eğer ön dedektördeki madde çok ince değilse ve düşük atom numaralı bir kompozisyona sahip değilse elektronun yönü hakkında bilgi çabuk kaybolur.

MeV düzeyleri güçlü zemin gürültüleri olan kaynakların bulunduğu bölgelerdir. Gelecekteki Compton teleskopları için en büyük amaç, cihazın etkin alanını büyütmek ve daha da önemlisi hem yerel hem de harici gürültüyü azalmaktır.

5. Bazı Gama-Işın Teleskopları

5.1 Compton Gama-Işın Uydusu (CGRO)

Compton gama-ışın uydusu yüksek enerji evrenini gözlemeye adanmış sofistike bir uydudur. Uydusu Nasa'nın **Great Observatories** programının Hubble'dan sonraki ikinci üyesidir.

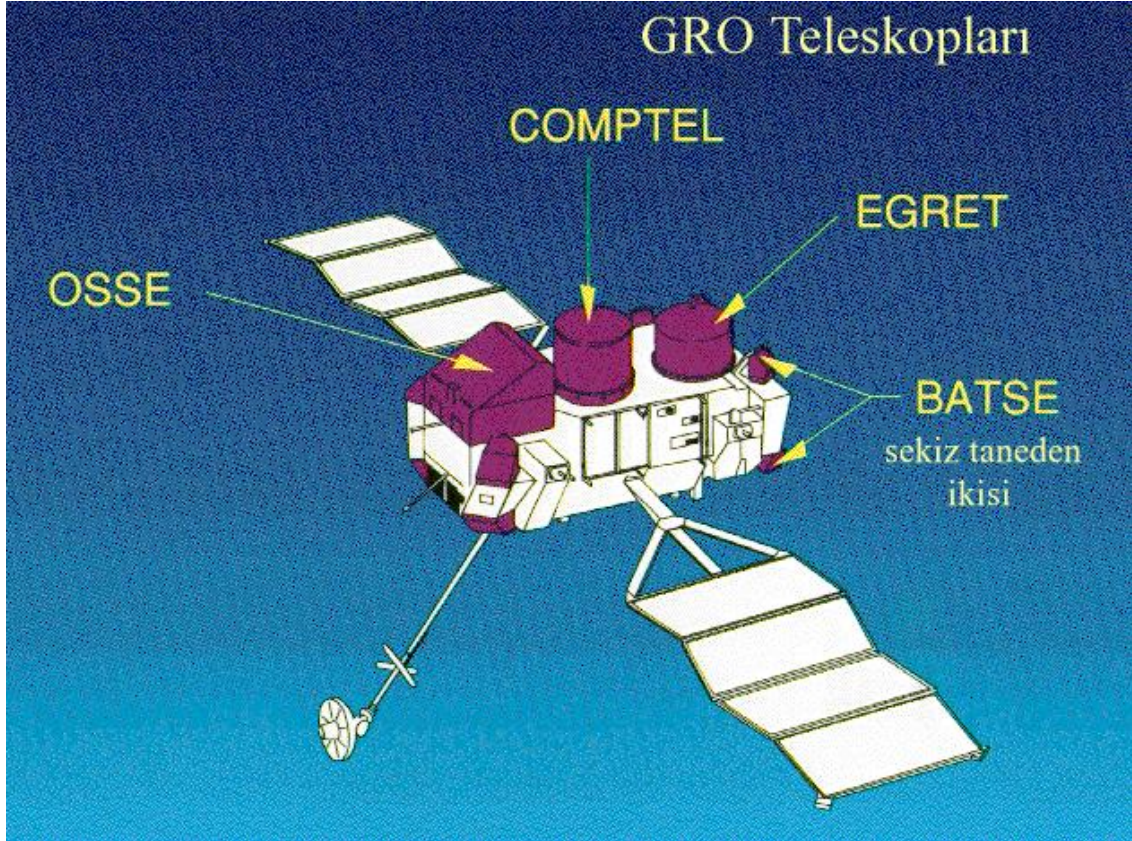
Uydusu 5 Nisan 1991'de Atlantis uzay mekiği tarafından yörüngeye taşındı ve Dünya'dan 450 km yukarıda Atlantis'ten ayrıldıktan sonra görevine başladı.

Adını yüksek enerji fiziğinin öncülerinden olan Arthur Holly Compton'dan alan Compton Uydusu dört teleskoptan oluşur. Bunlar :

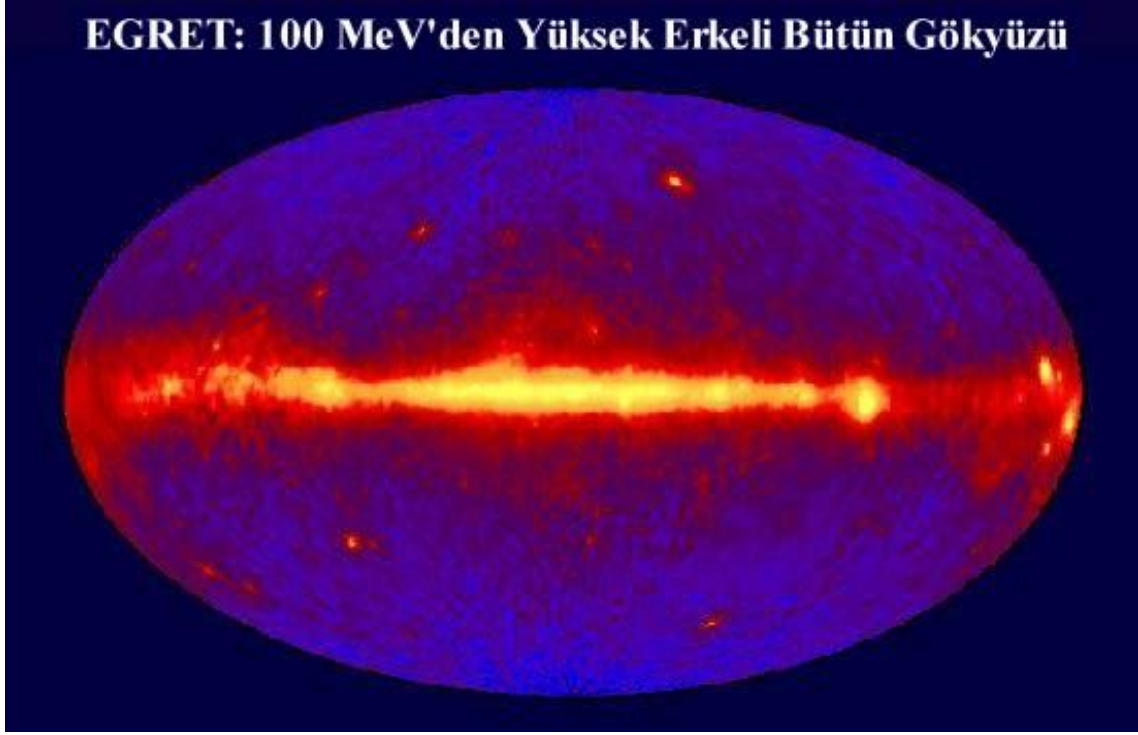
- **Patlayan ve Değişen Kaynaklar Deneyi** (Burst And Transient Source Experiment, BATSE),
- **Yönlendirilmiş Sintilasyon Spektrometre Deneyi** (Oriented Scintillation Spectrometre Experiment, OSSE),
- **Görüntüleme Amaçlı Compton Teleskopu** (the Imaging Compton Telescope, COMPTEL),
- **Yüksek Enerjili Gama-Işın Deneyi** (Energetic Gamma-Ray Experiment, EGRET) dir.

Bu dört cihaz daha önce uzayda uçan bütün gama-ışın teleskoplarından çok daha büyük ve çok daha hassastır. Büyüklük, kaydedilecek gama-ışın sayısının dedektörün kütlesiyle doğrudan ilişkili olmasından dolayı gereklidir. Uzaydaki

kaynaklardan gelen gama-ışın fotonları optik fotonlar kadar çok olmadığı sürece makul bir sürede yeterince gama-ışın fotonu yakalayabilmek için böyle büyük cihazlara gerek duyulacaktır. Compton bu cihazların kombinasyonu ile 20 bin elektron volt'dan (20 KeV) 30 milyar elektron volt (30 GeV) ve biraz daha üstündeki enerjiye sahip fotonları algılayabilir.



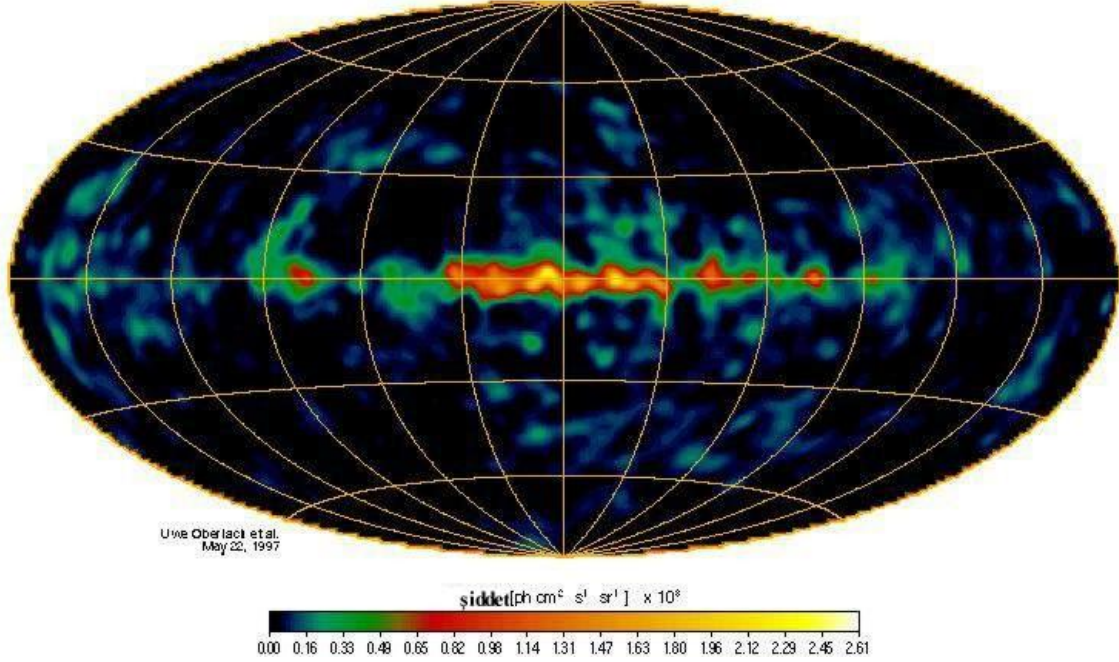
Şekil 17 COMPTON uydusunun genel bir görünümü ve teleskopların uydü üzerindeki yerleri (Web 2).



Şekil 18 EGRET tarafından üretilmiş bir tüm gökyüzü haritası (Web 2).

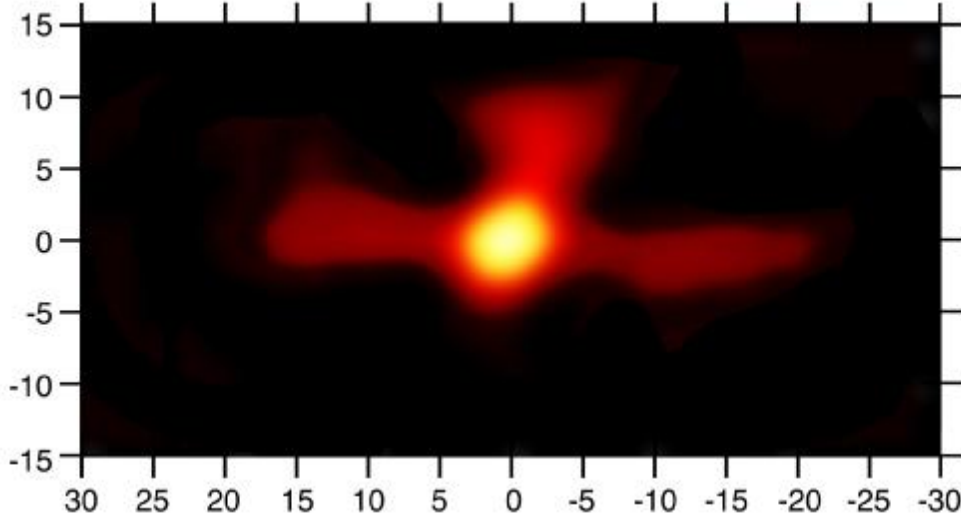
Compton'daki teleskoplar tarafından kimi daha önce bilinen kimi de tamamen sürpriz olan pek çok keşif yapıldı. EGRET tarafından üretilen tüm gökyüzü haritası, kozmik ışınlar ile yıldızlar arası gazın etkileşmelerinin galaksi diski boyunca ne kadar baskın olduğunu gösterdi. Bu haritadaki bazı nokta kaynaklar atarcalardır halen gama-ışını yayan yedi atarca bilinir (Geminga, Yengeç, Vela, PSR B1055-52, PSR B1509-58, PSR B1951+32, PSR B1706-44) ve bunların beşi Compton fırlatıldıktan sonra keşfedilmiştir. Yengeç ve Geminga atarcaları galactic anticenter'ın yakınlarında bulunmuştur, EGRET haritasının en sağ kısmında. EGRET tarafından yapılan en büyük keşif ise Blazarlar olarak bilinen kaynaklardır. Bunlar elektromanyetik enerjilerinin büyük kısmını spektrumun 30 MeV ile 30 GeV arasında yayınlayan kuazarlardır. Bu cisimler, bizden kozmolojik düzeyde uzaklardır ve bazen günler ölçeğinde değişim gösterirler.

1.8 MeV 'da Comptel'in toplam 5 yıllık gözlemleri



Şekil 19 Comptel tarafından üretilmiş bir tüm gökyüzü haritası (Web 2).

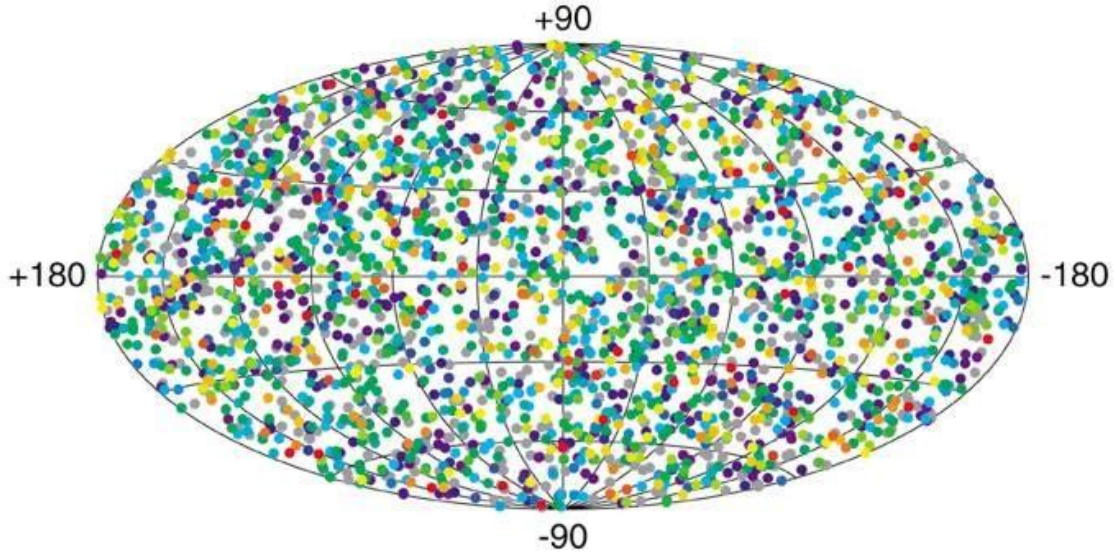
Radyoaktif Alüminyum 26'nın ışığı ile COMPTEL tarafından yapılan dar bantlı bir gama-ışın tüm gökyüzü haritası da beklenmedik bir şekilde bu özel izotopun küçük bölgelerde yüksek konsantrasyonlarda bulunduğunu ortaya koymuştur. Yine COMPTEL'in olan bir galaktik anticenter resminde ise iki atarca, parlayan bir karadelik adayı ve bir gama-ışın blazarı gibi bazı ilginç cisimler görülebilir.



Şekil 20 OSSE tarafından yapılan gözlemler taranarak hazırlanmış madde-anti madde yok olmasının yarattığı enerjiyi gösteren bir şekil (Web 2).

OSSE'nin gözlemleri taranarak hazırlanan bir başka haritada ise pozitron ve elektronların birbirlerini yok etmeleri ile ortaya çıkan çizgi emisyonu görülebilir. OSSE tarafından spektrumu alınan bir güneş parlamasında, hızlandırılmış parçacıkların güneş yüzeyindeki materyalle çarpıştıklarına dair kanıtlar içerir.

BATSE'nin 2704 Gamma-Işın Patlaması



Şekil 21 BATSE teleskopunun çalıştığı süre boyunca kaydettiği patlamaların gökyüzündeki dağılımları (Web 2).

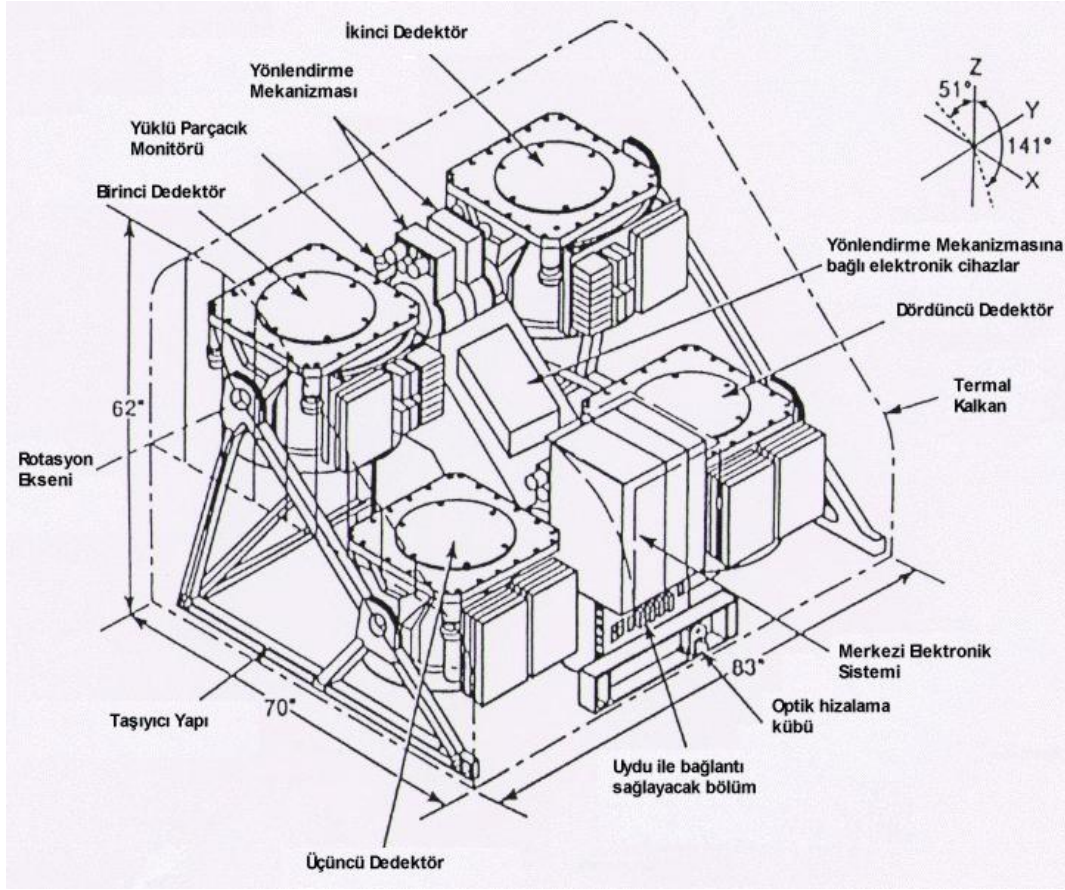
BATSE'nin asıl görevlerinden biri de gizemli gama ışın patlamaları üzerine araştırmalar yapmaktır. BATSE'nin patlamaların pozisyonlarını gösteren tüm gökyüzü haritası bu patlamaların galaksi içindeki kaynaklar gibi dağılmadığını (yani gökyüzünün belirli bir bölgesinde yoğunlaşmayan) aksine bütün gökyüzünde izotropik olarak dağıldığını gösterir. Bu da patlamaların orijinin kozmolojik olduğunu gösterir. Patlamaların ışık eğrileri olayın ne kadar karmaşık olduğunu ortaya koyar çünkü hiçbir patlama bir diğerine benzemez.

Compton uydusu dokuz yıl süren bütün bu başarılı gözlemlerinin ardından Nisan 1999'da üçüncü jiroskopunun arızalanması ve Aralık 1999'da da tamamen devre dışı kalmasından sonra 4 Haziran 2000 tarihinde Hawaii'nin 3862 km güneydoğusuna Pasifik Okyanusu açıklarına düşürülmüştür.

