



Universidad de San Carlos de Guatemala
Escuela de Ciencias Físicas y Matemáticas
Departamento de Física

**ESTUDIO DE COMPONENTES ESPECTRALES EN LA
FASE PRINCIPAL DE UNA MUESTRA DE DESTELLOS
DE RAYOS GAMMA**

Marco Antonio Morales Ovalle

Asesorado por José Rodrigo Sacahui Reyes y Ana Virginia Penacchioni

Guatemala, febrero de 2019

UNIVERSIDAD DE SAN CARLOS DE GUATEMALA



ESCUELA DE CIENCIAS FÍSICAS Y MATEMÁTICAS

**ESTUDIO DE COMPONENTES ESPECTRALES EN
LA FASE PRINCIPAL DE UNA MUESTRA DE
DESTELLOS DE RAYOS GAMMA**

TRABAJO DE GRADUACIÓN
PRESENTADO A LA JEFATURA DEL
DEPARTAMENTO DE FÍSICA
POR

MARCO ANTONIO MORALES OVALLE

ASESORADO POR JOSÉ RODRIGO SACA HUI REYES Y ANA VIRGINIA
PENACCHIONI

AL CONFERÍRSELE EL TÍTULO DE
LICENCIADO EN FÍSICA APLICADA

GUATEMALA, FEBRERO DE 2019

UNIVERSIDAD DE SAN CARLOS DE GUATEMALA
ESCUELA DE CIENCIAS FÍSICAS Y MATEMÁTICAS



CONSEJO DIRECTIVO

DIRECTOR M.Sc. Jorge Marcelo Ixquiac Cabrera
SECRETARIO ACADÉMICO M.Sc. Edgar Anibal Cifuentes Anléu

TRIBUNAL QUE PRACTICÓ EL EXAMEN GENERAL PRIVADO

EXAMINADOR M.Sc. Erick Estuardo Hernández García
EXAMINADOR M.Sc. Ricardo Enrique Contreras Folgar
EXAMINADOR M.Sc. Osmar Obdulio Hernández Aguilar



UNIVERSIDAD DE SAN CARLOS DE GUATEMALA
ESCUELA DE CIENCIAS FÍSICAS Y MATEMÁTICAS



Ref. D.DTG. 001-2019
Guatemala 28 de febrero de 2019

El Director de la Escuela de Ciencias Físicas y Matemáticas de la Universidad de San Carlos de Guatemala, luego de conocer la aprobación por parte del Coordinador de la Licenciatura en Física Aplicada, al trabajo de graduación Titulado: **ESTUDIO DE COMPONENTES ESPECTRALES EN LA FASE PRINCIPAL DE UNA MUESTRA DE DESTELLOS DE RAYOS GAMMA** presentado por el estudiante universitario **Marco Antonio Morales Ovalle**, autoriza la impresión del mismo.

IMPRIMASE.



MSc. Marcelo Ixquiac
DIRECTOR
ECFM - USAC

Escuela de Ciencias Físicas y Matemáticas

AGRADECIMIENTOS

Los únicos agradecimientos para la realización de este trabajo de graduación van dirigidos a Rodrigo Sacahui y Ana Penacchioni. Sin lugar a dudas no podría haberlo llevado a cabo de no contar con sus conocimientos y soporte, es por ello que ustedes merecen encabezar la lista.

Luego mis agradecimientos corresponden, no a quienes estuvieron presente durante este trabajo, sino a todos aquellos que de alguna u otra manera me acompañaron hasta llegar a este momento. No cometeré el error de extenderme en nombres porque son demasiados los que tienen peso en mi trayecto y de no colocar alguno podría esto propiciar su ofendimiento. Es por ello que me limito a agradecerles a todos ustedes compañeros de clases, compañeros de *El Café*, a personas muy específicas de *La Asunción* y *HOPE* por no permitirme ceder al fracaso y darme la oportunidad de continuar, compañeros de auxiliatura, mis hermanas y padres, a los catedráticos que realmente se preocuparon por enseñar y que más allá de su posición permiten nuestra integración con el trato igual que solo en nuestra escuela he logrado observar, a los administrativos que también permitieron esa integración. A todos los que me tienen presente y se han tomado la molestia de leer estas pocas palabras que poco significado tendrán para quienes parte de su vida no causé mayor impresión. Si de algo la melancolía es dueña es de todos esos recuerdos que mi memoria es capaz de sostener y ateroso como lo más valioso de mi vida.

Me percaté que de ser Marco Antonio, pase a ser *Anthony*, no hay forma de aceptación más grata para mí que la de llamarme por el nombre al que respondo.

DEDICATORIA

Esta sección está reservada completamente para esa mujer que ha luchado por mí sin cesar desde el día que supo que dentro de ella crecía en su interior y que, según sus palabras en las que no puedo menos que confiar, no fui motivo de preocupaciones y lo primero que pensó fue que esperaba fuera varón. Heme aquí madre, evitaré emitir un juicio sobre mí puesto que no importa que pueda yo decir, no me removerás de donde me tenés.

Vos que en mis prisas siempre buscás despedirme y cuando no me ves más me tenés a la espera.

Vos que todas las mañanas tenés la ocurrencia de levantarte tan temprano como te es posible para suplirme los alimentos que yo, con excusas de falta de tiempo, no me preocupo en preparar.

Vos que aunque no escuche ni veas de mí sentimientos de afecto, en tu gran esfuerzo por usar los medios de mensajería instantánea que sé bien no te es fácil, buscás recordarme que tenemos sentimientos, que te tengo a vos, y nada debe porqué faltarme.

Vos que me has visto caer y levantarme tantas veces, siempre me has llenado de tu amor incondicional sin el cual me habría sentido desahuciado.

Vos me has dado todo madre y esto no puede sustituir ni compensar en ninguna medida todo lo que has sido para mí, pero no tengo mucho que ofrecer así que no me queda más que dedicártelo Alba Ovalle.

ÍNDICE GENERAL

ÍNDICE DE FIGURAS	IV
ÍNDICE DE TABLAS	V
LISTA DE ACRÓNIMOS	VII
LISTA DE SÍMBOLOS	IX
OBJETIVOS	XI
INTRODUCCIÓN	XIII
1. DESTELLOS DE RAYOS GAMMA	1
1.1. Destellos de Rayos Gamma	1
1.1.1. Perfiles temporales y duración	1
1.1.2. Espectro	3
1.1.3. Contrapartes	5
1.1.4. Corrimiento al rojo	8
1.2. Progenitores de Destellos de Rayos Gamma	9
1.2.1. Fusión de objetos compactos	9
1.2.2. Colápsares	11
1.2.3. Magnetares	12
1.2.4. Modelo de la bola de fuego	12
2. DETECTORES DE RAYOS GAMMA	15
2.1. Interacción con la materia	15
2.1.1. Dispersión Compton	15
2.1.2. Producción de pares	17
2.2. Tipos de detectores	17
2.2.1. Detectores centelleadores	17

2.2.2. Detectores de estado sólido	19
2.3. Método de detección	20
2.3.1. Detectores de dispersión Compton	21
2.3.2. Telescopios de pares	21
2.3.3. Detectores Cerenkov	22
2.4. El Observatorio Compton de Rayos Gamma	24
2.4.1. BATSE	25
2.5. El Telescopio Espacial Fermi de Rayos Gamma	26
2.5.1. Gamma-ray Burst Monitor	26
3. ANÁLISIS ESPECTRAL	27
3.1. Metodología	27
3.2. Selección de muestra	30
3.3. Fondo	31
3.4. Modelo de espectro de emisión principal	31
3.4.1. Ley de Potencia (LP)	31
3.4.2. Band	32
3.4.3. Comptonizado (C_{nTh})	33
3.4.4. Cuerpo negro (C_{Th})	34
4. RESULTADOS	35
4.1. Muestra completa	35
4.2. Muestra con ajustes que presentan mejora estadística	42
CONCLUSIONES	49
RECOMENDACIONES	51

ÍNDICE DE FIGURAS

1.1. Curvas de luz.	2
1.2. Distribución bimodal de una muestra de destellos.	3
1.3. Distribución isotrópica de una muestra de destellos.	4
1.4. Espectro del GRB 990123.	6
1.5. Curva de luz en el óptico del GRB990510.	7
1.6. Corrimiento al rojo relativista.	8
1.7. Curva de luz del GRB 170817A.	10
1.8. Evolución del chorro.	13
2.1. Dispersión Compton.	16
2.2. Producción de pares.	17
2.3. Observatorio Compton de Rayos Gamma (CGRO).	25
2.4. Telescopio Espacial Fermi de Rayos Gamma (FGST).	26
3.1. Espectro del GRB 910927.	28
3.2. Curva de luz del GRB 910927.	29
3.3. Dispersión para una muestra BATSE.	30
3.4. Espectro del GRB 910927 modelado por una Ley de Potencia.	32
3.5. Espectro del GRB 910927 modelado por la función de Band.	33
3.6. Espectro del GRB 910927 modelado por Comptonizado.	33
3.7. Espectro del GRB 910927 modelado por Cuerpo negro.	34
4.1. Histograma del parámetro α para la muestra completa.	36
4.2. Histograma del parámetro E_{peak} para la muestra completa.	37
4.3. Histograma del parámetro kT para la muestra completa.	37
4.4. Dispersión del parámetro α para la muestra completa.	38
4.5. Dispersión del parámetro E_{peak} para la muestra completa.	38
4.6. Dispersión del parámetro kT para la muestra completa.	38
4.7. Histograma del parámetro α de la muestra para $kT > 20$ keV.	40

4.8. Histograma del parámetro E_{peak} de la muestra para $kT > 20$ keV.	40
4.9. Histograma del parámetro kT de la muestra para $kT > 20$ keV.	41
4.10. Dispersión del parámetro α de la muestra para $kT > 20$ keV.	41
4.11. Dispersión del parámetro E_{peak} de la muestra para $kT > 20$ keV.	42
4.12. Dispersión del parámetro kT de la muestra para $kT > 20$ keV.	42
4.13. Histograma del parámetro α para la muestra con mejora estadística.	44
4.14. Histograma del parámetro E_{peak} para la muestra con mejora estadística.	44
4.15. Histograma del parámetro kT para la muestra con mejora estadística.	45
4.16. Dispersión del parámetro α para la muestra con mejora estadística.	45
4.17. Dispersión del parámetro E_{peak} para la muestra con mejora estadística.	46
4.18. Dispersión del parámetro kT para la muestra con mejora estadística.	46

ÍNDICE DE TABLAS

3.1. Ajuste espectral GRB 941017 replicado.	29
3.2. Ajuste espectral GRB 941017	30
4.1. Valores promedio de la muestra completa	36
4.2. Valores promedio de la muestra para $kT > 20$ keV	39
4.3. Valores promedio de la muestra con mejora estadística	43

LISTA DE ACRÓNIMOS

Acrónimo	Significado
BATSE	Burst and Transient Source Experiment
CGRO	Compton Gamma Ray Observatory
COMPTEL	Imaging Compton Telescope
C-STAT	C-Statistic
DOF	Degree Of Freedom
EGRET	Energetic Gamma Ray Experiment Telescope
FGST	Fermi Gamma-ray Space Observatory
GBM	Gamm-ray Burst Monitor
GRB	Gamma Ray Burst.
LAD	Large Area Detector
LAT	Large Area Telescope
LIGO	Laser Interferometer Gravitational-Wave Observatory
LP	Ley de Potencias
OSSE	Oriented Scintillation Spectrometer Experiment
PMT	Photomultiplier
RMFIT	Gamma-Ray Spectral Fitting Package
SD	Spectroscopy Detector

LISTA DE SÍMBOLOS

Símbolo	Significado
A	amplitud.
χ^2	chi cuadrado.
C_{nTh}	componente con una forma espectral no térmica que se aproxima con una función de Band o Componizado.
C_{Th}	componente térmica que aproximamos con un espectro de cuerpo negro.
LP	componente no térmico que corresponde a una sola ley de potencia.
$H(t_0)$	constante de Hubble.
z	corrimiento al rojo.
E	energía.
K	energía cinética.
kT	energía de la distribución de Planck.
E_{peak}	energía pico.
E_{piv}	energía pivote.
Γ	factor de Lorentz.
a	índice de evolución temporal de la contraparte.
b	índice de evolución en energía de la contraparte.
n	índice de refracción.
λ	índice espectral de la Ley de Potencias.
α	índice espectral de baja energía de Band.
β	índice espectral de alta energía de Band.
λ	longitud de onda.
M_{\odot}	masas solares.
R	radio.
r_{ph}	radio fotosférico.
r_{is}	radio de choque interno.
r_{es}	radio de choque externo.

Símbolo	Significado
r_s	radio saturado.
T_{90}	tiempo en el cual se registra el 90 % de la fluencia total del destello.
c	velocidad de la luz.

OBJETIVOS

General

Hacer un análisis espectral de tiempo integrado para una muestra de 102 Destellos de Rayos Gamma en un escenario multicomponente.

Específicos

1. Caracterizar la componente de cuerpo negro.
2. Estimar la dispersión de valores alrededor de la media para las componentes espectrales bajo un escenario multicomponente.
3. Ponderar cuanto se desvía la energía pico típica de un escenario multicomponente con respecto a Band.

INTRODUCCIÓN

Los Destellos de Rayos Gamma (GRBs por sus siglas en inglés) son explosiones cortas e intensas que emiten energías en el rango de los rayos gamma/rayos X. Constituyen una rama reciente de la astrofísica de altas energías y fueron descubiertos en la década de los años 60. El espectro es una propiedad característica de la fuente por lo que caracterizar el espectro es una forma de estudiar este fenómeno. En el capítulo 1 se desarrolla la teoría de Destellos de Rayos Gamma priorizando la emisión principal del destello. De la misma manera, se discute el modelo más aceptado sobre el comportamiento de los GRBs, el modelo de la bola de fuego, el cual explica a través de ondas de choques internos, el surgimiento de la emisión principal, y de las ondas de choques externos, la emisión tardía.

La primera fuente de rayos gamma descubierta fue el proceso de decaimiento gamma en el año 1900 mientras se estudiaba la radiación emitida por el radio. El capítulo 2 discute algunas de las interacciones que este tipo de emisión tiene con la materia para comprender el mecanismo de detección empleado por detectores de la última generación orientados a emisiones de rayos gamma provenientes del espacio (como los GRBs), entre ellos BATSE, de la misión del Observatorio Compton de Rayos Gamma (Compton Gamma Ray Observatory (CGRO), 2005), que aportó la primera base de datos de estos eventos en su vida útil, y GBM del Telescopio Espacial Fermi de Rayos Gamma (Fermi Spacecraft and Instruments, 2017), que hasta la fecha continúa recabando información de los destellos.

Los primeros dos capítulos consisten básicamente en la teoría para comprender los GRBs y su detección. En el capítulo 3 se analiza la información de 102 destellos recopilados por los detectores BATSE y GBM, empleando modelos para ajustar el espectro de los destellos en el surgimiento de la emisión principal se hace uso del software RMFIT (Mallozzi y cols., 2005), una herramienta desarrollada propiamente para el análisis de GRBs. De esta manera se aplica el modelo Band, un modelo de

dos componentes y un modelo de tres componentes, de los cuales, se mantienen tres parámetros libres, lo que los hace estadísticamente competitivos.

El capítulo 4 presenta los resultados obtenidos del análisis espectral. Se discute el comportamiento de los parámetros de los diferentes modelos para la muestra completa de 102 destellos y aplicando el mismo a los destellos que presentan mejora estadística minimizando la Castor C-Statistic, técnica de máxima verosimilitud que converge a un χ^2 para una muestra de datos suficientes.

1. DESTELLOS DE RAYOS GAMMA

1.1. Destellos de Rayos Gamma

En 1963 Estados Unidos desarrolló el proyecto Vela para cerciorarse que el Tratado sobre Ensayos de Explosiones Nucleares estaba siendo respetado. Fue en 1967 cuando por accidente fue detectado el primer Destello de Rayos Gamma (GRB de sus siglas en inglés) por uno de los satélites que conformaba este proyecto.

Los GRBs son explosiones de corta duración que liberan energía en forma de radiación electromagnética con energías típicas entre keV - MeV en la emisión principal del destello. Estas explosiones que pueden durar desde milisegundos hasta varios minutos, son las más brillantes del Universo. Se encuentran a billones de años luz de distancia con respecto a la Tierra, aunque su mecanismo de creación es aún desconocido, se asocian típicamente con el colapso de una estrella masiva y el nacimiento de un agujero negro.

1.1.1. Perfiles temporales y duración

Una curva de luz muestra el brillo de un cuerpo celeste o una región en función del tiempo. Indicativas de la actividad de la fuente, las curvas de luz permiten determinar comportamientos característicos de los destellos. Para los GRBs las curvas de luz son extremadamente complejas, ninguna curva registrada ha sido idéntica a otra. Algunas explosiones son acompañadas de una explosión débil segundos o minutos después de la primera.

