

Búsqueda de fuentes de astropartículas en los datos de la colaboración LAGO

Christian Andrés Sarmiento Cano

Universidad Industrial de Santander
Facultad de Ciencias
Escuela de Física
Bucaramanga
2015

UNIVERSIDAD INDUSTRIAL DE SANTANDER

TESIS DE MAESTRÍA

**Búsqueda de fuentes de
astropartículas en los datos de la
colaboración LAGO**

Autor:

Christian Andrés
Sarmiento Cano

Director:

Luis Núñez

Co-director:

Hernán Asorey

Trabajo de grado para optar al título de Magíster en Física

Universidad Industrial de Santander

Facultad de Ciencias

Escuela de Física

Bucaramanga

2015

*Si los ríos, los lagos, los mares
y los bosques te ciñen América;
si a incontables millones de hombres
pueden dar alimento tus selvas;
si el petróleo, el estaño y el oro,
el platino, el uranio y las perlas,
la esmeralda, el banano, el café,
el plumaje de aves diversas,
la manzana, la piña y el mango,
el cacao, el maíz y las peras,
y otros mil fabulosos tesoros
esparcidos están en tus venas,
¿por qué andas vestida de harapos,
y no brillas magnífica, espléndida,
y entre todos los pueblos del mundo
eres tú la infeliz cenicienta?
¿Por qué hay tanto soldado en las calles
si en Colombia no estamos en guerra?*

Fragmento del poema, Hablo al pueblo de América
-Pablo Zogoibi

Agradecimientos

Son muchas las personas que aportaron a este trabajo de una u otra forma, a ellos gracias. Algunos de ellos lo hicieron compartiendo la felicidad por el objetivo logrado y otros aguantando la cara larga por la frustración típica que acompaña toda investigación científica. En este grupo de personas esta conformado por subgrupos como los profesores Hernán y Luis quienes confiaron en mi, a veces incluso más que yo, y de quienes he aprendido a ver la física como una ciencia creadora y transformadora transmitiendo constantemente su pasión por lo que hacen. A Mauricio, Rolando y Arturo con quienes he tenido la oportunidad de soñar que nuestro país, Latinoamérica, puede ser mejor y que nosotros podemos dar siempre un poco más para que este deseo deje de ser solamente un anhelo. Al grupo Halley por brindarme un lugar donde la Astronomía se sale de las ecuaciones y códigos computacionales y pasa a buscar un lugar entre la gente que la admira con curiosidad. Finalmente, a Laura Cristina quien me acompañó desde el primer día en que inicio esta aventura hasta el prolongado final, a ella Gracias.

Índice general

Contenido6 Lista de Figuras9 Siglas11 Resumen12

Introducción	14
1. Astropartículas	18
1.1. Posibles fuentes de astropartículas	18
1.2. Rayos cósmicos	23
1.2.1. Espectro de rayos cósmicos	24
1.2.2. Rayos gamma	26
1.3. Lluvias Atmosféricas Extendidas	29
1.3.1. Profundidad atmosférica	29
1.3.2. Lluvias iniciadas por un fotón o electrón	34
1.3.3. Lluvias iniciadas por un hadrón	36
2. Detección de Astropartículas en la estación LAGO-Chacaltaya	39
2.1. Latin American Giant Observatory (LAGO)	39
2.2. Estación LAGO-CHA	40
2.3. Detectores Cherenkov de agua	41
2.3.1. Método de la Partícula Única	44
2.4. Datos LAGO Chacaltaya	46
2.4.1. Validación de los datos	47
3. Análisis de datos recolectados en Chacaltaya, período 2010-2012	51
3.1. Parámetros de análisis	51
3.2. Búsqueda de fuentes transitorias	54
3.2.1. Método de la ventana corrediza	54
3.2.2. Análisis de los datos y resultados	57
3.2.2.1. Duración de la señal	58
3.2.2.2. Estimación de energía del primario de los eventos	59
3.2.2.3. Eventos transitorios hallados en la estación LAGO-CHA	61
3.3. Búsqueda de fuentes periódicas	64
3.3.1. Método de superposición periódica	65
3.3.2. Análisis de datos y resultados	67
4. Conclusiones	70

Apéndice	76
1. Inconsistencias en los datos	76
1.1. Desconfiguración de la línea base	76
1.2. Umbral 4 registrando	77
1.3. Metadata desconfigurada	77
1.4. Salto en las marcas de GPS	77
1.5. Inconsistencia sistemática en la adquisición de los datos . . .	78
Bibliografía	81

Índice de figuras

1.1.	Vista esquemática de un pulsar.	19
1.2.	Nebulosa del cangrejo es conocida fuente de astropartículas de alta energía	20
1.3.	Esta imagen muestra la distribución de los GRB con respecto a su tiempo de duración.	22
1.4.	En esta imagen se puede ver una señal típica de un SGR corto . . .	23
1.5.	Espectro de energía de los rayos cósmicos.	24
1.6.	Espectro de energía de los rayos cósmicos 2.	26
1.7.	Diferentes curvas de luz captadas por el telescopio Batse.	27
1.8.	Simulación del desarrollo de una EAS, como función de la altura sobre el nivel del mar.	30
1.9.	Estructura vertical de la atmósfera terrestre y como es el desarrollo en una EAS en ella.	32
1.10.	Esta imagen modela el desarrollo de la cascada electromagnética . .	34
1.11.	Cascadas iniciadas por fotón gamma y núcleo atómico.	36
1.12.	simulación realizada con CORSIKA de un fotón que ingresa por el zenit con 10 TeV de energía.	37
1.13.	Simulación realizada con CORSIKA de un núcleo de hierro que ingresa por el zenit con 10 TeV de energía	38
2.1.	Distribución de estaciones LAGO.	40
2.2.	En esta imagen se muestra la distribución espacial de los detectores en Chacaltaya.	41
2.3.	Esquema de un detector Cherenkov de agua.	42
2.4.	Esquema de amplificación de la señal entrante en un PMT.	43
2.5.	Esquema de la estación local, LS, usada por los detectores de LAGO, tomado de [1].	43
2.6.	Simulación realizada para encontrar el flujo base de partículas en función de la altura.	45
2.7.	Archivo usual de datos recolectado y generado en la estación de CHA. .	46
2.8.	Umbral de energía de un archivo recolectado en la estación de Chacaltaya.	47
2.9.	En esta figura se puede ver que en el mismo instante que la línea base disminuye, la tasa de conteo aumenta.	49
3.1.	Distribución del exceso para diferentes ventanas temporales.	54

3.2.	En morado los conteos durante una hora y en verde el promedio generado por el ventaneo.	56
3.3.	Flujo de potenciales candidatos a eventos transitorio.	58
3.4.	Esta figura muestra por medio de bandas el desarrollo que tuvo el evento 1 y el evento 2.	59
3.5.	Variación del flujo de partículas secundarias varía con el ángulo. . .	60
3.6.	Distribución de partículas secundarias que llegan al piso con respecto al centro de la cascada.	61
3.7.	Comportamiento de la línea base de los detectores.	63
3.8.	Flujo de los subcanales 1 y 2 de potencial candidato de 2010.	64
3.9.	Flujo de los subcanales 1 y 2 de potencial candidato de 2011.	64
3.10.	Aumento en el flujo de partículas con respecto al exceso en una ventana temporal.	65
3.11.	Aumento en el flujo de partículas con respecto al exceso en una ventana temporal.	65
3.12.	Descripción del proceso que se llevó a cabo para la construcción del método de sumatoria.	67
3.13.	En esta figura se puede ver un posible candidato a fuente periódica. Este no pudo ser confirmado al no encontrar contraparte en el año anterior.	69
1.	Histograma que muestra la frecuencia ideal de marcas de GPS ideal, es decir 200 marcas/segundo, en un archivo de una hora de datos LAGO.	73
2.	Resultados obtenidos de la validación de los datos vía marcas de GPS para la estación de Chacaltaya.	75
3.	Los conteos sobre la línea base esta se ha desconfigurado en el minuto en el que se dio el exceso.	76
4.	Grafica del subcanal 1 de los WCD 1, 2 y 3. Además del subcanal 4 de los tres WCDs.	78
5.	Metadata que se desconfigura en el minuto en el cual se detecta el exceso.	79
6.	Se registra un exceso y en los bins siguientes ocurre un salto en la marca de GPS.	79
7.	Resultado del método de superposición de archivos.	80

Siglas

LAGO	L atin A merican G iant O bservatory
WCD	W ater C erenkov D etector
DAQ	D ata A dquisition Q uality
CTA	C erenkov T elescope A rray
HAWC	H ight A ltitud W ater C erenkov
BAT	B urts A lert T elescope
LAT	L arge A lert T elescope
GRB	G amma R ay B urts
EAS	E xtensive A ir S hower

TÍTULO: BÚSQUEDA DE FUENTES DE ASTROPARTÍCULAS EN LOS DATOS DE LA COLABORACIÓN LAGO¹.

AUTOR: SARMIENTO CANO, Christian Andrés².

PALABRAS CLAVES: Destellos gamma, Radiación Cherenkov, Astropartículas, Análisis de datos. .

DESCRIPCIÓN:

Uno de los objetivos de la colaboración LAGO, Latin American Giant Observatory, es la detección de fotones de alta energía usando detectores que se encuentren por encima de los 3500 m s.n.m. En este trabajo se usó los datos generados por la estación LAGO ubicada en el monte Chacaltaya a 5240 m s.n.m. en Bolivia en pro de buscar fuentes de astropartículas. La estación LAGO Chacaltaya se encuentra en operación continua desde el año 2008 y tiene un área de detección total de 10 m² distribuida en tres detectores Cherenkov: 2 de 4 m² y 1 de 2 m². En este trabajo se usó los datos recolectados en el periodo 2010-2011 por ser estos los que mejor comportamiento presentan en cuanto a su adquisición.

En este trabajo hemos desarrollado y aplicado varios métodos de análisis de datos para la búsqueda de señales transitorias y periódicas asociadas a fuentes de astropartículas. El primero de ellos, fue generado para la búsqueda de excesos en la tasa de conteo en periodos de tiempo cortos (segundos a minutos). Para el estudio de señales astrofísicas de alta energía asociadas a fenómenos transitorios, por ejemplo GRB, se usó el método de la ventana corrediza que permite hallar excesos en los datos por encima de 3σ en al menos dos detectores simultáneamente. Respecto a la búsqueda de señales periódicas, como por ejemplo los SGR o fuentes puntuales de emisión gamma, realizamos el método de apilamiento o sumatoria de archivos con el fin de minimizar el ruido y aumentar la señal.

El resultado de la aplicación de estos métodos sobre los datos fue la selección de más de una centenas de archivos para el análisis transitorio y una cifra similar para el periódico. Estos archivos fueron estudiados uno a uno para corroborar que la señal observada fuese una señal física y no un error en los datos. El resultado de esta búsqueda fue dos potenciales candidatos a GRB que se han caracterizado plenamente en cuanto a su desarrollo temporal y la estimación de la energía del primario que pudo haberlo generado.

¹Trabajo de investigación.

²Facultad de Ciencias, Escuela de Física, Luis Alberto Núñez (Director), Hernán Gonzalo Asorey (Co-director).

TITLE: SEARCH TO ASTROPARTICLES SOURCES ON DATA OF THE LAGO COLLABORATION³.

AUTHOR: SARMIENTO CANO, Christian Andrés⁴.

KEY WORDS: Gamma ray burst, Cherenkov radiation, Astroparticles, Data analysis.

DESCRIPTION:

One of the main scientific objectives of the Latin American Giant Observatory (LAGO) project is the detection of high energy photons by using detectors placed above 3500 m a.s.l. In this study we analyze data generated by the LAGO detection station located at Mount Chacaltaya, at 5240 m a.s.l. in Bolivia, to identify possible sources of astroparticles. The Chacaltaya station is in continuous operation since 2008 with a total detection area of 10 m² in three water Cherenkov detectors: two of 4 m² and one of 2 m². In this work we used data collected during the 2010-2012 period due the quality cuts imposed.

In this work we developed and applied several methods of data analysis looking for the search of transient and periodic signals associated with sources of astroparticles. For the first type, we search for rapid and large deviations of the signal rates as function of time in short (seconds to minutes) periods of time. This irruptive type of signals associated with high-energy astrophysics transient phenomena, such as gamma ray bursts (GRB), were found in our data by using a modified 1-minute moving window average method looking for simultaneous 3sigma deviations from the background rate in at least two operating detectors. Search for periodic signals, such as those produced by soft gamma repeaters or gamma point sources, a sidereal superposed epoch method was used in order to increase the signal-to-noise ratio of the faint signals we expected from this sources.

After the application of these methods, more than one hundred of transient phenomena and several possible sources of periodic signals were found. All these events were studied in extreme detail to discard detector or atmospheric phenomena (such as lightning strikes) that could mimic potential signals of interest. After these data cleaning procedure, two GRB candidates were found and they have been fully characterized in terms of their sky position, temporal evolution and primary photons minimum energy.

³Master's research work.

⁴Facultad de Ciencias, Escuela de Física, Luis Alberto Núñez (Advisor), Hernán Gonzalo Asorey (Co-advisor).

Introducción

El origen de la radiación cósmica ha sido uno de los mayores enigmas de la Astrofísica en las últimas décadas. Los primeros pasos para esclarecer este fenómeno fueron dados hace poco más de un siglo por Victor Hess quien al realizar vuelos en globo notó que la ionización de la atmósfera aumentaba, de tal forma que, a 5000 metros del piso era 10 veces mayor que a 1500 metros. Hess también determinó que esta radiación se mantenía de día y de noche. Por lo que concluyó que el Sol no podía ser la fuente principal de este fenómeno y confirmó su origen extrasolar [2]. Posteriormente, en 1925 Robert Millikan les dio el nombre de “rayos cósmicos” [3].

En 1938 Pierre Auger [4] propuso, al observar el arribo de partículas en detectores ubicados a decenas de metros entre sí, la existencia de lluvias de partículas, denominadas EAS (*Extensive Air Shower*, por sus siglas en inglés), las cuales son producidas por la interacción de los rayos cósmicos con la atmósfera. Auger también estimó que la energía de la partícula primaria o generadora de la lluvia era cercana a 10^{15} eV.

Una teoría para explicar cómo las partículas adquieren tal energía fue propuesta por Enrico Fermi en 1949 quien planteó un mecanismo de aceleración a partir de la interacción de las partículas con campos magnéticos interestelares [5]. Según este mecanismo, las partículas ganan energía al interactuar con una nube molecular magnetizada. Uno de los logros de esta teoría es la deducción de forma natural de la ley de potencias inversas para la distribución espectral de los rayos cósmicos en correlación con los datos experimentales. Esta propuesta fue modificada en la década del 70, por una en la cual se describe un proceso de aceleración más eficiente

por interacciones de partículas con ondas de choque en remanentes de supernovas, ganando así energía rápidamente hasta alcanzar $\sim 10^{15}$ eV.

Asimismo, el estudio de las EAS ha contribuido al conocimiento que se tiene sobre las propiedades de las partículas elementales. Prueba de ello es que durante la primera mitad del siglo XX se obtuvo evidencia observacional de los positrones (1932), los muones (1936), los kaones (1949) y las partículas Λ (1952). Además, haciendo uso de la cámara de niebla, se pudo observar los piones y su decaimiento en muones.

El éxito de esos estudios ha dado paso a la construcción de arreglos de detectores cada vez más grandes que reemplazaron los contadores Geiger-Muller usados originalmente para detectores de centelleo. Los resultados saltaron a la vista cuando en 1954 la Estación Agassiz en Harvard obtuvo datos que daban cuenta de partículas con energía de 10^{18} eV. Años después, en 1963, el observatorio Volcano Ranch[6] sería el primero de estos grandes arreglos en reportar un evento ultra energético de 10^{20} eV [7].

Hasta ese momento nada parecía poner límite a la energía de los rayos cósmicos. Esto impulsó el desarrollo de nuevas técnicas de detección: así nacieron los detectores basados en la captación de luz de fluorescencia. Este tipo de luz UV se produce en la atmósfera por la interacción de las partículas de la cascada con las moléculas de N_2 . El primer observatorio en usar esta técnica fue el Fly's Eye[8] posteriormente reemplazado por el observatorio HiRes. Actualmente el observatorio el observatorio *Pierre Auger* cuenta con 4 telescopios de fluorescencia con los que se ha logrado capturar partículas de 10^{20} eV aportando al estudio de la composición del “tobillo” del espectro de los rayos cósmicos.

Hasta el momento sólo se ha hablado de las cascadas producidas por partículas cargadas o núcleos atómicos. Sin embargo, los fotones gamma al interactuar con la atmósfera también producen EAS. Este fenómeno conocido como destellos gamma fue descubierto en 1967 por el satélite “VELA”, el cual contaba con detectores de rayos X, rayos gamma y neutrones. Pero solo hasta 1973 se anunciaron públicamente y aparecieron como un *flash* de fotones muy energéticos $E > 1$ keV llegando

como una ráfaga del orden de segundos. Posteriormente, las observaciones realizadas en el rango óptico permitieron – midiendo el efecto Doppler de las líneas de absorción y emisión típicas – determinar el corrimiento hacia el rojo de estos objetos. Actualmente, los satélites SWIFT y FermiLAT lanzados en 2004 y 2008 respectivamente, han detectado más de 500 candidatos a GRB [9].

Si bien aún no se han determinado claramente las fuentes de los destellos, se sabe que se originan a distancias cosmológicas. De una parte están los GRB largos, con tiempo de duración mayor a 2 s. Estos se producen cuando el núcleo de una estrella, muy masiva y de baja metalicidad, colapsa dando paso a la formación un agujero negro de entre $100 M_{\odot}$ y $500 M_{\odot}$ [10]. Por otra parte, se encuentran los GRB cortos, los cuales se originan durante las etapas finales de la unión de dos objetos compactos.

El espectro en energía de los fotones gamma observados durante la ocurrencia de un GRB, muestran que podrían llegar hasta energías de cientos de GeV. Sin embargo, el bajo flujo a estas energías dificulta su detección en órbita, y es por ello que los arreglos de detectores en superficie terrestre han orientado canales de búsqueda de estos fenómenos. Ejemplos de ello son HAWC (*High-Altitude Water Cherenkov*, por sus siglas en inglés) y LAGO (*Latin American Giant Observatory*, por sus siglas en inglés) con sus detectores tipo WCD distribuidos a lo largo de Latinoamérica, el cual sirve de marco para este trabajo de investigación.

El trabajo que se desarrolla a continuación ha sido realizado con los datos recolectados por la estación LAGO ubicada en Chaclataya-Bolivia a 5240 m s.n.m, que cuenta con tres detectores Cherenkov de agua, 1 de $2 m^2$ y 2 más de $4 m^2$ cada uno. Los detectores fueron instalados en el 2008, sin embargo luego de validar la calidad de los datos[11] se encontró que en el periodo 2010-2012 la recolección de los detectores tuvo un buen funcionamiento.

La investigación ha sido enfocada hacia la búsqueda de fuentes astrofísicas de emisión transitoria y periódica. Para las primeras fuentes se ha usado el método de la ventana corrediza o *Moving Windows Averaging* y para las segundas el método de superposición de archivos o *stacking*.

En consecuencia, el presente trabajo se desarrolla en tres capítulos. En el capítulo 1 se realiza una revisión de los avances teóricos y observacionales de la física de astropartículas. En el capítulo 2 se muestran los métodos de análisis de datos usados para la búsqueda de fuentes astrofísicas transitorias y periódicas. En esa misma dirección, en el capítulo 3 se muestra los resultados de la búsqueda de fuentes en los datos de la colaboración LAGO recolectados en los años 2010-2012. Y se muestra el análisis realizado para confirmar o descartar los posibles candidatos a fuentes astrofísicas. Finalmente, se exponen las conclusiones y logros de esta investigación.