5.1.1 OSSE

Yönlendirilmiş sintilasyon spektrometre deneyi (OSSE) 0.05 - 10 MeV arasında enerji yayınlayan kaynakların gözlemini yapmak için dizayn edilmiştir. Daha sonra özellikle güneş parlaması çalışmaları için 10 MeV'den yukarıda gama-ışın ve nötron gözlemleri yapma olanağı da eklenmiştir. NaI(Tl) sintilasyon tekniğinin kullanımı 0.05 MeV-10 MeV arasında geniş alan ve yüksek hassaslık sağlar.

En iyi duyarlılık, yörüngesel jeomanyetik etkilerden dolayı ortaya çıkan zemin ışıması değişimlerini minimuma indiren gözlemsel bir tekniğin uygulanması ile sağlanır. Bu teknik, zemindeki değişimlere nazaran kısa dönemli zamanlarda kaynağın gözlenen gama-ışın akısına etkisini hesaplayan bir **offset pointing** tekniğidir, böylece zemin gürültüsü kolayca gelen gama-ışınından ayırılabilir. Normalde OSSE kaynağa doğru ve uzak ikişer dakikalık iki gözlem yapar ancak zemindeki değişimler uydunun yörünge periyoduna yani 90 dakikaya bağlı olarak değişir.

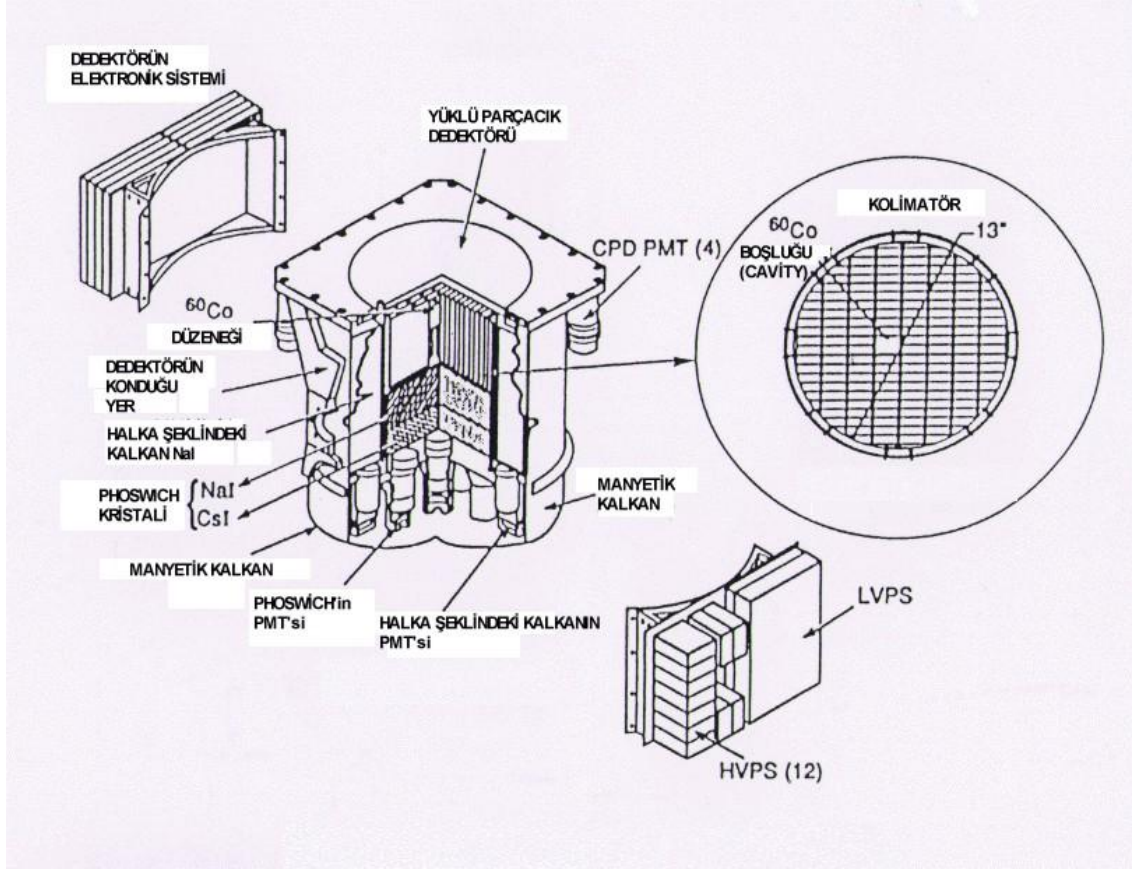


Şekil 22 OSSE teleskopunun şematik bir görünümü (Web 2).

Offset pointing tekniği ayrıca deneyin, gökyüzündeki yeri ne olursa olsun seçili bazı kaynakların gözlemini yapabilmesini sağlar. Örneğin; Bu özellik sayesinde diğer Compton deneylerini etkilemeksizin güneş parlaması gözlemleri yapılmıştır. Bu sistem ayrıca aynı anda iki kaynağa yönlenmek üzere de kullanılmıştır bu kaynaklardan biri yörünge veya dünyanın konumu yüzünden görüş alanının dışında ise diğer kaynağın gözlemi yapıldı.

Yukarıda bahsedilen bilimsel amaçlar için operasyonel esneklik şarttır. Bunu da birbirinden bağımsız dört dedektör sistemi sağlar. OSSE'nin dört dedektöründen her biri ayrı bir deney olarak kabul edilebilir. Her birinin ayrı elektronik ve yönlendirme sistemleri vardır. Dört dedektör arasındaki senkronizasyonu sağlamak için aynı zamanda veri toplama ve yönlendirme işini de üstlenen merkezi bir elektronik bölümü de vardır. Şekil 22'de de görüldüğü gibi her dedektör, offset pointing'i sağlamak amacıyla tek eksenli bir yönlendirme sistemine bağlanmıştır. Dedektörler genelde ortak eksenli çiftler olarak çalıştırılırlar böylece çiftin bir dedektörü kaynağı gözlerken

diğeri offset olup zemini görüntüleyebilir. Programlanabilir bir zaman aralığından sonra (genellikle iki dakikadır) dedektörler nöbet değiştirir gibi gözlemleri değiştirirler. Her dedektörün maksimum dönme oranı saniyede iki derecedir.



Şekil 23 Bir OSSE dedektörünün bileşenleri (Web 2).

Şekil 23 bir OSSE dedektörünün ana bileşenlerini gösterir. Her dedektör sisteminin ana elemanı, 76mm kalınlığındaki CsI(Na) kristaline optik olarak bağlı 102mm kalınlığındaki NaI(Tl) kristalini içeren 330 mm çaplı NaI(Tl)-CsI(Na) **phoswich**'inin NaI(Tl) kısmıdır. Her phoswich'in CsI yüzü yedi 89 mm çaplı fotokatlandırıcı tüp tarafından görülür ki bu da 0.661 MeV'de %8'lik bir enerji çözünürlüğü sağlar. Aktif kazanç kararlılığı bu enerji çözünürlüğünü sağlamak için her yedi foto katlandırıcı tüpün (PMT) kazancını da ayrı ayrı ayarlar. NaI(Tl) ve CsI(Na)'nın sintilasyon gecikme zamanlarını çıkararak dedektörün olay işleme devreleri NaI kristalindeki olaylar ile CsI kristalindeki olayları birbirinden ayırarak bir atım-şekil analizi oluştururlar. Böylece CsI, NaI kısmı için dışlayıcı bir zırh görevi

görür. Tungsten alaşımlı bir pasif bant kolimatör, phoswich'in Nal kısmının tam üstüne yerleştirilmiştir, phoswich dedektörün gama-ışın görüş açıklığını belirler ki buda 0.1'den 10 MeV'e kadar 3.8x11.4 FWHM'lik bir görüş alanıdır. Her phoswich boşluğu, 508mm² alanlı 6 mm kalınlığında plastik bir sintilatör olan yüklü parçacık dedektörü ile kaplıdır. Bu dedektör dört tane 51mm çaplı fotokatlandırıcı tüp tarafından görülür ve zeminden gelen yüklü parçacıkları ret etmede kullanılır. Hem phoswich hem de tungsten kolimatörleri 349 mm uzunluğunda 85 mm kalınlığında bir Nal(T1) sintilasyon kristali ile kaplıdır ki bu phoswich'in CsI(Na) kısmı ve CPD (yüklü parçacık dedektörü) ile birlikte gerçek dışlama kalkanını oluşturur. Nal(T1) kalkanı optik olarak izole edilmiş dört bölüme bölünmüştür öyle ki her biri 51mm çaplı fotokatlandırıcı tüpler tarafından görülür.

OSSE'nin tipik gözlemlerinde yaptığı işlemler aşağıda verilmiştir.

- Kaynak yönünü iki dakika boyunca gözle
- Zemin pozisyonuna doğru kaynaktan saat yönünün tersine 4.5 derece git ve tekrar iki dakika boyunca gözle
- Kaynağa yönel ve 2 dakika boyunca gözle
- Zemin pozisyonuna doğru kaynaktan saat yönünde 4.5 derece git ve iki dakika boyunca gözle

Bu hareket saniyede iki derece hızla yapılır. Bu türlü gözlem programları ardışık olarak üç kaynak ve zemin gözlemi yapabilir ki bu da kaynağın koordinatının belirlemesinde ya da daha karmaşık zemin modellerinde kullanılabilir.

Uydunun Z ve X eksenleri arasındaki 90 derecede bütün dedektörler gözlem için kullanılabilirler. Bu aralığın dışında üstteki çift alttaki çiftin görüş alanlarını etkiler. Bu durumda üst çift ve alt çift ayrılıp ayrı ayrı kaynakları gözleyebilirler.

Phoswichlerdeki enerji kayıpları, üç ayrı atım-yükseklik ve atım-şekil analiz sistemlerinde her dedektör için ayrı ayrı işlenirler. Bir düşük aralıklı atım-yükseklik analizi (PHA) 0.05-1.5MeV arasını kontrol eder, orta aralıklı PHA 1-10 MeV arasını ve yüksek menzilli PHA'da 10 MeV ve daha yukarısını (normalde 10-250 MeV) kontrol eder en üst enerjideki atım-şekil ayrımı ayrıca nötron ve gama-ışınlarının phoswichin Nal kısmındaki enerji kayıplarını ayırmada da kullanılır.

Kalkan bölümlerinin iyi tayfsal çözünürlükleri (0.66 MeV'de %10.5), bunlarla güneş parlamaları ya da olası gama-ışın patlamaları alanlarında da çalışılabilmesini sağlar.

En düşük phoswich aralıklarındaki gama-ışın olayları (0.015-1.5 MeV ve 1-10 MeV) 256 kanallı tayflar olarak ayrılırlar. Bu enerji kaybı tayflarının kanal genişlikleri genelde 6 KeV ve 40 KeV arasındadır. En üst phoswich enerji aralığı gama-ışınları ile nötron olaylarını ayırmada kullanılır. Gama-ışın ve nötron olayları daha sonra ayrı ayrı 16 kanallık tayflar olarak saklanırlar. Bu enerji kaybı tayflarının genişlikleri de 16 MeV civarındadır.

Eğer yüksek zaman çözünürlüğü gerekiyorsa (örneğin hızlı atarca gözlemleri için) alternatif bir veri işleme modu vardır buna **puls modu** da denir. Bu modda tayfsal çözünürlük ya da bant genişliğinden, 0.125ms'ye kadar zaman çözünürlüğü elde etmek uğruna, feragat edilir. Pulsar modu sekiz enerji bandında incelenir bu bantların içinde olan gama-ışın olayları daha sonra iki pulsar modundan birisi ile işlenir.

- **Peş peşe olaylar modu** : Burada olaylar zaman etiketlidir ve hem enerji kaybı hem de geliş zamanı telemetre edilir.
- **Oran modu**: İse yüksek zaman çözünürlük oranlarının her sekiz banttan da alınacağı durumlarda kullanılır.
- Peş peşe olaylar modu 0.125 milisaniye ile en yüksek zaman çözünürlüğü sağlar. Oran modu ise daha çok olay sağlar fakat tayfsal çözünürlükten fedakarlık ister.
- **Patlama modu** : OSSE ayrıca, gama-ışın patlaması yakalama yeteneğine de sahiptir. Bu dış kalkanlardaki olay oranlarının sayılmasıyla olur. Bu olay oranları 4 ms ile 32 ms arasında seçilebilen zaman ölçekleri ile OSSE'nin merkezi elektronik kısmında hesaplanır.

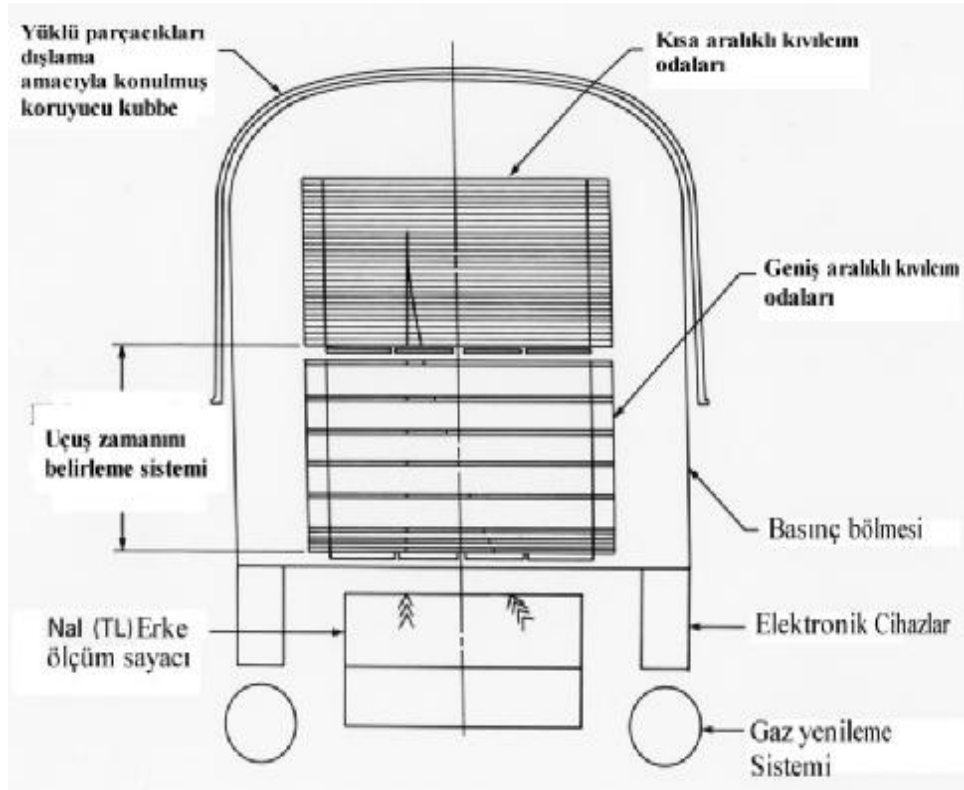
5.1.2 EGRET

CGRO 5 Nisan 1991'de uzaya fırlatıldıktan sonra 15 Nisan 1991'de de EGRET teleskopu açıldı EGRET veri almaya bundan beş gün sonra 20 Nisan'da başladı. EGRET projesi;

- Dr. Carl E. Fichtel - NASA / Goddard Spaceflight Center, Greenbelt MD, USA,
- Stanford University, Stanford CA, U.S.A,
- Dr. Klaus Pinkau - Max Planck Institut für Extraterrestrische Physik, Garching , Almany
- Grumman Aerospace Corporation, Bethpage NY, USA,
- Hampden-Sydney College, Avusturalya

tarafından dizayn edilmiş, kalibrasyonları yapılmış ve sürdürülmüştür.

5.1.2.1 Dedektörün Dizaynı



Şekil 24 EGRET teleskopunun şematik bir kesiti (Web 2).

EGRET, enerjiyi ölçmek için büyük bir NaI(Tl) kristal spektrometresi kullanan ve bir sintilatör tarafından tetiklenen bir, çok katmanlı kıvılcım odaları sisteminden oluşur. Cihaz genel olarak Şekil 24'de gösterilmiştir. Çözünürlüğün artmasını sağlayan kıvılcım odalarının çok daha büyük olması dışında dizayn olarak SAS-2 ve COS-B'ye benzer. Bir maddenin kritik enerjisinin üzerinde, genelde birkaç 10 MeV'de, çift üretimi madde ile gama-ışınlarının etkileşmesi için baskın olan işlemdir. Ayrıca çift üretimi gözlemciler içinde açığa çıkan elektron pozitron çifti ışığın geliş yönü ve enerjisi hakkında bilgi sağladığı için çekici bir etkileşimdir. EGRET'te yüksek enerjili gama-ışınları sebebiyle oluşan bu elektron pozitron çiftlerinin dedektörü tetikleyebilecek diğer etkenlerden ayırt edilebilmesi için dizayn edilmiştir.

EGRET teleskopuna yukarıdan giren bir gama-ışını kıvılcım odalarını saran dışlama kubbesinden etkileşmeden geçecek ve ~33% olasılıkla, cihazın üst kısmında birbirine çok yakın aralıklarla konulmuş 28 kıvılcım odasının arasına yerleştirilmiş ince Tantal (Ta) levhalarından bir tanesinde, elektron-pozitron çiftine dönüşür. Ta için etkin kritik enerji değeri 10.7 MeV'dir. Ta'nın yüksek atom numarası (Z), Compton işlemine göre çift üretiminin oluşması olasılığını artırır ve üretilen her $e^{\pm}$ için enerji kaybını düşürür. Bu levhaların kalınlığı olabildiğince az tutulur ki birkaç saçılma olmasın. Eğer çift üretimi oluşursa ikincil yüklü parçacıklar kendi yolları üzerindeki kıvılcım odalarındaki gazı iyonize ederler.

Bu dönüşüm bölümünün altında, amaçları yüklü parçacıkların geçişini tespit etmek olan ve aralarında 60 cm olan 4x4 düzeninde yerleştirilmiş plastik sintilatörler vardır. Her iki sintilatör düzeneğinden geçen yüklü parçacığın yönü, ~1.5 ns çözünürlükle **uçuş zamanı** gecikmeleri ile ölçülür ve yüklü parçacıkları algılayan üst ve alt sintilatörlerin kombinasyonu ile bu sağlanır. Üstteki ve alttaki sintilatörlerin arasında çok az saçıcı özelliği olan altı geniş aralıklı kıvılcım odası modülleri vardır. Bunlar parçacığın üst ve alt sintilatör düzeneklerinden geçerken ki yolu hakkında ek bilgi sağlarlar. Eğer uçuş zamanı gecikmesi, üst ve alt sintilatörlerden doğru bir geçiş yapmış aşağıya doğru hareket eden bir parçacığı gösteriyorsa ve dışlama sistemi bir yüklü parçacık tarafından tetiklenmediyse, kıvılcım odalarında ortogonal olarak düzenlenmiş kablolarla yüksek voltajlı bir akım uygulanır ve iz bilgileri ferrite çekirdeklerine (Fe_2O_3 içeren bir karışım) dijital olarak kaydedilir ki bunlarda daha sonra cihazın telemetresi ile okunur. Bu durumda, elektron-pozitron çiftinin üç boyutlu bir yol haritasının çıkarılmasını sağlar ki bu da elektron-pozitron çiftinin yüksek bir doğrulukla tanınmasını ve temel özelliklerinin belirlenmesini sağlar. Yüksek voltaj

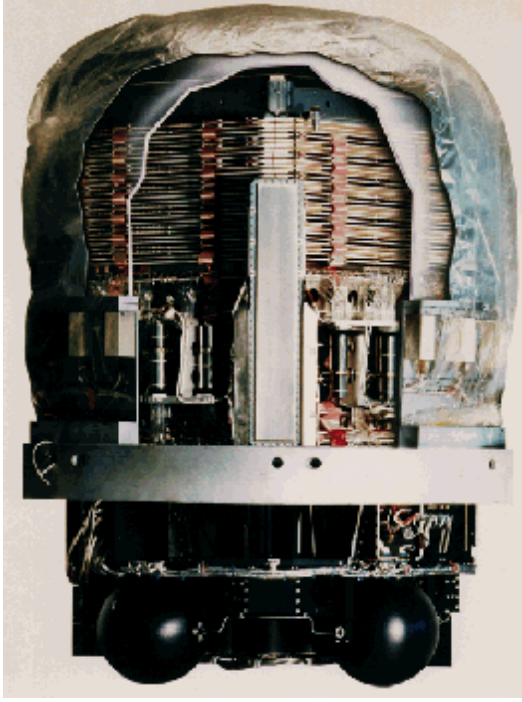
uygulanması, yol okuması uçuş zamanı sistemi tek bir yüklü parçacık bile algılasa çalışır.