Algunos perfiles pueden presentar una estructura caótica conformada por grandes fluctuaciones en todas las escalas de tiempo (figura 1.1), mientras que otros muestran estructuras bastante simples con pocos picos o incluso se observan algunos destellos con ambas características. No se han observado estructuras periódicas

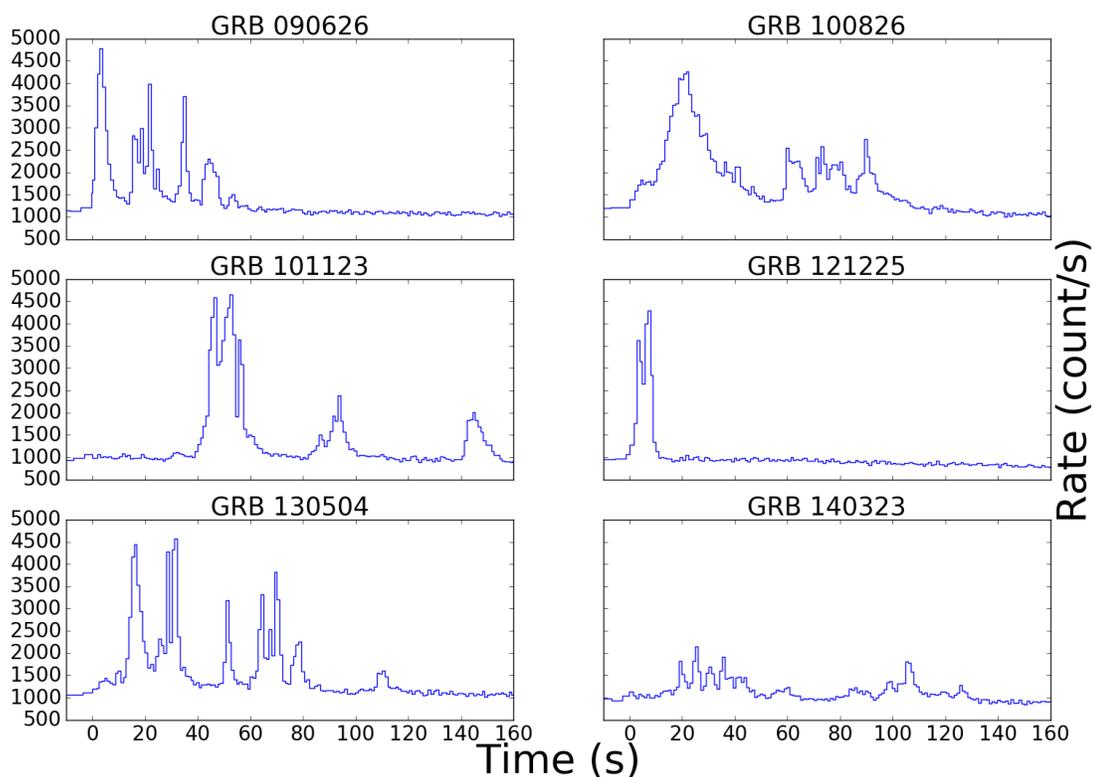


Figura 1.1. Curvas de luz.

Curvas de luz observadas en la emisión principal de algunos destellos (Fuente: propia).

a partir de un evento de este tipo. A energías más altas, las duraciones de destellos son más cortas y pulsos secundarios dentro de un destello tienden a tener tiempos de subida y de caída más cortos.

La duración de la emisión principal del destello utilizada para el análisis de los GRBs es el denominado T_{90} , que es el tiempo en el cual se registra el 90% de la fluencia total del destello y se calcula efectuando la diferencia entre el 95% y el 5% del mismo. Sin embargo, la duración de un destello, como su morfología, es difícil de obtener ya que depende de la sensibilidad y la resolución temporal del experimento, como consecuencia solo una cantidad muy pequeña de información está disponible, mostrando los destellos más débiles como más cortos, dado que solo las partes más altas de la emisión pico son observables.

A partir de resultados del conjunto de destellos detectados por BATSE, las gráficas de la distribución de la duración (utilizando el T_{90}) observada para un gran

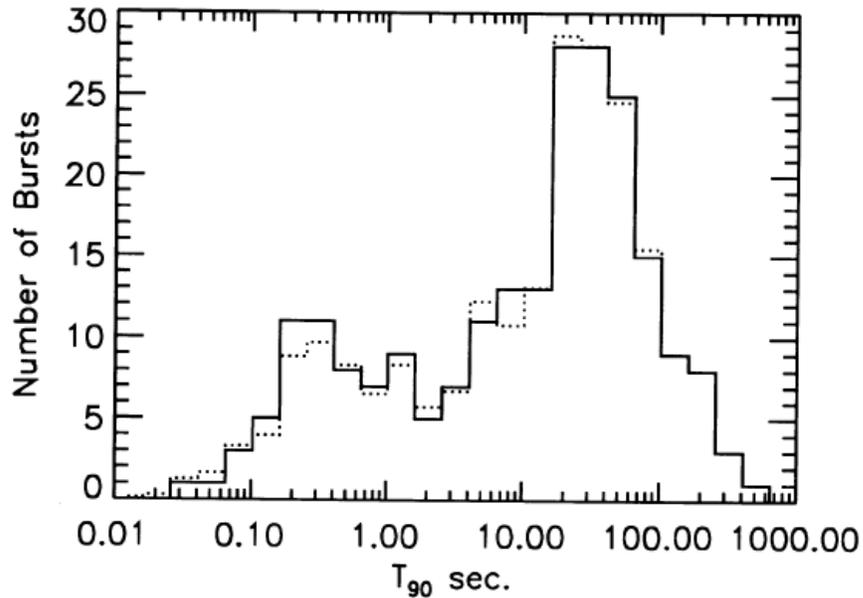


Figura 1.2. Distribución bimodal de una muestra de destellos.

La duración de la emisión inicial es comprendida en un intervalo de aproximadamente 10^{-3} - 10^3 s. La gráfica presenta el número de explosiones de 222 GRBs del primer catálogo de BATSE en función de su duración. Las líneas sólidas son los histogramas de los datos sin procesar y las líneas punteadas son los histogramas con errores de convolución (Fuente: Kouveliotou y cols. (1993)).

número de GRBs muestran una distribución bimodal con relación a la duración del evento (Kouveliotou y cols., 1993). Esto permite clasificarlos como (figura 1.2), destellos de larga duración, que duran desde los 2 s hasta cientos de segundos (varios minutos) con un tiempo típico de 30 s; y los destellos de corta duración, que son aquellos menores a 2 s con un tiempo típico de 0.3 s de duración (300 ms). BATSE produjo un extenso catálogo de destellos de corta y larga duración que al considerar la distribución espacial (figura 1.3), la distribución de intensidad muestra menos destellos débiles que los esperados por una distribución homogénea de las fuentes. Sin embargo, la distribución angular es consistente con una distribución isotrópica, es decir que se observa en todas las direcciones del espacio (Meegan y cols., 1991).

1.1.2. Espectro

El espectro de un objeto es la distribución característica de la intensidad de radiación electromagnética emitida o absorbida por este objeto en particular, por lo que es útil para determinar el mecanismo de producción. La mayoría de los destellos

2704 BATSE Gamma-Ray Bursts

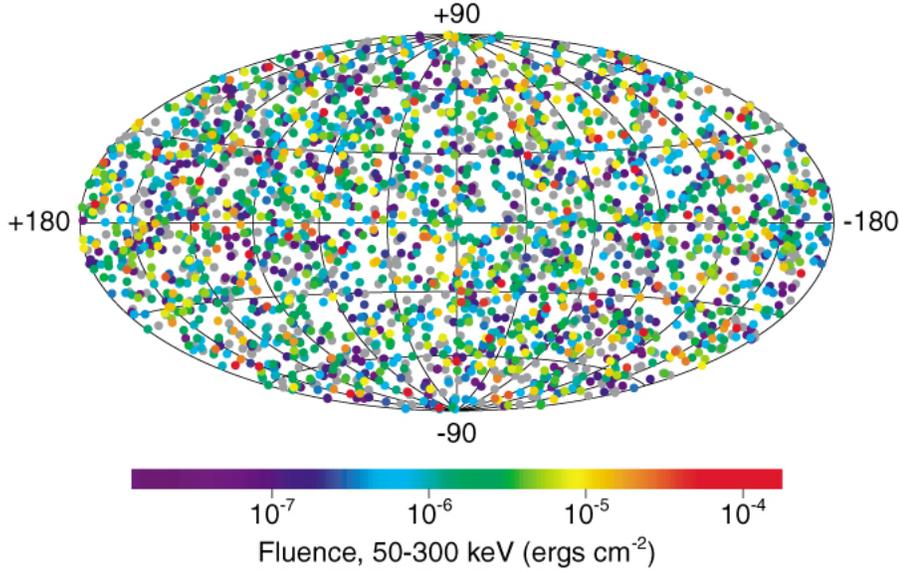


Figura 1.3. Distribución isotrópica de una muestra de destellos.

Se ubicaron en coordenadas galácticas 2704 GRBs detectados por BATSE durante nueve años de observación. Pruebas estadísticas confirman que los destellos son distribuidos isotrópicamente en el espacio (Fuente: NASA).

tienen un espectro continuo que es similar en forma cuando se toma todo el destello y cuando se escogen varias escalas de tiempo dentro del mismo. Este espectro ha sido modelado por la función Band (Band y cols., 1993), un ajuste empírico no térmico que describe adecuadamente a la mayoría de los destellos mas no se asocia a un origen físico. Estos espectros no-térmicos describen adecuadamente a la mayoría de los destellos y son bien ajustados (figura 1.4) en el rango de los keV - MeV, donde se concentra la mayor parte de la emisión de los GRBs. En una muestra de 156 destellos de BATSE se encontró que el valor promedio del índice espectral de baja energía es $\alpha \sim -1.0$ y el valor promedio del índice espectral de alta energía es $\beta \sim -2.25$ y energía pico $E_{peak} \sim 250$ keV (Preece y cols., 2000). Posteriormente, de una muestra de 487 destellos detectados por Fermi se encontró que el valor $\alpha \sim -0.75$, $\beta \sim -2.16$ y $E_{peak} \sim 194$ keV (Goldstein y cols., 2012) los cuales son consistentes con los encontrados por Preece y cols. (2000).

Estudios previos han propuesto que el espectro está compuesto por más de una componente. Motivado por pendientes espectrales de baja energía, se sugirió un componente térmico que puede contribuir al espectro observado (Mészáros, 2002;

Meszaros y Rees, 2000; Rees y Mészáros, 2005) y ha aparecido una creciente evidencia de que, durante las primeras etapas de la emisión principal del destello de larga duración, un componente térmico acompaña a la emisión no térmica (Campana y cols., 2006; Ghirlanda y cols., 2003; Ryde, 2004, 2005). El modelo de la bola de fuego predice una componente térmica de la fotósfera y su forma espectral suele ser compatible con una función de Planck.

Hay evidencia de una componente no térmica que es modelada por una Ley de Potencias (LP) dominante a energías > 1 MeV (Abdo y cols., 2009; Ackermann y cols., 2011, 2010). El GRB 941017 en González y cols. (2003), es utilizado frecuentemente para sostener interpretaciones teóricas de la emisión principal de GRBs, además de ser el primer destello en demostrar esta componente espectral adicional claramente diferente de Band. Se espera que estas componentes presenten una correlación alrededor de un valor medio.

1.1.3. Contrapartes

Tiempo después de terminada la emisión principal, emisión en múltiples longitudes de onda menos energéticas son observadas (de rayos X - radio), a esta emisión tardía se le conoce como contrapartes, varían suavemente y pueden ser visibles durante varios días e incluso años después de la emisión principal del destello. Este tipo de emisión fue detectada por primera vez a través de BeppoSAX en una emisión de rayos X seguida después de la emisión principal del GRB 970228 (Costa y cols., 1997).

En cada una de las longitudes de onda, las curvas de luz presentan el decaimiento de una ley de potencia. Las contrapartes en rayos X decaen completamente al ser detectadas. Las contrapartes en el óptico en su mayoría se observan decayendo (figura 1.5), mientras algunos cuantos presentan una pequeña ascensión. Las contrapartes en radio presentan una curva de luz ascendente seguida de un decaimiento.

El espectro continuo de contrapartes en rayos X es esencialmente una ley de potencias de la forma

$$F_X(t, \nu) \propto t^a \nu^b \tag{1.1}$$

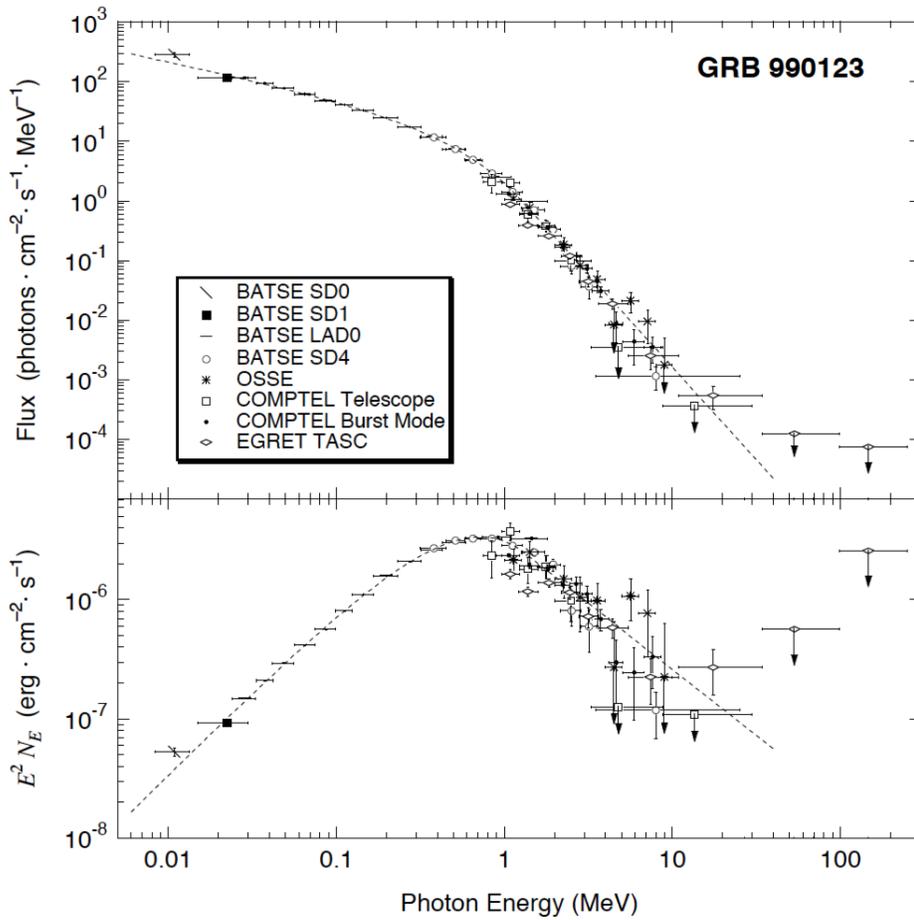


Figura 1.4. Espectro del GRB 990123.

Espectro modelado por la función Band utilizando varios detectores e instrumentos del CGRO que se muestra tanto como flujo de fotones N_E como en $E^2 N_E = \nu f_\nu$ unidades (Fuente: Briggs y cols. (1999)).

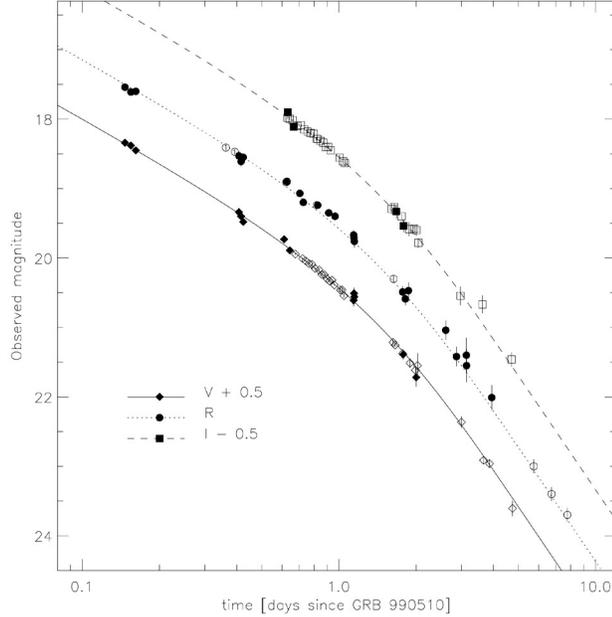


Figura 1.5. Curva de luz en el óptico del GRB990510.

Un ajuste para la curva de luz es obtenido con valores $\mathbf{a} = 0.82 \pm 0.02$, $\mathbf{b} = 2.18 \pm 0.05$ y $t^* = 1.2 \pm 0.08$ días (Fuente: Harrison y cols. (1999)).

con valores $\mathbf{a} \sim -0.9$ como el índice de evolución temporal y $\mathbf{b} \sim -1.4$ como el índice de evolución en energía. Contrapartes en el óptico (similar a los rayos X) se expresa su flujo como

$$F_{opt}(t, \nu) \propto t^{\mathbf{a}} \nu^{\mathbf{b}} \quad (1.2)$$

con valores $\mathbf{a} \sim -1$ y $\mathbf{b} \sim -0.7$. En la banda del óptico el índice espectral es generalmente positivo típicamente en las observaciones de 5 GHz y 8.5 GHz (Zhang y Meszaros, 2004).

Mientras las contrapartes en rayos X son las más comúnmente detectadas, no todos los destellos presentan contrapartes en todas las bandas principales. Cerca del 60% de los destellos de BeppoSAX con cotraparte en rayos X son detectados en el óptico. El otro $\sim 40\%$ son llamados destellos oscuros dado que las contrapartes se presentan ópticamente gruesas. Las contrapartes en radio son detectadas en alrededor de la mitad de todos los destellos con contraparte (Zhang y Meszaros, 2004).

Las contrapartes permiten determinar el corrimiento al rojo del destello. Además, el descubrimiento de la emisión óptica transitoria integrada en un objeto extendido, como en el caso del GRB 970228 (Van Paradijs y cols., 1997), o las líneas

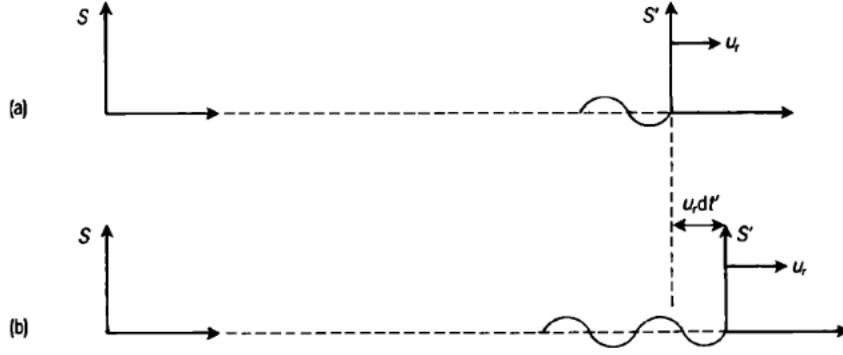


Figura 1.6. Corrimiento al rojo relativista.

a) Se emite un pulso de la fuente S' que lleva una velocidad u_r . b) Se emite un segundo pulso luego que la fuente S' se desplaza una distancia $u_r dt'$. Se toma una velocidad $u_r = v$ puramente radial (Fuente: D'Inverno y Einstein (1992)).

de absorción de metal en $z = 0.835$ para el GRB 970508 (Metzger y cols., 1997), confirmaron el origen cosmológico de los destellos.