Capítulo 1

Astropartículas

1.1. Posibles fuentes de astropartículas

Las fuentes de radiación cósmica en el rango de energías de GeV-TeV tienen gran importancia en la astrofísica actual. Detectar astropartículas en este rango de energía puede proveer información acerca de los mecanismos físicos generadores de este tipo de partículas. Además, abre la posibilidad de estudiar las propiedades de los objetos astrofísicos que las contienen. En esta sección se describirán los objetos astrofísicos candidatos a ser fuentes de estas astropartículas.

Pulsares

Los pulsares fueron de las primeras fuentes de radiación en el rango de energía de los GeV que fueron descubiertas. Estos tienen su principal fuente de energía en su campo magnético dipolar ($B \sim 10^{12}$ gauss) combinado con su rotación permanente el cual genera la formación de campos eléctricos muy intensos que se mueven a través de regiones de baja densidad de la magnetósfera llamadas “gaps”, ver figura [1.1](#).

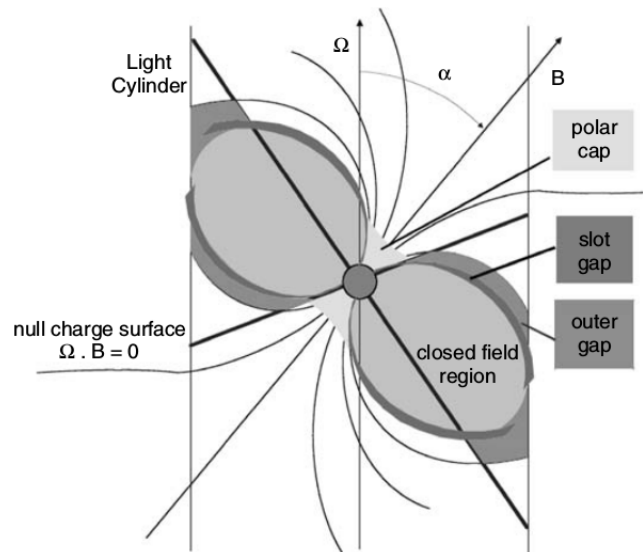


FIGURA 1.1: Vista esquemática de un pulsar. En este se pueden ver las líneas de campo magnético que aceleran las partículas y las expulsan como *jet*. Imagen tomada de [12].

Dependiendo de la orientación del eje de rotación Ω y el dipolo magnético \mathbf{B} , la aceleración y posterior radiación de partículas puede ser producida predominantemente en los casquetes polares localizados cerca de la superficie estelar. De esta zona, se supone, se generan los rayos gamma, los cuales siguen una trayectoria a lo largo del eje de rotación, el cual no siempre coincide con el eje del campo magnético. Las emisiones en la banda del óptico, radio, y rayos X se cree que son producidas por la aceleración de los electrones que se mueven en trayectorias curvas llamadas radiación de curvatura y de sincrotrón [12].

El CGRO (Compton Gamma Ray Observatory, por sus siglas en inglés) operó en los 90s y logró detectar 6 pulsares. Sin embargo, no quedó claro si las detecciones realizadas en las bandas del óptico, X y gamma coinciden con el modelo propuesto de emisión para lograr energías del orden de GeV. Recientemente el satélite Fermi, con su detector LAT (por sus siglas en inglés, Large Aperture Telescope) ha logrado detectar algunos de estos objetos astrofísicos con mucha más resolución y estadística, confirmando los modelos vigentes [9].

Remanentes de Supernova y Nebulosas con pulsar

Otra fuente de emisiones en el rango de energías de GeV-TeV son los remanentes de supernova (SNR) y las nebulosas con pulsar. Los SNR son clasificados en dos clases, en primera instancia se encuentran los SNR viejos, es decir, aquellos que no están influenciados por la dinámica del remanente compacto central [12]. Luego se encuentran los SNR jóvenes los cuales almacenan gran parte de su energía en el centro. La primera fuente detectada en este rango de energía fue la bien conocida nebulosa del Cangrejo es un buen ejemplo de nebulosa con pulsar, ver figura 1.2. Este detección fue hecha por el observatorio de Whipple in 1989.

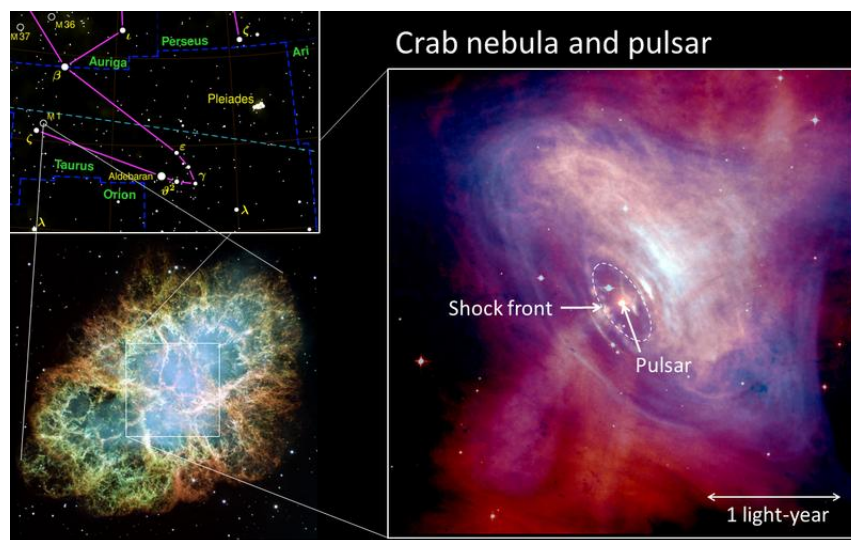


FIGURA 1.2: El remanente de supernova nebulosa del cangrejo es conocida por ser la primera fuente de astropartículas de alta energía detectada. Esto se debe a que en su interior se encuentra un pulsar como se muestra en la figura. Imagen tomada de los archivos de la NASA.

Los SNR fueron las primeras fuentes astrofísicas detectadas en las que se corroboró que generaban partículas de alta energía. Estas fueron observadas en los años 40s y 50s en las franjas del radio y el óptico. Mediante estas observaciones se determinó que la radiación sincrotrón podría ser el mecanismo de aceleración de las partículas que emiten estos objetos. Teniendo en cuenta que, en las SN la reacciones nucleares son la interacción dominante se sospechó durante mucho tiempo que estos objetos eran progenitores de fotones y hadrones de alta energía. Luego se detectaron rayos X con energías de $\sim 0.1-10$ keV y recientemente con la sonda

Chandra-X captaron rayos gamma de baja energía ($\sim 0.1-10$ GeV). Asimismo, observatorios como HESS, VERITAS y MAGIC ubicados en la superficie terrestre hicieron detecciones de este tipo.

Gamma Ray Burst

Los Gamma Ray Burst, GRB, son los eventos más energéticos observados en el Universo conocido. Se caracterizan por ser destellos de fotones de alta energía (0.1 - 1000 MeV) y pueden tener una duración de entre 10 ms y cientos de segundos. Luego de la emisión inicial es seguido por una radiación posterior (*afterglow*) en distintas longitudes de onda, tales como las X, visible e infrarroja, la cual se extiende hasta semanas.

Tipos de GRB

En la década de los 90s el satélite CGRO logró detectar cerca de 3000 GRB lo que permitió hacer una clasificación según su tiempo de duración, llamando GRB cortos a todos aquellos que duren 2 s o menos y GRB largos a los de 2 s en adelante como lo muestra la figura 1.3. Estas observaciones han sido reforzadas actualmente por los satélites SWIFT y Fermi.

Los *gamma-ray bursts largos* (LGRB) tienen curvas de luz con energías del orden de MeV y un tiempo de duración de entre $t_\gamma \sim 2$ s y $t_\gamma \gtrsim 10^3$ s. Este tipo de GRB son usualmente hallados en galaxias donde haya zonas de formación de estrellas masivas, las cuales se presentan en un rango de corrimiento al rojo entre $z = 0,0085$ y $z > 8$. Los LGRB han suministrado información espectroscópica sobre la composición química del medio intergaláctico en el Universo temprano [13]. De otra parte, los *gamma-ray bursts cortos* (SGRB) aunque tienen el mismo rango de energía su tiempo de duración es $t_\gamma < 2$ s e incluso puede ser de milisegundos. Se ha encontrado que estos GRB son generados por estrellas binarias, estrellas de neutrones o agujeros negros [14].

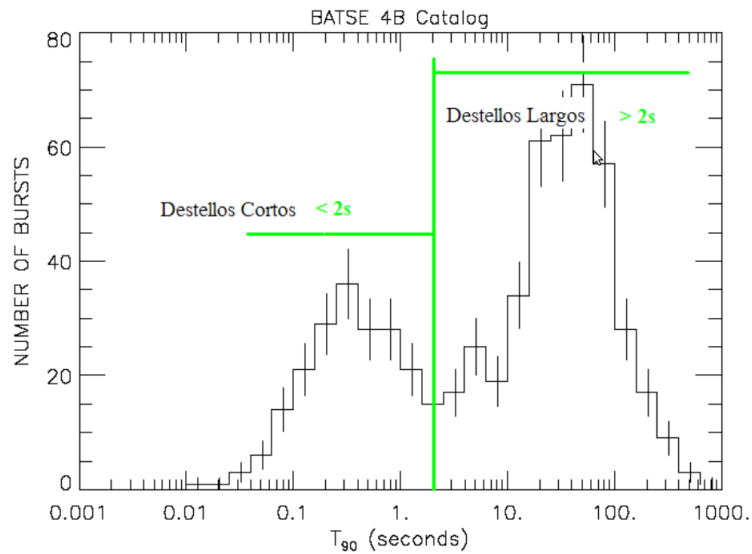


FIGURA 1.3: Esta imagen muestra la distribución de los GRB con respecto a su tiempo de duración. Imagen tomada de gammaray.nsstc.nasa.gov

Los GRB juegan un papel estratégico pues representan los primeros de estudios de fuentes de muy alta energía. El número de fotones que se han podido recolectar en fuentes individuales en este rango de energía van desde decenas a miles lo que conlleva a tener mucho ruido en la señal. Estos fotones suministran información acerca de los mecanismos de emisión y las propiedades físicas de la fuente, además de generar pistas sobre partículas con más energía que podría ser emitida por estas fuentes [15].

Soft Gamma Repeaters

Los *soft gamma repeaters* son fuentes esporádicas de destellos de rayos X y gamma. La primera detección de una de estas señales se dio el 7 de enero de 1979 y tuvo una duración de 0,25 s [16]. Posteriormente se lograron detectar algunos otros y fueron clasificados inicialmente como un subtipo de GRB. Sin embargo, los SGR se caracterizan por repetir su emisión, al contrario de los GRB que radian solo una vez.

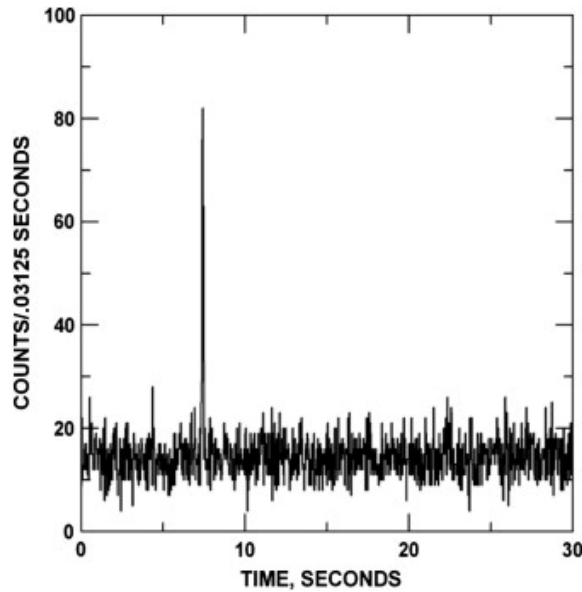


FIGURA 1.4: En esta imagen se puede ver una señal típica de un SGR corto. La resolución de la curva es de 32 ms y el rango de energía es de entre 25-150 keV. Imagen tomada de [16]

El tiempo típico de estos eventos es de 100 ms y tienen un espectro suave si se le compara con el de los GRB. Estos eventos tienen una energía que está en el orden de keV-MeV, en la imagen 1.4 se puede ver uno de estos eventos. Las manifestaciones más claras de este tipo de eventos son los llamados *flares* gigantes. Hasta ahora solo se han observado tres de estos en los últimos 30 años y son extremadamente intensos logrando generar un flujo sobre la Tierra de hasta cientos de MeV/cm². Este tipo de emisiones son causadas posiblemente por explosiones de estrellas o su remanente de supernova.

1.2. Rayos cósmicos

Gran parte del conocimiento que se tiene sobre las propiedades de las partículas elementales se ha obtenido mediante el estudio de los rayos cósmicos, especialmente de las cascadas de partículas generadas al ingresar a la atmósfera. Prueba de ello es que durante la primera mitad del siglo XX se obtuvo evidencia observacional de los positrones (1932), los muones (1936), los kaones (1949) y las partículas Λ (1952). Además, haciendo uso de la cámara de niebla, se pudo observar los piones y su

decaimiento en muones. En esta sección se estudiarán las partículas que componen las EAS, sus posibles fuentes y los fenómenos físicos que se generan.

1.2.1. Espectro de rayos cósmicos

El espectro de rayos cósmicos se define como el flujo diferencial de partículas en función de la energía. La relación entre el flujo de partículas y su energía E se expresa generalmente como el flujo diferencial $\frac{dN}{dE}$, definido como el número de partículas por unidad de área, tiempo, ángulo sólido y energía.

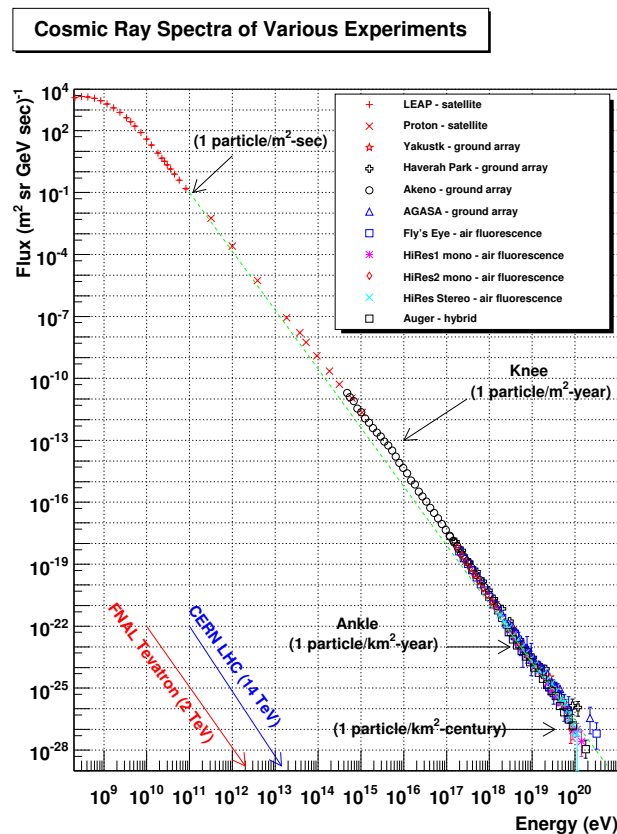


FIGURA 1.5: Espectro de energía de los rayos cósmicos generado con datos obtenidos por varios observatorios, imagen tomada de [17].

En la figura 1.5 se puede ver el flujo de partículas primarias que llegan a la atmósfera, el cual se distribuye en un rango de energía de entre 10^7 eV y 10^{20} eV. Como se observa en el espectro, en la región de más bajas energías, es decir, alrededor de 10^9 eV, el flujo de partículas es muy alto lo cual permite que se pueda estudiar con pequeños detectores transportados en globos o satélites. En el rango de 10^{14}

eV, el flujo disminuye a algunas partículas por metro cuadrado por día, por lo que, las mediciones directas ya no son tan eficientes. Sin embargo, esta energía es suficiente para generar cascadas de partículas secundarias, que dejan un rastro bastante grande como para ser medido por un arreglo de detectores sobre la superficie terrestre.

Asimismo, se observa que el flujo disminuye rápidamente con la energía, esta reducción sigue una ley de potencias simple E^γ en casi todo el rango conocido, a excepción de algunos pequeños cambios en la pendiente conocidos como la primera y segunda rodilla y el tobillo. En la figura 1.6 se puede ver que, el primero de estos cambios se presenta a $\sim 10^{15,5}$ eV donde el exponente de la curva pasa de $E^{-2,7}$ a $E^{-3,0}$, formando lo que se conoce como la **rodilla** [18]. El segundo cambio se produce en $\sim 10^{17,7}$ eV y corresponde a una nueva disminución de la pendiente hasta $E^{-3,3}$ y recibe el nombre de **segunda rodilla** [19] y solo ha sido detectada por el observatorio de rayos cósmicos Pierre Auger. Luego de ésta, el espectro vuelve a su estado inicial recuperando el valor del exponente $-2,7$ y finalmente alrededor de $\sim 10^{18,5}$ eV se forma el **tobillo** [20].

Respecto a la explicación de estos cambios en la pendiente de la curva del espectro se puede decir que, hasta la rodilla, el flujo de rayos cósmicos puede ser producido por partículas cargadas y aceleradas en frentes de choque formados en remanentes de supernova, es decir, su naturaleza es galáctica [20]. Respecto a la segunda rodilla, aunque ha sido observada por varias colaboraciones como Akeno, Fly's Eye, Yakutsk, HiRes, KASCADE y su sucesor KASCADE-Grande su interpretación física no está muy clara aún. Sin embargo, algunas explicaciones plantean que puede ser el fin de la contribución galáctica al flujo de los rayos cósmicos. En cuanto al tobillo, este ha sido observado por Fly's Eye con una energía alrededor de $\sim 10^{18}$ eV. Dicha observación fue confirmada por Haverah Park, Yakutsk y HiRes como se puede ver en la figura 1.6. Actualmente, se piensa que el tobillo podría representar el punto de transición entre las componentes galáctica y extragaláctica del flujo de los rayos cósmicos [22].

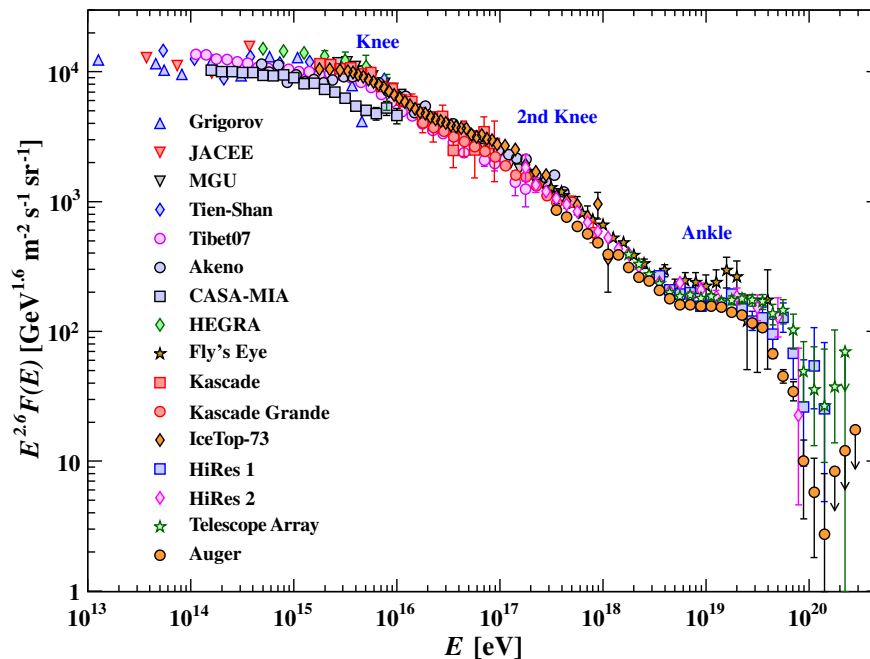


FIGURA 1.6: Espectro de energía de los rayos cósmicos generado con datos obtenidos por varios observatorios, imagen tomada de [21].