Plastik sintilatörlerin altında duran NaI(Tl) toplam soğurma gösterme sayacı (TASC) fotonun enerjisinin belirlenmesinde kullanılır. TASC yaklaşık sekiz radyasyon uzunluğu kalınlığında 76x76 boyutlarında bir kare NaI(Tl) bir kristaldir. Teleskopun hassas olduğu enerji aralığında enerji çözünürlüğü yaklaşık %20 'dir (FWHM) bu çözünürlük 1 GeV'de %25 'e düşer ve 100 MeV civarında ise iyonizasyon, enerjisinin büyük bir kısmını kıvılcım odalarında kaybeder. Bunlara ek olarak bazı parçacıklar kalorimetreyi tamamen kaçırabilirler bu durumda, saçılan parçacıkların özelliklerinden faydalanılarak kısmen giderilmeye çalışılır. TASC enerji ölçümleri elektron-pozitron çiftinin yolu boyunca kıvılcım odaları ve sintilatörlerde kaybettiği enerji ile karşılaştırılmalıdır. Bu doğrulama her materyaldeki yolun uzunluğu ile ölçülür ve değişim aralığı 15-30 MeV'dir.

Dışlama kubbesindeki olaylar da her 0.25 saniyede bir kaydedilir. Bu veriler gama-ışın patlaması ve güneş parlamaları gibi konularda çalışmak üzere kullanılabilir. Ayrıca NaI(Tl) kristalide kıvılcım odaları sisteminden bağımsız olarak 0.6 ile 140 MeV arasında enerjilerde spektroskopi yapmak amacıyla da kullanılabilir.

Bir olay kaydedildiği zaman bir geliş zamanı ile etiketlenir. Bu, koordinatlandırılmış genel zamanı yaklaşık 100 μ s'lik bir kesinlikle ölçen bir saat tarafından yapılır bu saat ayrıca CGRO'daki diğer teleskoplarca da kullanılır. Kıvılcım odaları izleri, enerji ölçümü ve gama-ışınının geliş zamanı bir tek olayda kaydedilen bilgilerdir. Bu kayıt işi yaklaşık 100 ns'lik bir kayıp zaman yaratır.

Teleskop düzeneği **termal battaniye** tarafından sarılır. Bu dışlama kubbesinin ısısının kontrolü için gereklidir. Termal battaniye ayrıca dışlama kubbesine bir zırh görevi de yapar böylece bir mikro meteorun kubbeye çarpıp bir ışık sızmasının oluşması ve yüklü parçacıkları dışlama sisteminin çalışmaması önlenir. Mikro meteorlar alçak yörüngelerde fazla etkili değildir. 0.17 grcm⁻² kalınlığındaki termal battaniye bütün görev boyunca bir mikro meteorun görevi etkileme şansını %1'den aza düşürür.



Şekil 25 EGRET dedektörünün kalkanlarının bir kısmı kaldırılmış haldeki bir fotoğrafı (Web 2).

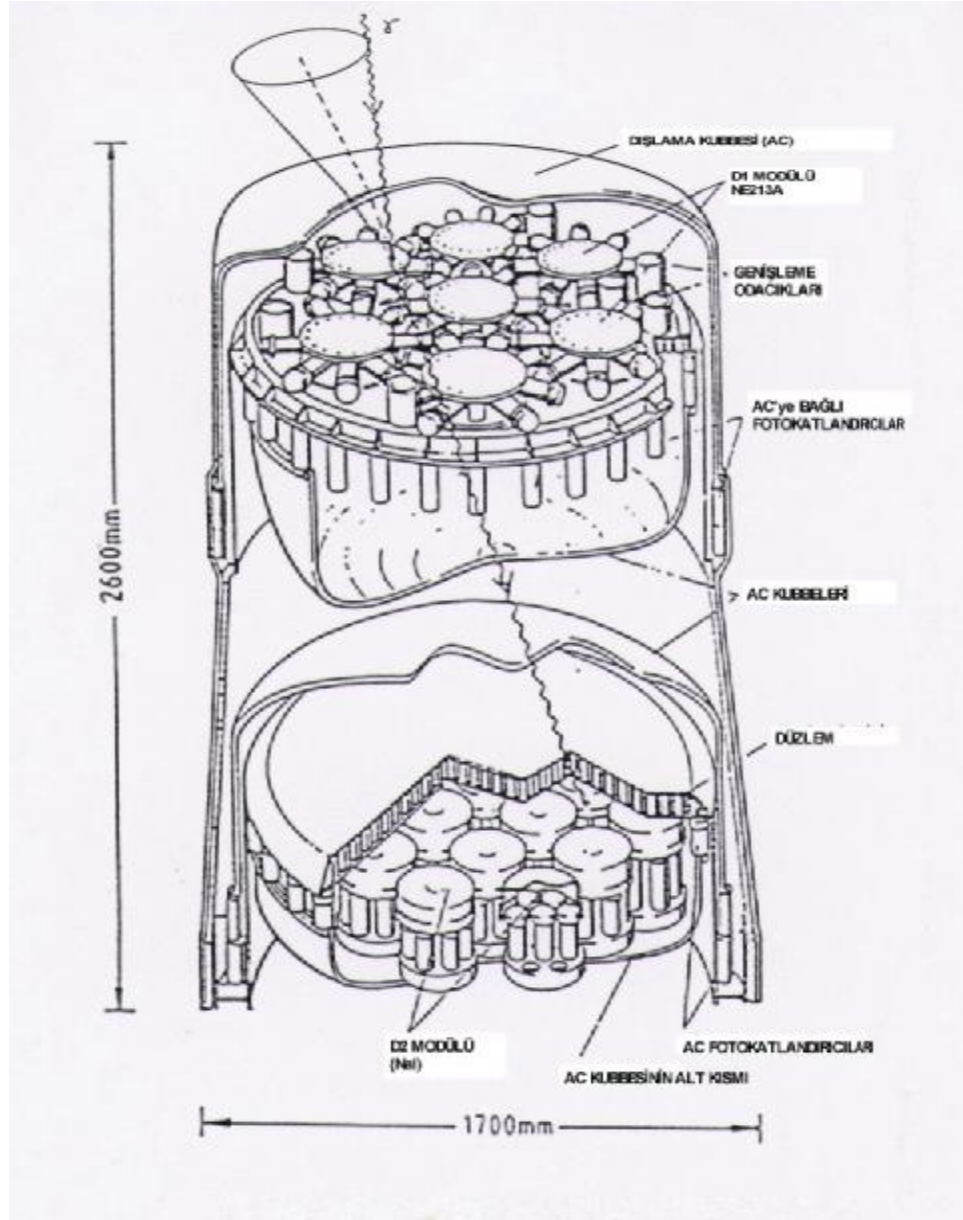
Çok daha büyük etkin alanı ve daha iyi açısal çözünürlüğü ile EGRET, SAS-2 ve COS-B'den çok daha üstündür. EGRET'in açısal çözünürlüğündeki gelişme, daha ince dönüşüm plakaları ve tabii daha gelişmiş iz hatırlama sisteminin bir sonucudur. Ayrıca SAS-2 ve COS-B ikincil yüklü parçacıkların yönünü belirlemede daha az hassas olan Cerenkov detektörlerini kullanmışlardır.

Çizelge 2 EGRET'in özellikleri ve Kabiliyetleri (Web 2).

<i>Tipi</i>	Işık odaları, NaI kristalleri ve plastik sintilatörler
<i>Enerji aralığı</i>	20 MeV'den 30 GeV'e kadar
<i>Toplam Dedektör Alanı</i>	6400 cm ²
<i>Etkin Alan</i>	200 MeV ile 1000 MeV arası 1500 cm ² , daha yukarı ve aşağı enerjilerde bu değer daha da düşer.
<i>Nokta Kaynak Hassaslığı</i>	Kaynağın spektrumuna, yerine ve gözlem zamanına göre değişir. En iyi koşullarda (E>100 MeV ve tam 2 hafta poz süresi) yaklaşık olarak 6x10 ⁻⁸ cm ⁻² sn ⁻¹
<i>Kaynağın pozisyonunu belirleme</i>	Kaynağın şiddetine, yerine ve enerji aralığına göre değişse de 5-30 yay dakikası.
<i>Görüş alanı</i>	FVHM = 20 olan bir Gauss eğrisi.

Zamanlama doğruluğu	0.1 ms
Ağırlığı	1830 kg
Boyutları	2.25m x 1.65 m
Gereken Güç	190 W

5.1.3 COMPTTEL



Şekil 26 COMPTTEL dedektörünün kesiti (Web 2).

COMPTEL iki teleskop düzeneği içerir. Üstteki (D1) düzenekte bir sıvı sintilatör NE213A ve alttaki (D2) düzenekte ise NaI kristalleri kullanılır. Bu teleskopta gama-ışınları iki etkileşimle algılanır ; gelen gama-ışını üst dedektörde Compton saçılmasına uğratılır sonra da altta tamamen soğurulur. Her iki dedektörde de etkileşimin gerçekleştiği yer ve enerji kaybı ölçülür. Bu ölçümlerdeki doğruluk teleskopun enerji ve açısal çözünürlüğünü belirler.

İki dedektör düzeneği arasında 1.5 metre vardır. Her dedektör, yüklü parçacıkları geçirmemeye yarayan plastik bir sintilatör olan bir dışlama kalkanı ile tamamen sarılmıştır. Teleskopun kenarlarında (iki dedektörün arasında) uçuş anında kalibrasyonu sağlamak üzere kullanılan ve 60-Co kaynakları içeren iki plastik sintilatör vardır. Her kalibrasyon kaynağı, 3 mm kalınlığında 1.2 cm çapında ve iki 1.9 cm çaplı fotokatlandırıcı tüp tarafından görülen (PMT) silindirik 60-Co-sıvanmış plastik sintilatör içerir.

Üst dedektör (D1) yedi silindirik şekilli sıvı NE213A sintilatörleri içerir. Her parça 27.6 cm çapında 8.5 cm kalınlığında ve sekiz fotokatlandırıcı tarafından görülmektedir. Üst dedektörün toplam alanı 4188 cm^2 dir. Alttaki dedektör (D2) 7.5 cm kalınlığında 28 cm çapında 14 silindirik NaI(Tl) bloğundan oluşur. Bu bloklar tabana bağlanmıştır. Her NaI yedi fotokatlandırıcı tüp ile alttan görülür. Alt dedektörün toplam geometrik alanı 8620 cm^2 dir. Her dışlama kalkanı 1.5 metre kalınlığında NE110 plastik sintilatör kubbelerden oluşur. Bu kubbeler yirmi dört fotokatlandırıcı tüp ile takip edilir. En öndeki elektronik cihazları hariç tutarsak dedektördeki bütün elektronik cihazlar dedektör dışındaki bir elektronik platforma bağlanmıştır.

5.1.3.1 Comptel ile Bilimsel veri elde etmek için kullanılan çeşitli modlar

5.1.3.1.1 Çift Saçılmalı mod

COMPTEL asıl olarak çift-saçılmalı bir gama-ışın teleskopu olarak çalışır. Bu modda gelen bir kozmik gama-ışını, üst ve alt dedektör arasındaki uçuş zamanı, kriterlere göre yeterli ve hiçbir dışlama kalkanından ya da kalibrasyon dedektöründen sinyal gelmediyse, tanımlanır. Bütün bu seçim kriterlerini geçen gama-ışınları

telemetre paketleri olarak gönderilir. Bunlara ***gama1 olayları*** denir. Bu ışınların transfer edilmede öncelikleri vardır. Bu ışınlardan sonra ikinci bazı kriterlere göre de ikincil gama olayları (***gama2 olayları***) gönderilir. Telemetrenin 6215 bit/saniye oranı ile saniyede 20 olayın gönderilmesi sağlanır.

Seçilen gama-ışınları için ölçülen değerler;

1- Üst dedektörde gama-ışınının Compton saçılmasına uğratıldıktan sonra kalan elektronun enerjisi (E1) ki bu, tetiklenmiş D1 modülü ile ilgili sekiz PMT'nin atım yüksekliklerinin toplamı ile belirlenir.

2- Üst dedektördeki etkileşimin koordinatları. Bu D1'de tetiklenen modülle ilişkili sekiz PMT'nin görelî atım yüksekliklerine bakarak belirlenir.

3- Üst dedektördeki sintilasyonun atım şekli. Bu da bir atım şekil ayırıcı devre ile sağlanır.

4- Alt dedektördeki enerji kaybı (E2). Bu, D2'de tetiklenen modüle ait yedi PMT'nin atım yüksekliklerinin toplanmasıyla elde edilir.

5- Alt dedektördeki etkileşmenin yeri. Bu, tetiklenen D2 modülüne ait yedi PMT'nin görelî atım yüksekliklerine bakarak belirlenir.

6- Saçılan gama-ışınının üst dedektörden alt dedektöre gidene kadar ki geçen zaman olan uçuş zamanıdır.

7- Olayın mutlak zamanı.

Bir kozmik gama-ışının enerjisi, saçılan fotonun tamamen soğurulduğunu varsayarak, alt ve üst dedektörlerde biriken enerjinin toplanmasıyla bulunur. Hem üst hem de alt dedektörde hesaplanan enerji kayıpları ve etkileşim yerlerinden yola çıkarak ve Compton saçılması formülünü kullanarak gelen gama-ışınının yönü bulunabilir. Gerçek bir Compton saçılması olayında gelen gama-ışınının geliş yönünün ***olay çemberi*** diye adlandırılan bir bölgeye yerleştiği bilinir. Çemberin merkezi gelen gama-ışının yönüdür ve çemberin açısal çapı da, her iki dedektördeki enerji kayıplarından çıkarılır. Compton saçılmasına uğramış ve tamamen soğurulmuş fotonlar için ideal durumda, bu olay-çemberlerinin kesişimi gama-ışın kaynağının gökyüzündeki yerini verir. Gerçekte, kaynağın yerini iyi bir doğrulukla belirlemek için, parçalı soğurulma olayları, çoklu etkileşimle, teleskopun zemine verdiği tepkiler ve sintilasyon dedektörlerinin, özelliklerinin detaylı bir şekilde anlaşılması ve bunların göz önünde bulundurulması gerekir.

5.1.3.1.2 Patlama Modu

Altındaki D2 dedektöründeki NaI kristalleri çift saçılmalı teleskop modunun yanı sıra patlama dedektörleri olarak da kullanılabilirler. Bu iki modül gama-ışın patlamalarının ve güneş parlamalarının zaman geçmişlerini ve enerji tayflarını ölçerler. Patlama dedektörleri onlara ait bir elektronik sistemle donatılmışlardır Patlama Spektrum Analizörü (BSA). Patlama modüllerinden biri düşük enerji aralığından (100 keV-1 MeV) diğeri yüksek enerji aralığındandır (1 MeV-10 MeV). Dedektörler 4π sideradyanlık ışınımlara duyarlıdır ancak uydunun diğeri kısımlarından dolayı bu görüş alanı 2,5 sr'dir.

Patlama sistemi üç farklı iç modda çalışır. Zemin modu, normal çalışma modudur ki patlama dedektöründen gelen tayflar, Dünyadaki kontrol merkezlerinden değiştirilebilir periyotlarla (2s – 512s), yığılırlar ve aralıksız ya da daha uzun aralıklarla okumaları yapılır. Bu veriler uzaysal veya cihazdan kaynaklanan patlama öncesi ve sonrası zemin ışımlarını elde etmede kullanılır. BSA, BATSE'den gelen alarm sinyali üzerine patlama moduna geçer her enerji aralığı için 0.1s ile 25.6s arasında zaman aralıklarına göre tayflar alınır. Bu altı tayf tamamlandıktan sonra BSA **koşullu moda (tail moda)** geçer bu aşamada 256'ya kadar tayf Dünya'dan değiştirilebilir zaman aralıklarında (2 s-512 s) her enerji aralığı için alınır ve gönderilmek üzere kaydedilir. Koşullu mod uzun süreli patlamalar (örneğin güneş parlamaları) için değer almaz. Bu modun da bitişinden sonra BSA yeniden zemin moduna geçer ve bir sonraki patlamaya hazır hale gelir.

5.1.3.1.3 Güneş Modları

5.1.3.1.3.1 Güneş Kaynaklı Gama-Işınları

Bir güneş parlaması durumunda COMPTEL güneşten gelen gama-ışınlarını hem çift saçılmalı teleskop moduyla, güneşin cihazın görüş alanında olduğunu varsayarak, hem de patlama moduyla gözleyebilir. BATSE'den gelen bir alarm ile COMPTEL'deki patlama dedektörleri de güneşten gelen gama-ışınlarını gözleyebilir.

İki patlama modülü, hızlı yığma oranlarından dolayı, bir güneş parlamasından çıkan ilk gama-ışınlarının tespitinde faydalı bilgiler sağlarlar.

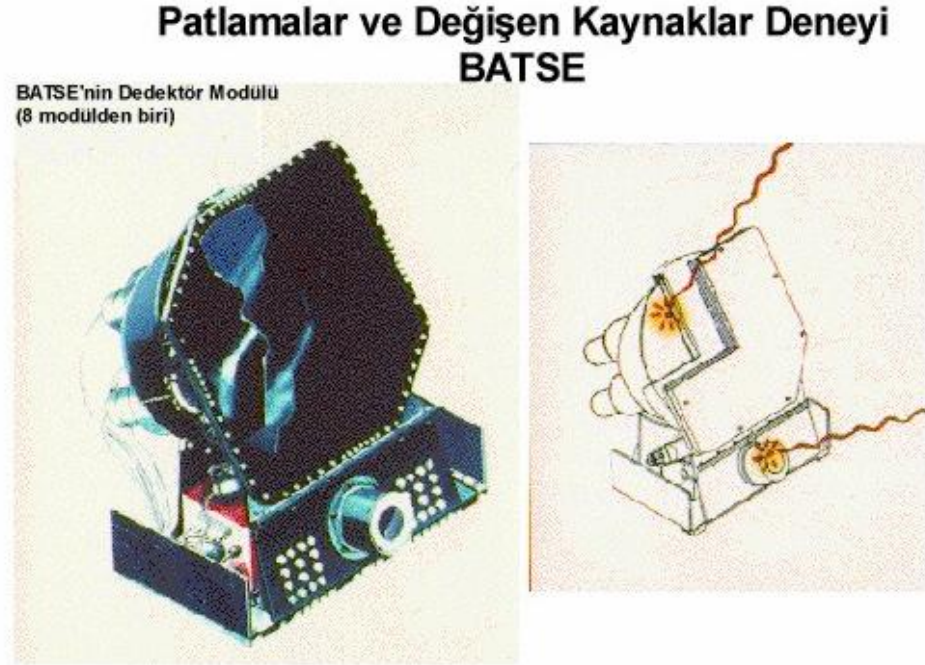
5.1.3.1.3.2 Güneş Kaynaklı Nötronlar

Bir güneş parlamasından çıkan gama-ışınlarına ek olarak COMPTEL güneş kaynaklı nötronları da tespit edebilir. Nötron etkileşimleri, gelen nötronun D1 modülündeki sıvı sintilatörün içindeki hidrojen çekirdeği ile elastik saçılması ile olur. Saçılan nötron daha sonra alttaki D2 modülleri ile etkileşir ve enerjisinin tamamını ya da bir kısmını burada bırakır ki; bu da çift saçılma olayı için gerekli olan tetiklenme sinyalini sağlar.

Saçılan nötronun enerjisi nötronun üstten alt dedektöre doğru giderken ki uçuş zamanı ile anlaşılır. Bu enerjide D1 dedektöründeki etkileşmeden kalan protonun ölçülen enerjisi ile toplanır ve böylece gelen nötronun enerjisi bulunur. Nötronun saçılma açıları gama-ışınlarında da olduğu gibi olay çemberleri ortaya çıkarırlar. Böylece, bunların gerçekten Güneş'ten gelip gelmedikleri sonradan kontrol edilebilir.

Uygulamada nötron gözlemleri şöyle yapılır ; bir patlama alarmı verdikten iki dakika sonra, BATSE, COMPTEL'e bunun Güneş yönünden olduğunu söyleyen ikinci bir sinyal gönderir. COMPTEL, bundan sonra otomatik olarak 90 dakika boyunca sürecektir olan (yaklaşık bir yörünge periyodu) nötron gözleme moduna geçer. Bu ise gama-ışınlarına göre daha yavaş hareket eden nötronlar için uçuş zamanı kriterinin biraz daha genişletilmesiyle sağlanır. Bu sırada gama-ışınları da alınmaya devam eder. Bir olayın bir gama-ışınımı ya da nötron mu olduğu daha sonra uçuş zamanlarına ve atım-şekillerine göre belirlenir.

5.1.4 BATSE



Şekil 27 BATSE'nin bir dedektörü (Web 2).

Patlayan ve Değişen Kaynaklar Deneyi (Burst And Transient Spectrometer Experiment) ; 20-600 keV arasında çalışan bir tüm gökyüzü monitörüdür. Uydunun sekiz köşesine konmuş dedektörlerden biri şekilde gösteriliyor. Her dedektör iki NaI(Tl) sintilasyon dedektörü içerir : Geniş alan dedektörü (LAD) duyarlılık ve yöne tepki vermek ve spektroskopi dedektörü (SD) enerji çözünürlüğü ve enerji kapsamı için geliştirilmiştir. Sekiz LAD plakası normal bir oktahedronun sekiz yüzüne paraleldir ki bu oktahedronun, asal eksenleri Compton uydusunun koordinat eksenleri ile aynı hizadadır.