1.1.4. Corrimiento al rojo

Todos los tipos de onda parecen alargarse cuando la fuente se aleja y ocurre lo contrario cuando la fuente se acerca al observador.

Considérese una fuente de luz emitiendo radiación cuya longitud de onda en su marco en reposo es λ_0 . Ahora se considera a un observador S relativo al marco en el que la fuente está en movimiento con una velocidad puramente radial $u_r = v$. Entonces, si dos pulsos sucesivos son emitidos por un tiempo de diferencia de dt' medido desde S' , los pulsos diferirán una distancia $v dt'$ (figura 1.6). Dada la dilatación del tiempo, el intervalo de tiempo entre los pulsos sucesivos respecto a S es $\Gamma dt'$ con $\Gamma = v/c$. Ya que los pulsos viajan con velocidad igual a la velocidad de la luz c , significa que llegan a S con una diferencia de tiempo y se encuentra que el efecto Doppler en relatividad especial es (D'Inverno y Einstein, 1992)

$$\frac{\lambda}{\lambda_0} = \frac{\sqrt{1 + \Gamma}}{\sqrt{1 - \Gamma}} \quad (1.3)$$

sumando -1 a ambas partes de la ecuación (1.3) se define el parámetro z del corrimiento como

$$z = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{\sqrt{1 + \Gamma}}{\sqrt{1 - \Gamma}} - 1 \quad (1.4)$$

El corrimiento al azul para valores de $z < 0$ es asociado a objetos que se aproximan al observador con longitudes de onda a mayores energías. De la misma manera, el corrimiento al rojo se da para valores de $z > 0$, asociado a objetos que se alejan del observador con longitudes de onda menos energéticas.

El GRB 970508 es el primer destello en ser determinado con un corrimiento al rojo de $z = 0.835$ (Metzger y cols., 1997), por sus características de absorción y emisión en el espectro de la contraparte en el óptico.

El valor del corrimiento al rojo z , permite estimar la distancia a la que se encuentra una fuente a partir de la Ley de Hubble en cosmología relativista, la cual establece que la velocidad radial de recesión medida por el corrimiento al rojo z es proporcional a su distancia (D’Inverno y Einstein, 1992)

$$z \simeq H(t_0)d_L \tag{1.5}$$

donde $H(t_0)$ es el valor del parámetro de Hubble en la época actual y es llamado la constante de Hubble.

1.2. Progenitores de Destellos de Rayos Gamma

A partir de la gran cantidad de energía liberada por los destellos y al no registrarse eventos iguales, se cree que sus progenitores están asociados a la muerte de estrellas masivas o la fusión de objetos compactos. Los destellos de corta duración son producidos por la unión de objetos compactos en un sistema binario. En agosto de 2017 se observó uno de ellos por primera vez como contrapartida de las ondas gravitacionales (Goldstein y cols., 2017). Los destellos de larga duración en cambio, son considerados provenientes de hipernovas o algún tipo de supernova originada por una estrella super masiva ($>40 M_{\odot}$).

1.2.1. Fusión de objetos compactos

El modelo generalmente preferido para explicar los destellos de corta duración es la fusión de dos objetos compactos. Si estos binarios se forman con separaciones lo suficientemente pequeñas, la emisión de radiación gravitacional causará que se acerquen y eventualmente se producirá la colisión de los dos componentes liberando

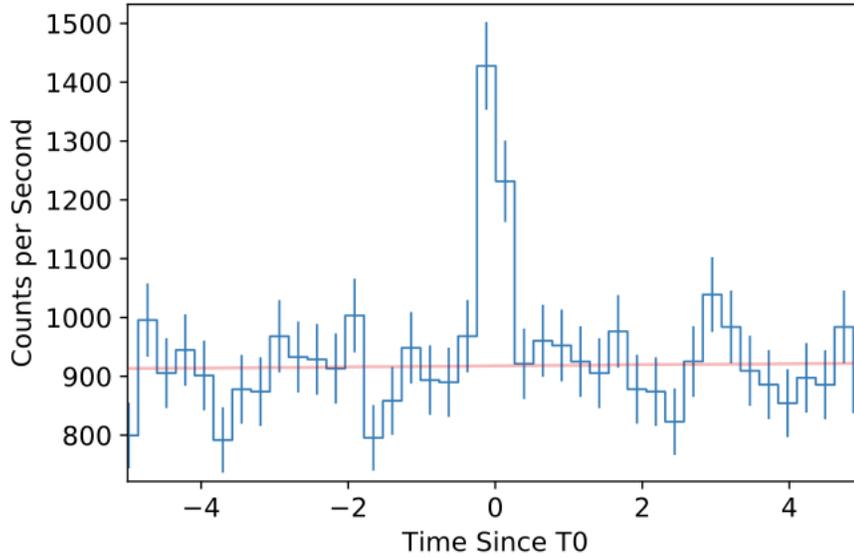


Figura 1.7. Curva de luz del GRB 170817A.

Destello de 256 ms en la banda de 50-300 keV por los detectores NaI 1, 2 y 5 de Fermi. La banda roja es la estimación de máxima verosimilitud de Poisson no empaquetada del fondo. (Fuente: Goldstein y cols. (2017)).

una inmensa cantidad de energía antes de que los dos objetos colisionen. Los posibles escenarios son un sistema de estrellas de neutrones binario y un sistema de estrella de neutrones - agujero negro. La fusión de objetos compactos de estos escenarios es propuesto por primera vez por Paczynski (1986) y planteado como el mecanismo central de los destellos de corta duración (Eichler y cols., 1989). Se cree que todo el proceso ocurre extremadamente rápido y se completa en pocos segundos, lo que explica la naturaleza breve de estos destellos. El GRB 050509B es el primer destello de corta duración para el cual existe un posible anfitrión durante la fusión de un par de binarios compactos (Bloom y cols., 2006). Este destello se ha producido en una región con galaxias sin formación de estrellas.

Aproximadamente 1.7 segundos después de la detección de las ondas gravitacionales el 17 de agosto de 2017 (GW170817) por el Observatorio de Ondas Gravitatorias por Interferometría Láser (LIGO, por sus siglas en inglés), el instrumento Gamma-ray Burst Monitor (GBM) del Telescopio Espacial Fermi de Rayos Gamma (FGST, de sus siglas en inglés) detectó al GRB 170817A de corta duración (Goldstein y cols., 2017), confirmando que por lo menos algunos destellos de corta duración son producidos por la fusión de binarios de objetos compactos.

1.2.2. Colápsares

Se sugiere que los destellos de larga duración surgen como consecuencia de la muerte de estrellas masivas. El principal escenario plantea el colapso del núcleo de una estrella masiva (Woosley, 1993) con lo que se espera que la explosión de una supernova sea asociada con el destello. Parte del material es acretrado al agujero negro central por un disco y parte del material es canalizado hacia los dos polos provocando una eyección bipolar a la cual se da el nombre de chorro. Se piensa que el chorro del GRB resulta del colapso del núcleo de un sistema agujero negro - toro, por lo tanto, el destello se produce simultáneamente con la supernova si la estrella colapsa rápidamente, o el destello se retrasa con respecto a la supernova o bien es posible un colapso de un paso o de dos pasos, según la masa y el momento angular del núcleo progenitor así como los detalles del colapso. Si el retraso del segundo colapso no es muy largo, de minutos a horas como es sugerido por simulaciones numéricas (MacFadyen y Woosley, 1999), el escenario de colapso de dos pasos no es muy diferente del colapso de un paso, y ambos casos pueden denominarse colápsares (Woosley y cols., 2003) de tipo I y II. Por otro lado, si la demora es larga, de días a semanas o incluso meses, el entorno del destello es muy diferente del caso colápsar, debido al papel de la capa de supernova bien separada y un viento de pulsar central (Vietri y Stella, 1998). Este último caso se conoce como supranova.

El GRB 021004 fue un destello particularmente largo (Pandey y cols., 2002) durando cerca de 100 segundos. Observaciones sugieren fuertemente que este destello fue creado por un colápsar Mirabal y cols. (2003), una estrella masiva de Wolf-Rayet que colapsa sobre sí misma durante una supernova especialmente poderosa, llamada hipernova.

Cuando tal estrella, con la masa al menos de 20 a 30 veces el sol, agota su combustible nuclear, no tiene presión de radiación externa para soportar su volumen. El núcleo de la estrella, que contiene la masa de varios soles, implosiona en un agujero negro, mientras que la mayor parte de la masa de la estrella explota en el medio interestelar circundante. Reconocemos la explosión como el evento de la supernova. El destello, sin embargo, comienza a evolucionar antes de que la estrella se rompa, puesta en movimiento por el agujero negro recién formado.

En el sistema de agujero negro -toro, el agujero negro inmediatamente comienza a atraer más material estelar formándose un disco de material muy rápidamente,

llamado disco de acreción, con la parte interna del disco girando alrededor del agujero negro a una velocidad cercana a la de la luz. Los flúidos giratorios y conductores crean un campo magnético, y este disco de acreción no es una excepción. Sin embargo, debido a que la parte interna del disco de acreción está girando más rápidamente que la externa, las líneas del campo magnético se tuercen violentamente. Esto causa que un chorro de material explote hacia afuera casi a la velocidad de la luz perpendicularmente al disco de acreción. El chorro contiene materia y antimateria en forma de electrones, positrones y protones.

1.2.3. Magnetares

Un modelo alternativo para describir destellos de larga duración es el modelo magnetar de milisegundos, propuesto por Usov (1992), consiste básicamente en un modelo de destellos de rayos gamma a distancias cosmológicas que se basa en la formación de estrellas de neutrones de rotación rápida con campos magnéticos de superficie del orden de 10^{15} G. Estos objetos podrían formarse por el colapso gravitatorio de las enanas blancas con campos magnéticos anormalmente altos en binarios, como en binarios cataclísmicos magnéticos. Una vez formadas, las estrellas de neutrones fuertemente magnetizadas y de rotación rápida perderían catastróficamente su energía cinética de rotación en una escala de tiempo de segundos o menos. La rotación del campo magnético crea un campo eléctrico fuerte y, por lo tanto, un plasma electrón-positrón. Este plasma fluye lejos de la estrella de neutrones a velocidades relativistas, y la emisión de rayos X y rayos gamma en la fotosfera de este viento relativista puede reproducir las características de un destello de rayos gamma.

1.2.4. Modelo de la bola de fuego

El modelo de la bola de fuego (figura 1.8) surge como necesidad de explicar el comportamiento de los GRBs. Propuesto por Cavallo y Rees (1978), este modelo es independiente del progenitor y también de cualquier mecanismo primario de liberación de energía. La importancia de este modelo recae en que energía del orden de los 10^{51} - 10^{54} ergs en un volumen muy pequeño es emitida, generando una onda expansiva que contiene un flujo denso de fotones, electrones y positrones. Esta onda es llamada bola de fuego y es ópticamente gruesa al inicio impidiendo que radiación térmica sea emitida lo que a su vez permite alcanzar una energía uniforme en el chorro. r_s es la distancia que define el fin de la fase de aceleración, durante la cual

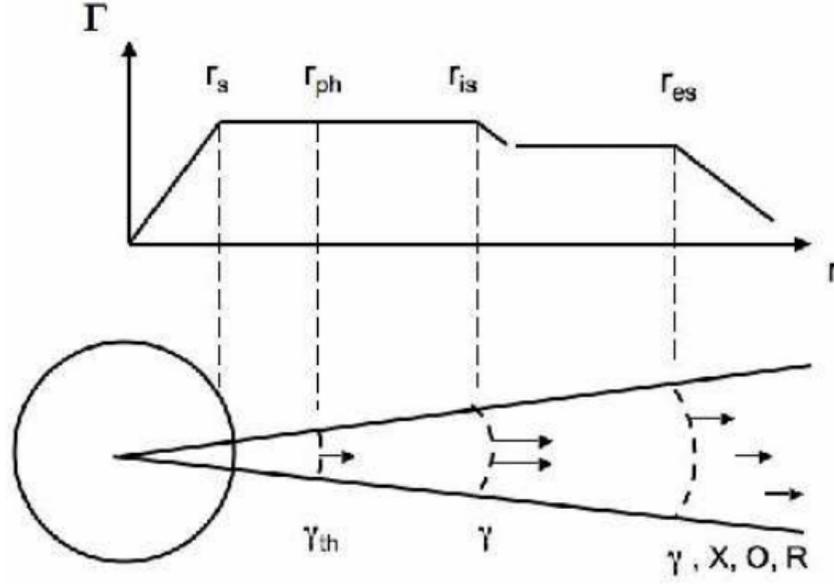


Figura 1.8. Evolución del chorro.

Localizaciones nominales del radio saturado r_s , el radio fotosférico r_{ph} , radio de choque interno r_{is} y choque externo r_{es} . La fotosfera produce rayos gamma térmicos, la región de choque interno/disipación produce los rayos gamma no térmicos, la región de choque externo produce la contraparte. (Fuente: Meszaros (2006)).

el factor de Lorentz Γ incrementa linealmente con R .

r_{ph} caracteriza el radio fotosférico. Conforme la bola de fuego avanza se hace ópticamente delgada y radiación térmica es emitida. Parte de la energía de radiación es convertida en energía cinética a partir de la producción de pares lo que implica que esta energía cinética debe ser transferida por medio de un mecanismo de disipación el cual se produce después de que la bola de fuego supera el umbral energético de la producción de pares. Los frentes de choque son los responsables de convertir la energía cinética en radiación.

La emisión de esta gran cantidad de energía en múltiples capas a lo largo de un período de tiempo comparable con la duración observada del GRB produce que múltiples choques aparezcan cuando las capas más rápidas alcanzan las más lentas. Las ondas de choque incrementan la densidad, la presión, la temperatura y el campo magnético, acelerando los electrones y emitiendo rayos gamma mediante radiación sincrotrón y por efecto Compton inverso. Este proceso genera la emisión principal del GRB que corresponde al modelo de choques internos. La emisión principal es producida por choques internos a una distancia típica r_{is} y define el fin de la fase de

deslizamiento con Γ mantenido constante.

Luego, la capa se expande por el medio interestelar chocando el material que encuentra a su paso hasta que en algún momento la masa del material interestelar barrido y la masa del material eyectado son comparables y se produce una onda de choque que se propaga a través del medio interestelar. Conforme los electrones acelerados se enfrían emiten fotones en múltiples longitudes de onda por radiación sincrotrón. Esta emisión es conocida como contrapartes o secundarias y es explicado por el modelo de choque externo. r_{es} define el radio de desaceleración e indica el comienzo de la contraparte y Γ decrementa.

2. DETECTORES DE RAYOS GAMMA

2.1. Interacción con la materia

Se refiere a rayos gamma como la radiación electromagnética de muy alta energía (arriba de los 40 keV). Éstos son capaces de viajar cientos de metros en el aire y pueden atravesar fácilmente el cuerpo humano. Los rayos gamma son emitidos por núcleos hijos inestables cuando núcleos pesados se desintegran ya sea por desintegración alfa o beta, o por fisión (Martin, 2006). Si este estado está por debajo de la energía de excitación de fisión, se desexcitará, usualmente emitiendo un fotón de alta energía. La energía de este fotón está determinada por el espaciamiento energético promedio y abarca desde unos cuantos a varios MeV. Como el decaimiento gamma es un proceso electromagnético, esperamos que la vida media típica de un estado excitado sea $\sim 10^{-16}$ s.

Para entender cómo funcionan los detectores de rayos gamma, es necesario comprender cómo interactúan con la materia.

2.1.1. Dispersión Compton

La dispersión Compton (Interaction of Gamma Radiation with Matter, s.f.), dominante a energías intermedias (en energías de keV), es la dispersión inelástica de un fotón menos energético mediante una partícula cargada, generalmente un electrón. En la dispersión Compton, el fotón incidente se desvía en un ángulo θ (figura 2.1) con respecto a su dirección original. Esta desviación es la causa de la disminución de la energía del fotón. El fotón transfiere una parte de su energía al electrón de retroceso. La energía transferida al electrón de retroceso puede variar de cero a una gran fracción de la energía del rayo gamma incidente, ya que todos los ángulos de dispersión son posibles.

A partir de la conservación de la energía y del momento lineal puede predecirse

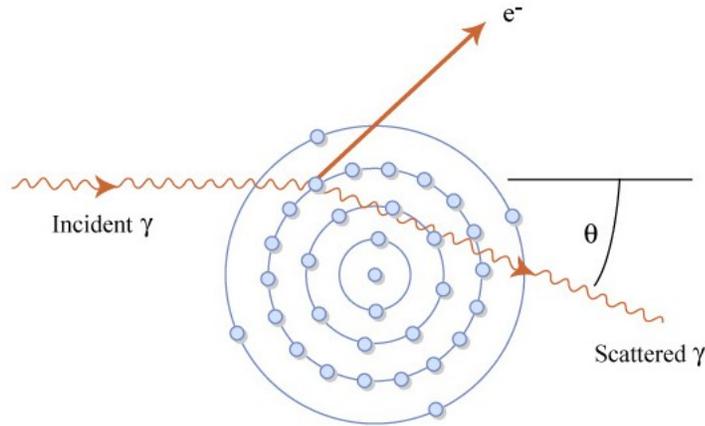


Figura 2.1. Dispersión Compton.

Un fotón gamma incidente interactúa con un electrón de las capas externas del átomo. En consecuencia un electrón con mayor energía es emitido a la vez que un fotón gamma menos energético es dispersado por un ángulo θ (Fuente: MIT OpenCourseWare).

la longitud de onda del fotón dispersado (λ)

$$\lambda - \lambda_0 = \frac{h}{m_0 c} (1 - \cos \theta) \quad (2.1)$$

donde λ_0 es la longitud de onda del fotón incidente, h es la constante de Planck y m_0 la masa en reposo del electrón (French, 1968).

Al proceso contrario se le conoce como el Efecto Compton Inverso. Implica la dispersión de fotones de baja energía a altas energías como consecuencia de la interacción con electrones ultrarelativistas en el que un fotón gana energía de estos electrones e incluso rayos gamma pueden ser producidos (ecuación 2.2). El proceso es llamado inverso porque los electrones pierden energía en lugar de los fotones, lo contrario al Efecto Compton.

$$\gamma + e^- \rightarrow \gamma + e^- \quad (2.2)$$

Este proceso es observado por ejemplo en el caso de una emisión de Compton Autoinducida, cuando los fotones emitidos por emisión sincrotrón vuelven a ser dispersados por Compton Inverso.