1.2.2. Rayos gamma

Los destellos de rayos gamma han sido por mucho tiempo un gran enigma. Estos fueron descubiertos en 1967 por el satélite VELA, el cual contaba con detectores de rayos X, rayos gamma y neutrones. Pero solo hasta 1973 los anunciaron públicamente y fueron expuestos como un *flash* de fotones muy energéticos $E > 1$ KeV llegando como una ráfaga del orden de un segundo [23]. En los años 90, el satélite *Compton Gamma Ray Observatory* (CGRO) -con su detector BATSE (*Burst And Transient Source Experiment*)- aportó valiosa información sobre estos destellos, captando fotones con energías de ~ 100 MeV [24]. Además permitió la caracterización de las primeras curvas de luz de objetos que emiten este tipo de destellos, como se puede ver en la figura 1.7.

Gracias al BEPPO-SAX (*Satellite per Astronomia X*, por sus siglas en italiano) lanzado en 1996, se generó un gran avance al señalar la existencia de una subclase

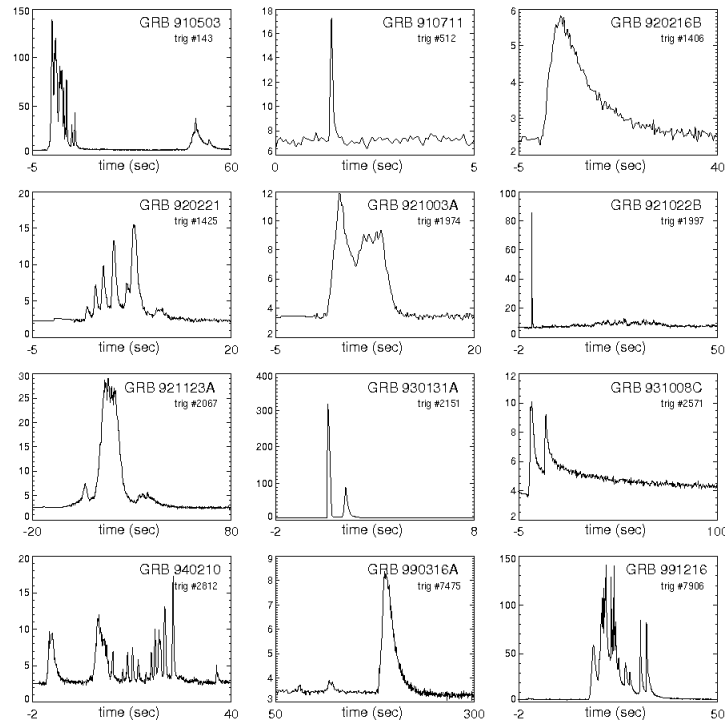


FIGURA 1.7: Diferentes curvas de luz captadas por el telescopio Batse, imagen tomada de <http://gammaray.nsstc.nasa.gov/>

de GRB llamados XRF (X-ray flashes, por sus siglas en inglés) los cuales tienen energías entre 30-80 keV, es decir, varios órdenes de magnitud menos respecto a los GRB, cuya energía típica es de 300 keV a 1 MeV. Así mismo, las observaciones realizadas en el rango óptico permitieron -midiendo el efecto Doppler de las líneas de absorción y emisión típicas- determinar el corrimiento hacia el rojo de estos objetos [25].

Más adelante, el satélite SWIFT equipado con tres instrumentos: el *Burst Alert Telescope* (BAT), el *X-Ray Telescope* (XRT) y el *UV Optical Telescope* (UVOT), fue lanzado al espacio en el año 2004. El BAT detecta y localiza los destellos, esta posición es usada para enfocar el satélite y así permitir la observación del evento por parte del XRT y el UVOT [26]. Además esta posición es rápidamente compartida con los observatorios en tierra. El aumento de las detecciones realizadas por SWIFT permitieron esclarecer el límite entre los GRB largos y cortos.

El último de los satélites lanzados al espacio para estudiar la naturaleza de este

fenómeno fue el Fermi, el cual lleva a bordo dos instrumentos: el *Large Area Telescope* (LAT) y el *Gamma-ray Burst Monitor* (GBM). El GBM mide el espectro de los GRB para energías de entre 8 keV a 40 MeV y determina la posición del objeto con una precisión de 5° . Por su parte el LAT mide el espectro de energía desde 20 MeV hasta 300 GeV, localizando la fuente con precisión $< 1^\circ$. El GBM detecta 250 GRB en promedio por año, cerca del 20% son cortos, mientras que el LAT detecta 8 por año [9]. Esta combinación genera un gran campo de visión y permite cubrir un amplio espectro de energía desde las energías más bajas con el BAT del SWIFT hasta la ventana de alta energía del LAT que permite tocar los límites de los TeV. Es de acotar que, el FermiLat además de detectar GRB también ha servido para estudiar las emisiones de radiación de alta energía proveniente del centro de la vía láctea.

En cuanto a la detección, los GRB se localizan a distancias extragalácticas, aunque muchos de ellos se encuentran en una galaxia identificada, la frecuencia de ocurrencia es muy pequeña y va desde 10^{-5} a 10^{-6} por año por galaxia. Debido a que ningún GRB se ha detectado en galaxias cercanas en los últimos 30 a 40 años de observaciones, todo apunta a que estos eventos están relacionados con explosiones estelares. Así mismo, se cree que los GRB largos, con duraciones mayores a 2 s, se producen cuando el núcleo de estrellas muy masivas y de baja metalicidad, colapsan para formar un agujero negro de entre $100 M_\odot$ y $500 M_\odot$. De otra parte, para los GRB cortos, se piensa que se originan durante las etapas finales de la unión de dos objetos compactos.

Por otra parte, el espectro en energía de los fotones gamma observados durante la ocurrencia de un GRB muestran que podrían llegar hasta varios GeV. Sin embargo, el bajo flujo a estas energías dificulta su detección orbital, y es por ello que los arreglos dedicados sobre la superficie terrestre han orientado canales de búsqueda de estos fenómenos, comenzando con los trabajos pioneros en el arreglo *EAS-TOP* [27] seguidos de el observatorio *Pierre Auger* [28] y *LAGO* [29] de los cuales se hablará en detalle más adelante. Una revisión completa sobre las características de estos objetos y la física asociada puede verse en [30].

1.3. Lluvias Atmosféricas Extendidas

Luego de recorrer el espacio exterior, algunas partículas terminan de dispersar su energía en la atmósfera terrestre. La interacción de estas partículas (primarias) con las moléculas de aire presentes en la atmósfera generan una reacción en cadena que dará como resultado una “avalancha” de partículas secundarias, llamada lluvia o cascada y conocidas en la literatura como *Extensive Air Shower* (EAS).

El desarrollo de la cascada de partículas depende de las características del primario, como su naturaleza química, energía inicial y ángulo de incidencia y de las condiciones atmosféricas locales. El número de partículas producidas aumenta hasta alcanzar un máximo, luego comienza a disminuir por absorción del medio y debido a que la energía de las partículas secundarias empieza a estar por debajo del valor necesario para la creación de nuevas. A medida que la lluvia se desarrolla, las partículas se dispersan alejándose del eje determinado por la dirección de incidencia del primario. Las partículas se esparcen lateralmente formando un “panqueque” normal al eje de la lluvia, que crece a medida que la cascada se propaga por la atmósfera. Esta lluvia puede alcanzar algunas decenas de kilómetros cuadrados al llegar al nivel del suelo, dependiendo de la energía del primario, su ángulo cenital y la altura a la que se produzca el máximo de la misma. La mayor densidad de partículas se genera en la zona cercana al eje principal, disminuyendo rápidamente a medida que se aleja del mismo, ver figura 1.8.

Cuanto mayor sea la energía inicial, así también lo será la lluvia de partículas secundarias generada. Las componentes de estas lluvias usualmente se dividen en tres grandes familias: electromagnética, hadrónica y muónica.

1.3.1. Profundidad atmosférica

Uno de los parámetros físicos de importancia para el desarrollo de la cascada de partículas es la profundidad atmosférica. Ésta se define como la cantidad de aire por unidad de área que atraviesa una partícula a lo largo de la atmósfera hasta

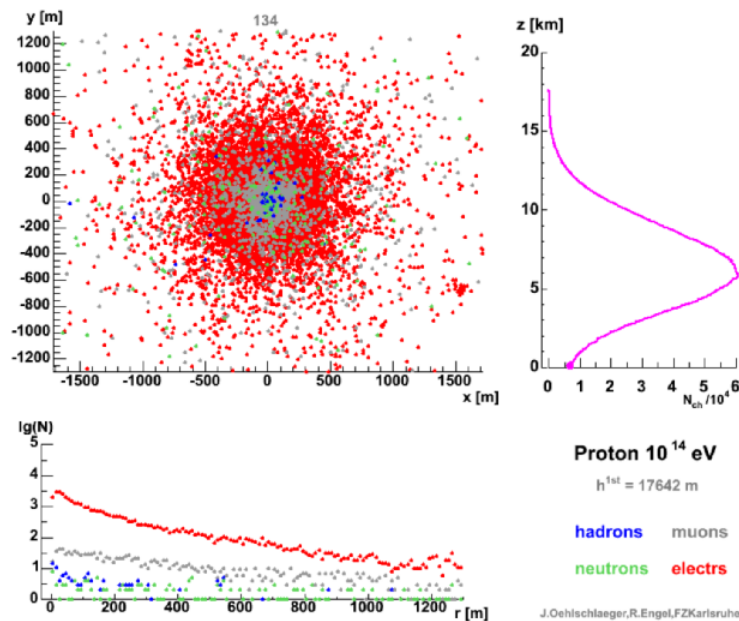


FIGURA 1.8: En esta imagen se puede ver los resultados de la simulación del desarrollo de una EAS, como función de la altura sobre el nivel del mar, producida por un protón de 10^{14} eV. Arriba a la izquierda se observa la distribución de partículas a nivel del suelo sobre el plano xy. Arriba a la derecha, el número de secundarios como función de la altura, donde se se observa como crece hasta ~ 5 km, a partir de la cual empieza a decrecer. Abajo a la izquierda, el número de secundarios como función de la distancia al centro de la cascada. Figura tomada de <https://www.ikp.kit.edu/corsika/>

llegar a la superficie terrestre. Por lo tanto, para poder realizar una descripción correcta de las EAS es necesario conocer las principales características de este medio como su composición química y condiciones meteorológicas.

Atmósfera terrestre

La atmósfera terrestre es un cascarón gaseoso que se extiende por cientos de kilómetros sobre la Tierra. Sin embargo, su distribución de materia no es uniforme tanto así que acumula 90 % de su masa en los primeros 18 km sobre el nivel del mar (snm). Y, solamente el 1 % de la masa se encuentra a partir de 32 km snm. La atmósfera puede ser descrita usando distintas variables de estado. La más intuitiva es la temperatura $T(h)$ que es una medida de la energía cinética de las moléculas. Ésta se encuentra influenciada por muchos factores como los siguientes (descritos en [31]):

- la cantidad de calor, que depende de la posición del sol y de la cantidad de nubes;
- el intercambio vertical de calor entre la superficie de la Tierra y la atmósfera;
- el transporte horizontal de calor por movimiento de aire;
- el tipo de superficie de la tierra (nieve, agua, bosque, desierto,etc);
- altitud;
- vientos;
- topografía.

La presión $p(h)$ es otra variable que define a la atmósfera y representa el peso del aire sobre la superficie debido a la fuerza gravitacional. La densidad del aire ρ es un cantidad derivada. Para aire seco, la densidad puede escribirse como:

$$\rho(h) = \frac{p(h)M_m}{RT(h)} \quad (1.1)$$

donde R es la constante universal de los gases y vale $8.31451 \frac{1}{Kmol}$ y M_m es la masa molar del aire en $\frac{g}{mol}$.

Estructura vertical de la atmósfera

Para entender lo que le sucede a las partículas al interactuar con la atmósfera se hace necesario describir el medio que estas atraviesan. Una manera de estudiar la estructura vertical de la atmósfera es seccionándola en regiones según la temperatura y composición. Partiendo desde la superficie terrestre hasta ~ 80 km de altura, la masa molecular es aproximadamente constante, esta zona es denominada la homósfera. Más arriba se encuentra la heterósfera, donde los átomos más pesados se ubican en el fondo de la capa mientras que los más livianos flotan en la parte superior [32].

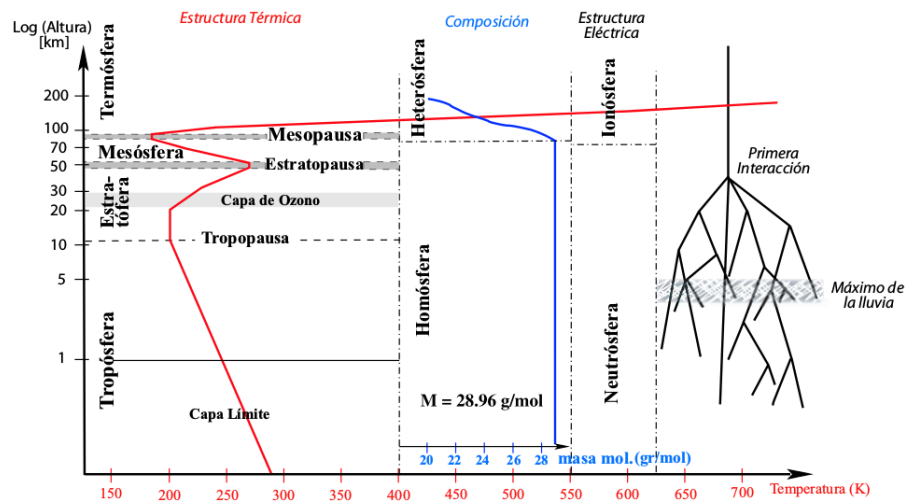


FIGURA 1.9: En esta imagen se puede ver la estructura vertical de la atmósfera terrestre y cómo es el desarrollo de una EAS. Imagen tomada de [31].

La homósfera se puede dividir, a partir del gradiente de temperatura, en dos subregiones llamadas tropósfera y estratósfera, ver figura 1.9. La tropósfera es donde ocurren variaciones a corto plazo y se genera la mayoría de los fenómenos meteorológicos. Además, la temperatura decrece linealmente con la altura en esta, pasando de 279.5 K a 1000 m hasta ~ 198 K en 0 m. De otra parte, la banda que separa la tropósfera de la estratósfera es la tropopausa, donde la temperatura tiende a mantenerse constante y su valor depende de la latitud. La estratósfera comienza a ~ 50 km snm y contiene varias capas a temperaturas distintas. Una de estas capas es muy rica en Ozono, la cual se extiende hasta la estratópausa donde la presión es del orden de 1 hPa. Seguidamente se encuentra la mesósfera, donde la temperatura decrece linealmente como en la tropósfera, esta es la capa más fría de la atmósfera llegando a temperaturas del orden de -100° C. Finalmente, en la heterósfera se encuentra la termosfera, donde la radiación ultravioleta del sol es absorbida por el oxígeno molecular y atómico, lo que hace aumentar la temperatura desde ~ 573 K a 1973 K en función de la actividad solar. Cabe decir que, las cascadas de partículas se desarrollan dentro de los primeros 50 km snm, es decir, a partir de la estratópausa [32].

Modelo de la atmósfera: Profundidad Atmosférica

La profundidad atmosférica, $X(l)$ se define como la masa de aire por unidad de área que atraviesa una partícula a través de la atmósfera desde el infinito hasta la posición l a lo largo de la trayectoria que describe su movimiento [33]:

$$X(l) = \int_l^\infty \rho(l') dl' \quad (1.2)$$

donde para el caso de la atmósfera $\rho(l)$ corresponde a la densidad del aire en la posición l , que a su vez sólo depende de la altura h sobre la superficie y está determinada por la ecuación barométrica:

$$\rho(h) = \rho(h_0) \left(\frac{T(h_0)}{T(h)} \right) \exp \left(- \int_{h_0}^h \frac{Mg(h)}{RT(h)} dh \right) \quad (1.3)$$

siendo $T(h)$ la temperatura a la altura h , R la constante universal de los gases, M la masa molar del, $g(h)$ la aceleración debida a la gravedad a la altura h , y h_0 el nivel de referencia.

La altura h se relaciona con l por medio del ángulo θ respecto a la vertical,

$$h \simeq l \cos \theta \quad (1.4)$$

despreciando la curvatura terrestre. En general, la corrección debido a la curvatura de la atmósfera se torna importante para ángulos cenitales grandes, $\theta \geq 70^\circ$. La función de Chapman, llamada así por el apellido de su autor, da el factor por el cual debe multiplicarse a la profundidad atmosférica como función de θ respecto a la dirección vertical. Por ejemplo, para $\theta \rightarrow \frac{\pi}{2}$ dicha función tiende a 40, es decir, la cantidad de aire que debe atravesar una partícula horizontal es unas 40 veces más grande respecto a la dirección vertical para un punto dado sobre la superficie terrestre.

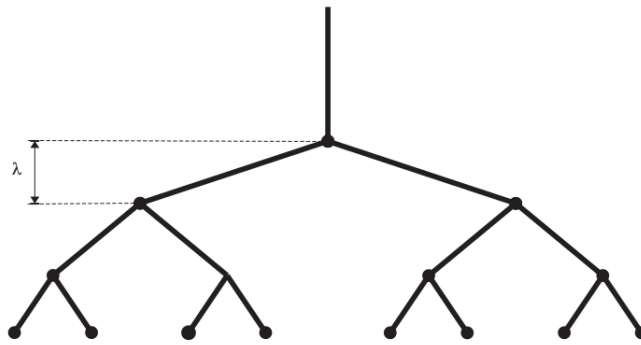


FIGURA 1.10: Esta imagen modela el desarrollo de la cascada electromagnética, para ello recrea con puntos las partículas y con líneas su probable ramificación. Asimismo, λ representa la profundidad atmosférica entre las ramas.

1.3.2. Lluvias iniciadas por un fotón o electrón

Como ya vimos en la sección anterior, el desarrollo de la cascada en la atmósfera depende del tipo de partícula primaria y de la energía que ésta porta. Un modelo simple para caracterizar una lluvia de partículas fue desarrollado por Heitler en 1944. Este se usa principalmente para describir cascadas electromagnéticas, aunque también puede emplearse en forma aproximada, para describir lluvias iniciadas por hadrones [13]. La idea es considerar un desarrollo ramificado como muestra la figura 1.10, donde cada segmento recrea una partícula. En cada vértice la energía de una línea se divide en dos, separándose después de una distancia λ . Esta cantidad es independiente del proceso por el que se produjo la separación.

La evolución de una lluvia iniciada por un fotón o un electrón está regida principalmente por procesos electromagnéticos. Para los cuales son dos los canales primordiales de interacción: Bremsstrahlung y creación de pares en el aire.