LAD dedektörü, 8.255 cm'lik bir kuartz tabakasına bağlanmış 50.8 cm çaplı ve 3.81 cm kalınlığında bir NaI sintilasyon kristalidir. Her dedektöre yerleştirilmiş olan bir ışık toplayıcı çerçeve sintilasyondan oluşan ışığı 12.7 cm çapındaki üç fotokatlandırıcı tüpe yönlendirir. Bu üç tüpten gelen sinyaller dedektörde toplanır. 0.635 cm'lik bir plastik sintilasyon dedektörü LAD'ın önünde, yüklü parçacıklardan dolayı oluşan zemin ışınımına karşı bir dışlama kalkanı görevini görür. Işık

toplayıcının içindeki ince bir kurşun ve teneke kalkan arka taraftan giren saçılmış ışınım ve zemin ışınımı oranını azaltır.

Spektroskopi dedektörü ise paralel olmayan (uncollimated) 12.7 cm çapında 7.62 cm kalınlığında bir NaI(Tl) sintilasyon dedektörüdür. 12.7 cm'lik bir fotokatlandırıcı sintilasyon dedektörünün hemen arkasına monte edilmiştir. Fotokatlandırıcı tüpün çevresinin LAD'inkine benzer pasif bir kurşun/teneke kalkanı vardır. Kristal çerçevenin ön yüzünde 10 keV'a doğru yüksek bir etkinlik sağlamak üzere 7.62 cm çapında bir berilyum penceresi vardır. Mekanik sebeplerden dolayı SD'nin simetri eksenini ile LAD'nin eksenini arasında 19° vardır.

Dedektörlerden gelen sintilasyon pulsaları yüksek sayım oranlarında spektral bozulmayı en aza indirmek için, ***gated baseline restoration circuit*** ile işlenir. Pulsalar, paralel olarak hem bir yüksek hızlı dört kanallı ayırıcı bir devre hem de yavaş pulse yüksekliği analizi sistemi ile işlenirler. LAD'lar için üstteki üç ayırıcının en küçük eşdeğer enerjileri 60,110 ve 325 keV'dir. Alt seviyedeki ayırıcılar ise programlanabilir. SD için hızlı ayırıcılardan ikisi atım yükseklik sisteminin analiz ettiği enerjiden daha üst değerlere ayarlanmıştır. Her dedektör sisteminin kazançları fotokatlandırıcı tüplere uygulanan yüksek voltaj ile belirlenir. SD'lerin 10 keV ile 100 MeV arasında kullanılabilmesi için SD'ler farklı kazançlar ile çalıştırılmıştır.

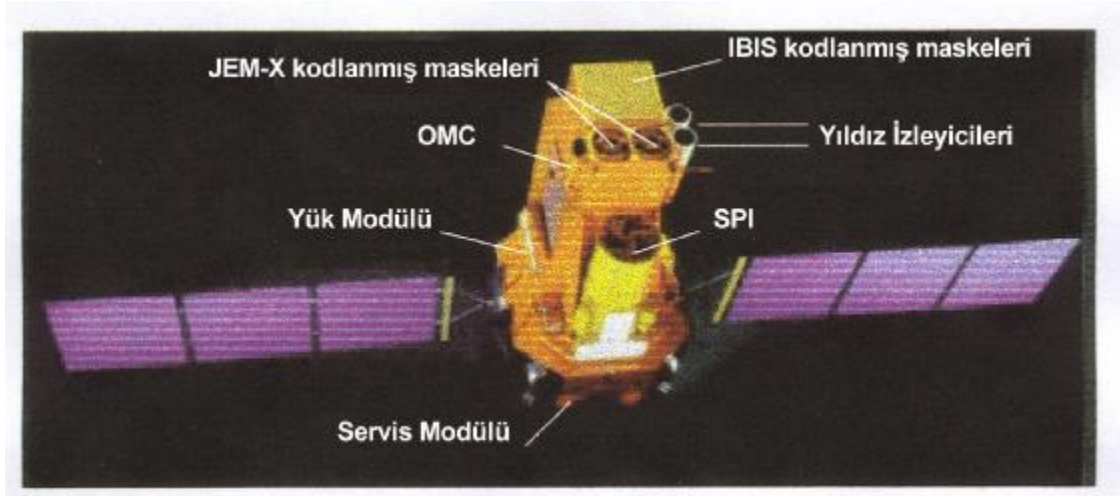
BATSE'nin sekiz dedektörü de verilerini merkezi elektronik ünitesine gönderir (CEU). CEU verileri birkaç büyük RAM bellek bölümlerine yığacak donanıma ve yazılıma sahiptir. Uçuş yazılımının yeniden programlanabilmesi, programlarda değiştirilebilen parametrelerin olması BATSE'nin yörüngedeki öngörülemez koşullara ya da yeni keşfedilmiş bir gama-ışın bilmecesine hazır kalmasını sağlar. Atım-yükseklik dönüştürücülerinden gelen sinyaller LAD'lardan 128 kanallı bir tayf ve SD'lerden 256 kanallı bir tayf yapmakta kullanılır. Her tayf, kullanılabilir durumdaki telemetre boşluğunu daha etkin kullanmak ve dinamik aralığı arttırmak için, aralıklara bölünür. Bu enerji kanalları ayrıca biri LAD'lara biri de SD'lere ait olmak üzere programlanabilir tablolar kullanılarak 16 kaba enerji kanalına göre yeniden yerleştirilirler. Bu farklı veri tiplerindeki enerji çözünürlükleri için farklı zaman çözünürlükleri elde etmeye yarar. Ayırıcı olayları her 64 ms'de bir yığılır. CEU donanımı da farklı ayırıcılardan gelen verileri farklı veri tiplerine göre ayırır (16 kanallı, 128 kanallı, 256 kanallı spektral veri olarak) ve telemetre için düzenli olarak her 2.048 saniyede bir veri üretir.

BATSE gama-ışın patlamalarını, her sekiz LAD'daki istatistik olarak belirgin yükselmeleri üç zaman ölçeğinde (64ms, 256ms, 1024ms) inceleyerek tespit eder. Bir patlama alarmı için gerekli istatistik yeterlilik değeri üç zaman ölçeği içinde ayrı ayrı belirlenmiştir. Teleskop çalıştığı sırada bu değerler 5.5σ idi. Bir patlama alarmı için en az iki dedektörün onu tespit etmesi gerekir. Patlama alarmı için ek bir diğer şart ise sayımlarında en çok yükseliş gösteren dedektörün, yüklü parçacık oranında da artış olmalıdır.

Bir gama-ışın patlaması belirlenince CEU hızlı veri toplama moduna geçer ve değişik tipteki verileri hızlıca hafızasına kaydeder. Bu zayıf bir patlama için 80 dakika daha güçlü patlamalar için ise 105 dakika sürer. Daha sonra Compton'un yörüngesi ile senkronize bir şekilde normale dönülür. Patlama verileri telemetre edilirken, tetiklenme eşikleri az önce olan patlamanın maksimum değerine çıkarılır. Bundaki amaç, daha güçlü bir patlamanın teleskopu yeniden tetiklemesini ve daha önceki patlama verilerinin silinmesini önlemektir.

Eğer patlama bir güneş parlamasına benziyorsa BATSE Compton'daki diğer teleskoplara da sinyal gönderir böylece COMPTEL nötron belirleme moduna geçer ve OSSE'de Güneş'e doğru yönelir. Bunun olması için ana kriter görelî sayım oranlarının Güneş yönünden ve bir patlama ile yaklaşık aynı şiddette olmasıdır.

5.2 Integral



Şekil 28 INTEGRAL uydusunun genel bir görünüşü (C. Winkler,2000, INTEGRAL Manual).

Uluslararası Gama-ışın Astrofiziği Laboratuvarı (INTErnational Gamma-Ray Astrophysics Laboratory) INTEGRAL 15 keV-10 MeV arasında çalışan bir gama-ışın teleskobudur. Uyduda ayrıca bir x-ışın kaynaklarını görüntüleme (3-35 keV) bir de optik görüntüleme (500-600 nm) amaçlı iki teleskop daha vardır. Uydu iki ana gama ışın cihazı spektrometre SPI, görüntüleme amaçlı IBIS ve iki monitör, x-ışın monitörü JEM-X ve optik monitör OMC'den oluşur. Bunlara ek olarak bir parçacık radyasyon monitörü, yüklü parçacık akılarını ölçmekte kullanılır. Uydunun 2002 yılının Nisan ayında Kazakistan'ın Baikonur Uzay Üssünden fırlatılması planlanıyor.

INTEGRAL bilimsel hedeflerine ulaşmak için iyi bir görüntüleme ve gama ışını yayan cisimlerin kesin pozisyonları ile yüksek çözünürlüklü spektroskopi kullanacak. Bütün enerji aralığı boyunca yüksek çözünürlükle yapılacak spektroskopi kaynağın çizgi profillerinin ve spektral özelliklerinin fiziksel olarak incelenmesinde kullanılacak. INTEGRAL'ın geniş bir görüş alanına sahip görüntüleme kabiliyeti, gama-ışını yayan kaynakların kesin koordinatlarını bulabilir ve buradan da kaynakların tanımlanmasını, diğer dalgaboyu bileşenlerini de gözleyerek yapmamızı sağlar. Özet olarak projenin ilgileneceği bilimsel konu başlıkları aşağıda verilmiştir.

- **Kompakt cisimler** : Beyaz cüceler, nötron yıldızları, karadelik adayları, yüksek enerjili değişenler ve gama,ışın patlamaları.
- **Galaksi dışı astronomi** : A.G.Ç., seyfertler, blazarlar, galaksiler ve galaksi kümeleri, kozmik yaygın zemin ışınımı.
- **Yıldızdaki çekirdek sentezleri** : Hidrostatik çekirdek sentezi, (AGB ve WR yıldızları), patlamalı çekirdek sentezi (süpernova ve novalar).
- **Galaktik yapı** : Sürekli ve çizgi emisyonlarının haritalanması, kozmik ışın dağılımı.
- **Galaksi merkezi** : Karmaşık bulut bölgeleri (cloud complex regions), sürekli ve çizgi emisyonlarının haritalanması, kozmik ışın dağılımı.
- **Parçacık işlemleri ve hızlandırması** : Transrelativistic çift plazmaları, ışınım hüzmeleri, jetler.
- **Yüksek enerjili kaynakların tanımlanması** : Bir sınıf olarak tanımlanamayan gama-ışın kaynakları
- **Beklenmeyen keşifler**

5.2.1 OMC

OMC bir CCD dedektöre odaklanmış optik bir sistemdir. 5 cm çapında bir giriş ve $5^{\circ} \times 5^{\circ}$ 'lik bir görüş alanına sahip bir kırıcı optiktir. Johnson V filtresi, fotometrik ölçümlerin standart sistemde yapılmasını sağlar. Bir optik engelleyici güneşten veya görüş alanı (GA) dışı güneş kaynaklı olmayan ışınların etkisini azaltmak için gereklidir. Açılabilir bir kapak optik cihazları yerde ve ön yörünge işlemlerinde korumak üzere kullanılacaktır. Açıldıktan sonra ise engelliyici sistemin bir parçası olacaktır.

Çizelge 3 OMC'nin özellikleri ve bilimsel performansı (Astrid Orr,2000, OMC Observer's Manual).

Parametre	Temel Değer
Görüş alanı	$5^{\circ} \times 5^{\circ}$
Açıklık	5 cm çaplı
Odak uzaklığı	153.7 mm (f/3.1)

<i>Optical throughput</i>	550 nm 'de >%70
<i>Nokta kaynak yerini belirleme doğruluğu</i>	6"
<i>CCD pikselleri</i>	2061x1056(1024x1024 görüntü alanı)
<i>Açısal piksel alanı</i>	17.6" x17.6"
<i>CCD kuantum etkinliği</i>	550 nm'de %88
<i>CCD full well capacity</i>	120,000 elektron
<i>Kare transfer zamanı</i>	2ms
<i>Zaman çözünürlüğü</i>	>1s
<i>Limit kadir (10x100s, 3)</i>	18.2(m _v)

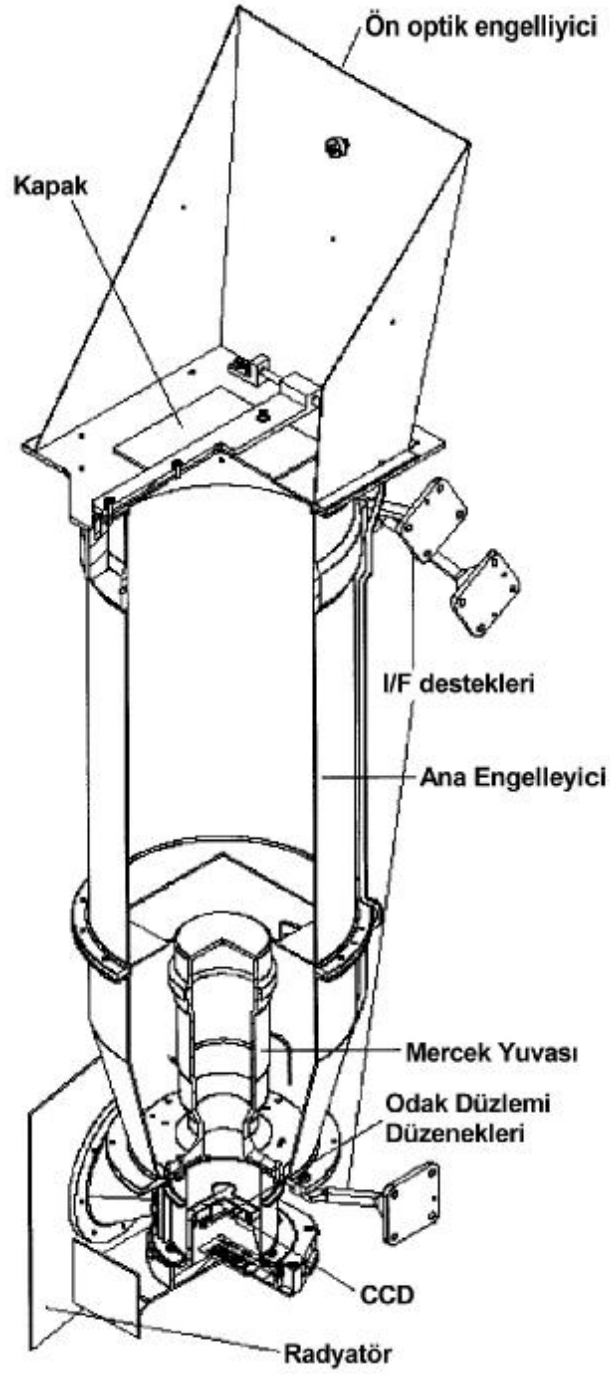
5.2.1.1 Optik

Optik sistem Şekil 30'da gösterildiği gibi üç bölümden oluşur.

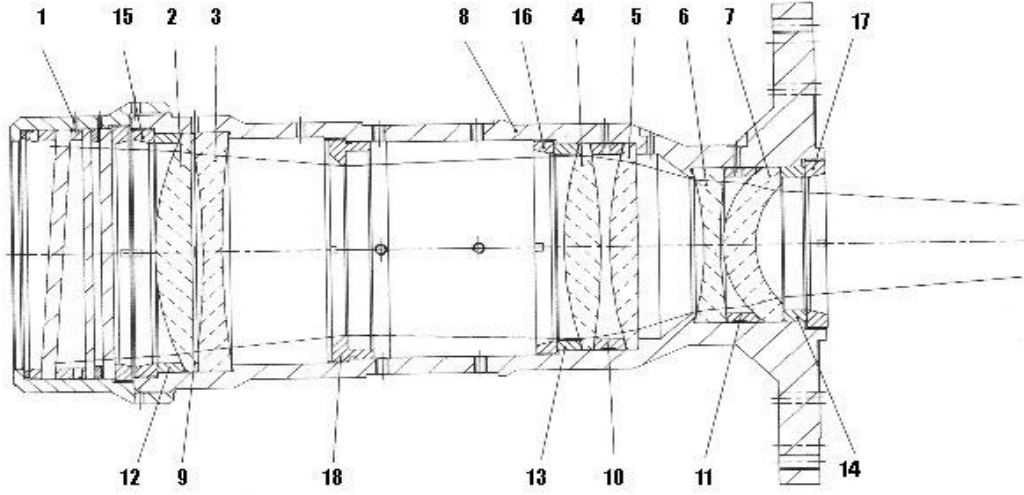
- İki farklı ışınım dirençli cam tarafından oluşturulan altı katlı bir mercek sistemi.
- Filtre düzeneği : iki farklı filtrenin kombinasyonu ile bir Johnson V filtresi belirlenmiştir.
- Mercek Yuvası

5.2.1.2 CCD Dedektör

Full well capacity her bir pikselde ölçülebilen sayımların sayısıdır ve bu yaklaşık 120,000 cts'dir. Bu değer dedektörün dinamik aralığını belirlediği için çok önemlidir. CCD'den gelecek analog sinyali sayısallaştırmak için **Analogue to Digital Converter** (ADC) kullanılır. ADC iki modda çalışır. Düşük kazanç modunda CCD'nin tüm dinamik aralığı, 0 - 120,000 cts/piksel, 0 - 4096 arasındaki dijital seviyelere (DN) göre dijital hale getirilir ki bu durumda ölçek yaklaşık 30cts/DN olur. Yüksek kazanç ise sadece 0 - 19000 cts/piksel aralığını alır ve onlara 0 - 4096 DN arasında değerler verir bunun ölçeği de yaklaşık 5 cts/DN olur. Bu daha kesin bir fotometri sağlar. CCD -100 ile -70 °C arasında çalıştırılacaktır.



Şekil 29 OMC kamera biriminin 3 boyutlu bir kesiti (Astrid Orr,2000, OMC Observer's Manual).



Şekil 30 Optik sistemin düzeneği. 2-7 mercekler, 8 mercek yuvası, 9-14 boşluklar (spacers), 15-17 yardımcı sistemler, 18 açıklığın sınırı Astrid Orr,2000, OMC Observer's Manual.

5.2.2 JEM-X

Joint European Monitor for X-Rays (JEM-X) INTEGRAL uydusunda şu üç rolü üstlenmiştir.

- İki ana cihaz IBIS ve SPI tarafından gözlenen gama-ışın kaynaklarına biraz daha düşük enerjilerden bakabilmeyi sağlamak. Normal olarak gama-ışın cihazları tarafından algılanabilen her kaynak JEM-X tarafından da algılanacaktır. Düşük enerjilerdeki akı ya da tayfsal bazı değişimler gama-ışın verilerini tamamlayacak öneme sahip olabilirler. JEM-X'in gama-ışın cihazlarına göre daha yüksek tayfsal çözünürlüğü vardır. Bu, kaynakların karmaşık alanlarda daha iyi tanımlanmasını sağlar.
- Galaksi diskini tarayan normal görevler esnasında JEM-X, yeni değişenler veya alışla gelmişin dışında durumlar tespit ettiğinde alarm verebilir. Bu tip durumlar diğer cihazlarca tespit edilemeyebilir.
- JEM-X normal gözlemler sırasında görüş alanına giren bazı bağımsız gözlemleri de gönderebilir.

JEM-X, IBIS ve SPI ile birlikte çalışacaktır. Onlarla aynı temellerde yani kodlanmış açıklık maskesi teknolojisi ile çalışır.

Çizelge 4 JEM-X'nin özellikleri ve bilimsel performansı (Astrid Orr,2000, Jem-X Observer's Manual).

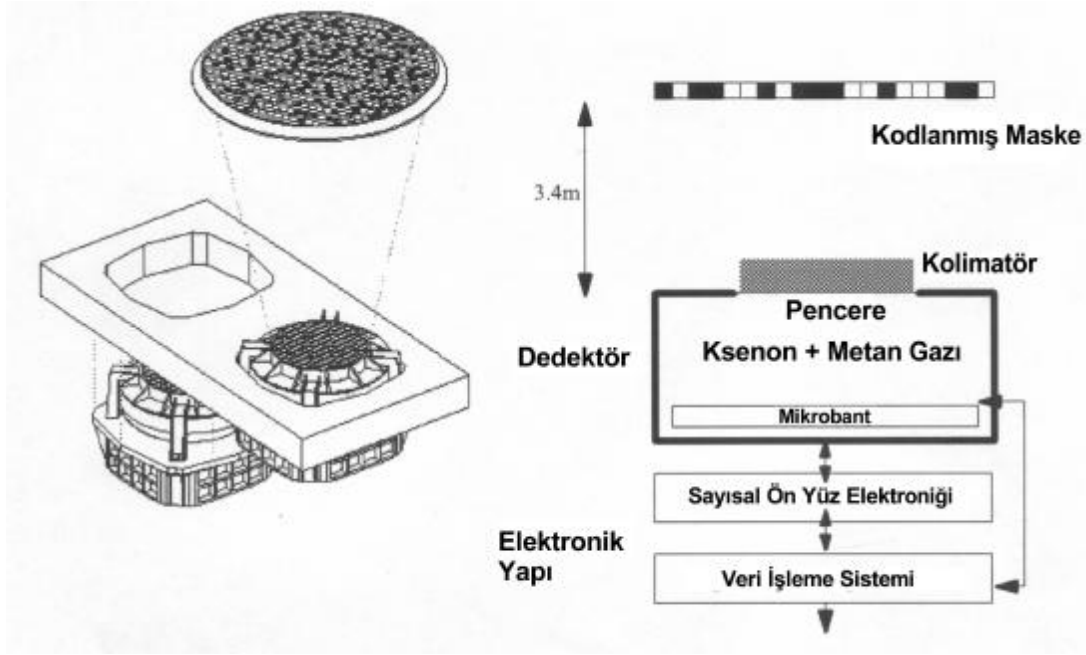
<i>Aktif maske çapı</i>	535 mm
<i>Aktif dedektör çapı</i>	250 mm
<i>Maske ile dedektör giriş penceresi arasındaki mesafe</i>	3398 mm
<i>Enerji aralığı</i>	3-35 keV
<i>Enerji çözünürlüğü</i>	$E/E=0.40 \times (E/1 \text{ keV})^{-1/2}$
<i>Açısal çözünürlüğü</i>	3'
<i>Görüş alanı (çap)</i>	4.8° tamamen kodlanmış 7.5° yarı duyarlı 13.2° sıfır duyarlılık
<i>Görelî nokta kaynak yeri belirleme hatası</i>	<30" (10 'lık bir kaynak için)
<i>Zaman çözünürlüğü</i>	122 s

5.2.2.1 Genel Dizaynı

JEM-X, iki bağımsız kodlanmış açıklık maskesinden oluşur. Foton algılama sistemi, her kodlanmış maskeden 3.4m uzağa yerleştirilmiş yüksek basınçlı görüntüleme amaçlı mikrobant gaz odacığından oluşmuştur.