2.1.2. Producción de pares

La producción de pares (Interaction of Gamma Radiation with Matter, s.f.) (figura 2.2), dominante a altas energías (escalas \geq MeV), es la formación de un par electrón-positrón a partir de un fotón de alta energía luego de interactuar con un núcleo atómico.

$$\gamma \rightarrow e^- + e^+ \quad (2.3)$$

De acuerdo con la equivalencia masa-energía, la energía del fotón se convierte en la masa del par de partículas. Esto implica que para que la producción se dé, la energía del fotón debe estar por encima de un umbral energético equivalente a la masa en reposo del par electrón-positrón ($> 2 \times 0.511 \text{ MeV} = 1.022 \text{ MeV}$).

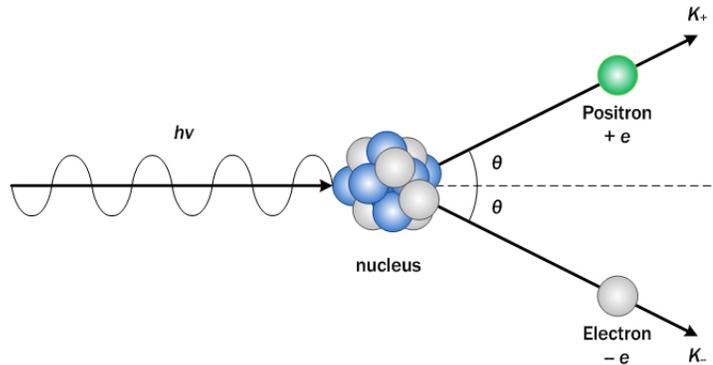


Figura 2.2. Producción de pares.

Un fotón de energía $h\nu$ interactúa con un núcleo atómico produciendo la dispersión en ángulos θ y energías cinéticas K_+ y K_- de un positrón y un electrón respectivamente (Fuente: wikidot.com/).

2.2. Tipos de detectores

Para el registro de rayos gamma y su energía se emplean detectores a base de materiales centelleadores y detectores a base de semiconductores.

2.2.1. Detectores centelleadores

El volumen sensible de un detector centelleador es un material luminiscente que es visto por un dispositivo que detecta las emisiones de luz inducidas por rayos gamma (Reilly y cols., 1991). El material centelleador puede ser orgánico o inorgánico, siendo más común el segundo. Ejemplos de centelleadores orgánicos son antraceno,

plásticos y líquidos. Algunos materiales centelleadores inorgánicos comunes son el yoduro de sodio (NaI), el yoduro de cesio (CsI), el sulfuro de zinc (ZnS) y el yoduro de litio (LiI). Los detectores centelleadores más comunes son sólidos, y los más populares son los cristales inorgánicos NaI y CsI. Otro material centelleador, germanato de bismuto ($\text{Bi}_4\text{Ge}_3\text{O}_{12}$), comúnmente conocido como BGO, se ha vuelto popular en aplicaciones donde su alta eficiencia de conteo gamma o su sensibilidad neutrónica superan consideraciones de resolución de energía.

Cuando los rayos gamma interactúan en el material centelleador, los átomos ionizados en el material pierden energía y emiten fotones de luz. En un cristal centelleador orgánico puro, el retorno del átomo a estados de menor energía con la emisión de un fotón es un proceso ineficiente. Además, los fotones emitidos suelen tener una energía demasiado alta para encontrarse en el rango de longitudes de onda a las que un fotomultiplicador (PMT de sus siglas en inglés) es sensible. Los activadores, pequeñas cantidades de impurezas, se agregan a todos los centelleadores para mejorar la emisión de fotones visibles. Las excitaciones de cristal canalizadas a través de estas impurezas dan lugar a fotones que pueden activar el PMT. Una consecuencia importante de la luminiscencia a través de las impurezas del activador es que el cristal del centelleador es transparente a la luz de centelleo. Un ejemplo común de activación del centelleador encontrado en las mediciones de rayos gamma es el yoduro de sodio dopado con talio [NaI (Tl)].

La luz de centelleo se emite isotrópicamente; por lo que el centelleador normalmente está rodeado de material reflectante (como MgO) para minimizar la pérdida de luz y luego está acoplado ópticamente al fotocátodo de un PMT. Los fotones de centelleo incidentes en el fotocátodo liberan electrones a través del efecto fotoeléctrico, y estos fotoelectrones son luego acelerados por un fuerte campo eléctrico en el PMT. A medida que estos fotoelectrones se aceleran, colisionan con electrodos en el tubo (conocidos como dínamos) liberando electrones adicionales. Este flujo de electrones incrementado se acelera aún más para colisionar con electrodos sucesivos, provocando multiplicación masiva (por un factor de 10^4 o más) del flujo de electrones desde su valor inicial en la superficie del fotocátodo. Finalmente, la ráfaga de carga amplificada llega al electrodo de salida (el ánodo) del tubo. La magnitud de este aumento de carga es proporcional a la cantidad inicial de carga liberada en el fotocátodo del PMT; la constante del fotocátodo es proporcional a la cantidad de luz incidente en el fototubo, que, en funcionamiento, es proporcional a la cantidad

de energía depositada en el centelleador por el rayo gamma. Por lo tanto, se produce una señal de salida que es proporcional a la energía depositada por los rayos gamma en el medio de centelleo.

2.2.2. Detectores de estado sólido

En detectores de estado sólido, la carga producida por las interacciones de fotones se recoge directamente (Reilly y cols., 1991). La resolución de la energía de rayos gamma de estos detectores es mucho mejor que la de los detectores de centelleo. El volumen sensible es una región condicionada electrónicamente (conocida como la región agotada) en un material semiconductor en el cual los electrones y agujeros liberados se mueven libremente. El germanio posee las características electrónicas más idóneas en este sentido y es el material semiconductor más ampliamente utilizado en los detectores de estado sólido. El detector funciona como un contador proporcional de estado sólido, con la carga de ionización barrida directamente a los electrodos por el campo eléctrico alto en el semiconductor, producido por el voltaje de polarización. La carga recolectada se convierte en un pulso de voltaje mediante un preamplificador. Los primeros diseños más populares utilizaron germanio derivado de litio [Ge (Li)] como medio de detección. El litio sirvió para inhibir el atrapamiento de carga en los sitios de impurezas en la red cristalina durante el proceso de recolección de carga. En los últimos años, los fabricantes han producido cristales hiperpuros de germanio (HPGe), lo que elimina la necesidad de dopar el litio y simplifica el funcionamiento del detector.

Los detectores de estado sólido se producen principalmente en dos configuraciones; planar y coaxial. Estos términos se refieren a la forma del cristal del detector y la manera en que está conectado al circuito del detector. Los detectores coaxiales se producen con cristales abiertos (los llamados verdaderos coaxiales) o cerrados. En ambos casos, la colección del campo eléctrico es principalmente radial, con algún componente axial presente en la configuración cerrada. Los detectores coaxiales se pueden producir con grandes volúmenes sensibles y, por lo tanto, con grandes eficiencias de detección a altas energías de rayos gamma. Además, la geometría de campo eléctrico radial hace que los detectores de estado sólido coaxiales (especialmente los coaxiales de extremo abierto) sean mejores para aplicaciones de temporización rápida. El detector planar consiste en un cristal de sección transversal rectangular o circular y un espesor sensible de 1 mm - 20 mm. El campo eléctrico es perpendicular

al área de la sección transversal del cristal. El espesor del cristal se selecciona sobre la base de la región de energía de rayos gamma relevante para la aplicación de interés, con los espesores pequeños óptimos para mediciones de baja energía (por ejemplo, en la región de rayos-X para material nuclear especial). Los detectores planares usualmente logran la mejor resolución de energía, debido a su baja capacitancia; se prefieren para la espectroscopia detallada, como el análisis de los espectros de rayos gamma y rayos gamma de baja energía y complejos de uranio y plutonio.

2.3. Método de detección

Los rayos gamma se detectan al observar los efectos que tienen en la materia. Un rayo gamma puede colisionar con un electrón y rebotar en él (dispersión de Compton) o puede empujar un electrón hacia un estado de energía más alto (efecto fotoeléctrico). Además, dado que los rayos gamma tienen tanta energía, parte de esta energía puede transformarse en materia directamente al crear un electrón y un positrón (producción de pares). Todas estas interacciones hacen que los electrones se muevan de alguna manera, lo que básicamente significa que se ha creado una corriente eléctrica. Estas corrientes pueden luego amplificarse y medirse para estimar la energía y la dirección del rayo gamma original. Los detectores de rayos gamma se pueden ubicar en dos amplias clases: espectrómetros e imágenes.

La primera clase se denominaría espectrómetros o fotómetros en astronomía óptica. Estos detectores son esencialmente "cubos de luz" que se enfocan en una región del cielo que contiene el objeto de interés y recolectan tantos fotones como sea posible. Estos tipos de detectores generalmente usan centelleadores o detectores de estado sólido para transformar los rayos gamma en señales ópticas o electrónicas que se graban.

La segunda clase son los detectores que realizan la tarea difícil de las imágenes de rayos gamma. Los detectores de este tipo confían en la naturaleza del proceso de interacción de rayos gamma, como la producción de pares o la dispersión Compton, para calcular la dirección de llegada del fotón entrante, o utilizan un dispositivo como una máscara codificada para permitir una imagen ser reconstruida.

2.3.1. Detectores de dispersión Compton

La región de alrededor de 1 MeV - 30 MeV es una parte difícil de estudiar de la astronomía de rayos gamma. En este rango de energía, los astrónomos pueden estudiar las líneas de emisiones nucleares, algunos púlsares, galaxias activas, erupciones solares y destellos de rayos gamma. Este es también el rango de energía donde la dispersión Compton es la interacción física dominante entre la luz y la materia. El diseño del telescopio de dispersión Compton (Compton Scattering, 1997) utiliza esta interacción como la base de su esquema de detección.

Los telescopios de dispersión Compton son típicamente instrumentos de dos niveles. En el nivel superior, rayos gamma cósmicos dispersan un electrón en un centelleador. El fotón disperso luego desciende a un segundo nivel del material centelleador que lo absorbe completamente. Fototubos miran las dos capas y la cantidad de energía depositada en cada capa.

De la misión CGRO, COMPTEL (The Imaging Compton Telescope (COMPTEL), 2005) utiliza el efecto Compton y dos capas de detectores de rayos gamma para reconstruir una imagen de una fuente de rayos gamma en el rango de energía de 1 a 30 millones de electronvoltios (MeV). Los rayos gamma de galaxias activas, restos de supernova radiactivos y rayos gamma difusos de nubes moleculares gigantes se pueden estudiar con este instrumento.

2.3.2. Telescopios de pares

Un telescopio de pares (The Pair Telescope, 1997) utiliza el proceso de interacción de fotones para detectar la llegada del fotón cósmico a través del par electrón-positrón creado en el detector.

El diseño estándar del instrumento es tener un telescopio en capas, con capas convertoras intercaladas con material de rastreo. El convertidor es típicamente un metal pesado, como el plomo, que proporciona el blanco para crear el par inicial. El material de rastreo detecta el par. Una vez que el par electrón-positrón se ha creado en una de las capas convertidoras, atraviesa la cámara, ionizando el gas. Disparar el detector electrifica los cables, atrayendo los electrones libres y proporcionando la señal detectada. El rastro de chispas proporciona una imagen tridimensional de las trayectorias de electrón-positrón.

Un tipo de material de rastreo es una cámara de chispa, que es una región llena de gas cruzada con cables. Otro tipo de material de rastreo son los detectores de tira de silicio, que consta de dos planos de silicio. En un plano, las tiras están orientadas en la dirección x , mientras que el otro plano tiene tiras en la dirección y . La posición de una partícula que pasa a través de estos dos planos de silicio puede determinarse con mayor precisión que en una cámara de chispa.

Mediante la reconstrucción de las pistas del par cargado a medida que pasa a través de la serie vertical de rastreadores, se calcula la dirección del rayo gamma, y por lo tanto, su origen en el cielo. Además, a través de la absorción del par por un detector de centelleo o un calorímetro después de que salen de la cámara de chispa, se determina la energía total del rayo gamma inicial.

La misión FGST usa detectores de estado sólido como material de rastreo en lugar de la cámara de gas.

2.3.3. Detectores Cerenkov

Se conoce como radiación Cerenkov a la radiación electromagnética emitida cuando una partícula cargada atraviesa un medio el cual tiene un índice de refracción n , a una velocidad v que excede la velocidad de la luz c/n en dicho medio.

Este es un fenómeno que involucra un gran número de átomos del medio, cuyos electrones son acelerados por los campos de la partícula cargada que los atraviesa. La partícula cargada es desplazada a velocidades superiores a la de la luz en el medio y produce una perturbación drástica que altera la distribución de carga de los átomos que lo conforman.

Cuando los rayos gamma se encuentran con la atmósfera de la Tierra, crean una cascada de rayos y partículas. Este proceso involucra al fotón original que experimenta una interacción de producción de pares en lo alto de la atmósfera, creando un electrón y un positrón. Estas partículas luego interactúan, a través de la dispersión Bremsstrahlung y Compton, y ceden parte de su energía para crear fotones energéticos. Estos a su vez crean más electrones, lo que resulta en una cascada de electrones y fotones que viajan a través de la atmósfera hasta que las partículas se

quedan sin energía.

Estas son partículas extremadamente energéticas, lo que significa que están viajando muy cerca de la velocidad de la luz. La polarización resultante de los átomos locales a medida que las partículas cargadas viajan a través de la atmósfera da como resultado la emisión de una luz tenue y azulada.

Dependiendo de la energía del rayo gamma cósmico inicial, puede haber miles de electrones-positrones en la cascada resultante que son capaces de emitir radiación Cerenkov. Como resultado, una gran piscina de luz Cerenkov acompaña a las partículas en la cascada de rayos. Los detectores Cerenkov, como su nombre lo indica, se basan en la detección de este conjunto de luz para inferir la llegada de un rayo gamma.

Los detectores Cerenkov de aire (Air Cerenkov Detectors, 1997) comienzan con uno o varios reflectores ópticos grandes, y generalmente se colocan en sitios de montaña donde se pueden ubicar observatorios ópticos estándar. Los espejos utilizados pueden ser de menor calidad que los utilizados en los telescopios ópticos, ya que reflejan la luz de esta gran piscina local que es muy tenue y solo se puede detectar limpiamente en las noches oscuras y sin luna. Aun así, ayuda que el conjunto total pase a través del detector en solo unos pocos nanosegundos. Esto permite una mayor separación de la señal débil de la luz ambiental del resto del cielo nocturno.

Una vez que se ha detectado la luz en un fototubo, se utilizan componentes electrónicos para registrar la señal. Muchos detectores modernos utilizan una matriz de 100 o más fototubos pequeños en el plano focal en lugar de un fototubo único. De esta manera, se registra una imagen cruda de la piscina de luz Cerenkov. Esto es muy importante porque estos detectores, además de detectar fotones cósmicos de rayos gamma, detectan un gran fondo de rayos cósmicos. Los protones y núcleos de los rayos cósmicos interactúan en la atmósfera de la misma manera, creando sus propias cascadas de luz Cerenkov. Estas cascadas inducidas por rayos cósmicos se forman uniformemente en todas las partes del cielo y enmascaran la señal fotónica deseada. Menos del 1% de los eventos detectados se deben a fotones. El resto son rayos cósmicos.

El CTA (Cerenkov Telescope Array) (Cherenkov Telescope Array, 2016) es el

observatorio terrestre de próxima generación para la astronomía de rayos gamma a muy altas energías. Con más de 100 telescopios ubicados en los hemisferios norte y sur, CTA será el observatorio de detectores Cerenkov de aire enfocado en la detección de rayos gamma de alta energía más grande y sensible del mundo.

Un detector Cerenkov de agua Pérez y Yuniór (s.f.) consiste en un tanque cilíndrico cubierto por una capa de manto que previene el ingreso de luz externa, con una superficie libre que depende del tamaño del tanque y relleno de agua purificada. El agua purificada es contenida por una bolsa de tyvek para aumentar la reflectividad de la radiación Cerenkov en el interior del tanque. La radiación de Cerenkov producida con el paso de las partículas a través del tanque es reflejada por el tyvek hasta ser captada por un fotomultiplicador centrado en la parte superior del tanque.

Posteriormente los fotoelectrones emitidos por el fotocátodo pasan por un sistema óptico para electrones que se encarga de recolectarlos y enfocarlos por medio de líneas equipotenciales para que lleguen al multiplicador de acuerdo a los parámetros necesarios. El multiplicador únicamente amplifica la fotocorriente para producir una corriente medible. La señal generada es digitalizada y muestra los pulsos en un osciloscopio para luego enviar los datos a una computadora.

La colaboración LAGO (Latin America Giant Observatory) (The Latin American Giant Observatory (LAGO), s.f.) es una red de colaboración no centralizada distribuída en países latinoamericanos quienes operan el proyecto de un observatorio de astropartículas a escala global que hacen uso de detectores Cerenkov de agua.

2.4. El Observatorio Compton de Rayos Gamma

El Observatorio Compton de Rayos Gamma (Compton Gamma Ray Observatory (CGRO), 2005) (con siglas en inglés CGRO, figura 2.3) es el segundo observatorio de los Grandes Observatorios de la NASA que cubrió energías del espectro electromagnético entre 30 keV - 30 GeV, puesto en órbita el año 1991 hasta ser desmontado en el año 2000. Utilizó cuatro instrumentos con el fin de aumentar la cobertura espectral los cuales fueron el Burst And Transient Source Experiment (BATSE), el Oriented Scintillation Spectrometer Experiment (OSSE), el Imaging Compton Telescope (COMPTEL), y el Energetic Gamma Ray Experiment Telescope (EGRET). Esta misión recopiló datos sobre algunos de los procesos físicos más

violentos del Universo caracterizados por sus energías extremadamente altas.