Creación de pares: la energía $h\nu$ del fotón incidente es totalmente absorbida en la creación de un par electrón/positrón,

$$\gamma \rightarrow e^+e^- \quad (1.5)$$

Posteriormente, puede ocurrir una aniquilación del positrón con un electrón del medio, produciendo un par de fotones.

Bremsstrahlung: La partícula incidente es desviada de su trayectoria por su interacción con el campo electrostático de los núcleos de la materia atravesada, y cada desviación resulta en la emisión de cierta radiación de frenado. Si la distancia entre la trayectoria de la partícula y el núcleo del átomo es inferior al radio atómico, el campo actuando sobre la partícula incidente se puede considerar como el campo coulombiano producido por una carga Ze puntual centrada en el núcleo. Pero, si la distancia es del orden o mayor que el radio atómico, se debe tener en cuenta el apantallamiento producido por los electrones atómicos al campo nuclear [10]:

$$e \rightarrow e\gamma \quad (1.6)$$

Estos dos procesos están acoplados pues aquellos fotones con energía suficiente producirán pares, que a su vez experimentan radiación por frenado. Este acoplamiento de las reacciones es la razón principal de la formación de la cascada EM.

Por consiguiente, si la partícula primaria es un rayo γ , éste desaparece al interactuar con algún átomo atmosférico dando lugar a la creación de un par electrón-positrón. Este par de partículas a su vez radían un fotón, perdiendo de esta manera una fracción importante de su energía, ver figura 1.11(a). Sin embargo, los fotones producidos en este decaimiento darán inicio a la componente electromagnética de la lluvia a través de la creación de pares e^-e^+ . Estos a su vez producirán otros fotones por Bremsstrahlung que darán lugar a nuevos pares. Este proceso de multiplicación es muy rápido, lo que lleva a que las partículas más abundantes de la lluvia sean positrones, electrones y fotones.

Durante este proceso, la energía de una partícula individual se reduce a la mitad, lo cual trae como consecuencia que el número de partículas se incremente, mientras que su energía se reduce a medida que la cascada evoluciona. Por lo tanto, habrá un momento en el que su energía no será suficiente para producir nuevos pares de partículas electrón-positrón, en consecuencia son rápidamente frenados

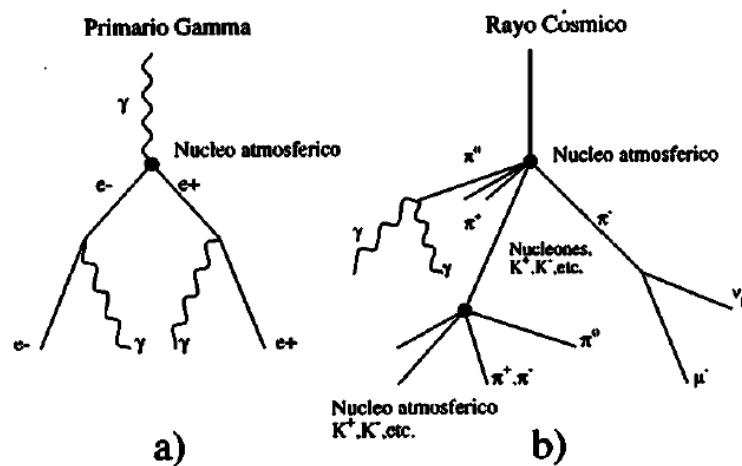


FIGURA 1.11: En la imagen de la izquierda podemos ver el desarrollo de una cascada iniciada por un fotón gamma. En la derecha vemos el mismo fenómeno para de una cascada iniciada por un núcleo atómico el cual tendrá tanto la componente EM como hadrónica. Imagen tomada de [34].

por colisiones Compton. De esta manera la cascada electromagnética de partículas termina por extinguirse al cabo del tiempo. Una representación gráfica de la evolución de una cascada iniciada por un fotón se puede ver en la figura 1.12

1.3.3. Lluvias iniciadas por un hadrón

Si la lluvia es iniciada por un nucleón, la primera interacción es hadrónica tal y como se puede ver en la figura 1.11(b). Algunas de las partículas producidas en interacciones de este tipo son piones neutros (π^0) que pueden decaer en dos fotones y alimentar así la componente EM:

$$\pi^0 \rightarrow \gamma + \gamma \quad [98,8 \%]$$

$$\pi^0 \rightarrow \gamma e^+ e^- \quad [1,2 \%]$$

Asímismo, los piones cargados decaen en muones energéticos que dan origen a la componente muónica, la cual es mucho mayor en este tipo de lluvia respecto a las

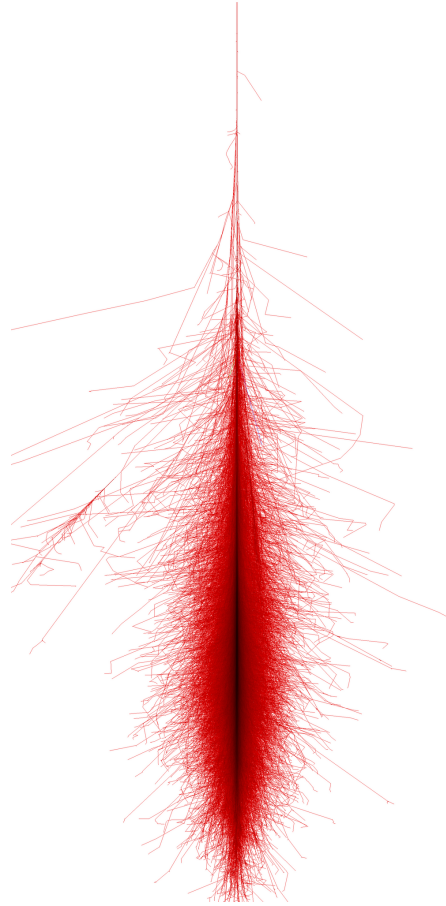


FIGURA 1.12: En esta imagen se muestra el resultado de la simulación realizada con CORSIKA de un fotón que ingresa por el zenit con 10 TeV de energía. El color rojo representa lo electrones, el azul los hadrones y el gris los muones.

Imagen tomada de <https://www.ikp.kit.edu/corsika/>

iniciadas por fotones o electrones, es decir, por partículas electromagnéticas. La distribución porcentual de de estas partículas es,

$$\pi^+ \rightarrow \mu^+ \nu_\mu \quad [99,9 \%$$

$$\pi^+ \rightarrow e^+ \nu_e \quad [0,01 \%$$

Finalmente, los fotones producidos en estos decaimientos darán inicio a la componente electromagnética de la lluvia. Este proceso de multiplicación es muy rápido, lo que lleva a que las partículas más abundantes de la lluvia sean positrones, electrones y fotones, ver figura 1.13. En cada interacción hadrónica, gran parte de

la energía se va a la componente electromagnética de la lluvia, que luego se disipará por la ionización que producen estas partículas en los átomos de la atmósfera.

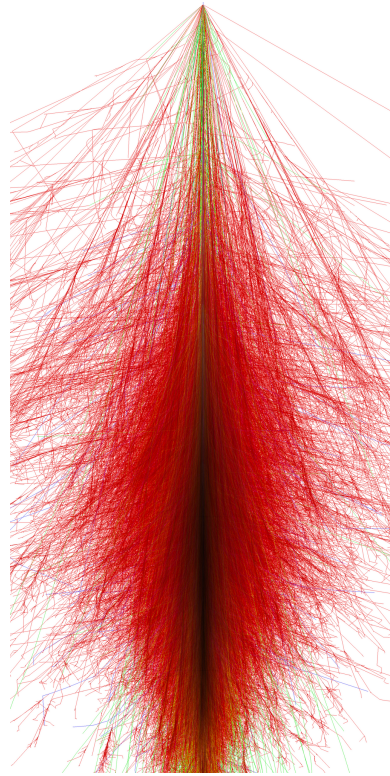


FIGURA 1.13: En esta imagen se muestra el resultado de la simulación realizada con CORSIKA de un núcleo de hierro que ingresa por el zenit con 10 TeV de energía. El color rojo representa los electrones, el azul los hadrones y el gris los muones. Imagen tomada de <https://www.ikp.kit.edu/corsika/>

Capítulo 2

Detección de Astropartículas en la estación LAGO-Chacaltaya

“Nuestro vino es agrio... pero es nuestro vino.”

-José Martí

2.1. Latin American Giant Observatory (LAGO)

El proyecto LAGO, *Latin American Giant Observatory*, es una colaboración latinoamericana creada con el objetivo de detectar rayos cósmicos de alta energía (superiores a 50 GeV) [29]. Ésta se ha orientado principalmente a la investigación básica en tres ramas de la física de Astropartículas: el universo extremo, fenómenos de Clima Espacial y la radiación atmosférica a nivel del suelo [35]. La red de detección LAGO consiste en detectores Cherenkov de agua desplegados a lo largo del continente en latitudes significativamente diferentes (actualmente desde México hasta la región antártica) y altitudes (desde el nivel del mar hasta más de 5000 metros sobre el nivel del mar), cubriendo así una amplia gama de rigidez de corte geomagnéticas y niveles de absorción/reacción atmosféricas [36]. La distribución actual y el estado de la red de detección LAGO en el continente americano

se muestra en la figura 2.1. Esta red de detectores es operado por la Colaboración LAGO, y funcionan como una colaboración descentralizada que cuenta con más de 80 científicos de instituciones de nueve países de Latinoamérica (actualmente Argentina, Bolivia, Brasil, Colombia, Ecuador, Guatemala, México, Perú y Venezuela) y España [37].

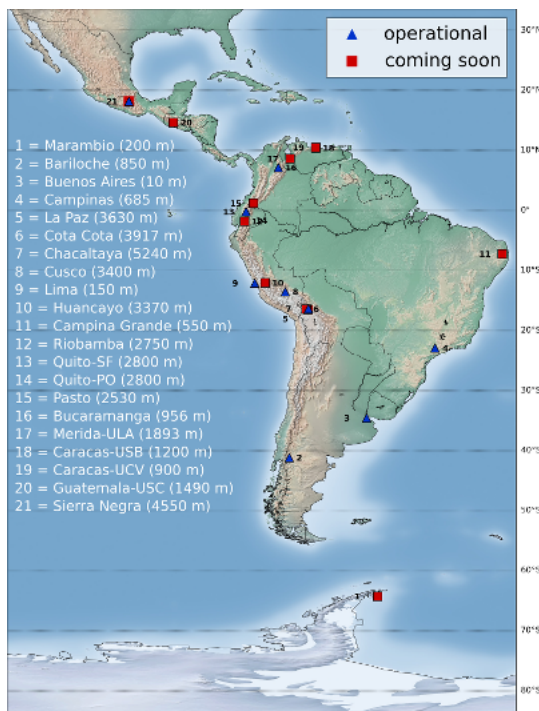


FIGURA 2.1: En esta imagen podemos ver la distribución de estaciones LAGO desde México hasta la Antártica. Los puntos azules indican los detectores que se encuentran actualmente tomando datos y los de color rojo, aquellos que se espera entre en operación próximamente.

2.2. Estación LAGO-CHA

La estación LAGO-CHA se encuentra ubicada en el monte Chacaltaya a 5240 msnm, cerca a la ciudad de La Paz, Bolivia y cuyas coordenadas geográficas son $16^{\circ}21'00''S$, $68^{\circ}07'53''E$). Este arreglo cuenta con tres detectores, dos de 4 m^2 de área efectiva y uno de 2 m^2 , cada uno con un PMT de 8 pulgadas tipo 9353 KB. La distribución espacial del arreglo se puede ver en la figura 2.2.

Chacaltaya fue el primer sitio LAGO en contar con detectores en funcionamiento, pues dispone de la infraestructura necesaria para este tipo de observatorios desde

los años 60s. Fue por esta época, cuando se instalaron allí contadores tipo Geiger por parte de científicos alemanes que vieron el potencial del sitio para investigaciones de rayos cósmicos. Los detectores de LAGO-CHA iniciaron la recolección de datos a mediados de 2008 y no ha parado hasta ahora, salvo por las reparaciones típicas de este tipo de instrumentos.

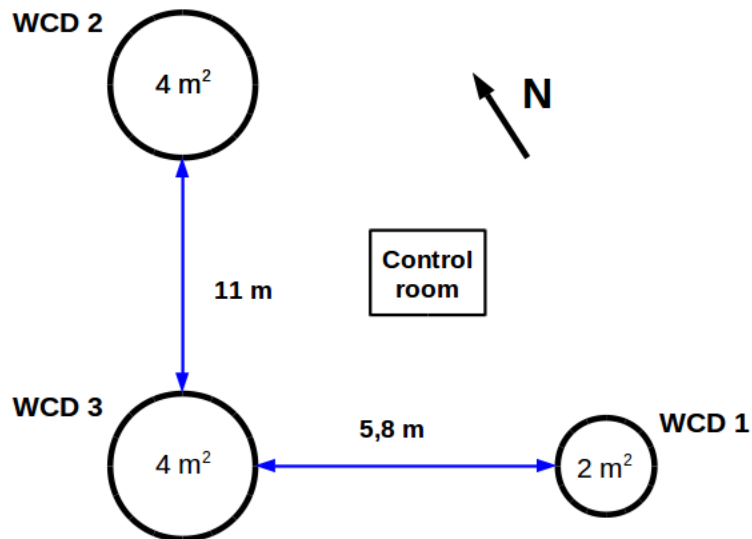


FIGURA 2.2: En esta imagen se muestra la distribución espacial de los detectores en Chacaltaya. Las circunferencias marcadas con WCD2 y WCD3 esquematizan los dos detectores de 4 m^2 de área cada uno y el WCD1 con 2 m^2 . Para hacer correlación de datos es importante conocer como están distribuidos los detectores en la estación.

2.3. Detectores Cherenkov de agua

Los detectores Cherenkov de agua, WCD, son dispositivos que usan el principio de radiación Cherenkov para detectar la traza de partículas secundarias cargadas generadas en las EAS. Un WCD se compone de dos elementos principales: tanque detector y electrónica.

El primero de ellos es un tanque, generalmente cilíndrico, lleno de agua recubierto internamente por un material llamado *Tivek* que cumple la función de dispersar y reflejar los fotones Cherenkov que inciden en él. De otra parte, el recubrimiento exterior es algún material que no permita el paso de fotones provenientes del sol

o alguna fuente artificial. Adicionalmente, el tanque tiene en su tapa uno o varios PMTs (*Photomultiplier Tube* por sus siglas en inglés) que sirven para amplificar la señal producida por efecto Cherenkov. Por su parte, la electrónica tiene como misión adquirir y digitalizar la señal generada por las partículas que ingresan al detector [38]. En la figura 2.3 se puede ver un esquema de estos detectores.

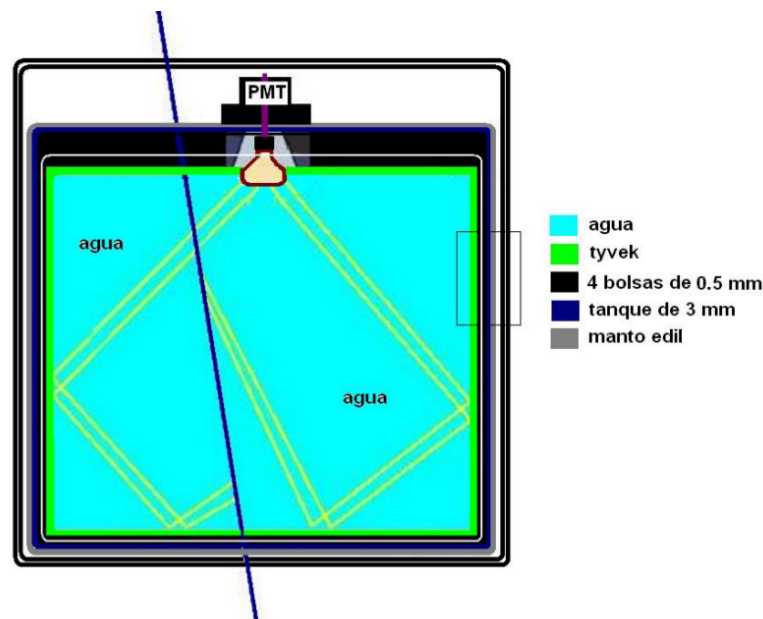


FIGURA 2.3: Esquema de un detector Cherenkov de agua. El trazo azul representa un secundario que arriva al tanque y los amarillos son las posibles trayectorias de los fotones generados por radiación Cherenkov.

El fotomultiplicador es un dispositivo de alta sensibilidad que usa el efecto fotoeléctrico para generar un flujo de corriente, en función de un número de fotones incidentes. Consta de un fotocátodo donde se producen electrones que se aceleran por una serie de electrodos, o dínodos, conectados a una serie de diferencias de potencial en cascada, ver figura 2.4. Estos electrones, al llegar al último dínodo, denominado ánodo, se convierten en un pulso de tensión [39].

La entrada de una partícula al detector produce una radiación tipo Cherenkov que es captada por el PMT el cual está conectado a una placa electrónica llamada LS, (*Local Station*, por sus siglas en inglés). La LS es un dispositivo electrónico diseñado por el observatorio de rayos cósmicos Pierre Auger. Esta placa está compuesta por una tarjeta madre principal o *board* y cinco pequeñas tarjetas interconectadas entre sí. Las tarjetas adicionales son:

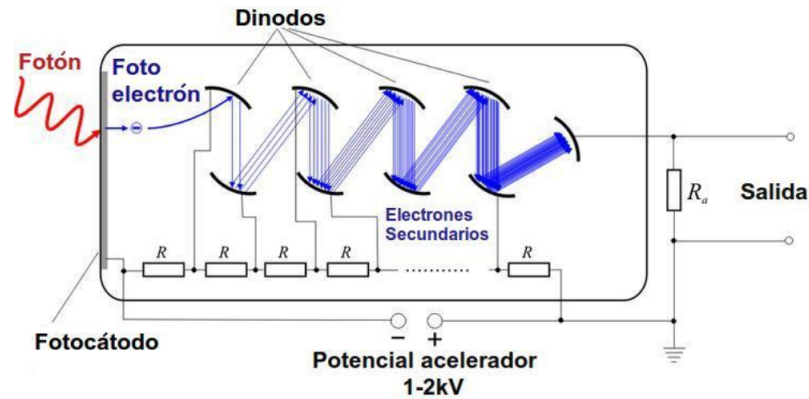


FIGURA 2.4: Esquema de amplificación de la señal entrante en un PMT.

- La tarjeta del controlador local (CPU),
- la tarjeta del marcador de tiempo (TG),
- la tarjeta Ethernet (ETH),
- la tarjeta de conexiones electrónicas de señales (FG),
- la tarjeta de control lento (SC).

La estación local es un pequeño ordenador independiente que posee su propio procesador, memoria y conexiones de entrada y salida, ver figura 2.5.

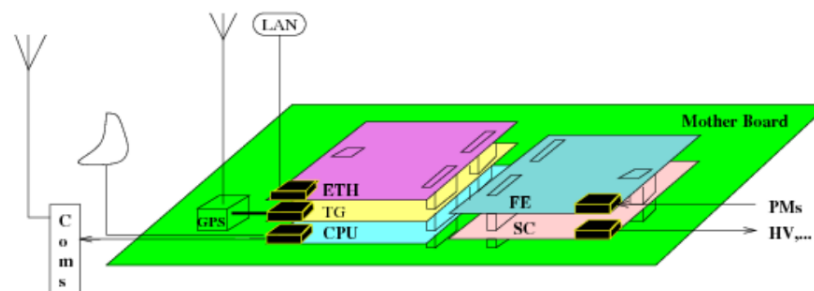


FIGURA 2.5: Esquema de la estación local, LS, usada por los detectores de LAGO, tomado de [1].