Her bir JEM-X ünitesi üç ana alt sistemden oluşur :

Dedektör
İlgili elektronik cihazlar
Kodlanmış maske



Şekil 31 Solda, JEM-X'in genel bir görünüşü, iki kodlanmış maskeden biri yakından görülüyor. Sağda, bir JEM-X ünitesinin çalışmasını gösteren şema (Astrid Orr,2000, Jem-X Observer's Manual).

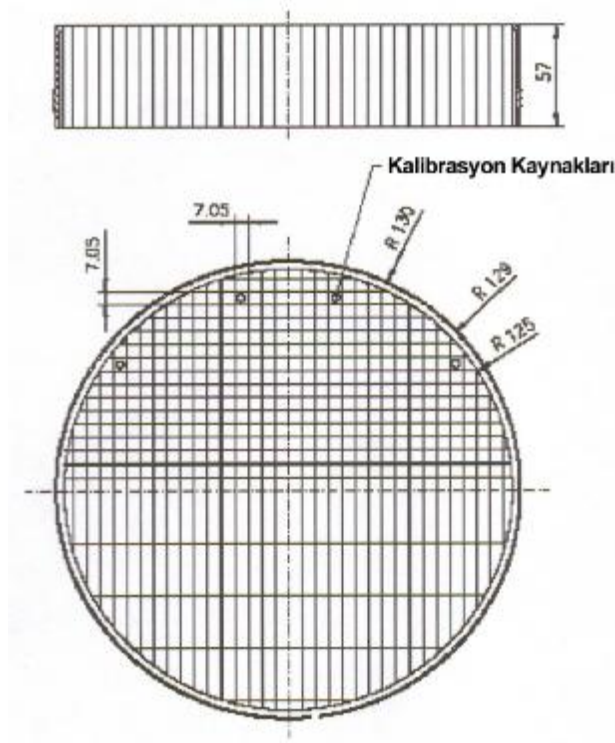
5.2.2.1.1 Dedektör

JEM-X dedektörü, her ünite başına yaklaşık 500 cm^2 duyarlılık alanına sahip bir mikrobant gaz odasıdır. Çelik, tepsi şeklinde (pan shaped) dedektör kapının içindeki gaz ksenon (%90) ve metan (%10)'un 1.5 bar basınçtaki karışımıdır. Gelen fotonlar fotoelektrik soğurulma ile ksenon gazı tarafından soğurulurlar ve ortaya çıkan iyonizasyon bulutu, microstrip anotlarının yakınındaki elektrik alan tarafından iyonizasyon **çığları** şeklinde yükseltilirler. Dikkate değer elektrik yükleri banttan elektrik akımı olarak alınır. Elektron çığının şerit şablonuna (pattern) dik pozisyonu, çığ yükünün merkezinden itibaren ölçülür. Bir olayın ortogonal koordinatı ise arka tarafa yerleştirilmiş elektrotlarca sağlanır.

Dedektörün x-ışın penceresi, dedektör gazını geçirmeyen fakat düşük enerjili x-ışınlarına karşı iyi bir geçirgenliğe sahip ince bir (250 m) berilyum folyosu ile oluşturulmuştur.

Kare şeklindeki bir kolimatör yapı, dedektörün giriş penceresinin üstüne yerleştirilmiştir. Bu aynı zamanda hem iç basınca karşı pencereye destek verirken, hem de dedektörün görüş alanını belirlemiş olur. Kolimatör kozmik yaygın x-ışın

zeminini indirmek için de gereklidir. Ancak kolimatörün varlığı görüş alanının kenarlarında kalan kaynakların, görüş alanı içindekilere göre biraz zayıflaması sonucunu doğurur. Kolimatörde kullanılan materyal zemin ışımasını en aza indirmek üzere seçilmiştir (molibden, bakır, alüminyum). JEM-X'in enerji duyarlılığını yörüngede de kalibre edebilmek için dört radyoaktif ^{109}Cd kaynağı her dedektör kolimatörüne yerleştirilmiştir.

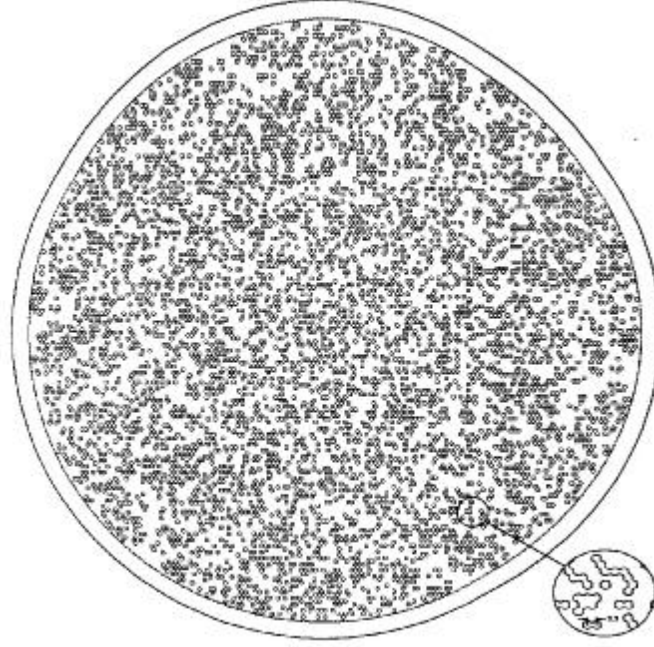


Şekil 32 Kolimatör. Bu şekilde dört kalibrasyon kaynağıda görülebilir. Ölçüler mm cinsindendir (Astrid Orr,2000, Jem-X Observer's Manual).

5.2.2.1.2 Kodlanmış maske

Maske, Hexagonal Uniformly Redundant Array (HURA) temel alınarak oluşturulmuştur. JEM-X için 22501 elemandan %25'i açık olacak şekilde bir şablon hazırlanmıştır. Aslında %25 geçirgenlik %50'den daha hassastır. Düşük geçirgenlikli bir maske ayrıca çok fazla olayın da iletilmemesi anlamına gelir ki; Bu özellikle örneğin, galaksi merkezi gibi bölgeler gözlenirken önemli bir avantajdır.

Dedektör ile maske arasındaki uzaklık (3.4m) ve maske elemanlarının ölçüleri (3mm) birlikte cihazın çözünürlüğünü belirlerler ki bu JEM-X için 3' dür.



Şekil 33 Maskenin arayüz olmadan JEM-X kodlanmış maske şablonunun görüntüsü. Bu şablonun çapı 535mm dir (Astrid Orr,2000, Jem-X Observer's Manual).

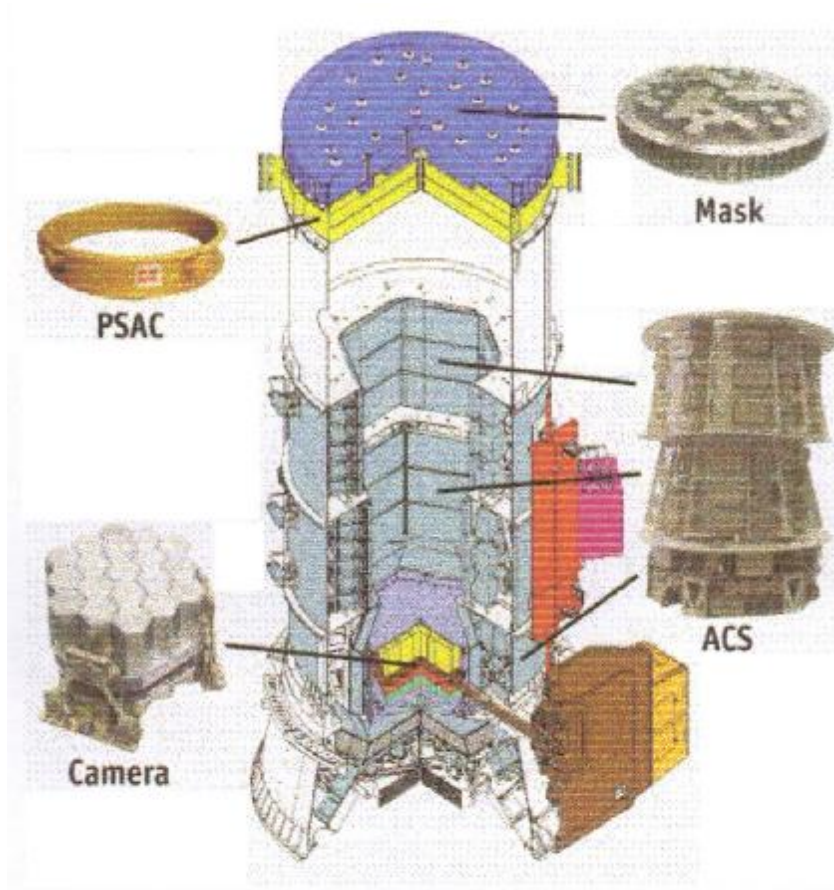
5.2.3 SPI

SPI cihazı altıgen bir geometri ile dizayn edilmiştir ki bu mümkün en yoğunlaştırılmış haldir. Cihaz bir kodlanmış maske spektrometresidir. Cihazın ana özellikleri aşağıdaki tabloda verilmiştir. Şekil 34'de de cihazın tam bir şekli gösterilmiştir.

Çizelge 5 SPI'n özellikleri ve bilimsel performansı (N. R. Trams,2000, SPI Observer's Manual).

<i>Maskenin boyutları</i>	665 mm flat to flat 30 mm kalınlık
<i>Dedektör birimi</i>	Ge, altıgen geometri, 70 mm kalınlığında 19 dedektör
<i>Enerji aralığı</i>	20 keV – 8 MeV
<i>Enerji çözünürlüğü (FWHM)</i>	Her dedektörde 1.33 MeV ölçüldüyse 2.2 keV, diğer enerjilerde 3 keV
<i>Açısal Çözünürlük</i>	2.5° nokta kaynaklar için
<i>Nokta kaynak pozisyonunu belirleme</i>	<1.3° nokta kaynaklar için (kaynağın şiddetine göre değişiyor)
<i>Görüş alanı</i>	<i>Tam kodlanmışsa:</i> 13.2° yüzeyden yüzeye 16° köşeden köşeye <i>Sıfır kodlanmışsa:</i> 30.5° yüzeyden yüzeye 35° köşeden köşeye

Cihazın dedektörü 19 soğutulmuş altıgen şekilli, yüksek saflıkta Germanyum dedektörlerinden oluşur ki bu 500 cm² toplam alan sağlar. Dedektörlerdeki gürültü çeşitli metotlarla azaltır. Pulse Shape Discriminator system (Puls şekil ayırıcı sistem PSD) Ge'de bozunması gürültüsünü indirgemekte kullanılır. Anti-Coincidence veto System (ACS) 91 bizmut-germanate (BGO) sintilatör blokları dışarıdan gelen istenmeyen foton ve parçacıkları engellerler ve bir plastik sintilatör kodlanmış maskenin altında maske kaynaklı fotonları engeller. Engelleme kalkanı aynı zamanda cihazın görüş alanını da belirler. Cihazın hassaslığı zemin gürültüsü ile sınırlanmış durumdadır.



Şekil 34 SPI cihazının kesiti (N. R. Trams,2000, SPI Observer's Manual).

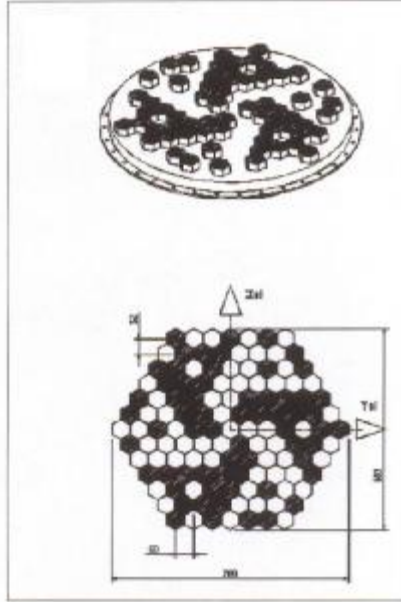
5.2.3.1 Pasif maske

Pasif maske SPI cihazının en üstünde hatta plastik sintilatörlerin de üzerinde durur. Bu maskenin amacı görüş alanına gelen gama-ışınlarını kodlamaktır ki; Bu cihazın görüntüleme kabiliyetini belirler. Maske ayrıca SPI cihazının ana yapısına bir **katılık** (stiffness) sağlar.

Maske aşağıdakilerin üst üste binmesiyle sandviç benzer bir yapıya sahiptir.

- İki yüzey ile kaplı, nomex bir bal peteği şeklinde, bir çekirdek
- Cihazın geri kalanı için bir arayüz oluşturan titanyum bir yüzük
- Sandviç yapının üzerine konmuş ve vidalanmış altıgen tungsten bloklarından yapılmış bir kodlanmış motif.

Tungsten motif, maskenin kendine özgü şeffaflığını ve geometrisini belirler. Maske 127 altıgen şekilli eleman tarafından yapılmış ve 78cm çaplı bir çember üzerine yazılmıştır. Bu elemanların 63'ü opak 64'ü şeffaftır. Her opak eleman 30 mm kalınlığında ve 60 mm açıklığındadır. Tungsten elemanlar, 20 keV 8 MeV aralığındaki gama-ışınlarını 1 MeV'de %95'ten fazla bir etkinlikle durdurur. Maskenin içindeki **boşluklar** (holes), 20 keV'de %60 ve 50 keV'de %80 oranında geçirgendir. Maske dedektörden 171 cm uzaklıktadır. Maske ile dedektör düzlemi arasındaki uzaklık gerekli olan görüş alanı ve açısal çözünürlük sebebiyle belirlenir. Maskenin toplam ağırlığı 139.4 kg'dır (10 kg titanyum, 107 kg tungsten ve gerisi de diğer maddeler). Maske şablonunun resmi şekilde verilmiştir.



Şekil 35 SPI cihazının pasif maskesi. Altteki resim uydunun Y ve Z eksenlerinin maskeye göre konumlarını verir (N. R. Trams,2000, SPI Observer's Manual).

5.2.3.2 Kamera

5.2.3.2.1 Soğutucu (Cryostat)

Optimum hassaslık ve çözünürlük için SPI cihazının sabit 85°K sıcaklıkta tutulması gerekir. SPI soğutucusu (cryostat, (Belçika'da yapıldı)) dedektörleri bu

sıcaklıkta tutmak için dizayn edildi. Soğutucu üç parçadan oluşur. Bir aktif soğutma sistemi, pasif soğutma sistemi ve soğuk kutu. Aktif soğutma sistemi soğuk levhaya bağlı olan dedektörleri iki çift soğutucuyu kullanarak ısıyı 85° K'e kadar getirir. Normal çalışma modunda her soğutucu birlikte çalışır. Bir soğutucunun ya da elektronik cihazların bozulması gibi bir durumda cihaz yine de çalışır fakat daha düşük bir modda, çünkü sıcaklık 100° K'den fazla olabilir. Dedektör düzeneği soğuk kutunun içine yerleştirilmiştir. Bu kutu pasif soğutma sistemi ile 210° K'de tutulur. Bütün soğutucu alt sistemlerinin ısıları yer operatörlerine sürekli olarak bildirilir.

5.2.3.2.2 Dedektörler ve Ön Yükselticiler

SPI için kullanılan dedektörler on dokuz altıgen şekilli Be yapıştırılmış (encapsulated) yüksek saflıkta germanyum dedektörüdür. Bunlar soğuk düzleme 85°K'de mümkün olduğunca yakın olarak konmuşlardır. Dedektörlerin boyutları 5.6 cm yüzeyden yüzeye, 7 cm yüksekliktir. Soğuk düzlem berilyum ile yapılmış ve direkt olarak SPI'nın soğutma sistemi ile soğutulur. Soğuk düzlemin altı **her yükseltici için basılı gövdeyi** (printed board per-amplifiers (PA-1)) bağlamak için oyulmuştur. PA-1'deki elektronik cihazlar bir yüksek voltajlı filtre ve dedektör ile **yük duyarlı yükseltici** (CSA) arası bağlantıdır. 19 ön yükselticiden oluşan ikinci bir grupta, ikinci bir soğuk düzleme bağlanmıştır (berilyum 210°K'de). PA-2 PA-1'e soğutucu (cryogenic) kablo ile bağlıdır.

Altıgen dedektörler birbirlerine mümkün olan en yakın şekilde yerleştirilmişlerdir. Bitişik iki dedektörün arası 6 cm olmuştur. Dedektör önündeki materyal 20 keV'lik gama-ışınları için iyi bir geçirgenliğe sahiptir. Ge dedektörlerinin dejenere olması durumunu iyileştirmek için her 6-12 ayda bir tavlama yapmak gerekir. Cihaz bu süre boyunca ve sonraki soğutulma süresince bilimsel gözlemlere kapalı olacaktır (yaklaşık 200 saat).

5.2.3.2.3 Dedektördeki Elektronik Cihazlar

Ön yükselticilerden gelen sinyaller, **atım biçimlendirme yükselticisi** (PSA) ve **atım yükseklik yükselticisinden** (PHA) oluşan yükseltici zincirine gönderilir. PSA, spektrometrenin performansının optimize edilmesi için atımları yükseltir. Bu, 20

keV- 8 MeV arasında çözünürlük düşürülmeden alınan en iyi sinyal / gürültü oranı ile dışarı verilen sinyallerin dedektörün sinyal artış zamanındaki düzensiz değişimlere duyarlı olmamasını sağlamak ile olur. PHA 20 keV – 2 MeV veya 2 MeV – 8 MeV enerji aralıklarındaki enerji çözünürlüğünü sağlamak için kullanılır. Son olarak dedektördeki elektronik cihazlar ayrıca yüksek ve alçak voltaj güç kaynağı görevini de görürler.

5.2.3.2.4 Atım Şekil Ayırıcı (PSD)

PSD sistemi ön yükselticilerce üretilen atımları, uydudaki arşivde saklı profillerle karşılaştırılırlar. Bu karşılaştırmadan faydalanarak PSD her olayı bir sinyal tipi ile (tek veya çoklu olay) ve bunun sonucunda da bu olaylara yapılması gereken işlem tipi ile etiketlendirir. PSD sadece ret edilmemiş olaylarla ilgilenir. PSD'nin çıktısı DPE'nin işine yarar. PSD 200 keV – 1 MeV arasında çalışır. Pulse şekil kütüphanesi yılda iki kez yenilenecektir. PSD dedektörde etkileşen zemin gürültüsünü bulmak için çok önemlidir. PSD, zemini 200 keV ve 1 MeV arasında TBD'nin katları olarak azaltır ve tabii cihazın duyarlılığını da artırır.

5.2.3.3 Dışlama Sistemi (ACS)

ACS'nin ana fonksiyonu Ge dedektörlerini görüş alanı dışındaki kaynaklardan gelen gürültüye karşı korumaktır. ACS sistemi 91 bizmut germanate (BGO) sintilatör kristali ve bunlarla ilişkilendirilmiş fotokatlandırıcı tüplerden oluşur. BGO kristalinin kalınlığı Monte Carlo simülasyonu ile dedektördeki zemin gürültüsünü en aza indirmek için olabildiğince büyük tutulmuştur böylece BGO 'nun kalınlığı 5 cm olarak belirlenmiştir. BGO sintilatörleri, gelen olayları 480 nm dalgaboyunda fotonlara çevirmek üzere kullanılır. Fotokatlandırıcı tüplerde bu fotonları algılar ve elektrik sinyallerine dönüştürür. Bunlar ACS'deki elektronik cihazlarca normalize edilir ve toplanır.