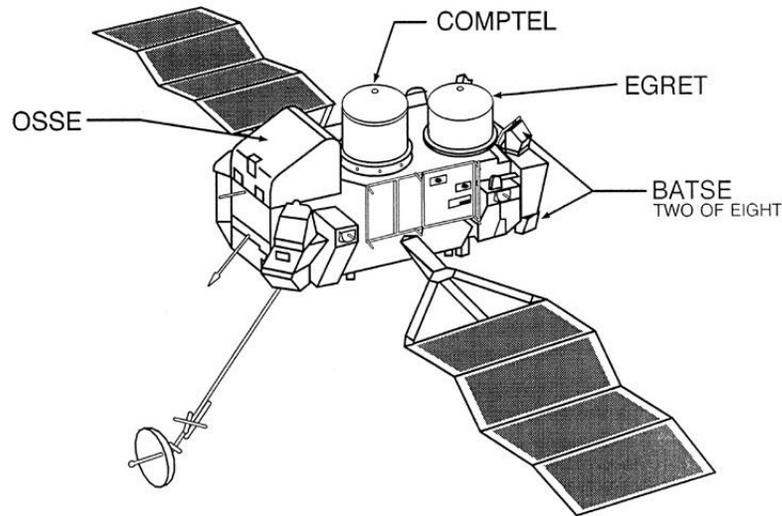


Figura 2.3. Observatorio Compton de Rayos Gamma (CGRO).

Representación del Observatorio Compton de Rayos Gamma con sus instrumentos Burst And Transient Source Experiment (BATSE), el Oriented Scintillation Spectrometer Experiment (OSSE), el Imaging Compton Telescope (COMPTEL), y el Energetic Gamma Ray Experiment Telescope (EGRET) (Fuente: NASA).

2.4.1. BATSE

BATSE, fue especialmente diseñado para detectar GRBs y estudiar sus características temporales y espectrales aumentando de forma significativa la resolución de experimentos previos. BATSE constaba de ocho módulos detectores. Cada módulo estaba orientado en un ángulo de 54.7° con respecto al eje z en cada una de las esquinas de la nave espacial de manera que los ocho módulos juntos formaran un octaedro. Cada módulo consistía en dos tipos de detectores, uno llamado Large Area Dector (LAD) abarcando energías desde $20 \text{ keV} \sim 2 \text{ MeV}$, y el otro Spectroscopy Detector (SD) con energías ajustables de $20 \text{ keV} \sim 8 \text{ MeV}$. Ambos detectores eran centelleadores de yoduro de sodio dopado con talio, $\text{NaI}(\text{Tl})$, de diferentes dimensiones designadas para lograr metas científicas diferentes (Kaneko, 2005). Un aporte importante de BATSE sobre los GRBs es la evidencia de una distribución isotrópica, es decir que se observa en todas las direcciones del espacio, aunque no es homogénea, ya que no todas las fuentes poseen la misma intensidad, dando peso a interpretaciones de origen cosmológico (Meegan y cols., 1991).

2.5. El Telescopio Espacial Fermi de Rayos Gamma

El Telescopio Espacial Fermi de Rayos Gamma (Fermi Spacecraft and Instruments, 2017) (figura 2.4), puesto en órbita el 11 de junio de 2008, es un observatorio espacial que cubre energías del rango de 8 keV a 300 GeV. Está compuesto por los instrumentos Large Area Telescope (LAT), como instrumento principal, y el GBM, un instrumento complementario.

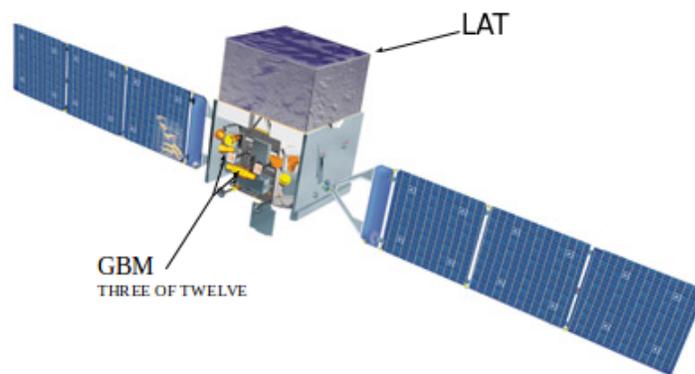


Figura 2.4. Telescopio Espacial Fermi de Rayos Gamma (FGST).

El Telescopio Espacial Fermi de Rayos Gamma con sus dos instrumentos Large Area Telescope (LAT) y Gamma-ray Burst Monitor (GBM) (Fuente: NASA).

2.5.1. Gamma-ray Burst Monitor

El instrumento GBM incluye dos conjuntos de detectores: dos centelladores cilíndricos de germanato de bismuto (BGO) cada uno de 12.7 cm de diámetro y 12.7 cm de altura que cubre rangos de energía de $\sim 150 \text{ keV} \sim 30 \text{ MeV}$, y 12 centelladores de yoduro de sodio (NaI) cada uno de 12.7 cm de diámetro y 1.27 cm de grosor que son sensibles en el rango de $\text{keV} \sim 1 \text{ MeV}$.

3. ANÁLISIS ESPECTRAL

3.1. Metodología

Para el análisis se emplearon las bases de datos del Large Area Detector (LAD) de BATSE (González y cols., 2012), y del detector NaI de GBM (Guiriec y cols., 2015). Se utilizó el software Gamma-Ray Spectral Fitting Package (RMFIT) (Malluzzi y cols., 2005), una herramienta para la espectroscopía de fuentes transitorias desarrollada en la Universidad de Alabama, Huntsville, Estados Unidos; bajo la guía del tutorial de Fermi Science Support Center (FSSC)¹. RMFIT utiliza una técnica de plegado directo para obtener los mejores parámetros de ajuste a partir de un modelo matemático escogido dados intervalos de tiempo de fuente y de fondo de archivos de datos que contienen las tasas de recuento observadas y una matriz de respuesta según el detector. RMFIT es capaz de describir gráficas de curvas de luz y espectros, permitiendo interactuar con ellos a través de una interfaz gráfica con las que un usuario puede definir ajustes de espectroscopía de tiempo integrado o de tiempo fino.

Se realizó un análisis de tiempo integrado de los destellos para identificar los principales componentes espectrales de la emisión principal. Se determinaron los mejores parámetros de los diversos modelos probados, así como sus incertidumbres $1-\sigma$. El criterio para determinar los mejores parámetros de los diferentes modelos probados así como las incertidumbres fue minimizando la C-Statistic (C-STAT) sobre los grados de libertad (DOF de sus siglas en inglés). C-STAT es una técnica de máxima verosimilitud que converge a un χ^2 para una muestra de datos suficientes. El valor de C-STAT sobre los grados de libertad tiende a 1 conforme existe mejora en el ajuste.

El procedimiento empleado en todos los destellos consiste en seleccionar el rango del espectro de energía (entre 30 keV - 1800 keV para BATSE, ver figura 3.1, y

¹https://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/analysis/scitools/rmfit_tutorial.html

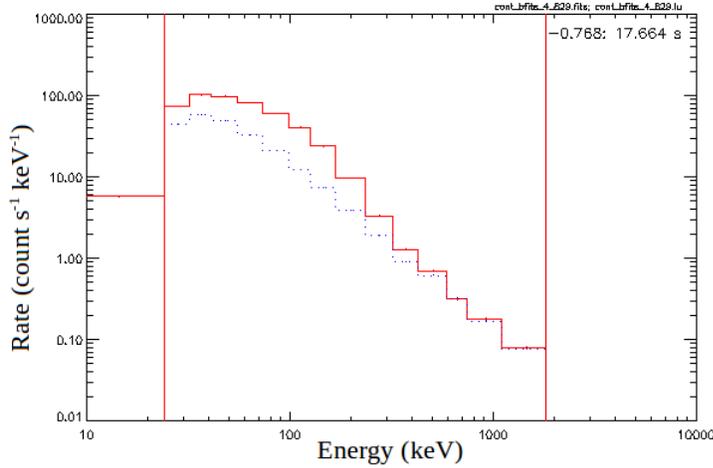


Figura 3.1. Espectro del GRB 910927.
(Fuente: propia)

entre 8 keV - 900 keV para Fermi), posteriormente el tiempo de la emisión principal del destello en la curva de luz (figura 3.2), y luego se seleccionan episodios antes y después del destello ajustando un polinomio que se proyecta para todo el destello. En el procesamiento de los datos, en el caso de haber dos matrices de respuesta para Fermi, .rsp y .rsp2, se eligió la .rsp2. Se almacenaron los valores del C-STAT y grados de libertad del modelo.

Se ajustaron los modelos de Band, $C_{nTh} + C_{Th}$ (modelo de dos componentes) y $C_{nTh} + C_{Th} + LP$ (modelo de tres componentes) a una muestra de 102 GRBs donde:

- Band es una función empírica que consiste en dos leyes de potencia, continua y suavemente unida por una energía pico.
- C_{nTh} es un componente con una forma espectral no térmica que se aproxima con una función de Band.
- C_{Th} es una componente térmica que aproximamos con un espectro de cuerpo negro.
- LP un segundo componente no térmico que corresponde a una sola ley de potencia.

En el análisis con el modelo de dos componentes se dejaron libres todos los parámetros, mientras que en el modelo de tres componentes se fijó el índice espectral

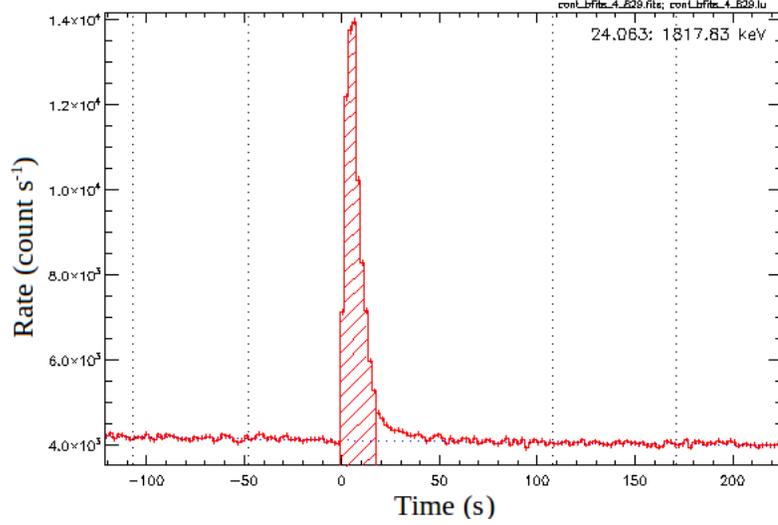


Figura 3.2. Curva de luz del GRB 910927.
(Fuente: propia).

de LP a -1.5 como se propuso en Guiriec y cols. (2015) en el análisis de tiempo fino.

En la primera fase, bajo la guía del tutorial del Centro de Soporte de Ciencia de Fermi, fueron reproducidos los datos del GRB 941017 de Guiriec y cols. (2016) (comparar tablas 3.1 y 3.2), destello utilizado frecuentemente para sostener interpretaciones teóricas de la emisión principal de GRBs además de ser el primer destello en demostrar una componente espectral adicional claramente diferente de Band. Se realizó el ajuste espectral para tiempo integrado, que considera la duración completa del destello.

Tabla 3.1. Ajuste espectral GRB 941017 replicado.

Datos obtenidos del análisis para el GRB 941017 donde α es el índice espectral de baja energía, β el índice espectral de alta energía, E_{peak} la energía pico, λ el índice espectral de una Ley de Potencias, kT la componente térmica de la distribución de Planck y la técnica estadística de máxima verosimilitud C-STAT/DOF (Fuente: propia).

GRB 941017 desde $T_0 - 4.096$ s a $T_0 + 118.784$ s						
Modelo	α	β	E_{peak} [keV]	λ	kT [keV]	C-STAT/DOF
<i>Band</i>	-0.78 ± 0.01	-2.34 ± 0.03	329 ± 5			208.6/9
$C_{nTh} + PL$	0.13 ± 0.07		270 ± 4	-1.62 ± 0.01		85.2/8
$Band + PL$	0.05 ± 0.23	-2.29 ± 0.15	270 ± 9	-1.97 ± 0.29		28.4/7
$C_{nTh} + C_{Th}$	-1.33 ± 0.02		791 ± 44		55.8 ± 0.7	21.8/8
$Band + C_{Th}$	-1.31 ± 0.03	-2.67 ± 0.63	736 ± 93		56.0 ± 0.7	21.8/7
$PL + C_{nTh} + C_{Th}$	-0.82 ± 0.26		514 ± 78	-1.71 ± 0.04	52.8 ± 1.9	18.3/6

Tabla 3.2. Ajuste espectral GRB 941017

Datos obtenidos para el GRB 941017 de Guiriec y cols. (2016). Los parámetros espectrales corresponden a los mismo que en la tabla 3.1

GRB 941017 desde $T_0 - 4.096 s$ a $T_0 + 118.784 s$						
Modelo	α	β	E_{peak} [keV]	λ	kT [keV]	C-STAT/DOF
<i>Band</i>	-0.78 ± 0.01	-2.35 ± 0.03	330 ± 5			205.8/9
$C_{nTh} + PL$	0.12 ± 0.07		270 ± 4	-1.62 ± 0.01		75.3/8
$Band + PL$	0.01 ± 0.25	-2.29 ± 0.15	272 ± 9	-1.99 ± 0.33		28.2/7
$C_{nTh} + C_{Th}$	-1.33 ± 0.02		784 ± 44		56.0 ± 0.66	25.1/8
$Band + C_{Th}$	-1.30 ± 0.03	-2.41 ± 0.22	674 ± 75		56.3 ± 0.73	23.6/7
$PL + C_{nTh} + C_{Th}$	-0.62 ± 0.27		451 ± 52	-1.70 ± 0.03	51.8 ± 2.3	18.3/6

Se trabajó en dos códigos: El primero para elaborar los histogramas de los parámetros obtenidos de la muestra y de esta manera, a partir de la frecuencia con la que la distribución se presenta, inferir cual es el valor más repetido, a modo de evidenciar comportamientos, el grado de homogeneidad, concisión entre los valores de todas las partes que componen la muestra, observar el grado de variabilidad, o incluso no evidenciar ninguna tendencia. El segundo para mostrar las gráficas de dispersión (figura 3.3) de valores, con el cual se evalúan las correlaciones de los mismos.

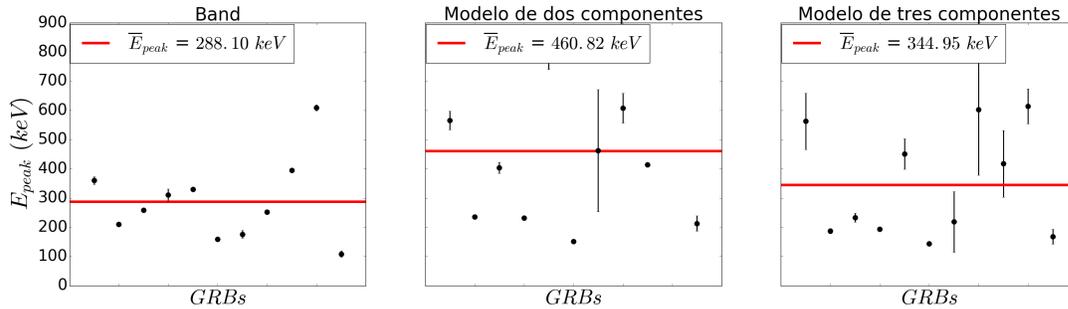


Figura 3.3. Dispersión para una muestra BATSE.

Comparación de las dispersiones de los parámetros E_{peak} de los tres modelos utilizando la muestra de 11 destellos de BATSE.

3.2. Selección de muestra

Una muestra de 102 destellos brillantes fue analizada siguiendo el procedimiento presentado por Guiriec y cols. (2016). Para cada GRB, el detector con la señal más brillante es escogido. Se analizaron los espectros en tiempo integrado, a los cuales fueron aplicados modelos de ajuste que se usan comúnmente para describir a los espectros de GRBs. Para los modelos de fotones se utilizó el mismo número de parámetros libres a modo de hacerlos estadísticamente competitivos.

En un inicio se trabajó con una muestra de 11 destellos recopilada de la base de datos de BATSE. Algunos de estos destellos ya han sido estudiados como los GRBs 941017, 970111 y 990123 en Guiriec y cols. (2016) o el GRB 980923 en González y cols. (2012). Luego fue añadida una muestra de 20 destellos con corrimiento al rojo reportados del año 2008 al 2017 de la base de datos de GBM. Por último se completó la muestra con 71 destellos brillantes sin corrimiento al rojo.

3.3. Fondo

RMFIT incorpora una capacidad de ajuste de fondo de dominio de tiempo interactivo que permite seleccionar un modelo de fondo marcando las regiones de interés. Se encuentran las regiones antes y después de los tiempos que contienen los recuentos de origen (figura 3.2). Y se selecciona el grado del polinomio del modelo de fondo. En la mayoría de los destellos fue escogido un polinomio de grado 4. Esto se hace para no sobreestimar el flujo del destello corriendo el origen.

3.4. Modelo de espectro de emisión principal

3.4.1. Ley de Potencia (LP)

El primer modelo es una sola ley de potencia (figura 3.4),

$$f_1^A = A \left(\frac{E}{E_{piv}} \right)^\lambda \quad (3.1)$$

donde A es la amplitud en fotones $s^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ keV}^{-1}$, λ es un índice espectral, y la energía pivote E_{piv} se mantuvo fija, a 100 keV.

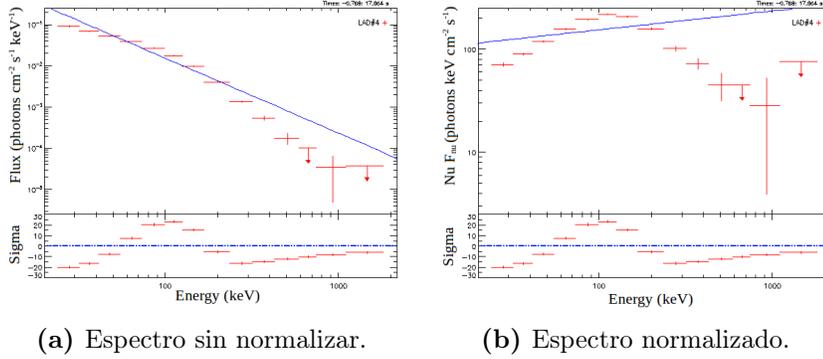


Figura 3.4. Espectro del GRB 910927 modelado por una Ley de Potencia.
C-STAT=4931.1 DOF=12 (Fuente: propia).