Los objetivos de este dispositivo son, por un lado, controlar hasta 6 PMTs de forma independiente y, por el otro, adquirir, digitalizar, establecer el tiempo de exposición para la adquisición y enviar a un computador el conteo de señales producidas hasta por 6 detectores. El proceso se realiza a una frecuencia de muestreo de 40 Mhz y

las señales se miden en la unidad de digitalización FADC, (Flash Analog-to-Digital Converter, por sus siglas en inglés) de 10 bits, típicamente $1 \text{ ADC} = 1.96 \text{ mV}$ [39].

La LS permite dos protocolos de adquisición “calib” y “DAQ”. El calib genera dos histogramas uno tipo pico y otro tipo carga, a partir de un mínimo de energía o umbral deseado. El histograma tipo pico corresponde a la amplitud máxima, de voltaje de la señal que registra la LS, a partir del umbral seleccionado y un tiempo de exposición. Este tipo de histograma permite conocer el número de partículas que ingresan al detector en función de la amplitud máxima de señal. Por otra parte, el histograma tipo carga se refiere al área bajo la curva registrada por el PMT para eventos con un pico máximo de voltaje que superaron el umbral establecido[39]. Además, el DAQ produce conteos para cuatro umbrales de energía diferentes y se le asigna una etiqueta de tiempo (año, mes, día, hora) a cada archivo de pulsos registrados. Este último protocolo es el usado por la estación Chacaltaya.

2.3.1. Método de la Partícula Única

El método de la SPT (*Single Particle Technique*, por sus siglas en inglés) se basa en la idea de contabilizar las partículas que atraviesan los detectores, independientemente de si pertenecen o no a la lluvia inicial. Sin embargo, la mayoría de los eventos detectados en este modo de operación son partículas “solitarias”¹, que se encuentran en un rango de energía de $10 \text{ GeV} - 100 \text{ GeV}$. El aspecto importante de este método de detección es que al conocer el conteo de partículas en determinados intervalos de tiempo, se podría encontrar un aumento significativo producido por el ingreso de múltiples primarios en cortos periodos de tiempo.

Es importante acotar que, la eficacia de este método depende de la altura sobre el nivel del mar a la cual se encuentre ubicado el detector. Como se puede ver en la figura 2.6 a medida que aumenta esta altura el número de partículas que podría llegar al detector también lo hace. Por ejemplo, el flujo de partículas/ $\text{m}^2 \cdot \text{s}$ que

¹Se le llaman partículas solitarias a aquellas que se desprenden de la lluvia.

llega a un detector ubicado a 5000 m s.n.m (Chacaltaya-Bolivia) respecto a uno ubicado a 1000 m s.n.m (Bucaramanga-Colombia) es de 10 veces más.

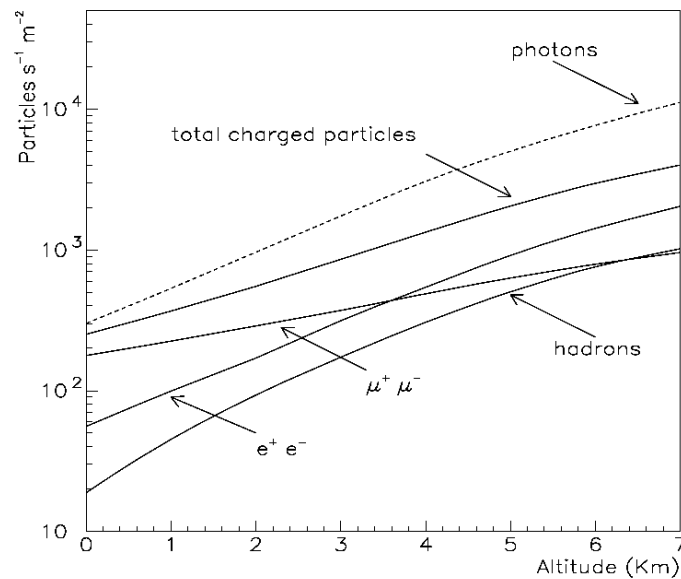


FIGURA 2.6: Simulación realizada para encontrar el flujo base de partículas en función de la altura, imagen tomada de [40].

Igualmente, la estabilidad de los detectores, es decir, del control del ruido generado por el instrumento juega un rol fundamental en este tipo de instrumentos. Y, para no confundir este ruido con señales de GRB se requiere un constante monitoreo en el conteo de las partículas y en la calibración de los detectores. Si se observa que la variación en los conteos es significativa en más de un detector se puede monitorear el correcto funcionamiento de los detectores y eliminar el posible ruido de la electrónica [40]. Asimismo, es importante tener en cuenta algunos fenómenos que pueden modificar el flujo de partículas secundarias como lo son las tormentas, la actividad solar y la variación del campo magnético de la Tierra. No obstante, el efecto de estos fenómenos ocurren en tiempos superiores a los tiempos típicos de un GRB.

Es importante, dejar claro que la técnica de la partícula única no permite medir la energía y la dirección de la partícula primaria de un rayo cósmico, debido a que para reconstruir los parámetros de la cascada se hace necesaria la detección simultánea de por lo menos tres detectores para poder triangular la señal detectada.

Este problema se puede resolver aumentando el área de detección y por supuesto el número de detectores.

2.4. Datos LAGO Chacaltaya

Los datos que se analizarán en este trabajo han sido recolectados en la estación LAGO, ubicada Chacaltaya (CHA) -Bolivia. Estos datos son generados por la LS (ver sección 2.3) y están distribuidos en 25 columnas, 24 de ellas dedicadas a almacenar los conteos generados en los diferentes umbrales y la columna 25 es la columna destinada a la marca de tiempo o GPS (*Global Position System*, por sus siglas en inglés). En estos datos se genera una línea cada 5 ms, es decir, 200 líneas/segundo y 720000 cada hora; en la figura 2.7 se puede ver un segmento de un archivo de datos. Se han encontrado algunas inconsistencias en los datos las cuales son expuestas en el apéndice 4.

WCD 1	WCD 2	WCD 3	PSD1	WCD 3a	PSD2	GPS
56 40 20 4	71 71 20 3	110 68 18 25	5 3 0 0	7 4 0 0	0 0 0 0	947516399
43 25 11 3	85 85 12 2	96 63 26 12	5 1 0 0	12 4 1 0	0 0 0 0	947516399
40 25 9 24	99 99 27 3	89 63 16 25	8 3 1 0	5 3 1 0	0 0 0 0	947516399
42 27 6 23	67 67 28 3	86 59 21 30	3 2 0 0	10 2 0 0	0 0 0 0	947516399
29 19 7 24	69 69 22 2	75 48 19 30	4 3 0 0	5 2 1 0	0 0 0 0	947516399
44 25 9 28	70 70 24 2	92 62 19 23	8 3 0 0	8 3 1 0	0 0 0 0	947516399
37 26 8 19	74 74 16 2	85 50 18 18	5 1 0 0	9 4 0 0	0 0 0 0	947516399

FIGURA 2.7: Archivo usual de datos recolectado y generado en la estación de CHA. En este caso se observa que todos los canales están detectando. En los bloques 1, 2 y 3 están conectados los WCD1, WCD2 y WCD3, respectivamente; además en el bloque 5 se encuentra el WCD3a, es decir, está conectado por ánodo o baja tensión.. En los bloques 4 y 6 se encuentran conectados detectores del proyecto INCA los cuales no pertenecen a LAGO.

En la figura 2.7 se puede ver que en un mismo archivo coexisten datos de los tres detectores del proyecto LAGO. El WCD 3 se encuentra por la conexión de alta ganancia (dínodo) y de baja ganancia (ánodo), mientras que los WCD 1 y 2 solo lo hacen por dínodo. Cada una de estas conexiones genera 4 columnas, que equivalen a 4 subcanales de energía, los cuales están distribuidos así,

- umbral 1 para partículas con energías $0 < E < 5$ MeV,

- umbral 2 para partículas con energías $5 < E < 10$ MeV,
- umbral 3 para partículas con energías $E > 10$ MeV,
- umbral 4 reservado para fallas de la electrónica.

En la figura 2.8 se pueden ver las curvas para las primeras cuatro columnas, es decir, los conteos para los umbrales de energía del tanque detector 1.

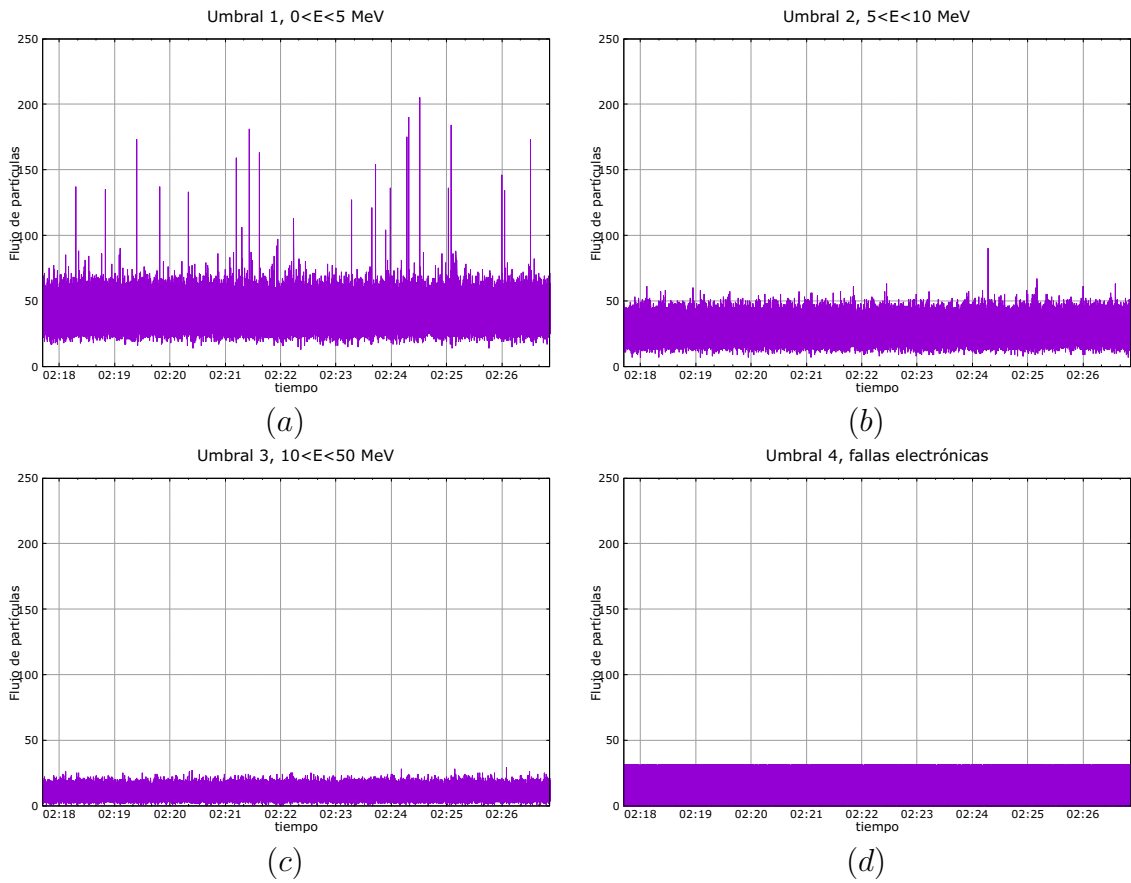


FIGURA 2.8: En estas gráficas se muestran los cuatro umbrales de energía de un archivo recolectado en la estación de Chacaltaya. En (a) se puede ver la tasa de conteo del umbral 1, en (b) para el umbral 2, en (c) para el umbral 3 y en (d) para el umbral 4, en el cual se pueden ver algunos picos que sobresalen lo cual es típico cuando falla el sistema de adquisición de datos.

2.4.1. Validación de los datos

Teniendo en cuenta que el fenómeno estudiado sucede en rangos de tiempo entre milisegundos y cientos de segundos y que además es de naturaleza transitoria,

es necesario realizar una revisión exhaustiva del comportamiento del detector. Esto con el fin de distinguir entre una señal física y un falso exceso generado por alguna falla en el sistema de adquisición de los datos. Para ello se hace uso de la metadata que se encuentra al interior del archivo, la cual está compuesta de la línea base, el voltaje con el que se inicializó el funcionamiento del PMT, los umbrales de energía en unidades ADC y la fecha de instalación del *software* en la tarjeta. Esta metadata se imprime cada minuto en el archivo y tiene la siguiente estructura,

- baselines 53.9375 49.5000 71.5000 56.5000 46.1875 48.4375 #time 1010429832
- pmt 1200 1400 1200 0 0 0 #time 1010429832
- thresholds 5 10 50 -5 #time 1010429832
- PLDdate 230609 #time 1010429832
- runbases 55 49 73 54 47 49 #time 1010429832

A continuación, se describen los filtros que verifican que la señal no haya sido producida por algún factor externo diferente a una señal física de nuestro interés.

Línea base: A partir de la metadata, se puede conocer el comportamiento de la línea base del detector el cual debe tener un valor alrededor de 50. Cuando la línea base varía también lo hace la tasa de conteo, es decir, si ésta baja abruptamente el conteo aumentará porque se le ha cambiado su valor referencial. Este fenómeno puede generar falsos excesos que a primera instancia podrían ser confundidos con señales físicas. Un ejemplo de esto puede verse la figura [2.9](#)

Canal de verificación: Como se vio anteriormente cada uno de los detectores genera cuatro columnas de datos. En las primeras tres se almacenan datos en diferentes subcanales de energía y en el cuarto se almacena fallos de la electrónica, que se pueden dar por diversas razones, entre las que se cuentan perturbaciones electromagnéticas producidas, por ejemplo por una tormenta eléctrica las cuales se evidencian como antipulsos u oscilaciones en el voltaje. Asimismo en este mismo

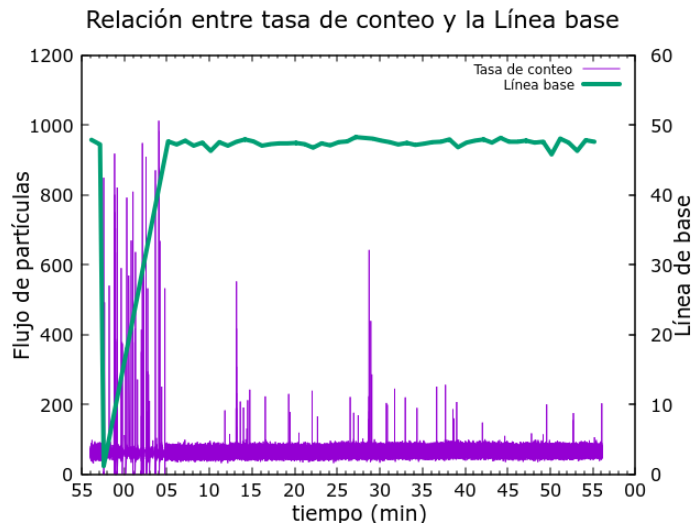


FIGURA 2.9: En esta figura se puede ver que en el mismo instante que la línea base disminuye, la tasa de conteo aumenta.

subcanal se almacenan aquellos conteos que han superado 1024 bits que es el espacio asignado a la señal y genera lo que se conoce como *afterpulse*.

Salto en la marca de GPS: Como se vio en la sección anterior, la etiqueta de tiempo dada por las marcas de GPS se almacena en la columna 25 del archivo. Esta debe mantenerse 200 veces/segundo y aumentar de uno en uno, sin embargo, algunas veces cuando surge uno de estos falsos excesos se presenta un salto en el conteo de la marca de GPS, lo que representa una falla en la adquisición.

Metadata desconfigurada: Hemos definido *metadata* como el conjunto de aquellos datos que dan información sobre los datos. En los datos LAGO ésta se imprime cada minuto y está compuesta por la línea base, el voltaje al cual se inicializó el funcionamiento del PMT, los umbrales de energía en unidades ADC y la fecha de instalación del *software* en la tarjeta. Asimismo, la metadata se imprime cada minuto y tiene una estructura que debe mantenerse, así que cuando la adquisición de datos sufre alguna falla esta estructura se también desconfigura.

Error de adquisición: Uno de los resultados del análisis de superposición fue hallar dos sectores -los 5 primeros y los 5 últimos minutos- en los datos donde el conteo disminuía dramáticamente ver apéndice 4. Luego de varias pruebas descubrimos que la fuente del error se encuentra en la tarjeta de adquisición que

posiblemente se sobrecarga al tener que realizar múltiples tareas.

Capítulo 3

Análisis de datos recolectados en Chacaltaya, período 2010-2012

*“Yo conozco ese lugar donde revientan las estrellas,
yo conozco la escalera en espiral hacia la cúpula.*

Los rayos X no penetran, los oscuros vidrios de una limousine. ”

-La cúpula. Soda Stereo

3.1. Parámetros de análisis

Para realizar el análisis de los datos en busca de fuentes transitorias y periódicas es necesario establecer los parámetros físicos que se usarán para este fin. En esta sección se expondrán los elementos que se han tenido en cuenta para realizar el análisis de los datos, como por ejemplo el tiempo de duración de un GRB y el subcanal sobre el cual se realiza la búsqueda.

El **primer parámetro** es el canal sobre el cual se realizará la búsqueda de las señales. Como se vio en la sección 2.4 los datos contienen diferentes subcanales de energía y es necesario escoger sobre cuál se realiza el rastreo. Teniendo en cuenta la descripción de las componentes de la lluvia expuestas en el capítulo 1,

los electrones que podrían llegar a la superficie de la Tierra son de baja energía, procedentes de fotones γ muy energéticos o de núcleos hadrónicos provenientes de rayos cósmicos. Por esta razón, nuestra búsqueda será realizada sobre el subcanal 1, es decir, el de más baja energía pues en éste se almacena el mayor número de partículas que logran tocar suelo.

De otra parte, para tener certeza de que nuestra detección no es únicamente un pequeño pico solitario, el exceso en la tasa de conteo debe encontrarse simultáneamente sobre el primer subcanal de al menos dos de los tres detectores. Además, este exceso debe ser superior a 3σ y encontrarse en mínimo tres bins¹ en un mismo segundo.