5.2.3.4 Plastik Sintilatör ile Dışlama Sistemi (PSAC)

PSAC'ın amacı, pasif maske tarafından salınan parçacıklar sonucu ortaya çıkan 511 keV gürültüsünü indirmektedir. Dedektör hafif dar bir kutunun içine yerleştirilmiş plastik bir sintilatörden oluşur. Bu kutuda pasif maskenin hemen altına yerleşir. İyi bir gama-ışın geçirgenliği vardır ve 300 keV'den daha fazla enerjili parçacıkları algılar. Bu parçacıklarla etkileşimden dolayı ortaya çıkan ışık parlamaları hafif ve dar kutunun hemen etrafında bulunan dört fotokatlandırıcı ile tespit edilir ve elektrik akısına dönüştürülür. Bu elektrik akımları da PSAC'daki elektronik cihazlarca işlenir ve ACS'ye bir ret edilme olduğu işaretini gönderir.

5.2.3.5 Elektronik yapı

Elektronik kısmı ikiye ayrılır. Sayısal ön yüz elektroniği (DFEE) ve Veri İşleme Sistemi (DPE). DFEE, gerçek zaman belirlenmesi, verilerin toplanması, verilerin zamanla etiketlenmesi ve SPI sistemlerinden gelen çeşitli tipte bilgileri saklamak ile yükümlüdür. DFEE olayları, cihazlarda kaynaklandıkları yöne göre alt sınıflara ayıracak ve her türlü istatistik bilgileri belirleyecektir. Algılanan olaylar zaman çözünürlüğünü belirleyen bir saat ile (20 Mhz) etiketlenir. Burada hazırlanan istatistikler her saniye DPE'ye gönderilir. DPE cihaz için bir arayüzdür. O uydunun veri taşıma sisteminin bir parçasıdır (OBDAH). Uzaktan yönlendirme ve telemetre arayüzlerini ve cihaz için hazırlanan yazılımların çalışmasını sağlar (Instrument Application Software, IASW).

5.2.4 Integral Uydusundaki Görüntüleyici IBIS (Imager on Board the Integral Satellite)

IBIS, INTEGRAL'deki en önemli iki bilimsel cihazdan biridir. IBIS en kompakt cisimlerden galaktik sistemlere kadar pek çok sınıftan kaynağı mükemmel görüntüleme, kaynak tanımlama ve hem sürekli hem de çizgi ışımalarında ki spektral duyarlılık özelliğiyle gözleyecek olan bir gama-ışın teleskopudur. keV'lerden MeV'lere kadar olan enerji aralığındaki zayıf cisimlerin koordinatlarını 1 yay dakikası doğrulukla belirleyecektir.

Çizelge 6 IBIS'in özellikleri ve bilimsel performansı (P. Barr, IBIS Observer's Manual).

<i>Enerji aralığı</i>	15/20 keV- 10 MeV
<i>Enerji Çözünürlüğü</i>	100 keV'de %9 1 MeV'de %8
<i>Açısal Çözünürlük</i>	12'
<i>Nokta kaynak belirleme doğruluğu</i>	100 keV'de 30'' 1 MeV'de 1'
<i>Görüş alanı</i>	9° x 9° (tamamı kodlanmış) 29° x 29° (sıfır tepki)

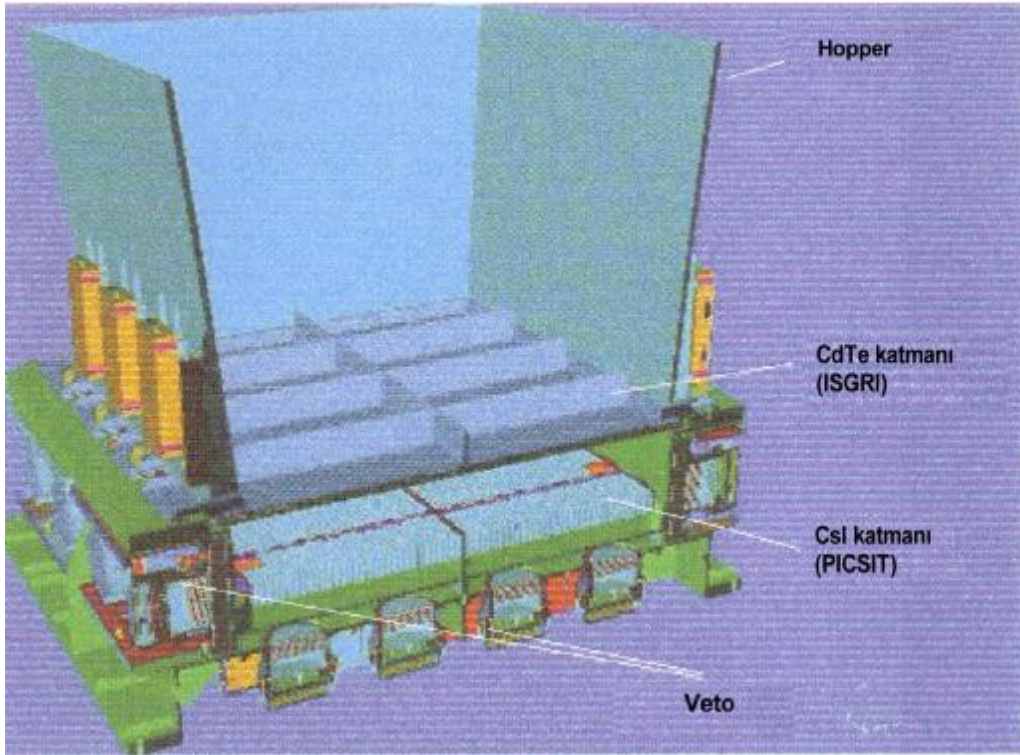
Görüntüleme kodlanmış maske teknolojisi ile yapılacaktır. IBIS'te aynı anda çalışacak olan iki dedektör vardır ; Integral Soft Gamma Ray Imager (ISGRI), en yüksek performansı düşük enerjilerde verecek şekilde hazırlanmıştır bir yarı iletken düzeneği, PIXellated Ceasium Iodide (Csl) Telescope PICsIT, ise yüksek enerjiler için kristal bir sintilatördür. ISGRI 20 keV – 1 MeV arasında çalışırken PICsIT 160 keV – 10 MeV arasında çalışır.

5.2.4.1 Genel Dizaynı

Yukarıda bahsedilen dedektörler (ISGRI ve PICsIT) şifrelemeyi (encoding) yapan bir tungsten maskenin arkasına konmuştur.

Kodlanmış maske yüksek açısal çözünürlük için optimize edilmiştir. Gama ışın dalgaboylarında saçılma ihmal edilebilir olduğundan, kodlanmış maske teleskoplarının açısal çözünürlüğü, dedektör düzeneğinin uzaysal çözünürlüğü ile sınırlanır. Kodlanmış maske teleskoplarının açısal çözünürlüğü, maske elemanının boyu ile maske ile algılama düzlemi arasındaki mesafe (bu durumda 3.2m) oranı ile belirlenir. IBIS çok sayıda ufak ve tamamen bağımsız piksellerden yapılmıştır.

Dedektör iki katmandan oluşur. ISGRI ve PICsIT; ilki kadmiyum-tellürid (CdTe) katı-hal (solid-state) dedektörü ve ikinci de Sezyum-iyodid (Csl) sintilatör kristaller ile yapılmıştır. IBIS'in birbirinden ayrı iki katmanlı yapısı, eğer foton her iki dedektörde de algılanabilecek yapıda ise fotonun üç boyutlu olarak takibini sağlar.



Şekil 36 IBIS cihazının kesiti. Burada gösterilmeyen kodlanmış maske ISGRI'nın 3.2 m üstüne konacaktır (P. Barr, IBIS Observer's Manual)..

5.2.4.2 Görüntüleme sistemi

5.2.4.2.1 Kolimatör

SPI için gerekli olan titremeye rağmen IBIS'in düşük enerjiye duyarlılığını sağlamak için toplayıcı tabanı, IBIS dedektörü tarafından görülen bir katı açıyı (ve böylece gama-ışın gürültüsünü) engelleyen pasif bir yanal kalkandan oluşur. Bu kolimasyon sistemi üç farklı cihazdan oluşur :

- **Hopper** : dedektörlerden başlayarak yukarı doğru çıkan dört duvardan oluşur. Bu duvarların kalınlığı 1mm'dir ve uzunluğu 550mm. Zırh etkisi dört duvara gömülmüş tungsten folyolar ile sağlanır.
- **Tüp** : üzerine yapıştırılmış kurşun folyolar tarafından korunan dört taşıyıcı modül duvarından oluşur.

- **Maskedeki ek kalkanlar** : 1mm kalınlığında dört tungsten parçası maske kenarları ile t p duvarları arasındaki boşluğa yerleştirilmişlerdir.

5.2.4.2.2 Maske

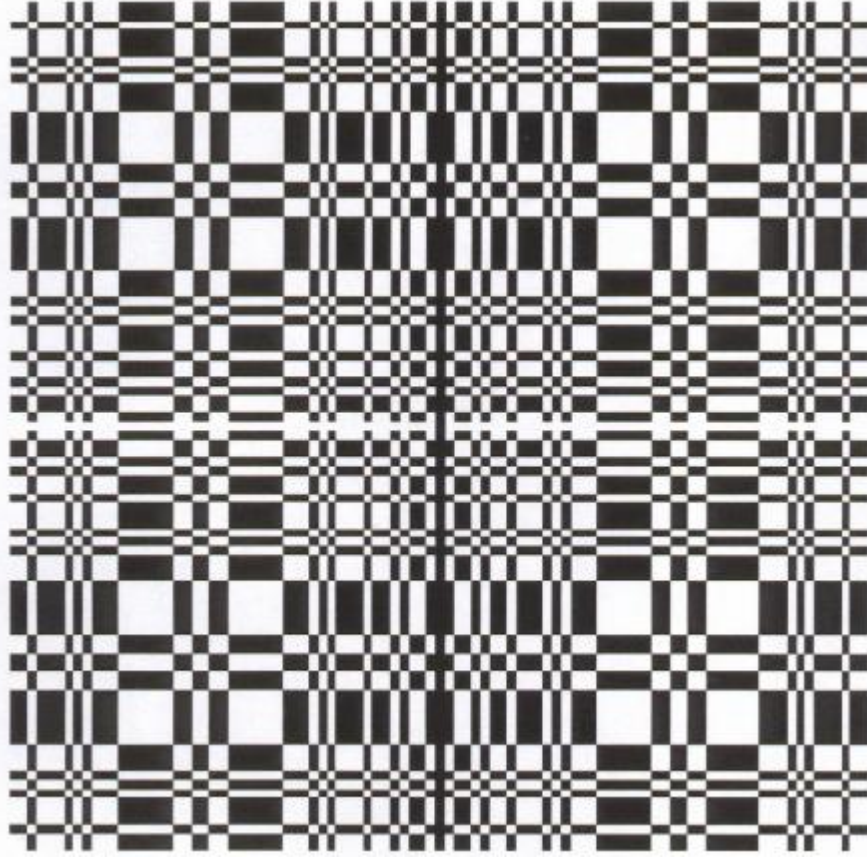
IBIS maske düzeneği, ölçüleri 1180x1142x114 mm³ olan bir dikdörtgen prizmasıdır ve üç alt sistemden oluşur. Kodlanmış şablon, destek paneli ve kenarlar.

- **Kodlanmış şablon** : 1064x1064x16 mm³ tür. 95x95 tane 11.2x11.2mm² boyundaki hücrelerden oluşmuştur. Bu hücrelerin yaklaşık yarısı IBIS'in çalışacağı enerji aralığındaki fotonlar için opaktır diğerleri ise açıktır.

şekil

- **Destek Paneli** : Kod piksellerini destekleyecek ek elemanlardan oluşur bunlar fırlatma sırasında ve yörünge manevralarında oluşabilecek ısılara karşı gücü ve dayanıklılığı sağlarlar.

- **Kenarlar** : sandviç düzeneğini bir arada tutmakta kullanılır.



Şekil 37 IBIS'in kodlanmış maske şablonu (P. Barr, IBIS Observer's Manual).

5.2.4.3 Dedektör düzeneği

5.2.4.3.1 Üst Dedektör Katı (ISGRI)

Kadmiyum tellürid 0 ± 20 °C ortam sıcaklığında çalışan bir II-VI yarı iletkenidir. Küçük alanları ile CdTe dedektörleri, iyi bir uzaysal çözünürlükle bir pikseli görüntü cihazı oluşturacak şekilde yerleştirilmişlerdir. Diğer yandan ince olmaları düşük enerjilerdeki kullanımlarını kısıtlar (iyi bir enerji çözünürlüğü için gerekli).

CdTe katmanı sekiz özdeş modüler algılama ünitesinden oluşur (MDU). Her birinin 2048 pikseli vardır ve bunlar 512 Uygulamalar için özelleştirilmiş Entegre Devre (ASIC) ile okunur. Her MDU bağımsız olarak Detection Bias Box (DBB)'ye ve Modulated Control Electronics (MCE)'ye bağlanmıştır. Öyle ki; A/D dönüşümünü sağlar ve olay filtreleme aktif piksel görüntüleme gibi işlevleri yerine getirir.

Özellikleri :

- *Piksel (CdTe kristali) boyut* : 4 x 4 mm² 2 mm kalınlık
- *Pikseller arası mesafe* : 600 mikron (iki merkez arası 4.6mm)
- *Minimum düzenek* : 16 pikselden oluşan çoklu hücre
- *MDU* : 128 çoklu hücre
- *Katman* : 8 MDU
- *Toplam duyarlılık alanı* : 2621 cm²

CdTe, PLM temel düzlemin 294 mm üstüne konmuştur ve kalınlığı 15 mm'dir.

5.2.4.3.2 Alt dedektör (PICsIT):

Sezyum iyodid bir I-VII sintilasyon kristalidir. Katın ana özellikleri :

- *Piksel (CsI(Tl)) kristalinin boyutları* : 8.55 x 8.55 mm², 30mm kalınlık
- *Pikseller arası mesafe* : 550 mikron (9.2mm merkezden merkeze)
- *Minimum düzenek* : 16 algılama ünitesi
- *Modül* : 512 algılama ünitesi
- *Katman* : 8 modül
- *Toplam duyarlılık alanı* : 2994 cm²

CsI(Tl) çubukları, özel olarak üretilmiş düşük sızmalı silikon PIN fotodiyotlara bağlanmıştır. Bu dizayn yüksek bir modülerite sağlar. CsI(Tl) katı, her biri 512 dedektör elemanından oluşan sekiz dikdörtgen modülden oluşur. CsI modülleri CdTe ile aynı tesir kesitsel (cross-sectional) şekle sahiptir.

5.2.4.4 Veto Kalkanı

Veto kalkanı IBIS için hayati bir öneme sahiptir. Yanlar, ISGRI'nın altına kadar ve dedektör düzlem yığınının arkası bir aktif bizmut-germanate (BGO) veto

kalkanı ile kaplıdır. Dedektör düzeneği gibi veto kalkanı da modülerdir. Sekiz yanal kalkan vardır. Örneğin her yanda iki modül ve sekiz alt modül.

Her veto dedektör modülü (VDM) aşağıdakileri içerir :

- BGO kristali
- Optik olarak BGO'ya bağlı ve ön yüz yükselticisi ve yüksek voltaj bölücüsü (HV)'ye birleşmiş iki foto katlandırıcı tüp
- Bir HV güç kaynağı
- Modül kontrolü için bir veto module elektronik kutusu
- Dahili tutucular

5.2.4.5 Elektronik Sistemler

5.2.4.5.1 Analog Ön Yüz Elektroniği (AFEE) :

Yük toplama, sinyal filtreleme ve yükseltme ISGRI ve PICsIT'de bulunan Application Specific Integrated Circuits (ASIC) ile yapılır. 16384 ayrı dedektör çoklu hücrelere gruplanmıştır. Bir çoklu hücre 16 dedektörden sinyal alan hibrid bir devredir.

5.2.4.5.2 Modül kontrol elektronikleri (MCE) ve PICsIT elektronik kutusu (PEB)

MCE ve PEB yerden gelen komutların alımı, işletilmesi ve kontrolü ile sorumludurlar. Ayrıca verilere ev sahipliği yapma analog ve sayısal verileri işleme gibi işlemlerle de yükümlüdür. MCE için diğer bir önemli görev de CdTe'deki gürültü durumunu görüntülemektir. Uçuşta CdTe dedektörü çok gürültülü hale gelebilir ve MCE'yi çok sık tetikleyebilir ki bu da büyük bir ölü zamana ve fotonların kabul edilemez sayıda kaybına sebep olur. Bu yüzden MCE gerçek zamanlı olarak CdTe'nin her çoklu hücrelerini görüntüler. Eğer bir polycell gürültü yaratırsa MCE onu kapatabilir. Bu daha sonra yerden yeniden açılabilir ve kontrol edilebilir.

5.2.4.5.3 Uydudaki Kalibrasyon Birimi

IBIS üzerinde biriktirilmiş radyoaktif ^{22}Na kaynağı taşır. Bu PICsIT'nin hem 511 keV'de hem de 1275 keV'de düzenli olarak kalibre edilmesini sağlar.

5.2.4.5.4 Dijital ön yüz elektronikleri (DFEE ve FIFO)

DFEE, AFEE'nin arkasında durur ve ASIC çıktılarını FIFO için işler (First in First Out). FIFO olayları gerçek geliş zamanlarına göre sıralayarak DPE/HEPI'ya gönderilmek üzere sıralar. DFEE arıca FIFO'yu görüntüler ve DPE'ye ne zaman veri göndereceğini bildirir.

5.2.4.5.5 Veri İşleme Cihazları (DPE) ve Donanım Olay İşlemcisi (HEPI)

Dedektör elektronik zinciri DPE ve HEPI ile sona erer. HEPI verilerin histogramını yapmak ve DPE için veri yapıları oluşturmak ile sorumludur. DPE cihazlar ile uydu arasındaki bütün iletişimi sağlar, örneğin verilerin uydudaki veri toplama sistemine oradan da yere gönderilmesi için paketlenmesi gibi.

5.3 HETE (High Energy Transient Explorer)

GIP'ların çok dalgaboylu gözlemlerini yapabilecek bir uydu tasarımı ilk olarak 1981'de Santa Cruz'daki GIP toplantısında dile getirilmişti. 1986'da MIT liderliğindeki bir uluslararası takım tarafından ilk HETE konsepti ortaya çıkmaya başladı.

1989'da NASA "üniversite sınıfı" ufak ve düşük maliyetli, GIP'ları aramakla görevli bir uydu olan HETE-1'e mali destek vereceğini duyurdu. Ve HETE-1 projesine başlandı. Bu ilk HETE aşağıdaki bileşenlerden oluşuyordu :

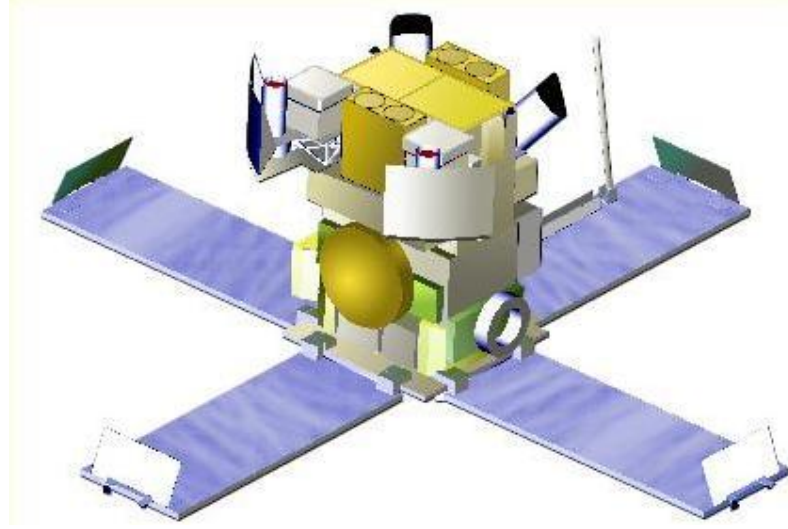
- Fransa'dan CESR tarafından sağlanan dört geniş alan gama-ışın dedektörü
- Los Alamos Laboratuvarı ve Japonya Tokyo'dan Fizik ve Kimya enstitüsü (RIKEN) tarafından sağlanan bir geniş alan kodlanmış açıklıklı x-ışın görüntüleyicisi.
- Massachusetts Teknoloji Enstitüsü Uzay Araştırmaları Merkezi tarafından sağlanan dört geniş alan yakın morötesi CCD kamera

HETE-1 uydusu Arjantin'in SAC-B uydusu ile birlikte 4 Kasım 1996'da bir Pegasus roketi ile fırlatıldı. Pegasus uydusu iyi bir yörüngeye oturdu fakat uyduları bırakamayınca zamanla enerjisiz kalan iki uyduda öldüler.

Ancak GIP araştırmalarının azlığı ve bu konunun bir bilmece olarak kalmayı sürdürmesi 1997 Haziranında HETE projesinin ikinci bir şans elde etmesini sağladı.

HETE-2 uydusunun yapımı 1997 ortalarında başladı. Bu arada özellikle BeppoSAX'la yapılan gözlemlerden elde edilen deneyimle araştırmacılar bu sefer iki morötesi kamera yerine iki CCD tabanlı bir kodlanmış açıklık olan ve yumuşak x-ışın bölgesine duyarlı iki görüntüleme cihazı ve iki optik CCD kamera yerleştirdi.