3.4.2. Band

El modelo Band es el modelo empírico más utilizado para ajustar los espectros de GRBs (figura 3.5), para $E < (\alpha - \beta)E_{peak}/(2 + \alpha)$

$$f_5^A = A \left(\frac{E}{100} \right)^\alpha \exp \left[\frac{-E(2 + \alpha)}{E_{peak}} \right] \quad (3.2a)$$

en caso $E \geq (\alpha - \beta)E_{peak}/(2 + \alpha)$

$$f_5^A = A \left[\frac{(\alpha - \beta)E_{peak}}{100(2 + \alpha)} \right]^{(\beta - \alpha)} \exp(\alpha - \beta) \left(\frac{E}{100} \right)^\beta \quad (3.2b)$$

donde A es la amplitud en fotones $s^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ keV}^{-1}$, α un índice espectral de baja energía, β un índice espectral de alta energía, y un νF_ν de energía pico E_{peak} en keV. νF_ν es el espectro de fotones $f(E)$ integrado dos veces sobre todas las energías ($E^2 f(E)$). νF_ν representa el flujo de energía total por banda de energía.

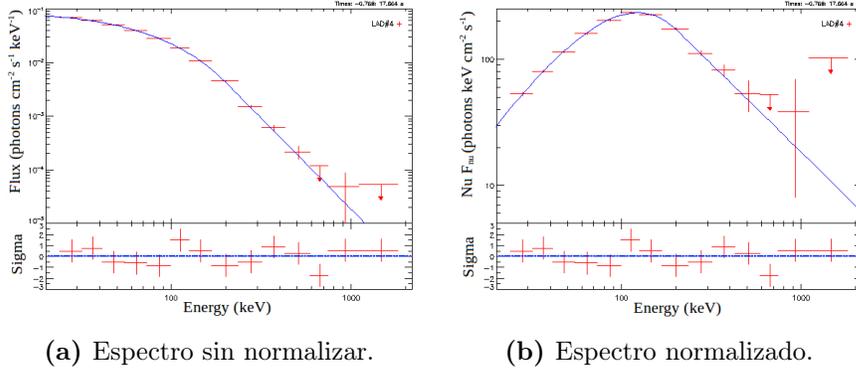


Figura 3.5. Espectro del GRB 910927 modelado por la función de Band. Valor del índice espectral de baja energía positivo, C-STAT=19.166 DOF=10 (Fuente: propia).

3.4.3. Comptonizado (C_{nTh})

El próximo modelo es una ley de potencia de baja energía con un corte exponencial de alta energía (figura 3.6). Es equivalente al modelo Band sin una ley de potencia de alta energía,

$$f_7^A = A \exp \left[\frac{-E(2 + \alpha)}{E_{peak}} \right] \left(\frac{E}{E_{piv}} \right)^\alpha \quad (3.3)$$

Al igual que en LP, E_{piv} se fijó en 100 keV, A es la amplitud en fotones $s^{-1} cm^{-2} keV^{-1}$, α un índice espectral y E_{peak} la energía pico en keV. El modelo debe el nombre por el caso especial en que $\alpha = -1$ y representa el espectro Comptonizado de un medio térmico.

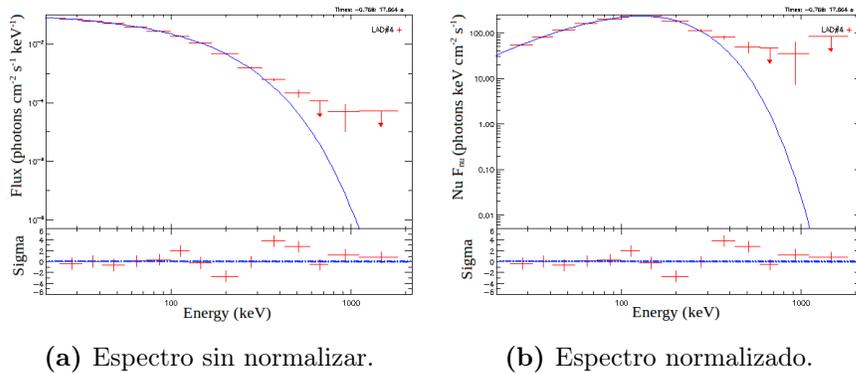


Figura 3.6. Espectro del GRB 910927 modelado por Comptonizado. C-STAT=73.779 DOF=11 (Fuente: propia).

3.4.4. Cuerpo negro (C_{Th})

Este último modelo, a diferencia de los casos anteriores, considera un comportamiento térmico (figura 3.7)

$$f_{17}^A = A \frac{E^2}{\exp\left[\frac{E}{kT}\right] - 1} \quad (3.4)$$

De la misma manera A es la amplitud en fotones $s^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ keV}^{-1}$, kT máximo es la energía de la distribución de Planck en keV.

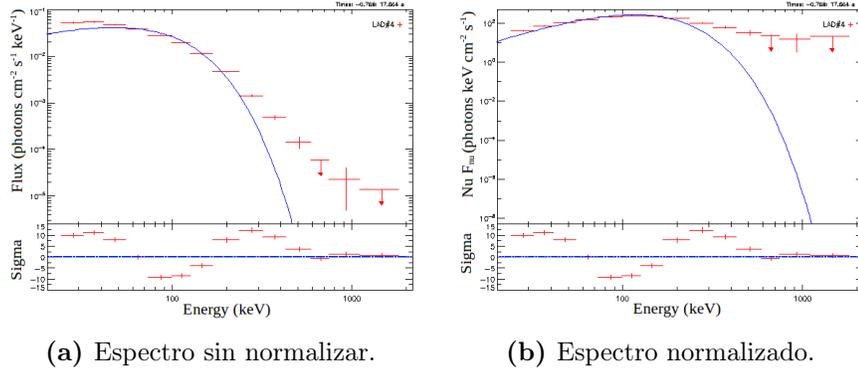


Figura 3.7. Espectro del GRB 910927 modelado por Cuerpo negro.
C-STAT=1399.2 DOF=12 (Fuente: propia).

4. RESULTADOS

En este trabajo de tesis se presentan los parámetros espectrales inferidos de diferentes ajustes para una muestra de 102 destellos considerando tres posibles escenarios espectrales, el primer escenario consiste únicamente en la función de Band, el segundo escenario está compuesto por la combinación de Comptonizado y Cuerpo negro, y el último escenario está compuesto por Comptonizado, Cuerpo negro y una Ley de Potencia.

El índice espectral de un ajuste con ley de potencias, λ , se fijó en -1.5 de acuerdo con lo propuesto por Guiriec y cols. (2016) en base a análisis de tiempo fino para tener el mismo número de parámetros libres y así hacerlos estadísticamente competitivos y la mejora estadística se evalúa en función del valor del C-STAT.

4.1. Muestra completa

La muestra completa la constituyen 102 destellos tanto de BATSE como de Fermi. Un resumen de los valores promedio de la muestra completa se muestra en la tabla 4.1.

Los valores de la energía pico E_{peak} , obtenidos para Band oscilan entre 31.33 keV - 742.30 keV con un valor medio de 254.77 keV, el índice espectral de baja energía α , en un rango desde -1.411 a -0.2778 con un valor medio de -0.84.

Para el modelo de dos componentes E_{peak} tiene valores entre 42.62 keV - 999.0 keV con un valor medio de 373.31 keV, α en un rango -11.34 a -0.07 con un valor medio de -1.06, y 0.954 keV- 81.70 keV para la energía en la distribución de Planck kT , con un valor medio de 22.78 keV. El valor $\alpha = -11.34$ que corresponde al GRB 920517 detectado por BATSE está salido del rango por lo que lo convierte en un objeto interesante para estudios posteriores.

Por último, para el modelo de tres componentes E_{peak} tiene valores entre 34.42 keV - 871.70 keV con un valor medio de 315.15 keV, α en un rango -2.141 a -0.032 con un valor medio de -0.77, y 0.81 keV - 64.00 keV para kT con un valor medio de 23.22 keV.

Tabla 4.1. Valores promedio de la muestra completa

Valores promedio de los parámetros de los modelos aplicados para la muestra completa (Fuente: propia).

Modelo	α	E_{peak} [keV]	kT [keV]
Band	-0.84 ± 0.02	254.77 ± 13.53	
Dos componentes	-1.06 ± 0.11	373.31 ± 20.59	22.78 ± 1.54
Tres componentes	-0.77 ± 0.03	315.15 ± 20.53	23.22 ± 1.52

Se construyeron los histogramas de los parámetros libres de los tres modelos utilizados para modelar el espectro de los destellos. Para el parámetro α (figura 4.1) y E_{peak} (figura 4.2) se utilizaron 15 clases. Y para el parámetro kT (figura 4.3) se utilizaron 10 clases.

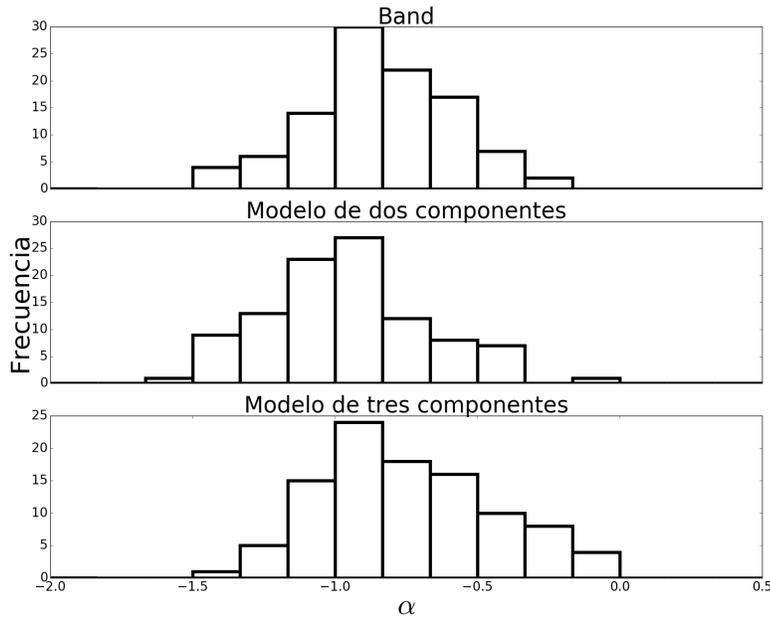


Figura 4.1. Histograma del parámetro α para la muestra completa.

Comparación de los histogramas de los parámetros α de los tres modelos utilizando la muestra completa (Fuente: propia).

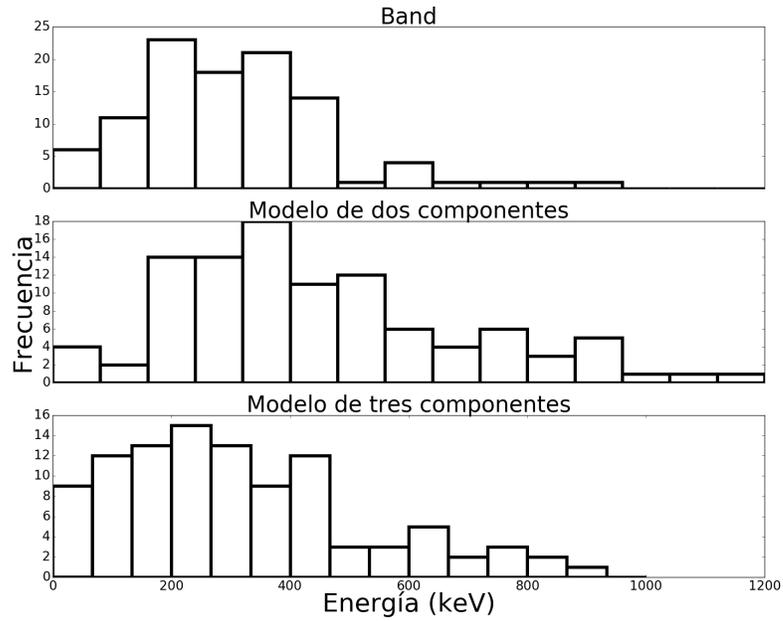


Figura 4.2. Histograma del parámetro E_{peak} para la muestra completa. Comparación de los histogramas de los parámetros E_{peak} de los tres modelos utilizando la muestra completa (Fuente: propia).

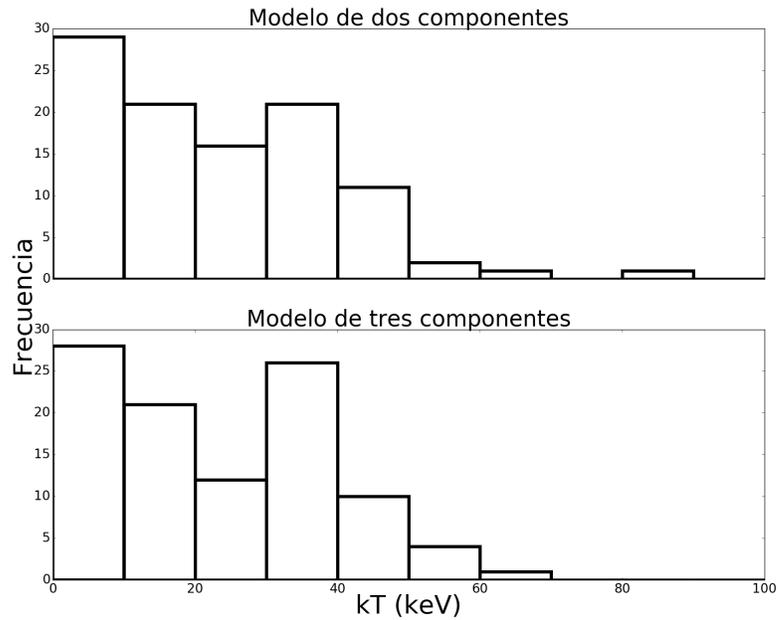


Figura 4.3. Histograma del parámetro kT para la muestra completa. Comparación de los histogramas de los parámetros kT de los tres modelos utilizando la muestra completa (Fuente: propia).

Las figuras 4.4-4.6 muestran la dispersión de los parámetros usando un detector y el análisis en tiempo integrado en el que los parámetros devueltos por la función Band son consistentes con los reportados por Preece y cols. (2000) utilizando una muestra de destellos de BATSE y Goldstein y cols. (2012) con una muestra de Fermi.

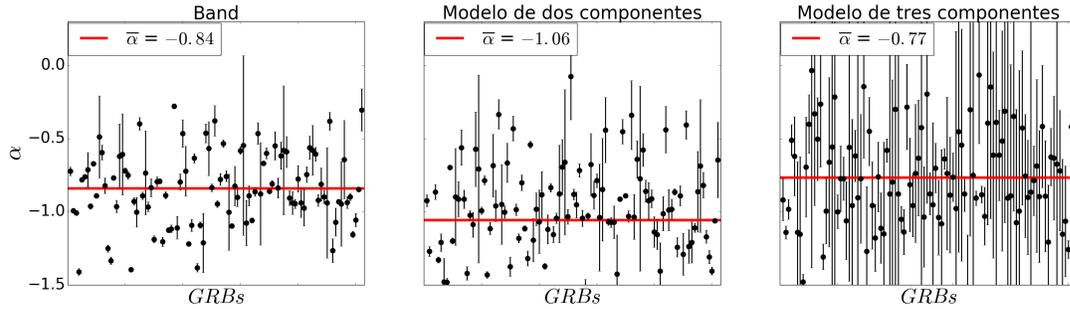


Figura 4.4. Dispersión del parámetro α para la muestra completa. Comparación de las dispersiones de los parámetros α de los tres modelos utilizando la muestra completa (Fuente: propia).

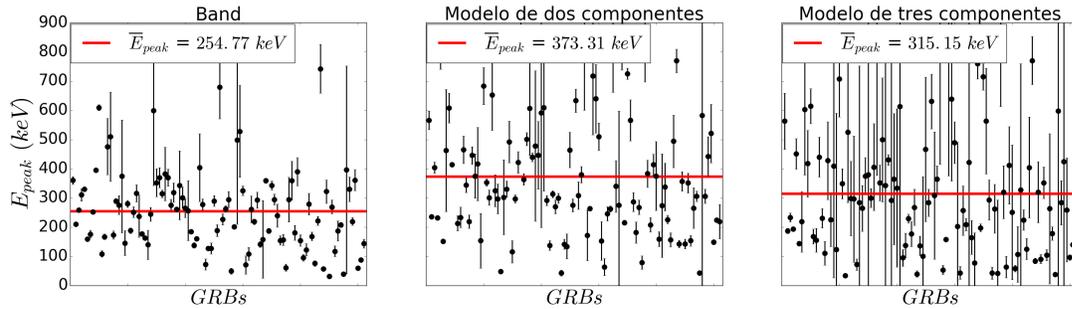


Figura 4.5. Dispersión del parámetro E_{peak} para la muestra completa. Comparación de las dispersiones de los parámetros E_{peak} de los tres modelos utilizando la muestra completa (Fuente: propia).

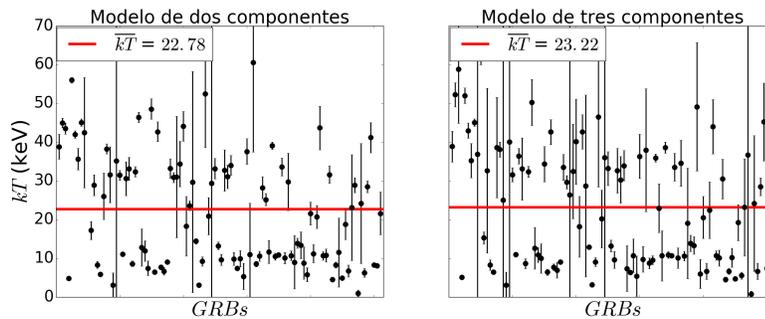


Figura 4.6. Dispersión del parámetro kT para la muestra completa. Comparación de las dispersiones de los parámetros kT de los tres modelos utilizando la muestra completa (Fuente: propia).

De esta muestra de 102 destellos, aquellos que tienen valores de $kT < 20$ han sido debido a un requerimiento puramente estadístico y no físico por lo que al excluirlos de la muestra los parámetros adquieren los valores promedio de la tabla 4.2.