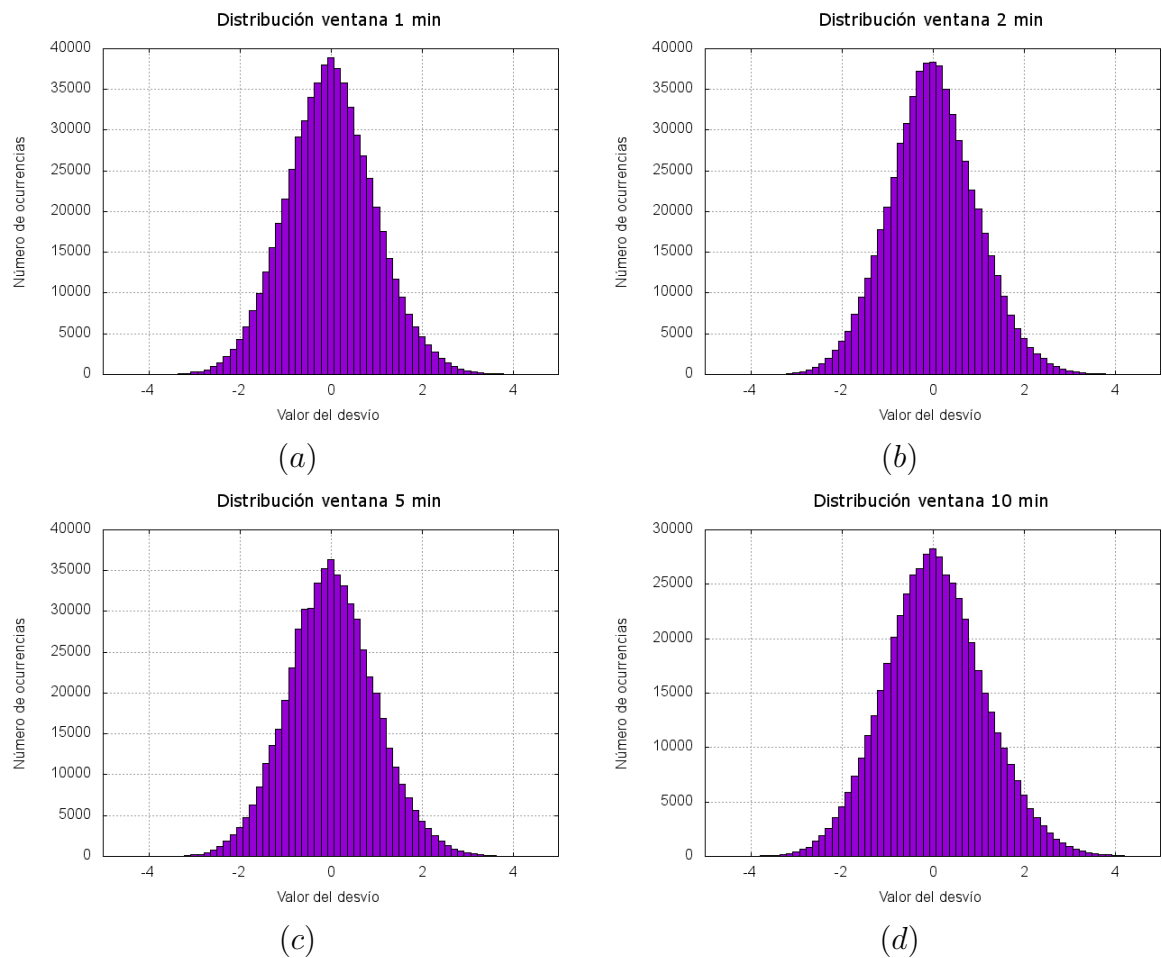
El **segundo parámetro** es el ancho temporal de la ventana que se va a usar en el análisis. Para elegir este parámetro, se realizaron pruebas con ventanas de análisis de:

- 1 minuto, equivalente a 12000 bins
- 2 minutos, equivalente a 24000 bins
- 5 minutos, equivalente a 60000 bins
- 10 minutos, equivalente a 120000 bins
- 15 minutos, equivalente a 180000 bins

Como se puede ver en la figura 3.1 con todos los anchos temporales de la ventana se podría encontrar señal, pues en todas las distribuciones de excesos se puede ver que hay conteos a más de 3σ . Sin embargo, aunque con todos los anchos temporales de la ventana descritos anteriormente se podría encontrar señal, tal y como se puede ver en la figura 3.1, se decidió usar una ventana de 2 minutos, la cual se encuentra acorde a la duración típica de un GRB (señal transitoria) y SGR (señal periódica), ver sección 1.1. Por otra parte, si se usara una ventana de 15 minutos lo

¹Se le llama *bin* al registro o dato recolectado durante un intervalo de tiempo, en este caso 5 ms.

que sucedería es que los valores del promedio y la desviación estándar serían muy cercanos a los valores de la hora completa, lo que haría que cualquier pico sería marcado como un exceso en el conteo. Del mismo modo, si se escoge la ventana de 1 minuto estos valores serían muy cercanos a los del pico y se ocultarían excesos en el conteo que podrían ser importantes. Detalles sobre los cálculos realizados se exponen en la sección 3.2.1.



Adicionalmente, para evitar la pérdida de datos al usar durante la aplicación del método de análisis se han unido los archivos por día. Es decir, el análisis se hizo sobre archivos de 24 horas y no de una hora como vienen originalmente desde el observatorio.

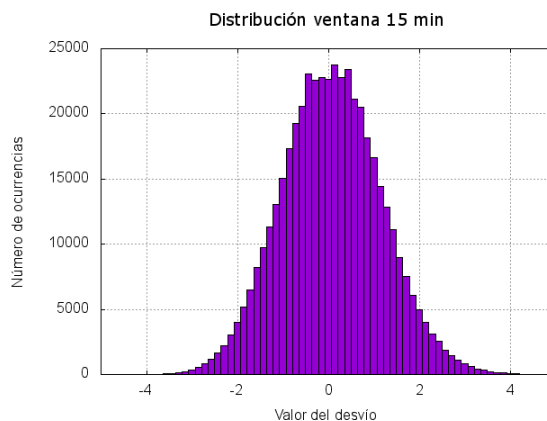


FIGURA 3.1: En la imagen (a) se puede ver la distribución del valor de exceso para una ventana de 1 minuto. En las imágenes (b), (c), (d) y (e) se observa el mismo resultado para ventanas de 2, 5, 10 y 15 minutos respectivamente. Es así como, con todos los anchos temporales de la ventana se podría encontrar señal, pues en todas las distribuciones de excesos se puede ver que hay conteos a más de 3σ .

3.2. Búsqueda de fuentes transitorias

En esta sección se expone el método de análisis que se usará para la búsqueda de señales transitorias, el cual es conocido como *Moving Windows Average* (MWA) o método de la ventana corrediza. Este será aplicado sobre los datos recolectados en la estación de Chacaltaya entre los años 2010 a 2012.

3.2.1. Método de la ventana corrediza

El objetivo del método de la ventana corrediza está enfocado a la búsqueda de señales de tipo transitorio, las cuales son típicas de objetos astrofísicos como los GRB. Para desarrollar el MWA se ha tomado como base el método de los excesos el cual consiste en hallar el promedio de la tasa de conteo y la desviación estándar de un archivo de 1 hora; luego determinar el sector del archivo en el que debería encontrarse la señal previamente observada por algún satélite en órbita y ver si allí se encuentra un flujo de partículas que estuviese a más de 3σ por encima del promedio. Este es un cálculo muy sencillo y se puede expresar de la siguiente manera:

$$\text{Exceso} = \frac{x_i - \tilde{x}_h}{\sigma_h} \quad (3.1)$$

Donde x_i es el conteo de partículas cada 1 s,

$$\tilde{x}_h = \frac{\sum_{i=1}^n x_i}{n} \quad (3.2)$$

es el promedio de conteos durante una hora y

$$\sigma_h = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^n (x_i - \tilde{x}_h)^2}{n}} \quad (3.3)$$

es la desviación estándar de la hora. Mediante este método se postularon tres candidatos a GRB en la estación de SN [41]. Sin embargo, estos eventos no pudieron ser relacionadas con ninguna señal captada por el satélite Swift u otro observatorio de rayos cósmicos en la superficie terrestre.

La estación LAGO-Chacaltaya se encuentra ubicada en una zona montañosa en la cual es usual las tormentas eléctricas lo que ocasiona cambios rápidos de presión y temperatura. Este fenómeno, podría afectar el flujo de secundarios en el tanque y mostrar falsos aumentos o disminuciones en la tasa de conteo. Entonces, es necesario plantear un método de análisis que tenga en cuenta estas variables las cuales se reducen al tiempo de duración de este tipo de eventos. Por esta razón se usará el método de la ventana corrediza que no abandona la idea de la búsqueda de excesos y corrige esta falencia haciéndolo más eficiente.

El MWA se ha desarrollado mediante los siguientes pasos:

- Establecer el ancho de la ventana temporal. Como se explicó en la sección 3.1 en este caso será de 2 minutos.

- A esta ventana temporal se le calcula el promedio \bar{x}_i y la desviación estándar σ de la tasa de conteo usando las ecuaciones 3.2 y 3.3.
- Con los dos valores anteriores se calcula el exceso únicamente sobre el bin o valor central de la ventana y se almacena.
- Finalmente, se va corriendo la ventana en pasos de 1 bin y se repite la secuencia anterior hasta el final del archivo.

De esta manera se obtiene no solo un valor de promedio y desviación por archivo sino tantos como bins sean analizados. Este método nos permite además hacer búsqueda ciega en los datos y luego intentar verificar los resultados obtenidos con las señales reportadas por los satélites en orbita que en ese momento coincidían con el campo de visión de nuestro observatorio.

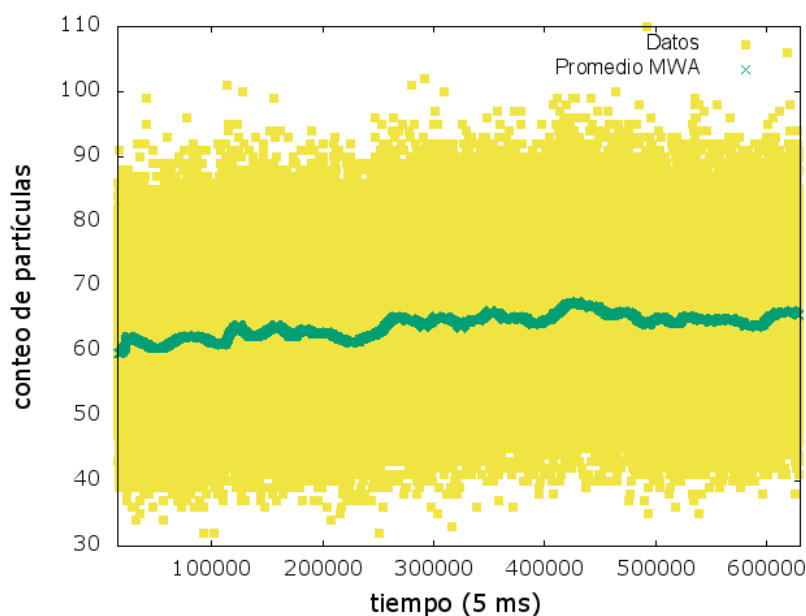


FIGURA 3.2: En esta gráfica podemos ver en azul los conteos durante una hora y en amarillo el promedio generado por el ventaneo. Como se observa el promedio se mantiene casi constante y no es afectado por los picos que surgen sorpresivamente, probablemente por pequeños fallos en la electrónica lo que nos permitiría observar algún exceso en la tasa de conteo.

En la figura 3.2 se puede ver la aplicación del MWA sobre un archivo típico recolectado por la estación de CHA. En donde el promedio no se altera a medida

que se va recorriendo el archivo con el ventaneo. De esta manera los picos sorprendidos en los datos son eliminados, mientras que, si existe una señal ésta pueda ser detectada por el método.

3.2.2. Análisis de los datos y resultados

En el período 2010-2012 la estación LAGO-CHA recolectó datos durante ~ 17000 horas en los WCD1 y WCD2 y ~ 15700 horas en el WCD3. Estudios recientemente realizados en [42], basados en simulaciones hechas con Corsika [43], mostraron que la apertura angular de este sitio se puede extender hasta un ángulo cenital de 25° en el rango de energía de GeV para señales tipo GRB u otros eventos gamma de interés. Combinando estos resultados con el tiempo de actividad de cada WCD en Chacaltaya en este periodo, la exposición total de este sitio acumulado durante el período 2010-2012 fue $2,7 \times 10^8 \text{ m}^2 \text{ s sr}$. En [11] se muestra la validación realizada a estos datos, en la que se corrobora el buen comportamiento en el proceso de adquisición y digitalización.

Como se expuso en la sección 3.2.1, la búsqueda de fuentes transitorias se realizó usando el método MWA, el cual fue desarrollado con ROOT [44]. De esta forma, se logró obtener 275 posibles candidatos a fuentes de señal transitoria, los cuales están distribuidos en los años de recolección, comprendidos en el periodo 2010-2012, de la siguiente manera:

- año 2010: 70
- año 2011: 165
- año 2012: 40

Posteriormente, cada uno de estos posibles candidatos fueron revisados uno a uno siguiendo los criterios de validación desarrollados en la sección 2.4.1. En consecuencia se logró consolidar dos candidatos a señales transitorias que podrían estar

relacionados con fuentes tipo GRB. En la figura 3.3 se muestran estos dos eventos, los cuales ocurrieron el 18 de octubre de 2010 20:18:16 y el 7 de diciembre de 2011 15:45:46. Como se puede ver el flujo de partículas aumentó rápidamente y segundos después volvió a recobrar su valor promedio, este comportamiento es típico de un destello gamma.

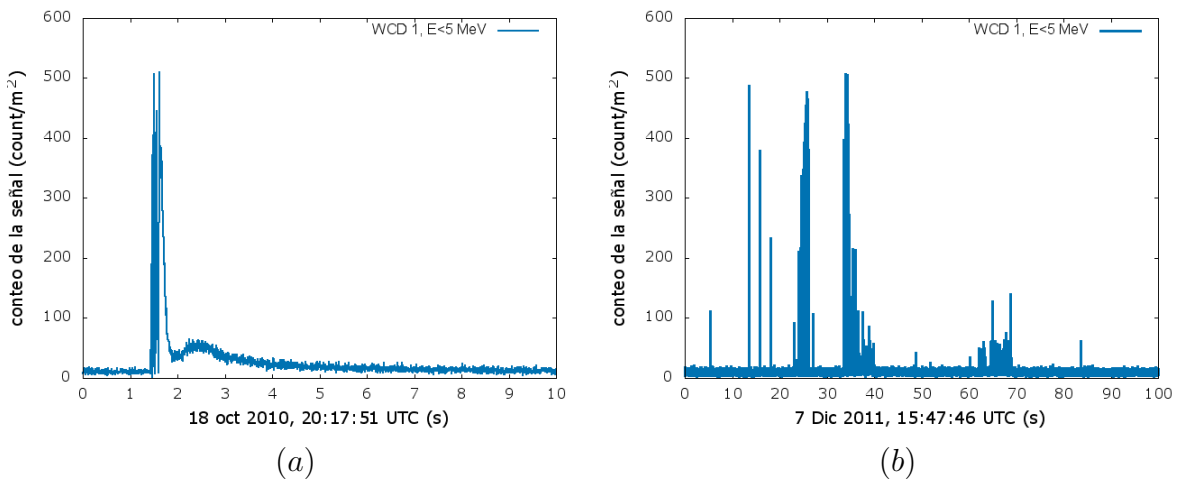


FIGURA 3.3: En la figura (a) se muestra el flujo para el canal 1 del evento hallado el 18 de octubre de 2010 20:18:16. Igualmente en (b) se observa el flujo sobre el mismo canal para el evento hallado el 7 de diciembre de 2011 15:45:46.

3.2.2.1. Duración de la señal

Los hallazgos de eventos deben ser reportados. Estos informes deben caracterizar las señales en términos de temporalidad, es decir, cuánto duraron y cómo fue su desarrollo. Para cumplir este objetivo se utilizó la siguiente metodología:

- Se integra la señal, esto con el fin de conocer el número de partículas que ingresaron al tanque durante ese periodo de tiempo.
- Se normaliza el perfil obtenido con el propósito de conocer los momentos de desarrollo de la señal. Esto es, saber cuánto tiempo demoró en llegar al 10 %, 30 %, 50 %, y 90 % y 95 %.
- Se interpola la señal. Este mecanismo es una forma de obtener los momentos exactos de generación de la señal que se explican en el ítem anterior.

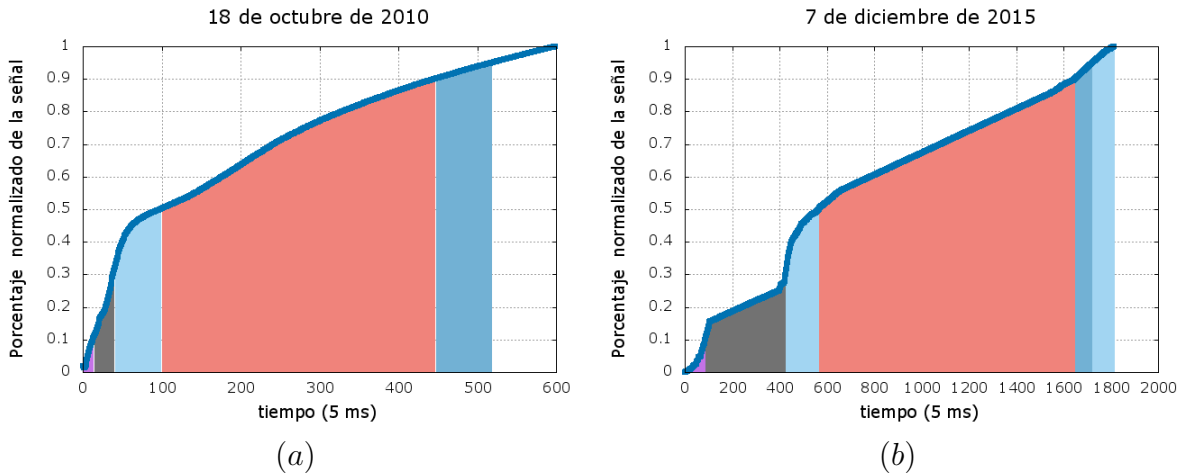


FIGURA 3.4: Esta figura muestra por medio de bandas el desarrollo que tuvo el evento 1 y el evento 2 en los diferentes momentos: T_{10} , T_{30} , T_{50} , T_{90} y T_{95} . A la izquierda se encuentra para el evento 1 y a la derecha el evento 2.

En resumen, al integrar la señal conoceremos el número de partículas depositadas en el tanque. Este valor también será importante estimar la energía del primario. Al normalizar e interpolar el perfil de la integral vamos a encontrar los valores exactos del tiempo en los que se generó los diferentes porcentajes de la señal, conocido como T_{10} , T_{30} , T_{50} , T_{90} y T_{95} , ver figura 3.10.

En la siguiente tabla se presentan los valores del desarrollo temporal del **evento 1** detectado el 18 de octubre de 2010 y del **evento 2** detectado el 7 de diciembre de 2011.

	T_{10} s	T_{30} s	T_{50} s	T_{90} s	T_{95} s
Evento 1	0.07	0.2	0.5	2.2	2.6
Evento 2	0.4	2.1	2.8	8.2	8.6

CUADRO 3.1: En este cuadro se muestra los valores de T_{10} , T_{30} , T_{50} , T_{90} y T_{95} para el evento 1 y 2 capturados en los detectores de la estación LAGO-CHA.

3.2.2.2. Estimación de energía del primario de los eventos

Como se estudió en el capítulo 1 para que un fotón gamma sea detectable luego de interactuar con la atmósfera y llegar a la superficie terrestre su energía debe ser superior a 10 GeV. Entonces, para estimar la energía del primario que generó el aumento del flujo (ver figura 3.3) se simularon 5000 fotones de 10, 100, 1000, y

10000 GeV que ingresaron a la atmósfera terrestre en un ángulo, respecto al cenit, entre 0° y 90° . Estas simulaciones fueron hechas usando el software CORSIKA [43].

En la figura 3.5 se muestra el número de partículas secundarias que llegan al piso en función del ángulo de ingreso a la atmósfera y la energía del primario, en este caso un fotón gamma. Como se puede ver, este número disminuye a medida que el ángulo es mayor, esto se debe, a que la absorción atmosférica aumenta con respecto al cenit.