5.3.1 HETE-2



Şekil 38 HETE-2 uydusunun genel bir görünümü (Web 8).

Yüksek enerjili değişen kaynaklar kaşifi (the High Energy Transient Explorer-HETE-2) gama-ışın patlamalarını (GIP) ve onların koordinatlarını tespit etmek üzere dizayn edilmiş ufak bir uydudur. Elde edilen koordinatlar halen çalışmakta olan bir ağ ile ilgilenen yer gözlemcilerine patlama tespit edildikten kısa bir süre sonra ulaştırılır ve GIP'ların başka dalgalıboylarında (radyo ve optik gibi) gözlemleri yapılabilir.

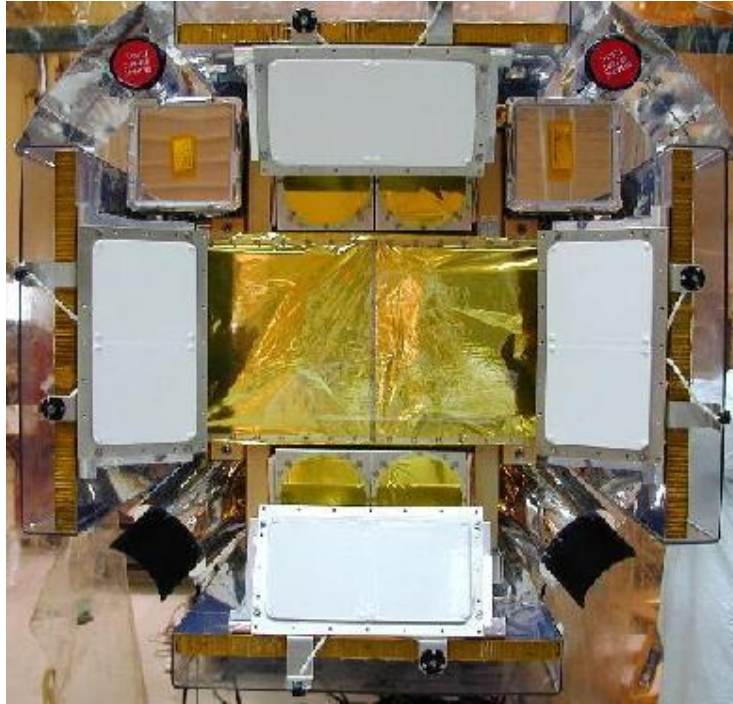
HETE programı, Massachusetts Institute of Technology önderliğinde aşağıdaki enstitülerin katılımında yürütülen bir programdır.

- Institute for Chemistry and Physics (RIKEN)
- Los Alamos National Laboratory (LANL)
- Centre d'Etude Spatiale des Rayonnements (CESR)
- Chicago Üniversitesi
- California Üniversitesi
- Centre Nationale d'Etudes Spatiales (CNES)
- Ecoles Nationale Supérieure de l'Aeronautique et de l'Espace (Sup'Aero)

- Consiglio Nazionale de le Ricerche (CNR)

HETE-2 bir metre yüksekliğinde ve yarım metre çapında bir uydudur. Uydu güç sistemindeki önemli değişiklikler dışında HETE-1'den dizayn olarak pek farklı değildir.

HETE-2'nin yapısı genel olarak ikiye ayrılabilir. Alttaki yarı (Güneş panellerine yakın kısım) ; burada genelde uydunun donanımları bulunur (güç, iletişim, yükseklik kontrolü). ve üst yarı (güneş panellerinden en uzak olan kısım) ki burada da bilimsel cihazlar yer alır.



Şekil 39 HETE-2 uydusunun bilimsel cihazlarının durduğu bölümün bir fotoğrafı Web (8).

5.3.1.1 Yükseklik kontrol sistemi (ACS)

Yükseklik kontrolü uydunun bilgisayarlarındaki algoritmaların sorumluluğu altındadır. ACS'ye girdiler aşağıdaki yerlerden gelir.

- Biri güneş panellerinde biri de uydunun gövdesinde bulunan iki manyetometre.
- Kaba, orta ve iyi 12 tane güneş sensörlerinden oluşan bir set. Bunlar kendi isimlerindeki hata oranlarında güneşin yerini bildirirler.
- Geceleri yörüngeden sürüklenme oranını veren bir optik kamera sistemi.

Uydunun yükseklik kontrolü ise aşağıdaki şekilde yapılır.

- Dünyanın manyetik alanı etrafında $I \times B$ kuvveti yaratmak için elektrik akımı kullanan üç ortogonal tork bobini.
- Momentum tekerleği ki bu normalde dakikada 1800 tur atarak döner ve istenildiği zaman uydunun açışal momentumunu değiştirmek üzere dönmesi değiştirilebilir.

5.3.1.2 İletişim

Uydunun iletişim sistemleri aşağıdaki bileşenlerden oluşur :

- Uydu verilerini göndermek ve almak üzere 2 Ghz'de yayın yapan bir S bantlı radyo.
- Bu radyo için dördü güneş panellerinin kenarlarında biri de uydunun güneşe bakan tarafında olan beş anten.
- Sadece çok önemli bilimsel verileri ya da uydu için hayati verileri göndermek üzere bir VHF ileticisi.
- Güneş panellerinden birine bağlı VHF iletici için kullanılan esnek bir anten.

5.3.1.3 Güç sistemleri

HETE-2'nin güç sistemleri aşağıdaki bileşenlerden oluşur :

- Her biri 42 W sağlayan silikon bileşenli peteğimsi (honeycomb) alüminyumdan oluşan dört güneş paneli.
- Gücün düzenliliğini sağlayan güç kutusu.
- Her biri 1.5 V'luk NiCd hücreleri olan 24 tel. Bunların her birimi 1.2 A/saat kapasitesi olan 6 batarya paketidir.

Güç kutusu, uydu görevde değilken (safe hold mode) ya da aktif olarak çalışmazken bu bataryaları şarj edebilir niteliktedir.

5.3.1.4 Uydudaki Bilgisayarlar

Uydu bilgisayar sistemi dört işlemci devre içerir. Her devre bir T805 transputer, iki Motorola 56001 DSP ve 20 Mbyte bellek içerir. Bu işlemciler aşağıdaki dört alanda işlem görürler.

- Uydu işlemleri
- SXC
- Optik kameralar
- WXM ve FREGATE

DSP cihazlara bir arayüz olarak çalışır. Transputer'ların "links" özelliği işlemciler arasında çabuk ve etkili iletişimi sağlar.

5.3.1.5 Ve...

5.3.1.5.1 Radyasyon monitörü

Radiation Belt Monitor (RBM) düşük yörüngelerde yüksek enerjili proton ve elektronları tespit etmek üzere kullanılır (enerjisi 1MeV'den büyük olanları). Bu tip parçacıklar uydunun donanımlarına zarar verebilir. RBM yüksek enerjili çok sayıda parçacık tespit ettiği zaman cihazlar kapatılır.

5.3.1.5.2 Küresel Yer Belirleme Sistemi

Küresel yer belirleme sistemi (GPS) CNES tarafından sağlanmıştır ve HETE-2'nin yerini daha iyi belirlemek üzere kullanılır.

5.3.1.6 Uydunun özellikleri

Kütle : 124 kg

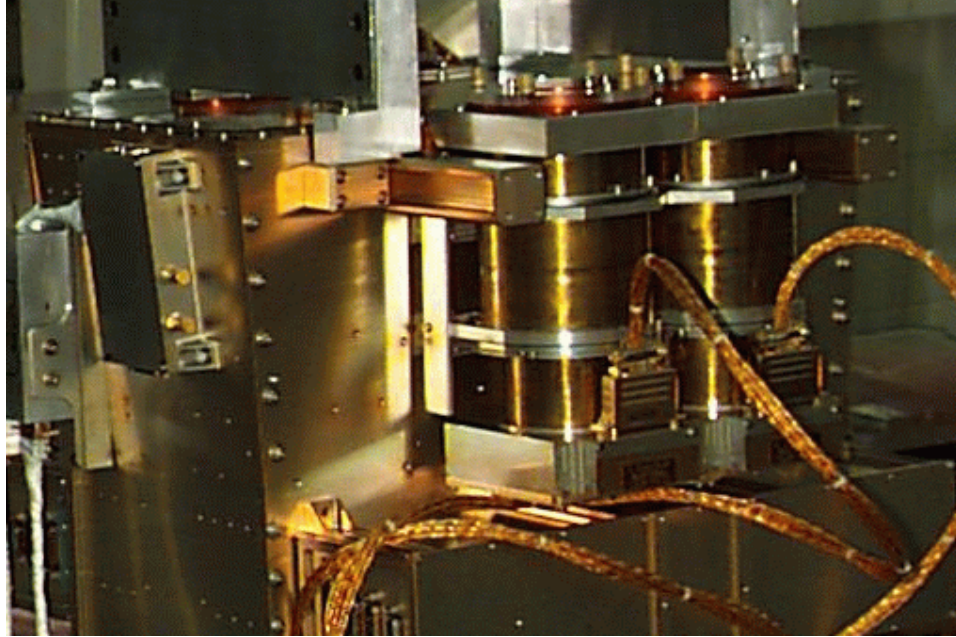
Kapalı Halde : 89 cm x 66 cm'lik bir silindir

Beklene Yörüngesi : 625 km dairesel

Yaşam Süresi : 18 ay. Ancak iki yıldan fazla çalışmasına engel bir şey yok.

5.3.1.7 Uydudaki bilimsel cihazlar

5.3.1.7.1 FREGATE (FRENch GAMMA TElescope)



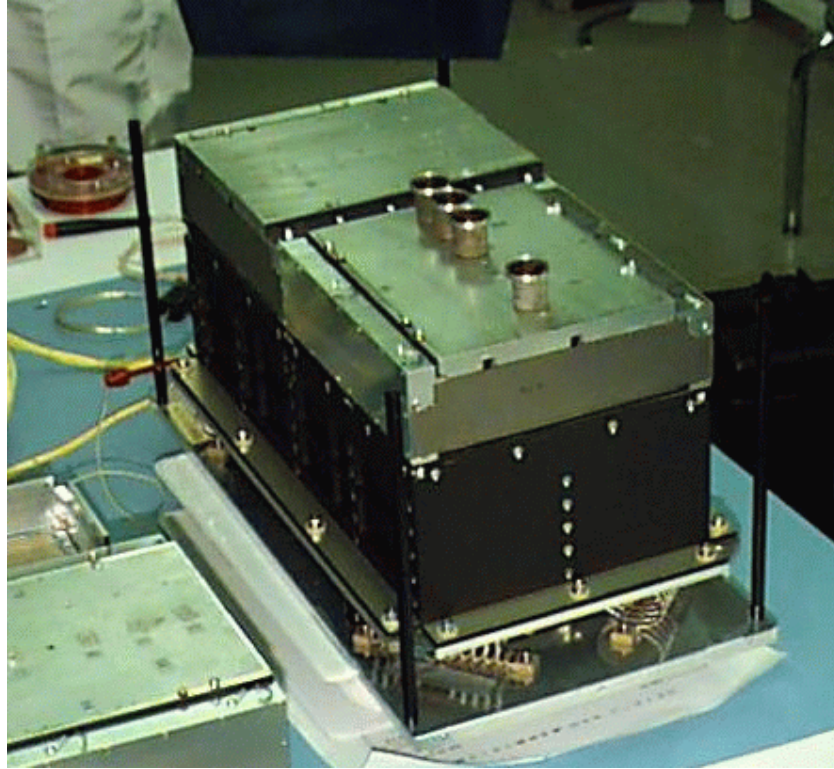
Şekil 40 İki gama-ışın dedektörü sağ tarafta görülebilir (Web 8).

Fransız Gama Teleskopu FREGATE Rus Phobos görevinde kullanılan LILAS teleskopuna benzer. Ana görevi GIP'ların algılanması, spektroskopisi ve değişen x-ışın kaynaklarının görüntülenmesidir.

Çizelge 7 FREGATE'in bazı özellikleri (Web 8).

Üretildiği yer	Centre d'Etudes de Spatiales Rayonnements (CESR, France)
Cihazın tipi	NaI(Tl)
Enerji aralığı	6 - 400 keV
Zaman çözünürlüğü	10 mikrosaniye
Tayfsal Çözünürlüğü	~25% @ 20 keV ~9% @ 662 keV
Etkin Alanı	120 cm ²
Duyarlılık (10 sigma)	3×10^{-8} erg cm ⁻² s ⁻¹ , over 8 keV-1 MeV
Görüş Alanı	3 steradyan

5.3.1.7.2 WXM (Wide Field X-ray Monitor)



Şekil 41 WXM cihazının pozisyona duyarlı oranlı sayacı (Web 8).

Geniş alan x-ışın monitörü (WXM) iki ayrı tek boyutlu pozisyona duyarlı x-ışın dedektöründen oluşur. Ortogonal olarak X ve Y yönlerini bağımsızca ölçmek üzere yönlendirilmişlerdir.

Bir WXM ünitesi, bir tek boyutlu (1-B) kodlanmış maske ve maskenin 187mm altına konmuş iki 1-B pozisyona duyarlı (PSPC) oranlı sayaçlardan oluşmuştur (Position Sensitive Proportional Counters). Kodlanmış maske, farklı genişlikli yarık serilerinden oluşan alüminyum (0.5 mm kalınlıklı) ve altın (0,025 mm) alaşımlı plakalardan yapılmıştır. GIP'in konumu maske yüzeyinde X ve Y yönünde iki değişiklik seti ölçerek kullanılır.

Her PSPC'nin üstündeki hücrelerde üç karbon fiber anot kablo (10 mikron çaplı) ve alt hücrelerinde ise dört tungsten kablosu vardır ve yatıştırıcı gaz (quenching gas) olarak %3 CO₂ içeren 1.4 atm'de ksenon gazı ile doldurulmuştur. Üstteki üç hücre x-ışın algılaması için kullanılır. Bunların 25.5 mm derinliği ve yaklaşık 27 mm genişliği vardır ve 3.4 mm aralıklarla yerleştirilmiş katot kablolarla ayrılmıştır. Altteki dört hücre ise yüklü parçacıklar gibi istenmeyen ışınları engellemek üzere kullanılır ve 11.5 mm derinliği vardır.

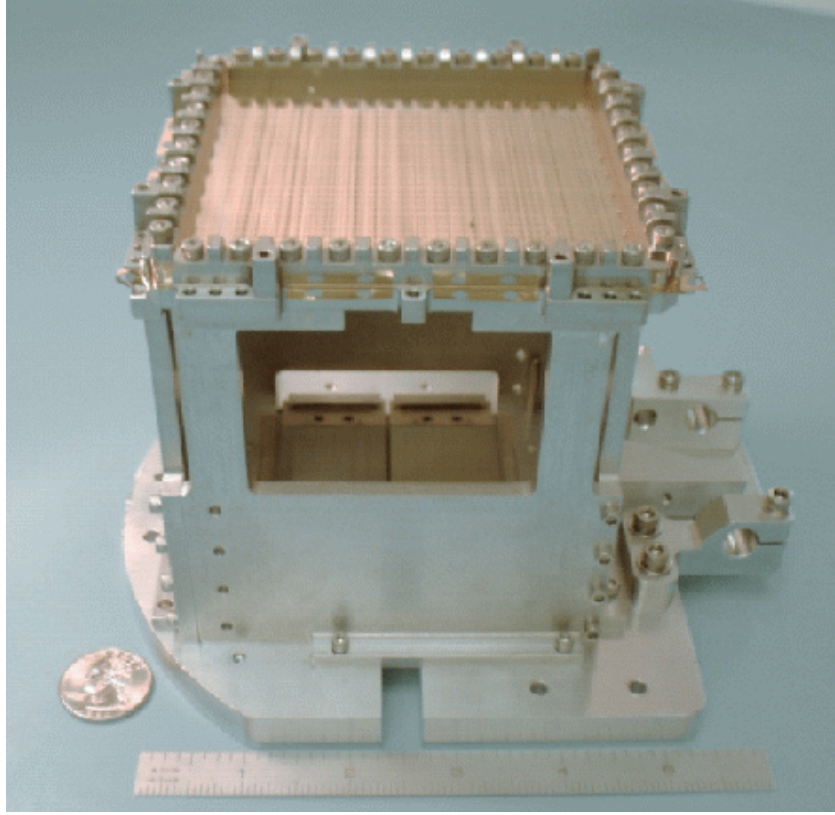
Gelen bir x-ışınının yönü yük ayırma (charge-division) metodu ile belirlenir.

L/L+R 'nin ışınının geliş yönü ile doğrusal bir bağ vardır ve L+R fotonun enerjisini ölçer. Burada L ve R sol ve sağ taraflardaki atım yükseklik değerlerini gösterir.

Çizelge 8 WXM'nin bazı özellikleri (Web 8).

Üretildiği yer	RIKEN (Japonya) and Los Alamos National Laboratory
Cihazın tipi	Pozisyona duyarlı oranlı sayaç ile Kodlanmış Maske
Enerji Aralığı	2 - 25 keV
Zaman çözünürlüğü	1 ms
Tayfsal çözünürlük	~22% @ 8 keV
Dedektörün kuantum etkinliği	90% @ 5 keV
Etkin Alan	175 cm ² her biri için
Duyarlılık	2-10 keV aralığının üzerinde $\sim 8 \times 10^{-9}$ erg cm ⁻² s ⁻¹
Görüş Alanı	1.6 steradyan
Açısal Çözünürlük	+11 yay dakikası (8 keV'de)

5.3.1.7.3 Soft X-Ray Camera (SXC) ve Boresight Camera



Şekil 42 SXC cihazı (Web 8).

Yumuşak x-ışın görüntüleyicileri CCD tabanlı tek boyutlu kodlanmış açıklıklı x-ışın görüntüleyicisidir. HETE-2’de biri uydunun x eksenine paralel diğeri de Y eksenine paralel olan ve x-ışınlarının konumunu belirleyen iki SXC vardır. CCD’nin ufak boyutlarından dolayı SXC’nin açısal büyüklüğü 33 yay dakikasıdır.

SXC’ler WXM’yi tamamlar niteliktedir. WXM’nin etkin alanı SXC’den çok daha büyüktür ve enerji aralığı da gama-ışınlarının ilerilerine kadar gider. Diğer yandan SXC’nin de çok daha iyi bir açısal çözünürlüğü vardır ve pek çok GIP’in enerji yayınladığı 0.5-2 KeV gibi bir enerji aralığına duyarlıdır. Bütün bunlara rağmen SXC’nin WXM’nin gördüğünün üçte birini görmesi bekleniyor.

5.3.1.7.3.1 SXC’nin yapısı

Tek bir SXC finely-ruled bir maskenin arkasına yerleştirilmiş 2048x4096 CCD çifti içerir. CCD'lerin kolonları maske elemanlarına paralel olacak şekilde yönlendirilmiştir. CCD'ler continuous-clocking ve rom summing mod'dan okuma yaparlar bu da onların tek boyutlu görüntüleyiciler olarak çalışmalarını sağlar.

Çizelge 9 SXC'nin bazı özellikleri (Web 8).

<i>Üretildiği yer</i>	MIT CSR
<i>SXC'nin boyutları</i>	10 cm x 10 cm x 17.5 cm
<i>Etkin alanı</i>	Her bir SXC için 7.4 cm ²
<i>CCD'ler</i>	Her bir SXC için 2048x4096 piksel
<i>Enerji aralığı</i>	500 eV – 14 keV
<i>Tayfsal çözünürlük</i>	525 eV'da 46 eV, 5.9 keV'de 129 eV
<i>Dedektörün kuantum etkinliği</i>	5 keV'de %93, 0.5-14 keV arası >%20
<i>Zaman Çözünürlüğü</i>	1.2s
<i>Görüş Alanı</i>	0.91 sr
<i>Patlama duyarlılığı</i>	(4 σ) 0.47 cts.cm ⁻² s ⁻¹
<i>Yer belirleme kesinliği</i>	Sönük Patlamada 5 σ - 15", Parlak Patlamada 22 σ - 3"

5.3.1.7.3.2 SXC'nin Kameraları

İyi CCD ve maske özelliklerine rağmen SXC'ler yörünge hareketi boyunca oluşan ısısal değişimlere çok hassastırlar. Bu etkiyi en aza indirmek için iki boresight dış yüzey kamerası SXC'nin bağlandığı plağa bağlanmıştır. Boresight kameraları SXC'nin x-ışın gökyüzünden optik gökyüzüne bir bağlantı sağlayacaktır ki bu HETE'nin karşılaşacağı uç ısı değerlerinde bile birkaç yay saniyesine kadar kararlı olmasını sağlar.

Çizelge 10 Boresight Kameranın bazı özellikleri (Web 8).

<i>Mercek</i>	Özel olarak modifiye edilmiş Zeiss 80mm, f/2.8
<i>Görüş alanı</i>	5.5 derece ²
<i>Piksellerin açısal büyüklükleri</i>	74"
<i>Okuma Zamanı</i>	1 sn
<i>Bant aralığı</i>	560-670 nm

5.3.1.8 HETE-2 optik kamera sistemi

HETE-2'deki optik kamera sistemi HETE-1'deki morötesi sistemin yerine konmuştur. Dört yakın morötesi kamerasından başka HETE-2'de iki optik CCD kamera seti de vardır.