Los valores de la energía pico E_{peak} , obtenidos para Band oscilan entre 72.65 keV - 609.00 keV con un valor medio de 246.91 keV, el índice espectral de baja energía α , en un rango desde -1.3950 a -0.2778 con un valor medio de -0.82.

Para el modelo de dos componentes E_{peak} tiene valores entre 43.10 keV - 999.0 keV con un valor medio de 401.09 keV, α en un rango -11.34 a -0.33 con un valor medio de -1.24, y 20.73 keV - 81.70 keV para la energía en la distribución de Planck kT , con un valor medio de 35.68 keV.

Por último, para el modelo de tres componentes E_{peak} tiene valores entre 34.42 keV - 801.40 keV con un valor medio de 320.60 keV, α en un rango -2.141 a -0.145 con un valor medio de -0.87, y 20.21 keV - 64.00 keV para kT con un valor medio de 35.91 keV.

Tabla 4.2. Valores promedio de la muestra para $kT > 20$ keV

Valores promedio de los parámetros de los modelos aplicados para la muestra con $kT > 20$ keV (Fuente: propia).

Modelo	α	E_{peak} [keV]	kT [keV]
Band	-0.82 ± 0.04	246.91 ± 13.48	
Dos componentes	-1.24 ± 0.20	401.09 ± 30.03	35.68 ± 1.54
Tres componentes	-0.87 ± 0.05	320.60 ± 27.15	35.91 ± 1.29

Se presentan los histogramas de los parámetros libres de los tres modelos utilizados para modelar el espectro de los destellos haciendo la misma consideración para la componente térmica. Para el parámetro α (figura 4.7) y E_{peak} (figura 4.8) se utilizaron 15 clases. Y para el parámetro kT (figura 4.9) se utilizaron 10 clases.

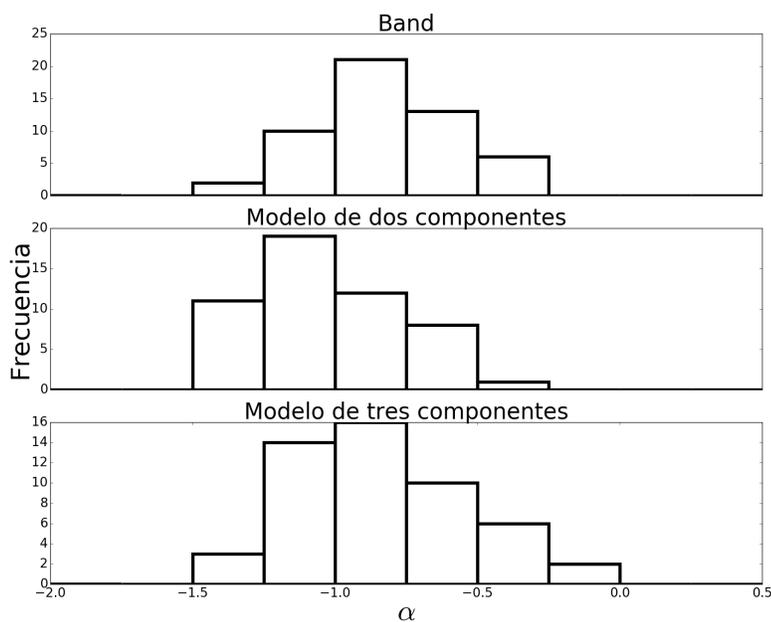


Figura 4.7. Histograma del parámetro α de la muestra para $kT > 20$ keV.
 Comparación de los histogramas de los parámetros α de los tres modelos utilizando la muestra completa (Fuente: propia).

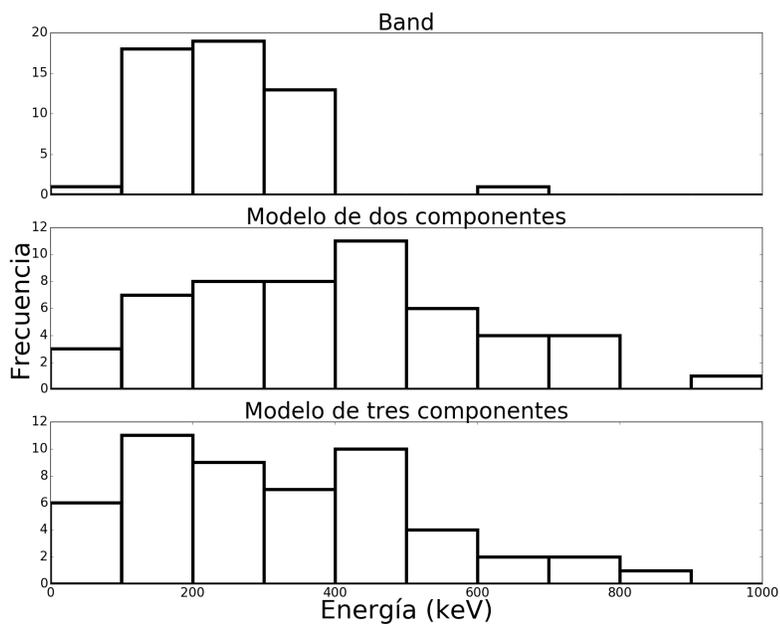


Figura 4.8. Histograma del parámetro E_{peak} de la muestra para $kT > 20$ keV.
 Comparación de los histogramas de los parámetros E_{peak} de los tres modelos utilizando la muestra completa (Fuente: propia).

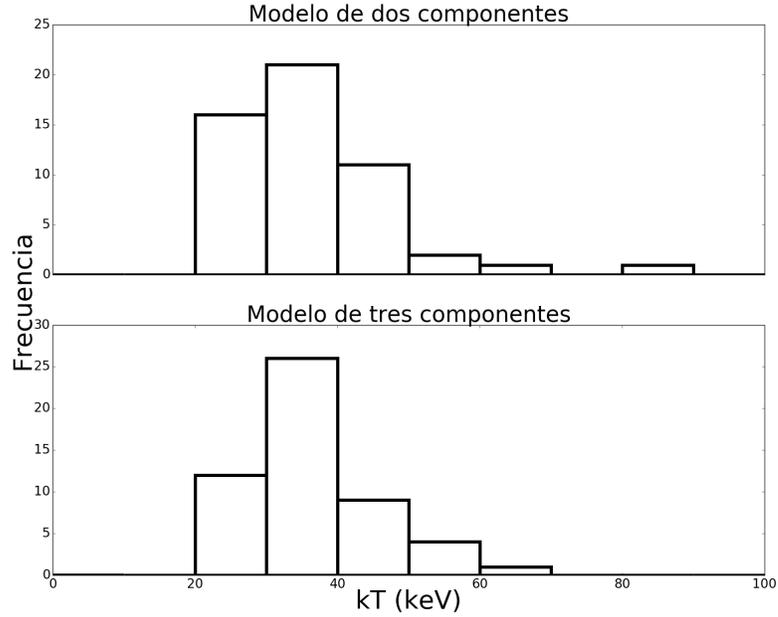


Figura 4.9. Histograma del parámetro kT de la muestra para $kT > 20$ keV. Comparación de los histogramas de los parámetros kT de los tres modelos utilizando la muestra completa (Fuente: propia).

De la misma manera, excluyendo los valores de la componente térmica por debajo de los 20 keV, las figuras 4.10-4.12 muestran la dispersión de los parámetros usando un detector y el análisis en tiempo integrado en el que los parámetros devueltos por la función Band son consistentes con los reportados por Preece y cols. (2000) utilizando una muestra de destellos de BATSE y Goldstein y cols. (2012) con una muestra de Fermi.

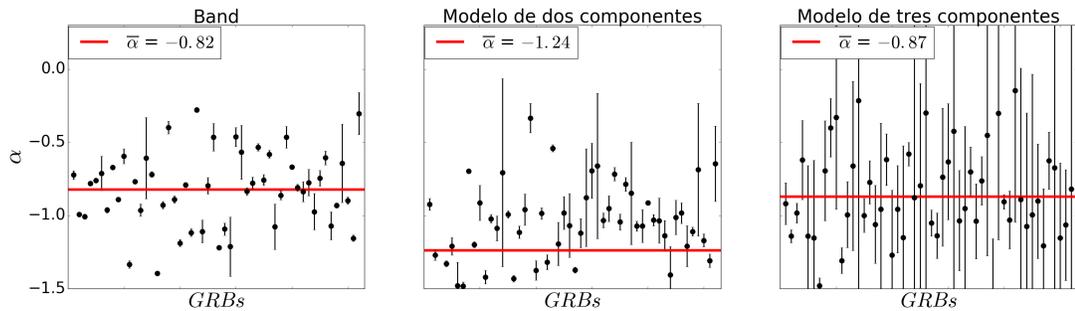


Figura 4.10. Dispersión del parámetro α de la muestra para $kT > 20$ keV. Comparación de las dispersiones de los parámetros α de los tres modelos utilizando la muestra completa (Fuente: propia).

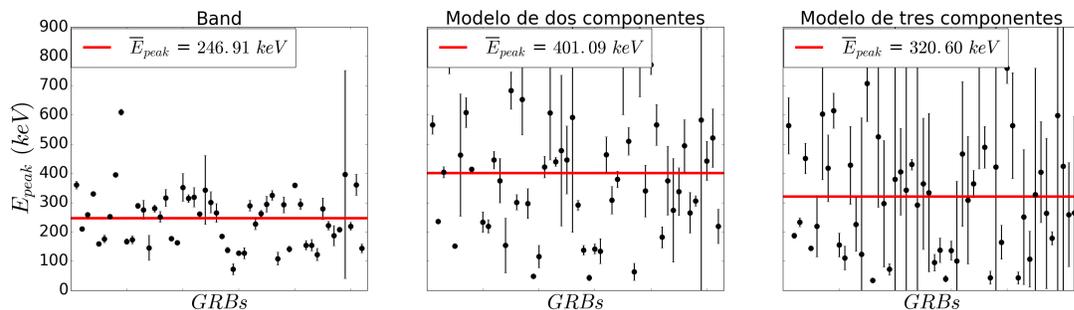


Figura 4.11. Dispersión del parámetro E_{peak} de la muestra para $kT > 20$ keV. Comparación de las dispersiones de los parámetros E_{peak} de los tres modelos utilizando la muestra completa (Fuente: propia).

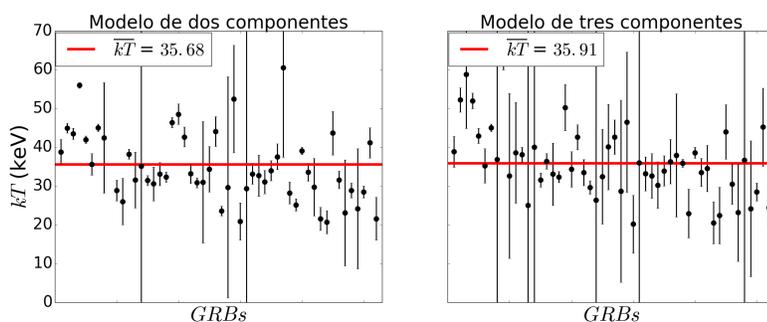


Figura 4.12. Dispersión del parámetro kT de la muestra para $kT > 20$ keV. Comparación de las dispersiones de los parámetros kT de los tres modelos utilizando la muestra completa (Fuente: propia).

4.2. Muestra con ajustes que presentan mejora estadística

De los 102 destellos el 50 % muestra una mejora usando el modelo de dos componentes cuando se compara con Band, y el 41 % muestra una mejora usando el modelo de tres componentes, solamente el 11 % presenta una mejora sobre Band y el modelo de dos componentes en este rango de energía.

Un resumen de los valores promedio de la muestra que presenta mejora estadística se muestra en la tabla 4.3.

Los valores de E_{peak} obtenidos para Band oscilan entre 31.33 keV - 742.30 keV con un valor medio de 297.04 keV, α en un rango desde -1.411 a -0.378 con un valor

medio de -0.87.

Para el modelo de dos componentes E_{peak} tiene valores entre 48.05 - 999.0 keV con un valor medio de 403.23 keV, α en un rango -1.482 a -0.074 con un valor medio de -0.92, y 3.111 keV - 81.70 keV para kT con un valor medio de 20.56 keV.

Por último, para el modelo de tres componentes E_{peak} tiene valores entre 72.23 keV - 852.60 keV con un valor medio de 323.29 keV, α en un rango -1.481 a -0.063 con un valor medio de -0.70, y 3.245 keV - 64.00 keV para kT con un valor medio de 19.91 keV.

Tabla 4.3. Valores promedio de la muestra con mejora estadística

Valores promedio de los parámetros de los modelos aplicados que presentan mejora (Fuente: propia).

Modelo	α	E_{peak} [keV]	kT [keV]
Band	-0.87 ± 0.04	301.39 ± 24.86	
Dos componentes	-0.92 ± 0.05	403.23 ± 33.82	20.56 ± 2.94
Tres componentes	-0.70 ± 0.05	323.29 ± 28.54	19.91 ± 2.70

Se construyeron los histogramas de los parámetros libres de los tres modelos utilizados para modelar el espectro de los destellos en base a la muestra que obtuvo una mejora estadística. Para el parámetro α (figura 4.13), E_{peak} (figura 4.14) y kT (figura 4.15) se utilizaron 10 clases.

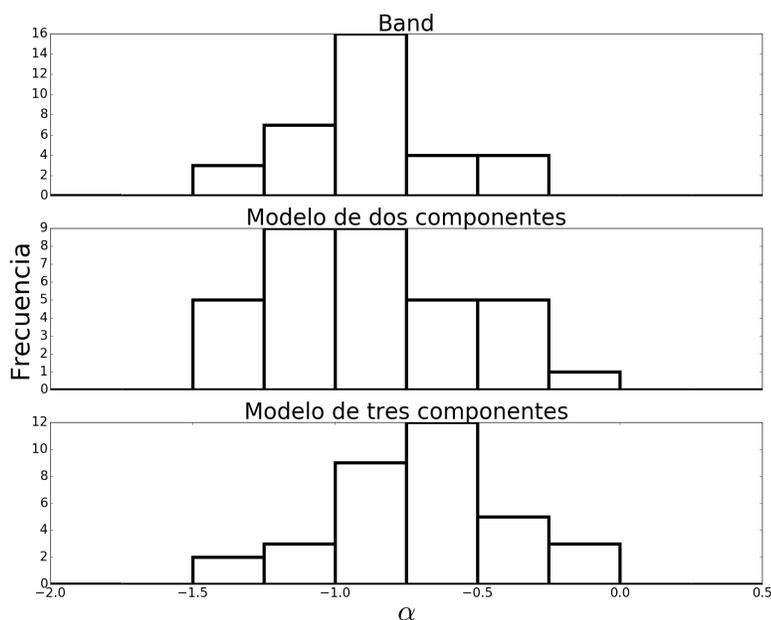


Figura 4.13. Histograma del parámetro α para la muestra con mejora estadística. Comparación de los histogramas de los parámetros α de los tres modelos discriminando los ajustes que no presentaron mejora (Fuente: propia).

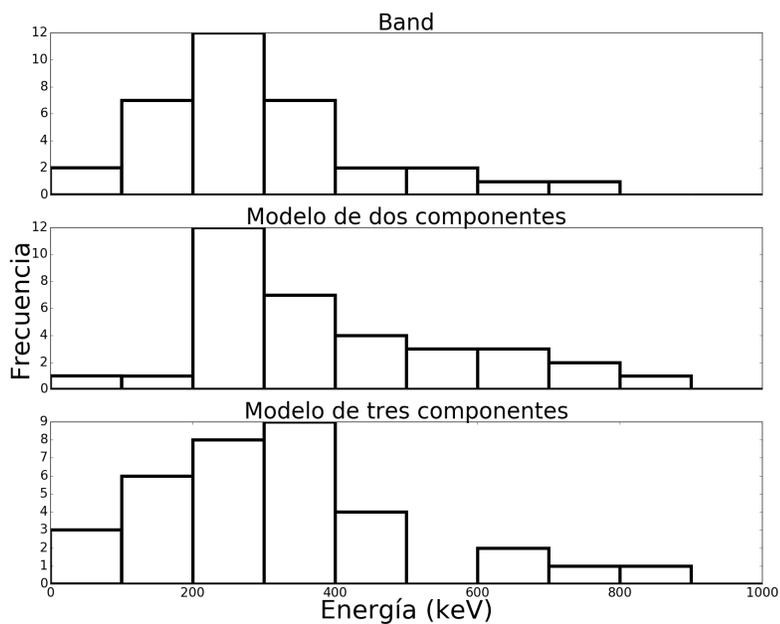


Figura 4.14. Histograma del parámetro E_{peak} para la muestra con mejora estadística. Comparación de los histogramas de los parámetros E_{peak} de los tres modelos discriminando los ajustes que no presentaron mejora (Fuente: propia).

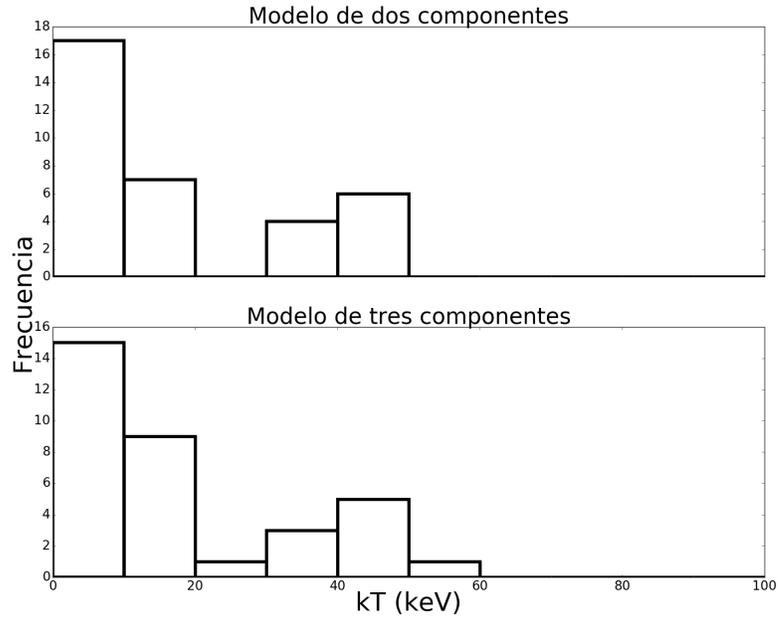


Figura 4.15. Histograma del parámetro kT para la muestra con mejora estadística. Comparación de los histogramas de los parámetros kT de los tres modelos discriminando los ajustes que no presentaron mejora (Fuente propia).