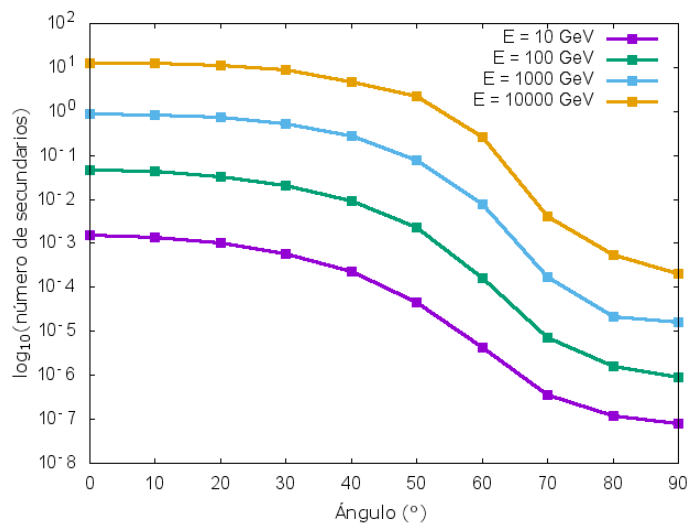


FIGURA 3.5: Variación del flujo de partículas secundarias con respecto al ángulo de ingreso del primario a la atmósfera.

Las partículas secundarias no llegan a un mismo punto sino que, por el contrario, se distribuyen en una superficie que tiene un radio entre 1 y 10 km dependiendo la energía del primario, ver figura 3.6. Por lo tanto, para calcular el número de secundarios/m² es necesario calcular el radio en el cual se acumula el 95% de partículas.

Estudios realizados en [42] determinaron que el rango de ángulos de importancia para secundarios generados por fotones gamma es 0° - 30° . En la tabla 3.2, se muestran los resultados de las simulaciones los cuales relacionan la energía de la partícula primaria y el ángulo de entrada a la atmósfera con el número de secundarios/m² que llegan al piso.

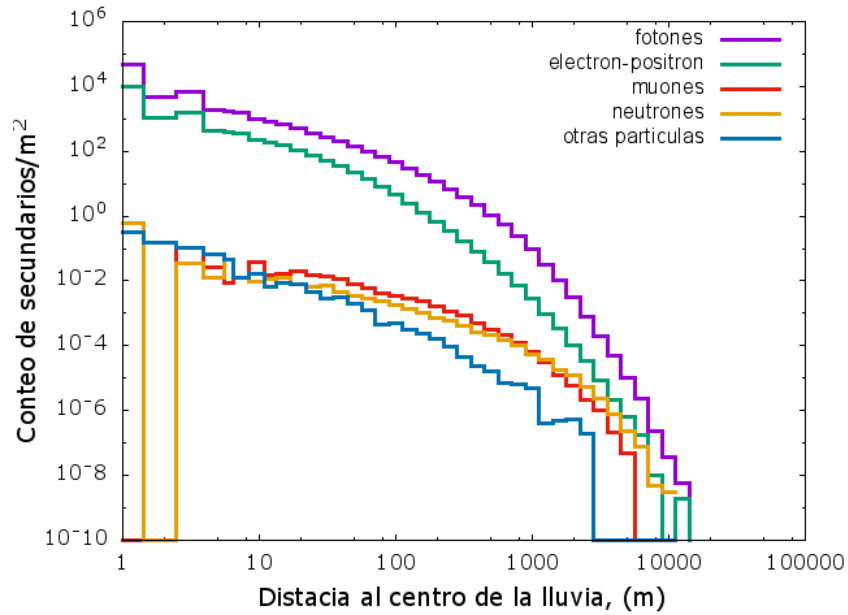


FIGURA 3.6: Distribución de partículas secundarias que llegan al piso con respecto al centro de la cascada. Como se pueden ver las partículas predominantes son fotones y electrones.

$E(\text{GeV})/\text{Ang}$	0°	10°	20°	30°
10	80×10^{-2}	35×10^{-2}	45×10^{-2}	0
100	11.14	16.23	2.54	1.59
1000	1240.36	1078.11	707.28	322.12

CUADRO 3.2: En esta tabla se pueden ver los secundarios/m² con $E \geq 5$ MeV que llegan a la tapa del tanque producidos por fotones gamma ingresando a la atmósfera con energías de entre 10 - 1000 GeV y ángulo con respecto al cenit de entre $0^\circ - 30^\circ$.

Como se puede apreciar en la tabla 3.2 los fotones primarios con energía de 10 GeV generan muy pocas partículas sobre la superficie del tanque. Por su parte, los primarios con energías de 100 y 1000 GeV, en especial los últimos generan cientos de secundarios sobre la tapa del detector. Por esta razón presumimos que la energía del primario que dio origen a la señal observada por el el detector debe estar en ese rango de energía.

3.2.2.3. Eventos transitorios hallados en la estación LAGO-CHA

Los eventos que se presentan a continuación fueron hallados en los datos recolectados entre el año 2010 y 2012 de la estación LAGO-Chacaltaya y tienen las

siguientes características:

Evento 1

- Fecha: 18 de octubre de 2010
- Hora: 20:18:16.860 \pm 0.005 ms
- Duración: 6 s
- Coordenadas ecuatoriales del sitio: AR 17^h 34^m 33.55^s y Dec -16° 21'12"

Evento 2

- Fecha: 7 de diciembre de 2011
- Hora: 15:45:49.675 \pm 0.005 ms
- Duración: 5.5 s
- Coordenadas ecuatoriales del sitio: AR 16^h 7^m 31.30^s y Dec -16° 21'12"

Como se expuso en la sección 2.4.1 los mencionados eventos han pasado por unos criterios de validación de los datos. Uno de los parámetros revisados en la metadata es el correcto funcionamiento de la línea base del WCD cuyo funcionamiento durante las horas de los eventos señalados se puede observar en la figura 3.7. La línea base se encuentra alrededor de 50 mostrando un comportamiento estable. Asimismo, se corroboró que el exceso hallado no se encontrara al principio o al final del archivo, donde constantemente cambia la tasa de conteo debido a errores en la adquisición de los datos.

Si la señal captada proviene de una fuente astrofísica, necesariamente, al menos dos de los tres WCD instalados en CHA deben haber observado el evento de forma simultánea. Este criterio, se corroboró, como se puede ver en las figuras 3.8 y 3.9 donde se muestra la señal en los WCD 1 y WCD 2, los cuales tienen un área de 2 y 4 m² respectivamente.

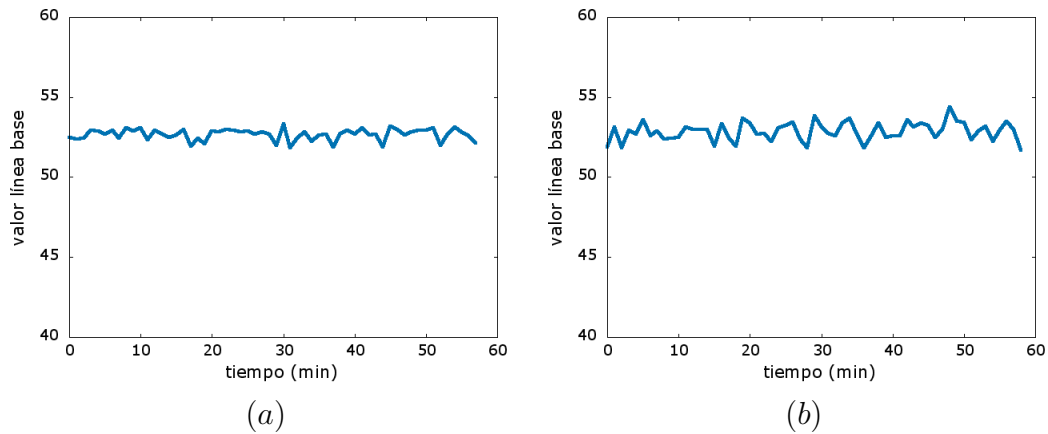


FIGURA 3.7: En la figura de la izquierda se muestra el comportamiento de la línea base de del detector el día 18 de octubre de 2010, 20:00:00 h. En la figura de la derecha se muestra el gráfico para el día 7 de diciembre, 15:00:00 h. En las dos gráficas se puede ver que la línea base se mantiene estable.

En la figura 3.8 se muestra la tasa de conteo/ m^2 contra el tiempo en una ventana temporal de 10 s y 100 s, para el evento 1 y 2 respectivamente. Como se puede ver, el aumento en el flujo de partículas en el subcanal 1 ($E \leq 5$ MeV) y subcanal 2 ($5 \leq E \leq 10$ MeV) en los dos tanques detectores es significativo respecto al promedio.

De otra parte, para estudiar el comportamiento de la señal se han promediado los datos por segundo. En la figura 3.10 y 3.11 se muestra la tasa de conteo/ m^2 contra el tiempo en el momento de captura de la señal en términos de σ . Como se puede ver, en los dos eventos los aumentos respecto al promedio es de decenas de σ como típicamente sucede en este tipo de fenómenos astrofísicos[24].

Por otra parte, se realizó la búsqueda de estos eventos en la Base de Datos de eventos transitorios del satélite Fermi sin encontrar coincidencia. Además se pudo verificar que esta sonda en el momento que se halló la detección se encontraba fuera del campo de visión de la estación LAGO-Chacaltaya.

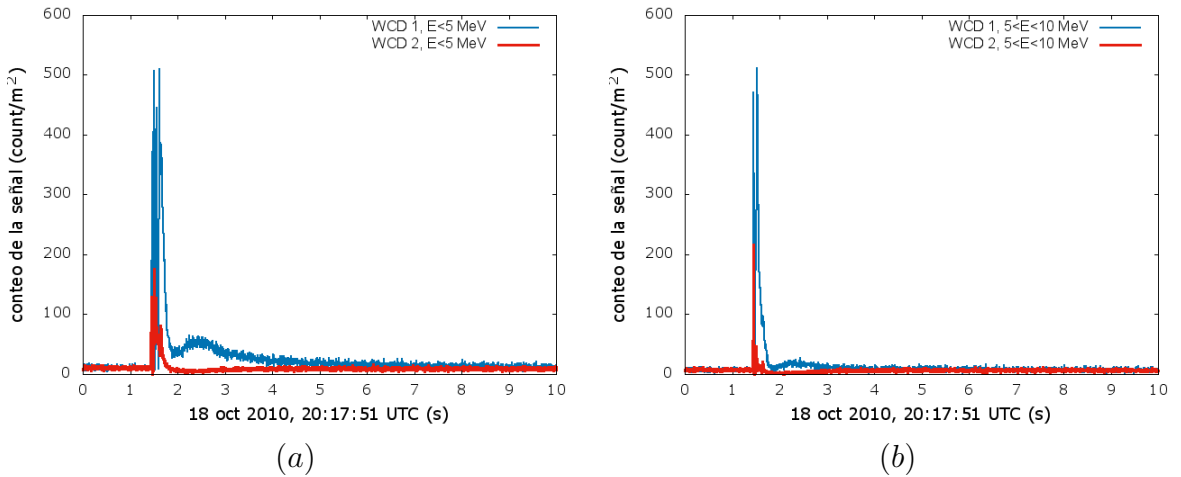


FIGURA 3.8: En la figura (a) se muestra el conteo/ m^2 sobre el subcanal 1 de los WCD 1 y 2 en una ventana de 10 s alrededor de $20:18:16.860 \pm 0.005$ ms que es el momento donde ocurre el evento. En (b) se realiza el mismo gráfico pero sobre el subcanal 2.

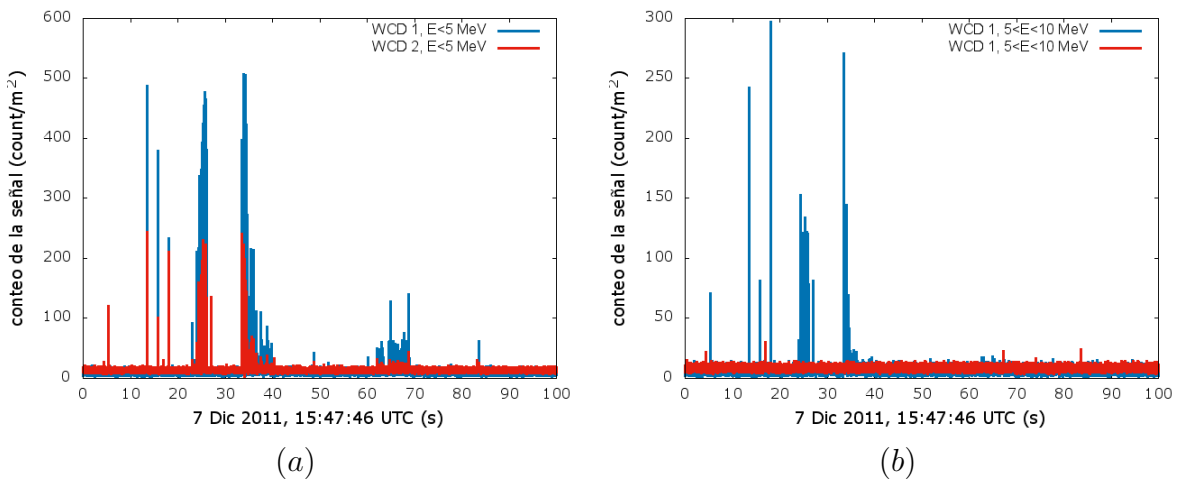


FIGURA 3.9: En la figura (a) se muestra el conteo/ m^2 sobre el subcanal 1 de los WCD 1 y 2 en una ventana de 100 s alrededor de $15:45:49.675 \pm 0.005$ ms que es el momento donde ocurre el evento. En (b) se realiza el mismo gráfico pero sobre el subcanal 2.

3.3. Búsqueda de fuentes periódicas

El objetivo de este método es poder hallar señales periódicas, dentro de los datos del proyecto LAGO, que podrían ser generadas por fuentes astrofísicas como por ejemplo los pulsares o los *soft gamma repeaters*.

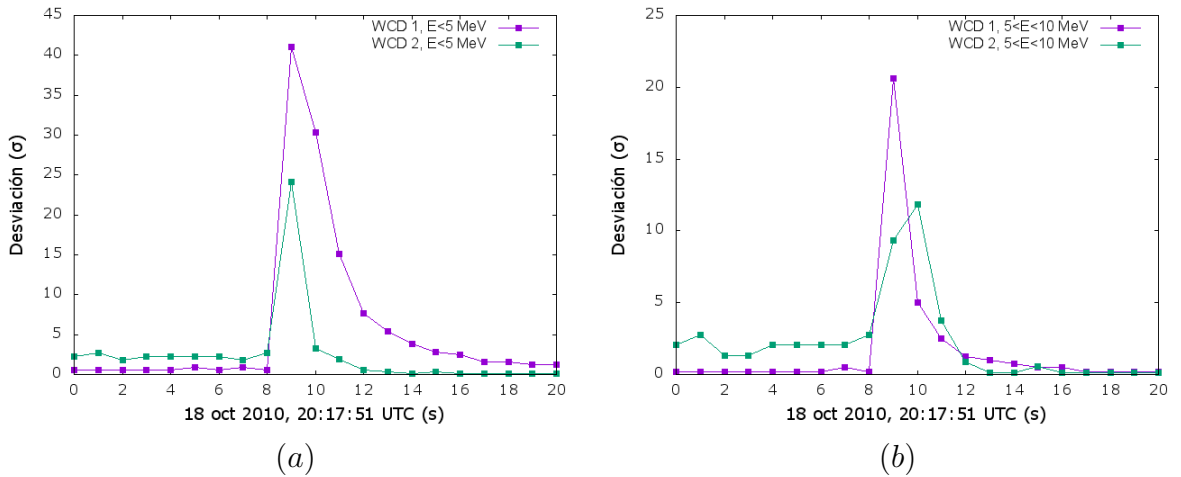


FIGURA 3.10: En esta figura se puede ver el aumento en el flujo de partículas con respecto al exceso en una ventana de 20 s alrededor de las 20:18:16.860 ± 0.005 ms del día 18 de octubre de 2010. La figura de la izquierda muestra el exceso para el subcanal 1 ($E \leq 5$ MeV) para el WCD1 (morado) y el WCD2 (verde). Respecto a la figura de la derecha, la convención de colores se mantiene pero el análisis se realizó sobre el subcanal 2 ($5 \leq E \leq 10$ MeV).

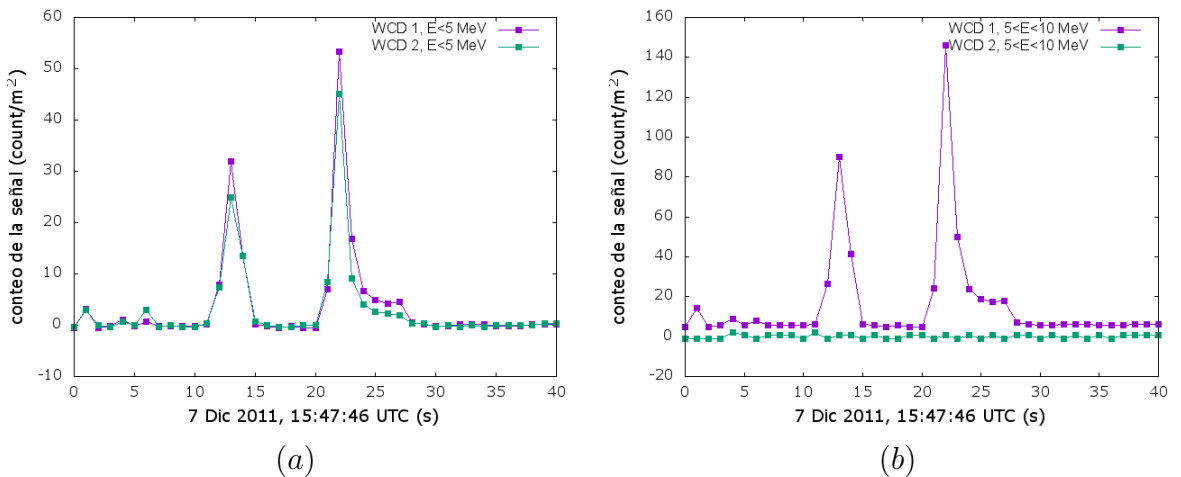


FIGURA 3.11: En esta figura se puede ver el aumento en el flujo de partículas con respecto al exceso en una ventana de 20 s alrededor de las 15:45:49.675 ± 0.005 ms del día 7 de diciembre de 2011. La figura de la izquierda muestra el exceso para el subcanal 1 ($E \leq 5$ MeV) para el WCD1 (morado) y el WCD2 (verde). Respecto a la figura de la derecha, la convención de colores se mantiene pero el análisis se realizó sobre el subcanal 2 ($5 \leq E \leq 10$ MeV).

3.3.1. Método de superposición periódica

Como ya se ha dicho en secciones anteriores el objetivo de la colaboración LAGO es captar partículas en el rango de energía de los GeV. Estas pueden provenir de

objetos astrofísicos como los SGR, los cuales aunque radian partículas periódicamente son escasos en el Universo.

Entonces, si suponemos que en el espacio exterior solo estuviesen los objetos que nos interesa estudiar, nuestro detector captaría la señal como se puede ver en la imagen 3.12(a). Pero, como sabemos, en el Universo hay muchos más objetos astrofísicos, algunos de ellos radian partículas con energía suficiente que pueden llegar al detector y generar la señal. Sin embargo, muchas de estas no son de nuestro interés, esta situación se ilustra en 3.12(b). Entonces, la pregunta es: ¿cómo lograr capturar este tipo de eventos que escasean en términos temporales pero que son potentes energéticamente?

Para solucionar este problema y teniendo en cuenta que las señales de nuestro interés son periódicas hemos desarrollado un método que consiste en superponer archivos de una hora. Esta solución consiste en sumar una distribución aleatoria de datos con otra que también lo es, las fluctuaciones por arriba del promedio se cancelan con aquellas que están por debajo, cuyo resultado genera otra distribución igualmente aleatoria. Pero, si en estas observaciones existen señales que producen conteos de forma no aleatoria en los datos, estos no se cancelan en la suma y se agranda sistemáticamente, ver 3.12(c).