5.3.1.8.1 ACS kameralar



Şekil 43 Isısal kalkanları olmadan ACS kamerası (Web 8).

HETE-2'deki ACS kameraları HETE-1'deki morötesi kameraların birer kopyasıdır. Farklılıklar CCD'lerin daha ufak olması ve bu teleskopların morötesine hassas olmamalarıdır (filtre R bandına göre ayarlanmıştır). Bu kameralar uydunun Z ekseninden 45 derece eğilmişlerdir. Bu yüzden bu kameralar projeye herhangi bir bilimsel katkı sağlamayacaklardır.

5.3.1.8.2 Boresight Kameraları



Şekil 44 Boresight kameranın yerine yerleştirilmeden önce çekilmiş bir fotoğrafı (Web 8).

HETE boresight kameraları, SXC sistemine katkıda bulunmak üzere tamamen yeni bir sistemdir. Isısal değişimlerden dolayı oluşan hataları ihmal edilebilir değerlere düşürmek için SXC'nin yerleştirildiği bölmeye yerleştirilmiştir.

Boresight kameraları daha büyük odak uzaklığı ve bir mercek dışında ACS kameraları ile aynı CCD sistemleri kullanırlar. Boresight kamerasının görüş alanı 5.5° 'dir (bu değer ACS'de 12.5° 'dir). Boresight kameraları saçılmış ay ışığının etkisini en aza indirmek için tayfın mavi kısmına duyarlıdır.

5.3.1.9 HETE-2 görevinin hedefleri

HETE-2'nin ana görevi kozmik gama-ışın patlamalarının (GIP) orijininin ve doğasının anlaşılmasıdır. Bu amaç, yumuşak x-ışın, orta şiddette x-ışın ve gama-ışın aralıklarındaki eş zamanlı gözlemler ve GIP'ların koordinatlarının büyük bir doğruluk oranıyla belirlenmesi ile başarılmaya çalışılır.

Orta x-ışın bandında çalışan WXM teleskopu ile proje kapsamında yılda ~50 GIP'in 10 yay dakikası kesinlikle ve yumuşak x-ışın bandında ise SXC teleskopunu kullanarak ~10 GIP'in 10 yay saniyesi hassaslıkla belirlenmesi planlanıyor. Uydu üzerinde bu olayların koordinatlarının hesaplamak ise 10-100 sn arasında bir zaman alabilir.

Hesaplanan bu koordinatlar neredeyse gerçek zamanlı olarak (<10 sn) MIT kontrol merkezine iletilecek ve buradan da GCN (Gamma-ray burst Coordinates Network) aracılığı ile patlamaların yerde optik, kızılötesi veya radyo gözlemleri yapılabilecektir.

5.3.1.9.1 GCN (Gamma-ray burst Coordinates Network)

Gama-ışın patlamaları yaklaşık 25 yıldır, gözlenmiş 2000'den fazla olay ile çalışılan bir alandır ve henüz hiçbirini tanımlanmış bir kaynaktan gelmemiştir.

GIP'lar önceden belirlenemeyen yönlerden geldikleri sürece GIP gözlemi için kullanılan cihazlar gökyüzünün mümkün olan en fazla kısmını aynı anda kontrol etmek zorundadır. Ancak gama-ışınının bir teleskopça belirlenmesindeki zorluklar onun koordinatlarının belirlenmesini de güçleştirir. Ancak 1981 yılında, geçmiş yıllarda gözlenen bazı optik değişenlerin bazı günümüz GIP'larının hata kutularında olduğunun anlaşılması araştırmaların başka dalgalarda da yürütülmesi gereğinin anlaşılması sağlamıştır.

Bundan sonra GIP'ların gözlemi için iki strateji geliştirildi. İlk metot gökyüzünü taramak ve görüş alanı (GA) içinde bir GIP olmasını beklemek. Patlamanın nerede olacağını öngörmek imkansız olduğundan bu iş için çok büyük bir görüş alanı gerekir. Bu sistemle de düşük uzaysal çözünürlük ve görüş alanındaki bir çok başka cisim sebebiyle en fazla dördüncü kadire kadar çıkılabilir.

İkinci bir yöntem ise görüş alanını daraltarak hassasiyeti artırıyor bunu GIP'in başlangıcından sonra bir gecikme ile "takip eden" gözlemler yaparak sağlıyor. Yörüngedeki teleskoplardan (BATSE/COMTEL, IPN, WATCH, GRANAT/EURECA, HETE-2, BEPPOSAX, ULYSSES gibi) GIP'in pozisyon bilgilerini bekleyerek görüş alanımızı GIP'in hata kutusuna kadar daraltabiliriz.

Bu konuda çalışmalar sürse de halen HETE-2 hariç GIP başladıktan sonra koordinatlarının belirlenmesi ve ilgilenen gözlemcilere gönderilmesi süresi 5-36 saat gibi süreler alabiliyor. Bunun sonucunda GIP birkaç saat sonunda ~20'inci kadire kadar düşebiliyor.

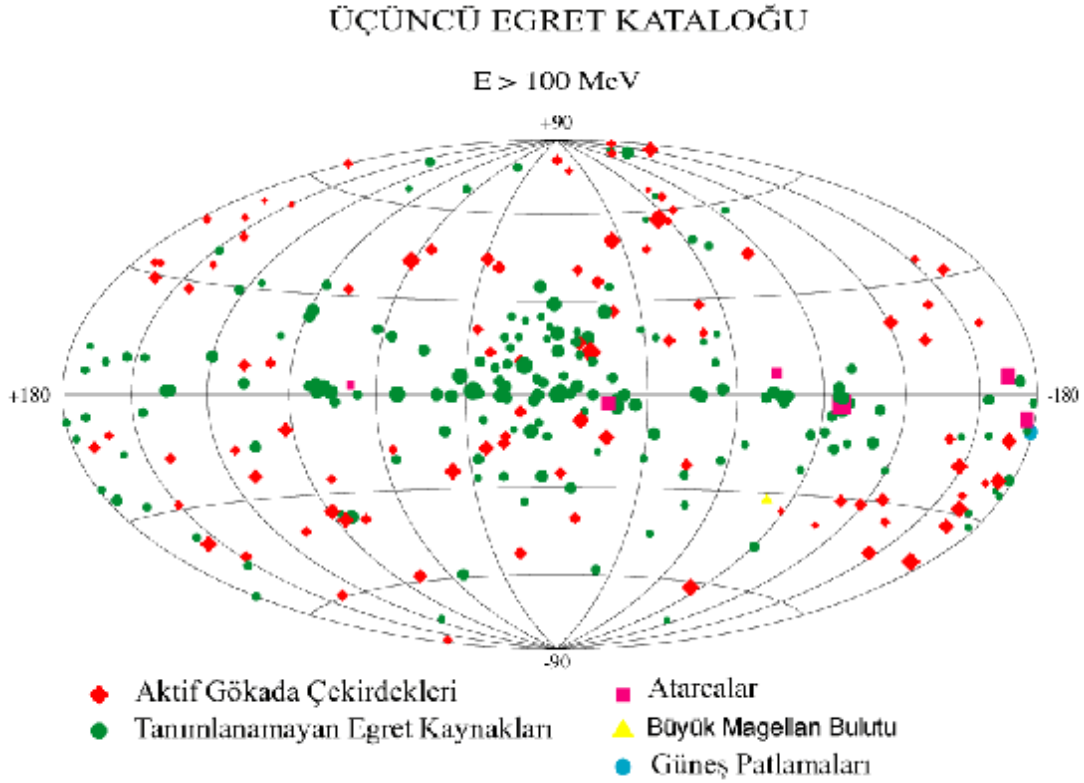
GCN HETE-2 koordinatlarını yayınlamaya başladı . HETE-2'nin bu sisteme kazandıracağı en önemli özellik tabii ki hız olacak HETE-2'nin gözlediği GIP'ların bilgileri teleskopları başında bekleyen gözlemcilere saniyeler ya da dakikalar mertebesinde gelecek ve gözlemciler patlamaların optik ya da diğer dalgaboylarını da gözleyebilecekler.

Not: HETE-2 uydusu çalışmaya başladı ve patlamaların koordinat bilgileri ilgilenenlere AAVSO'nun (Amerikan Değişen Yıldız Gözlemcileri Derneği - American Association of Variable Stars) kurduğu bir tartışma listesi aracılığıyla bildiriyor.

6. Bazı Teleskopların Hazırlanmış Katalogları

Yukarıda yapıları açıklanan *uydu-teleskoplardan* Compton Uydusu uzun bir süre çalışmış ve gama-ışın astronomisine pek çok katkıda bulunmuştur. Bu bölümde uydunun iki teleskopu olan EGRET ve BATSE'nin katalogları hakkında bilgiler verilecek ve katalogların nereden edinilebileceği anlatılacaktır.

6.1 EGRET'in üçüncü kataloğu



Şekil 45 EGRET'in 3. kataloğu (Gamma-Ray Astronomy in the Compton Era).

Egret'in üçüncü kataloğu 271 kaynaktan oluşur. Bu katalogdaki 80 kaynak için $|b| < 10^\circ$ 'dir. Bu bölgede 5 atarca, bir güneş parlaması (harita da bir kaynak olarak gösterilebilecek kadar şiddetli) ve 74 tanımlanamamış cisim vardır. Geri kalan 181 cisim için $|b| > 10^\circ$ 'dir. Burada Büyük Magellan Bulutu da (BMB) dahil blazarlar ile birlikte 66 yüksek kararlılık (high-confidence) tanımlama, biri bir radyo galaksi de olabilir (Cen A), ve 27 AGÇ olabilecek cisim ve 96 tanımlanamamış cisim vardır.

Tanımlanamayan cisimlerin çokluğu sadece EGRET verileri ile yetinmeden bu konunun üzerinde daha çok çalışılması gerektiğini gösterir. Bu konuda en büyük yardım bu kaynakların başka dalgoboylarındaki ışınımalarının tespiti ile yapılabilir.

6.1.1 Kataloğa İnternetten Ulaşabilme Olanakları

Katalog çizelgeleri herkese açık bir ftp sitesi olan ftp://gamma.gsfc.nasa.gov/pub/THIRD_CATALOG/ sitesinden bulunabilir. Burada kullanılan format ASCII'dir. Kaynakların yerini gösteren haritaların olduğu şekillerde burada mevcuttur. Bu dosyalar postscript ya da FITS formatındadır.

6.1.2 Katalogdaki Sütunların Açıklamaları

Name (isim) : J2000 koordinatlarına göre verilmiştir. Bu koordinatların her zaman kaynağın tam yerini göstermediğini akılda tutmak gerekir.

RA ve Dec : EGRET tarafından ölçülmüş J2000'e göre derece cinsinden koordinatlar.

l ve b : EGRET tarafından ölçülmüş derece cinsinden galaktik koordinatlar.

θ (95) : %95 confidence contour ile aynı katı açığı içeren derece cinsinden çap.

F : $(TS)^{1/2} \geq 2$ olan gözlemler için akı ($E > 100 \text{ MeV}$ için). Birimi : $10^{-8} \text{ foton cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$
($TS)^{1/2} < 2$ için %95 confidence upper limit (aynı birimlerde)

ΔF : Akı değerinin standart sapması.

γ : foton sayısının spektral indeksi $F(E) \approx E^{-\gamma}$

Counts (sayımlar) : 100 MeV'den büyük fotonların sayısı. Bu değerlerdeki belirsizlikte F' deki belirsizlik ile aynıdır.

$\sqrt{TS}$: 100 Mev'den büyük algılamaların istatistiksel belirginliği. Yaklaşık olarak düzeltilmiş bir pozisyondaki tek bir ölçüm için standart sapmaya eşittir.

VP : Özel bir katalog çizgisinin görülme periyodu. P1234, 1,2,3 ve 4. çevrimlerin toplamını gösterir.

ID : P, atarca; G, galaksi (sadece BMB); A, aktif galaksi çekirdeği.

Diğer İsimler : İlk veya ikinci katalogdaki kaynak adı ya da varsa başka kaynaklardan gelen isimleri.

Notlar : E, yayılmış kaynak; em, olası yayılmış kaynak veya birkaç kaynak; C, kaynaktaki karışıklıklardan dolayı akısında veya pozisyonunda kayda değer değişiklikler olabilir.

References (Kaynaklar) : Kaynak hakkında bilgi almak için yararlanılabilecek başka kaynaklar.

z : kırmızıya kayma (sadece AGÇ'ler için)

6.2 BATSE'nin Dördüncü Kataloğu

BATSE kataloğunun temel tablosu 1637 gama-ışın patlamasından oluşur. Bunlar 16 Nisan 1991'den 29 Ağustos 1996'ya kadar gözlenen kaynaklardır. Bu BATSE'nin dördüncü kataloğudur.

Mart 1992'den önce olan patlamalar CGRO'nun kayıt cihazlarındaki hatalar yüzünden pek çok hata içerir. Bu hatalar bu katalogda daha da düzeltilmeye çalışılmıştır. Hatalar Mart 1993'e kadar, CGRO'daki ve BATSE'deki yazılımların değiştirilmesiyle, iyice azalmıştır.

BATSE'nin dördüncü kataloğu aşağıdaki internet adresinden ulaşılabilir.

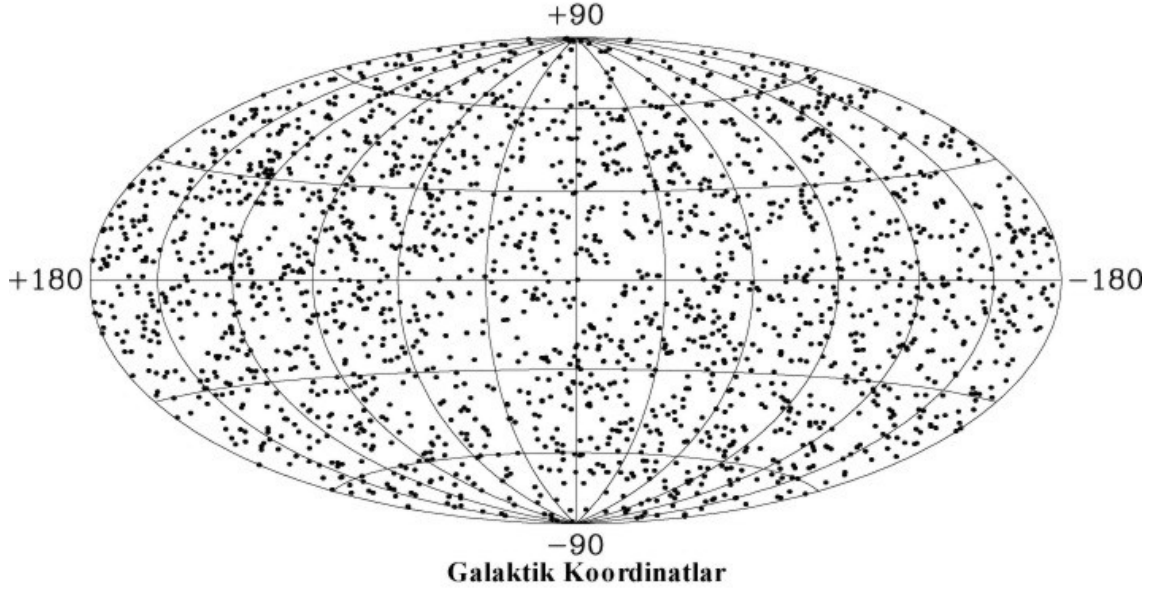
http://coss.gsfc.nasa.gov/batse/4Bcatalog/4b_basic.html

Bu çizelgede 12 sütun vardır. Bu sütunlar aşağıdaki anlamları taşırlar ;

- 1- Batse'nin kaçınıcı kez tetiklendiği,
- 2- Patlamanın BATSE kataloğundaki adı,
- 3- Tetiklenmenin JD cinsinden tarihi,

- 4- Tetiklenmenin o günün kaçınıcı saniyesinde olduğu,
- 5- Derece cinsinden rektasansyonu (J2000'e göre),
- 6- Derece cinsinden deklinasyonu (J2000'e göre),
- 7- Derece cinsinden galaktik boylamı,
- 8- Derece cinsinden galaktik enlemi,
- 9- Hata kutusunun derece cinsinden çapı,
- 10-Geocenter'in derece cinsinden açısı (uydudan ölçüldüğü şekli ile patlama ile nadir (ayakucu) arasındaki açı),
- 11-**Üste yazma** : (Y) eğer bir patlama daha önceki daha zayıf bir patlama ile aynı yerde oluştuysa, (N) eğer böyle bir durum yoksa,
- 12-**Üste yazılma** : (Y) eğer bu patlama daha sonraki ve çok daha şiddetli bir patlama tarafından ile üste yazıldıysa, (N) eğer böyle bir durum yoksa.

BATSE tarafından kaydedilen 2000 gamma-ışın patlaması



Şekil 46 BATSE'nin 4. kataloğu (Gamma-Ray Astronomy in the Compton Era).

Sonuç

Çalışmada gama-ışın astronomisi hakkında genel bir derleme yapılmış, gama-ışın astronomisinin en önemli kaynak sınıfları (blazarlar, atarcalar, gama-ışın patlamaları, magnetarlar, güneş parlamaları) ve bazı özel kaynaklar tanıtılmış (Geminga, Vela atarcası, Yengeç atarcası, PSR B1055-52) ve gama-ışınlarını gözlemek için kullanılan yöntemler (Nal sintilatörleri, kodlanmış açıklık Cerenkov teleskopları, Compton teleskopları) detaylı olarak incelenmiştir.

Gama-ışın astronomisinin en zorlu yanı gama fotonlarını gözleyebilmektir. Bu zorluğun sebebi gama-ışınlarının, pek çok elementin elektronlarının bağlanma enerjilerinden çok daha yüksek enerjiye sahip olmalarıdır. Bu yüzden bu fotonlar bir ayna ile yansıtılamaz. Bu da gama-ışın astronomisinin daha fotonların tespitinden itibaren astronominin diğer dallarından ayrılmasına sebep olur. Zaman zaman yüksek enerji fiziği ile en azından astronomi kadar sıkı ilişkiler içinde bulunuyor gibi görünse de, gama-ışın astronomisi gök bilimcilere pek çoğu evrende başka hiçbir dalgaboyunda görülmeyen (örneğin gama-ışın patlamaları) yeni kaynak sınıfları sunmuştur. Ayrıca gama-ışın astronomisi gök bilimcilere pek çok kaynağa ve evrenin tümüne farklı bir gözlükle bakma olanağı sağlamıştır. Bu gözlük sayesinde gök bilimciler, evrendeki kaynakların yayabildikleri en yüksek enerjili fotonları görebilme olanağını yakalamıştır.

Bu çalışmada da kısaca bu gözlüğün yapımı ve özellikleri ile böyle bir gözlüğün gök bilimcilere gösterebileceği evren hakkındaki bilgiler derlenmiştir.

Umarım bir gün bizde bu özelliklere sahip kendi gözlüğümüzü yapar ve Evrene yaptığımız bu gözlükle bakabilme olanağı bulabiliriz ve umarım bu tezin o gözlüğü Türkiye’de yapacaklara faydası olur.

Tolga GÜVER

Kaynaklar

- Fitchel C. E., Trombka J. I., 1997, Gamma-Ray Astrophysics
Güver T., Uluyazı C., Bektöre E., 2000, Gama-Işın Astronomisi
Hartman R.C., Collmar W., Von Montigny C. ve Dermer C.D., Gamma-Ray
Blazars
J. Miguel Fierro, 1995, Observations of spin-powered pulsars with the
EGRET gamma-ray telescope
GRAPWG (Gamma-Ray Astronomy Working Group), 1999, Recommended
Priorities for Nasa's Gamma-Ray Astronomy Program
1999, Gamma-Ray Astronomy in the Compton Era
Winkler C., 2000, INTEGRAL Manual
Trams N. R., 2000, SPI Observer's Manual
Orr A., 2000, OMC Observer's Manual
Orr A., 2000, Jem-X Observer's Manual
Barr P., IBIS Observer's Manual
Özel M. E., Uydularla Yapılan Gama-Işın Patlaması Gözlemleri
Özel M. E., Satellite Observations of Diffuse Gamma-Rays Above 35 MeV
Yusifov M., Özel M. E., 2000, Nötron Yıldızlarında Manyetik Alanlar
Lyne A .G., Graham-Smith F., 1998, Pulsar Astronomy

İnternet Kaynakları

- Web 1 : <http://imagine.gsfc.nasa.gov/>
Web 2 : <http://cossac.gsfc.nasa.gov/>
Web 3 : <http://www.aavso.org/grb>
Web 4 : <http://space.mit.edu/HETE/>
Web 5 : <http://srobinso.home.mindspring.com/GRBhunt.html>
Web 6 : <http://gcn.gsfc.nasa.gov>
Web 7 : <http://heasarc.gsfc.nasa.gov>
Web 8 : space.mit.edu/HETE
Web 9 : <http://bu-ast.bu.edu/~matttox/geminga.html>