Las figuras 4.16-4.18 muestran la dispersión de los parámetros de la muestra que presenta mejora estadística comprobando que sigue siendo compatible con los resultados de Preece y cols. (2000) y Goldstein y cols. (2012).

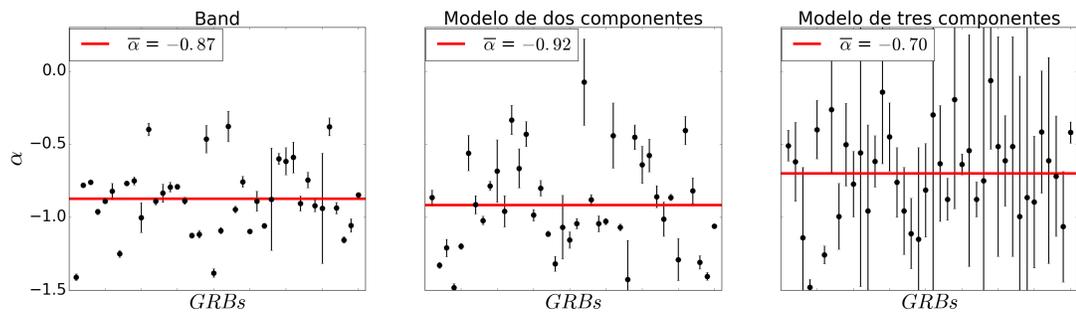


Figura 4.16. Dispersión del parámetro α para la muestra con mejora estadística. Comparación de las dispersiones de los parámetros α de los tres modelos discriminando los ajustes que no presentaron mejora (Fuente: propia).

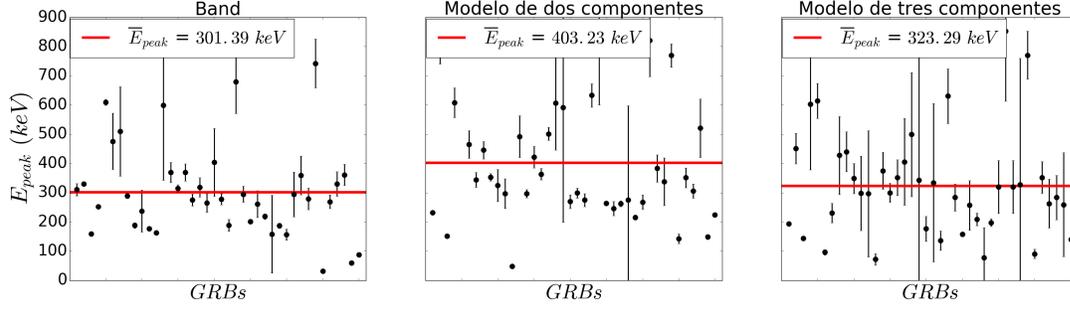


Figura 4.17. Dispersión del parámetro E_{peak} para la muestra con mejora estadística. Comparación de las dispersiones de los parámetros E_{peak} de los tres modelos discriminando los ajustes que no presentaron mejora (Fuente: propia).

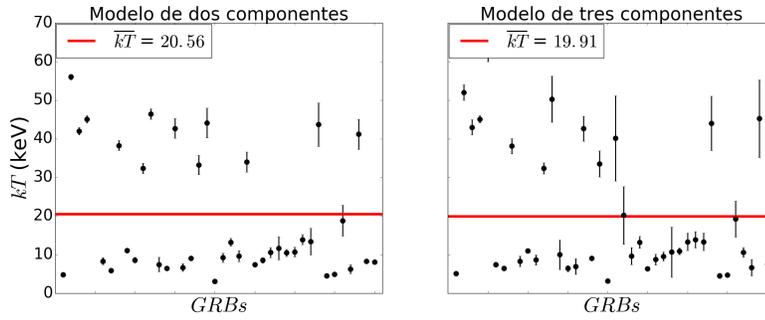


Figura 4.18. Dispersión del parámetro kT para la muestra con mejora estadística. Comparación de las dispersiones de los parámetros kT de los tres modelos discriminando los ajustes que no presentaron mejora (Fuente: propia).

A energías mayores de 450 keV en los tres modelos la frecuencia de registro de destellos que presentan quiebre es escaso como se espera en la naturaleza puesto que conforme aumenta el brillo disminuye el número de fotones porque es más difícil llegar a esas energías. De la misma manera la frecuencia a energías aproximadamente menores de 150 keV es baja lo que se explica debido a un efecto de la misión que al ser débiles no llegan a alcanzar el umbral de detección.

Bajo el escenario multicomponente Band podría ser interpretado como el conjunto de diferentes contribuciones de cada componente al espectro. La interpretación física más aceptada de cada componente es: Componizado, que es una componente no térmica, se interpreta como emisión sincrotrón de partículas cargadas, mayoritariamente electrones, propagándose y acelerándose en el chorro. Estos electrones alcanzan velocidades relativistas mediante el mecanismo de aceleración de Fermi en los choques. La ley de potencia se interpreta como el efecto compton autoinducido de la misma población de electrones relativistas que genera el sincrotrón. Por último,

la componente de cuerpo negro se interpreta como la emisión térmica predicha por el modelo de la bola de fuego en la fotosfera del chorro (Guiriec y cols., 2016). Al ser la etapa de la emisión térmica independiente de la velocidad del chorro en el radio fotosférico, se espera poca variabilidad en los valores de kT lo cual es consistente con los resultados obtenidos de este trabajo de tesis.

CONCLUSIONES

1. El 50% de la muestra presenta una mejora usando el modelo de dos componentes cuando se compara con Band, 41% muestra una mejora usando el modelo de tres componentes cuando se compara con Band, y solamente el 11% presenta una mejora sobre Band y el modelo de dos componentes en este rango de energía.
2. El parámetro α de la muestra completa para los tres modelos presenta una distribución de valores que, en contraste con Band, son consistentes con teorías físicas.
3. En el modelo de dos componentes, E_{peak} se corre a valores más altos que Band. Mientras que utilizando el modelo de tres componentes E_{peak} decrece.
4. Los detectores al activarse alrededor de los 20 keV implican que los valores de kT con energías menores no son concluyentes, lo que sugiere que son requerimientos puramente estadísticos.
5. La muestra completa presenta homogeneidad en el rango de energía que no excede los 90 keV, lo cual es consistente con lo reportado por Guiriec y cols. (2016). Otro aspecto es que al cambiar el modelo entre dos y tres componentes la magnitud de kT no muestra un cambio significativo.

RECOMENDACIONES

1. Buscar correlaciones entre la morfología en las curvas de luz con parámetros espectrales.
2. Extender la muestra considerando destellos de rayos gamma cortos.
3. Realizar análisis de tiempo fino que consiste en hacer el análisis espectral para cada destello considerando ventanas temporales menores en orden de inferir si los parámetros espectrales presentan evolución en la emisión principal del destello.

Referencias

- Abdo, A., Ackermann, M., Ajello, M., Asano, K., Atwood, W., Axelsson, M., ... others (2009). Fermi observations of grb 090902b: a distinct spectral component in the prompt and delayed emission. *The Astrophysical Journal Letters*, 706(1), L138.
- Ackermann, M., Ajello, M., Asano, K., Axelsson, M., Baldini, L., Ballet, J., ... others (2011). Detection of a spectral break in the extra hard component of grb 090926a. *The Astrophysical Journal*, 729(2), 114.
- Ackermann, M., Asano, K., Atwood, W., Axelsson, M., Baldini, L., Ballet, J., ... others (2010). Fermi observations of grb 090510: A short-hard gamma-ray burst with an additional, hard power-law component from 10 keV to GeV energies. *The Astrophysical Journal*, 716(2), 1178.
- Band, D., Matteson, J., Ford, L., Schaefer, B., Palmer, D., Teegarden, B., ... others (1993). BATSE observations of gamma-ray burst spectra. I-spectral diversity. *The Astrophysical Journal*, 413, 281–292.
- Bloom, J. S., Prochaska, J., Pooley, D., Blake, C., Foley, R., Jha, S., ... others (2006). Closing in on a short-hard burst progenitor: constraints from early-time optical imaging and spectroscopy of a possible host galaxy of grb 050509b. *The Astrophysical Journal*, 638(1), 354.
- Briggs, M., Band, D., Kippen, R., Preece, R., Kouveliotou, C., Van Paradijs, J., ... others (1999). Observations of grb 990123 by the Compton Gamma Ray Observatory. *The Astrophysical Journal*, 524(1), 82.
- Campana, S., Mangano, V., Blustin, A., Brown, P., Burrows, D. N., Chincarini, G., ... others (2006). The association of grb 060218 with a supernova and the evolution of the shock wave. *Nature*, 442(7106), 1008.

- Cavallo, G., y Rees, M. (1978). A qualitative study of cosmic fireballs and γ -ray bursts. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 183(3), 359–365.
- Costa, E. e., Frontera, F., Heise, J., Feroci, M. a., Zand, J. i., Fiore, F., ... others (1997). Discovery of the x-ray afterglow of the gamma-ray burst of february 28 1997. *Arxiv preprint astro-ph/9706065*.
- D’Inverno, R. A., y Einstein, A. (1992). *Introduction einstein’s relativity*. Clarendon Press.
- Eichler, D., Livio, M., Piran, T., y Schramm, D. N. (1989). Nucleosynthesis, neutrino bursts and γ -rays from coalescing neutron stars. *Nature*, 340(6229), 126–128.
- Air Cerenkov Detectors. (1997). (Recuperado de: http://teacherlink.ed.usu.edu/tlnasa/reference/imaginedvd/files/imagine/docs/science/how_12/cerenkov.html [Accesado: Julio 04, 2018])
- Cherenkov Telescope Array. (2016). (Recuperado de: <https://www.cta-observatory.org/about/> [Accesado: Julio 04, 2018])
- Compton Gamma Ray Observatory (CGRO). (2005). (Recuperado de: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/cgro/cgro/index.html> [Accesado: Julio 04, 2018])
- Compton Scattering. (1997). (Recuperado de: http://teacherlink.ed.usu.edu/tlnasa/reference/imaginedvd/files/imagine/docs/science/how_12/compton_scatter.html [Accesado: Julio 04, 2018])
- Fermi Spacecraft and Instruments. (2017). (Recuperado de: <https://www.nasa.gov/content/goddard/fermi-spacecraft-and-instruments> [Accesado: Julio 04, 2018])
- Interaction of Gamma Radiation with Matter. (s.f.). (Recuperado de: <http://www.nuclear-power.net/nuclear-power/reactor-physics/interaction-radiation-matter/interaction-gamma-radiation-matter/#prettyPhoto> [Accesado: Julio 04, 2018])
- The Imaging Compton Telescope (COMPTEL). (2005). (Recuperado de: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/cgro/cgro/comptel.html> [Accesado: Julio 04, 2018])

- The Latin American Giant Observatory (LAGO). (s.f.). (Recuperado de: <http://www.lagoproject.org/> [Accesado: Julio 04, 2018])
- The Pair Telescope. (1997). (Recuperado de: http://teacherlink.ed.usu.edu/tlnasa/reference/imaginedvd/files/Imagine/docs/science/how_12/pair_telescopes.html [Accesado: Julio 04, 2018])
- French, A. P. (1968). *Special relativity*. CRC Press.
- Ghirlanda, G., Celotti, A., y Ghisellini, G. (2003). Extremely hard grb spectra prune down the forest of emission models. *Astronomy & Astrophysics*, *406*(3), 879–892.
- Goldstein, A., Burgess, J. M., Preece, R. D., Briggs, M. S., Guiriec, S., van der Horst, A. J., ... others (2012). The fermi gbm gamma-ray burst spectral catalog: The first two years. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, *199*(1), 19.
- Goldstein, A., Veres, P., Burns, E., Briggs, M., Hamburg, R., Kocevski, D., ... others (2017). An ordinary short gamma-ray burst with extraordinary implications: Fermi-gbm detection of grb 170817a. *The Astrophysical Journal Letters*, *848*(2), L14.
- González, M., Dingus, B., Kaneko, Y., Preece, R., Dermer, C., y Briggs, M. (2003). A γ -ray burst with a high-energy spectral component inconsistent with the synchrotron shock model. *Nature*, *424*(6950), 749.
- González, M., Sacahui, J., Ramirez, J., Patricelli, B., y Kaneko, Y. (2012). Grb980923. a burst with a short duration high-energy component. *The Astrophysical Journal*, *755*(2), 140.
- Guiriec, S., Gonzalez, M., Sacahui, J., Kouveliotou, C., Gehrels, N., y McEnery, J. (2016). Cgro/batse data support the new paradigm for grb prompt emission and the new–relation. *The Astrophysical Journal*, *819*(1), 79.
- Guiriec, S., Kouveliotou, C., Daigne, F., Zhang, B., Hascoët, R., Nemmen, R., ... others (2015). Toward a better understanding of the grb phenomenon: a new model for grb prompt emission and its effects on the new lint–epeak, irest, nt relation. *The Astrophysical Journal*, *807*(2), 148.
- Harrison, F. A., Bloom, J., Frail, D. A., Sari, R., Kulkarni, S. R., Djorgovski, S., ... others (1999). Optical and radio observations of the afterglow from grb 990510: Evidence for a jet. *The Astrophysical Journal Letters*, *523*(2), L121.

- Kaneko, Y. (2005). *Spectral studies of gamma-ray burst prompt emission*. Ph. D. dissertation, Univ. Alabama, Huntsville.
- Kouveliotou, C., Meegan, C. A., Fishman, G. J., Bhat, N. P., Briggs, M. S., Koshut, T. M., ... Pendleton, G. N. (1993). Identification of two classes of gamma-ray bursts. *The Astrophysical Journal*, *413*, L101–L104.
- MacFadyen, A., y Woosley, S. (1999). Collapsars: Gamma-ray bursts and explosions in “failed supernovae”. *The Astrophysical Journal*, *524*(1), 262.
- Mallozzi, R., Preece, R., y Briggs, M. (2005). Rmfit, a lightcurve and spectral analysis tool. *Univ. Alabama, Huntsville*.
- Martin, B. R. (2006). *Nuclear and particle physics: an introduction*. John Wiley & Sons.
- Meegan, C., Fishman, G., Wilson, R., Brock, M., Horack, J., Paciesas, W., ... Kouveliotou, C. (1991). The spatial distribution of gamma-ray bursts observed by batse. En *Aip conference proceedings* (Vol. 265, pp. 61–69).
- Mészáros, P. (2002). Theories of gamma-ray bursts. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, *40*(1), 137–169.
- Meszáros, P. (2006). Gamma-ray bursts. *Reports on Progress in Physics*, *69*(8), 2259.
- Meszáros, P., y Rees, M. J. (2000). Steep slopes and preferred breaks in gamma-ray burst spectra: The role of photospheres and comptonization. *The Astrophysical Journal*, *530*(1), 292.
- Metzger, M., Djorgovski, S., Kulkarni, S., Steidel, C., Adelberger, K., Frail, D., ... others (1997). Spectral constraints on the redshift of the optical counterpart to the gamma-ray burst of 8 may 1997. *Nature*, *387*(6636), 878–880.
- Mirabal, N., Halpern, J., Chornock, R., Filippenko, A. V., Terndrup, D., Armstrong, E., ... Espillat, C. (2003). Grb 021004: a possible shell nebula around a wolf-rayet star gamma-ray burst progenitor. *The Astrophysical Journal*, *595*(2), 935.
- Paczynski, B. (1986). Gamma-ray bursters at cosmological distances. *The Astrophysical Journal*, *308*, L43–L46.

- Pandey, S., Sahu, D., Resmi, L., Sagar, R., Anupama, G., Bhattacharya, D., . . . others (2002). Optical observations of the bright long duration peculiar grb 021004 afterglow. *Arxiv preprint astro-ph/0211108*.
- Pérez, Y., y Yunior, F. (s.f.). *Caracterización de detectores cherenkov en el proyecto lago* (Tesis Doctoral no publicada). Master's thesis, Universidad de los Andes de Mérida, 2009.(Cited on page 23.).
- Preece, R. D., Briggs, M. S., Mallozzi, R. S., Pendleton, G. N., Paciesas, W., y Band, D. L. (2000). The batse gamma-ray burst spectral catalog. i. high time resolution spectroscopy of bright bursts using high energy resolution data. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 126(1), 19.
- Rees, M. J., y Mészáros, P. (2005). Dissipative photosphere models of gamma-ray bursts and x-ray flashes. *The Astrophysical Journal*, 628(2), 847.
- Reilly, D., Ensslin, N., Smith Jr, H., y Kreiner, S. (1991). *Passive nondestructive assay of nuclear materials* (Inf. Téc.). Nuclear Regulatory Commission, Washington, DC (United States). Office of Nuclear Regulatory Research; Los Alamos National Lab., NM (United States).
- Ryde, F. (2004). The cooling behavior of thermal pulses in gamma-ray bursts. *The Astrophysical Journal*, 614(2), 827.
- Ryde, F. (2005). Is thermal emission in gamma-ray bursts ubiquitous? *The Astrophysical Journal Letters*, 625(2), L95.
- Uso, V. (1992). Millisecond pulsars with extremely strong magnetic fields as a cosmological source of γ -ray bursts. *Nature*, 357(6378), 472–474.
- Van Paradijs, J., Groot, P., Galama, T., Kouveliotou, C., Strom, R., Telting, J., . . . others (1997). Transient optical emission from the error box of the γ -ray burst of 28 february 1997. *Nature*, 386(6626), 686.
- Vietri, M., y Stella, L. (1998). A gamma-ray burst model with small baryon contamination. *The Astrophysical Journal Letters*, 507(1), L45.
- Woosley, S. (1993). Gamma-ray bursts from stellar mass accretion disks around black holes. *The Astrophysical Journal*, 405, 273–277.
- Woosley, S., Zhang, W., y Heger, A. (2003). The central engines of gamma-ray bursts. En *Aip conference proceedings* (Vol. 662, pp. 185–192).

Zhang, B., y Meszaros, P. (2004). Gamma-ray bursts: progress, problems & prospects. *International Journal of Modern Physics A*, 19(15), 2385–2472.