Partiendo de la suposición de que estas fuentes no tienen un periodo definido, vamos a optimizar el campo de visión de nuestros detectores de la siguiente manera:

- Como sabemos, la Tierra gira sobre su propio eje, es decir, barre una área de la esfera celeste aproximadamente igual todos los días la sumatoria se realizará sobre las mismas horas durante un mes. Por lo tanto, cada hora del día tendrá 30 archivos (número de días del mes)² que se suman uno sobre el otro, este proceso se repite para las 24 horas del día. Como resultado se obtienen 24 archivos que contienen los datos sumados de todo el mes.

²En algunos casos el número de archivos por mes puede disminuir debido a suspensión en la toma de datos.

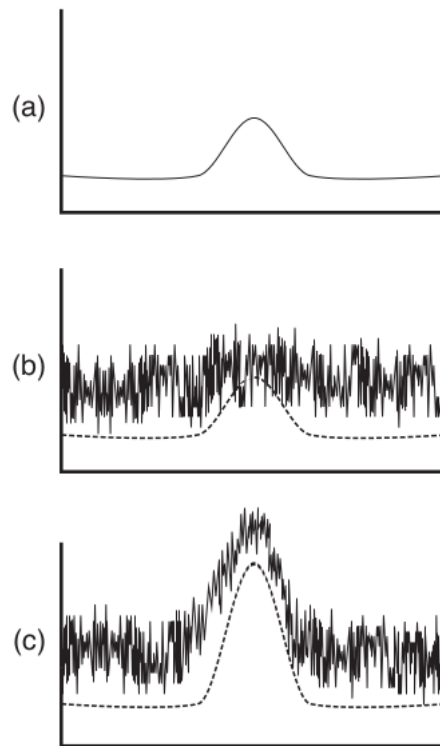


FIGURA 3.12: Descripción del proceso que se llevó a cabo para la construcción del método. En (a) vemos la señal como sería detectada si estuviese sola en el universo. En (b) vemos la señal junto al conteo usual de cualquier tipo de señal que llega al detector. En (c) se ve lo que se espera que suceda al aplicar el método de sumatoria de los datos. Imagen tomada de [42]

En consecuencia, si al realizar el análisis durante un año, por ejemplo 2011, aparece una señal que va creciendo más rápido que las fluctuaciones del conteo promedio. Entonces, en el siguiente año esta debe volver a aparecer para, de esta forma, confirmar la detección.

3.3.2. Análisis de datos y resultados

Para realizar la búsqueda de fuentes periódicas en los datos LAGO se usó el método de *stacking* o superposición descrito en la sección 3.3.1. Luego de la aplicación este sobre se obtienen como resultado nuevos archivos que contienen los datos sumados.

Para analizar los nuevos datos se usó el método de MWA (ver en la sección 3.2.1), esto con el fin de buscar excesos en la sumatoria que se encuentren 3σ por encima

del promedio. Este análisis se realizó sobre los siguientes subcanales y combinaciones entre ellos,

- subcanal 1 de los WCD 1, 2 y 3
- subcanal 1 de los WCD 1 y 2
- subcanal 1 de los WCD 1 y 3
- subcanal 1 de los WCD 2 y 3
- subcanales 1 y 2 de WCD 1
- subcanales 1 y 2 de WCD 2
- subcanales 1 y 2 de WCD 3

Esta búsqueda arrojó como resultado 109 posibles señales distribuidas anualmente así,

- Año 2011, 69 posibles señales
- Año 2012, 40 posibles señales

Estas señales fueron analizadas cuidadosamente usando lo expuesto en la sección [3.1](#) en cuanto a la validación de los datos y el protocolo de análisis. De esta manera se halló 9 posibles candidatos a señal periódica. Sin embargo, para ninguna de estas se encontró análogo en los dos años simultáneamente.

En la figura [3.13](#) se puede ver uno de estos posibles candidatos ubicado el 3 de junio del año 2012, durante la hora 3, es decir, esta gráfica representa el conteo de partículas sumado durante los 30 días del mes. Como se puede ver esta señal se encuentra ligeramente por encima de los 3σ y se capturó simultáneamente en los subcanales 1 y 2 del WCD 1.

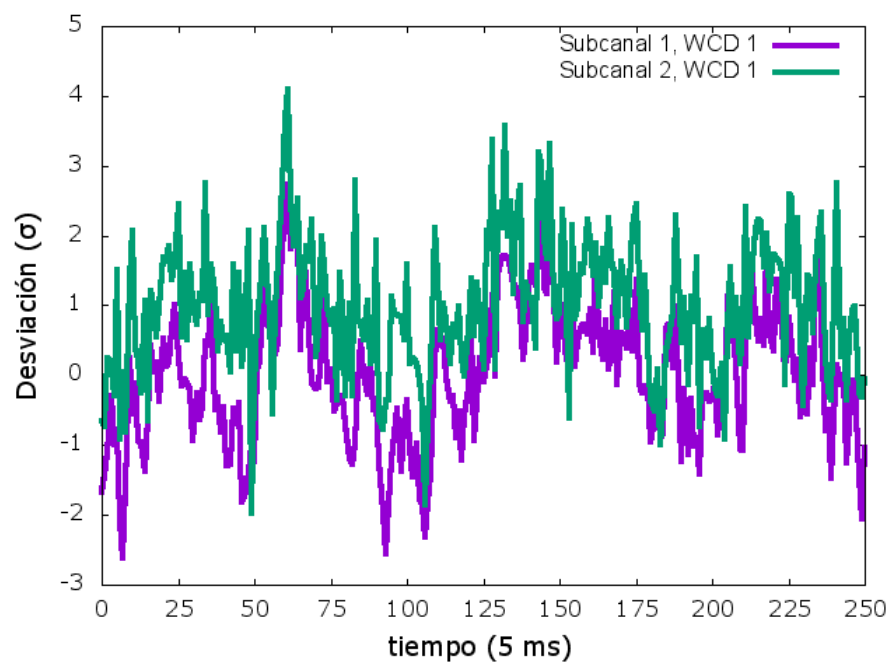


FIGURA 3.13: En esta figura se puede ver un posible candidato a fuente periódica. Este no pudo ser confirmado al no encontrar contraparte en el año anterior.

Capítulo 4

Conclusiones

“Una vez descartado lo imposible, lo que queda, por improbable que parezca, debe ser la verdad.”

-Sherlock Holmes

La colaboración LAGO inició operaciones en el año 2007, en estos años ha logrado poner en funcionamiento más de 10 detectores y unir alrededor de este proyecto 8 países en Latinoamérica y casi una centena de investigadores. Varios de los detectores se encuentran ubicados en lugares a una altura mayor a 4000 m s.n.m, los cuales tienen como objetivo capturar fotones gamma provenientes de fuentes de astropartículas. Una de estas estaciones LAGO está ubicada en el emblemático monte Chacaltaya, Bolivia, donde en 1950 se hicieron las primeras observaciones del Pión, cuyo descubrimiento generó un premio nobel de física.

En este lugar se encuentran ubicados los tres detectores que han recolectado cerca de 2 TB de datos. Sobre estos datos se realizó la búsqueda de señales periódicas y transitorias de fuentes de astropartículas, objeto de estudio de esta monografía. El primer eslabón para lograr este objetivo fue generar tres nuevos grupos de datos; el conjunto inicial se cambió al formato ROOT con los que se realizó el análisis de TWA. El segundo grupo se conformó con datos promediados por segundo que se usaron para hacer la validación de los eventos hallados y ver si podían ser señales

de fuentes astrofísicas. El tercer conjunto de datos son los apilados o sumados por hora que se usaron para realizar el análisis en búsqueda de fuentes de emisión periódica.

Como se expuso en el capítulo 3 para realizar la búsqueda de fuentes astrofísicas de emisión transitoria se utilizó el método de la ventana corrediza. Este generó 275 eventos que tenían una señal por encima de 3σ en al menos dos detectores en un mismo instante de tiempo. Para saber si estos picos eran pequeños errores en la adquisición de los datos se diseñó y aplicó un protocolo de validación de los datos mediante el cual se estudia a profundidad el correcto funcionamiento del detector, especialmente en el momento de la captura de partículas de interés. El protocolo de validación de estos datos produjo la publicación citada en [11].

Luego de este procedimiento se obtuvo dos eventos que se estudiaron a profundidad. Estos potenciales candidatos a señales astrofísicas fueron hallados en datos de 18 de octubre de 2010 a las 20:18:16.860 \pm 0.005 ms y el 7 de diciembre de 2011 a las 15:45:49.675 \pm 0.005 ms. Al realizar simulaciones de lluvias de rayos cósmicos generadas por fotones gamma sobre la estación Chacaltaya se estimó que la energía de estos dos eventos debe estar en el rango de 100 GeV - 1000 GeV.

Asimismo, se realizó el análisis de los datos para la búsqueda de fuentes de emisión periódica. Para ello se usó el método de sumatoria o apilamiento de archivos expuesto en detalle en capítulo 3. Este estudio arrojó 109 eventos que luego de ser estudiados en detalle ninguno de ellos se pudo asociar con una posible señal astrofísica. De esta forma, el presente trabajo evidencia la configuración de una metodología de análisis de datos para búsqueda de fuentes astrofísicas transitorias y periódicas que pueden ser aplicados a los datos recolectados por los detectores de la colaboración LAGO. Además de un protocolo de validación que ha sido consignado en una nota técnica interna.

Finalmente, dichos procedimientos fueron presentados en una ponencia oral en el Segundo Workshop Astronomía en los Andes realizado entre el 28 y el 31 de Julio de 2015. También, los resultados finales de la investigación se expusieron en la 34th International Conference of Cosmic Rays realizada entre el 30 de julio y

el 7 de agosto en la Haya-Holanda. Este evento produjo una publicación titulada: Analysis of Background Cosmic Ray Rate in the 2010-2012 Period from the LAGO-Chacaltaya Detectors, *The 34th International Cosmic Ray Conference (ICRC)*, volume PoS(ICRC2015), p 414, 2015.

Validación de los datos

Como se observó, los datos tienen una columna destinada al tiempo la cual está dada por una marca de GPS que cambia al repetirse 200 veces, es decir, cada segundo. Por lo tanto, un archivo debe contener aproximadamente 720000 líneas y tener 3600 marcas diferentes de GPS. Entonces, una forma de verificar que la digitalización de los datos se está realizando correctamente es revisando este comportamiento. Para dicho fin, se hizo un programa que cuenta y almacena el número de marcas de GPS con una frecuencia de 200 veces/segundo. Un histograma de un archivo de comportamiento óptimo, es decir, con 720000 líneas, que se generan cada 5 ms, con 3600 marcas de GPS diferentes que cambian cada 200 líneas lo cual se puede ver en la figura 1.

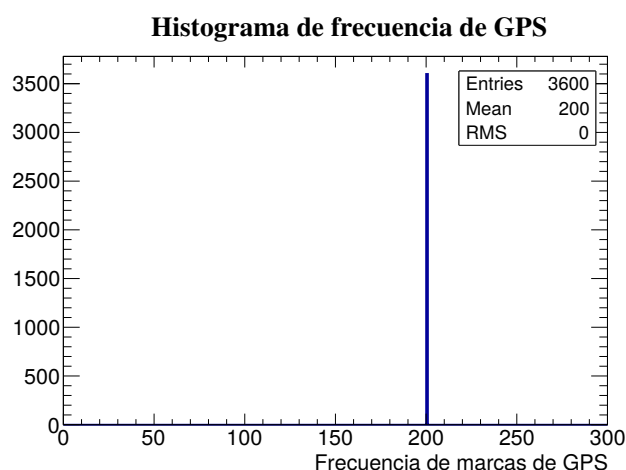


FIGURA 1: Histograma que muestra la frecuencia ideal de marcas de GPS ideal, es decir 200 marcas/segundo, en un archivo de una hora de datos LAGO.

La validación fue hecha sobre la totalidad de los datos de CHA albergados en el repositorio de datos de la colaboración LAGODATOS¹. Se obtuvo histogramas

¹<http://halley.uis.edu.co/LAGOVirtual/>

que nos dejaron ver el comportamiento anual de la adquisición de los datos y así estimar en que regiones el análisis puede ser más fructífero.

Luego de realizar dicho análisis encontramos que en la estación de CHA parte los datos recolectados entre el año 2008 y parte de 2009 tienen una frecuencia de marcas entre 128 y 256 marcas/segundo, lo cual deja entrever que la adquisición no está funcionando como se esperaba. Este comportamiento se puede observar en las figuras 2 (a), (b) donde se ve que hay marcas en todos los valores posibles entre 0 y 256, lo que es una clara muestra de irregularidad en la adquisición de los datos.

De otro lado, entre 2010 y 2012 en CHA los datos en su mayoría muestran el comportamiento esperado lo que da un factor de confianza a estos datos al momento de realizar la búsqueda de un fenómeno tan fino como los GRBs. Este comportamiento se puede ver en las figuras 2 (c), (d), (e) . Como se observa el número de líneas que tienen un comportamiento irregular ha disminuído, aunque se sigue dando que hay frecuencias de marcas de GPS entre 0 y 200.

Asimismo, estos grupos de datos han sido clasificados y condensados en listas que hemos denominado GDL (Good recolected Data List, por sus siglas en inglés). Los archivos se dividieron en dos partes, una llamada GDL I en la cual se encuentran listados los sectores de datos que tienen un comportamiento irregular entre 128 y 256 marcas/segundo y el otro, GDL II donde se listaron los sectores de datos que tienen un comportamiento constante en 200 marcas/segundo.

La importancia de esta revisión está dada por la necesidad de mejorar día a día la recolección de datos, pues en este caso son ellos los que validan o derogan algún hallazgo realizado con los WCDs.

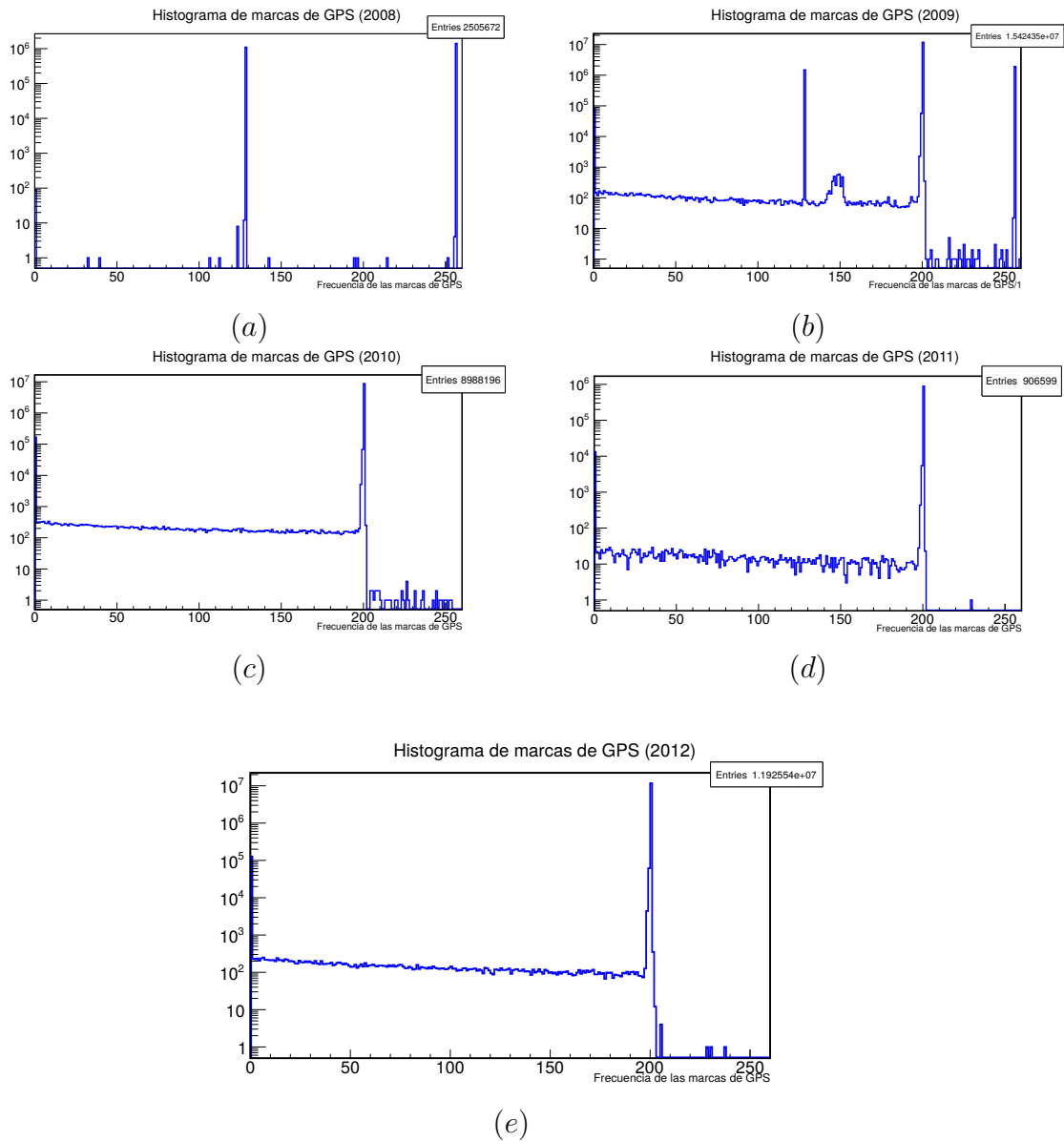


FIGURA 2: En esta figura se pueden apreciar los histogramas del número de veces que se repite una marca de GPS (frecuencias de las marcas de GPS), usando el detector de GRBs ubicado en Chacaltaya, Bolivia para los años 2008 a 2012. En (a) se encuentra el histograma correspondiente al año 2008, en (b) el del año 2009, mientras que en (c) se encuentra el histograma correspondiente al año 2010, en (d) se encuentra el histograma correspondiente al año 2011 y, finalmente en (e) el histograma del año 2012. En todos los histogramas el ancho del bin es de 1 y las frecuencias de las marcas de GPS se muestran desde 0 hasta 260. Se puede apreciar que en los años 2008 y 2009 el comportamiento es muy similar al observado en SN, es decir, la mayor parte de las veces el detector mide 128 y 256 veces/segundo en lugar del valor deseado que es 200 veces/segundo. Mientras que en los años 2010, 2011 y 2012 la mayoría de las ocurrencias del detector es 200 veces/segundo. Lo cual muestra una mejoría en la toma de datos, lo que permite rescatar parte de ellos para el análisis.

.1. Inconsistencias en los datos

Al iniciar el análisis de los datos en búsqueda de señales periódicas y transitorias usando los métodos de *Overlapping* y *Moving Windows Average* se encontró que los datos tenían algunas inconsistencias que hubo de clasificar y estudiar. De esta manera, posteriores análisis deben tener en cuenta esta situación y así ser mas efectivos.

.1.1. Desconfiguración de la línea base

La línea base establece los valores iniciales en la toma de datos. En los datos LAGO esta se actualiza cada minuto y se debe mantener estable alrededor de 50. Si la línea base se desconfigura y cambia su valor en uno de los canales la tasa de conteo se verá afectada. En la figura 3 se puede ver un aumento significativo en la tasa de conteo. Sin embargo, al indagar el comportamiento de la línea base (curva azul) se puede ver que esta tomo un valor fuera del rango de estabilidad lo cual aumentó artificialmente la tasa de conteo, mostrando así un falso exceso en el flujo de partículas que entran al detector.

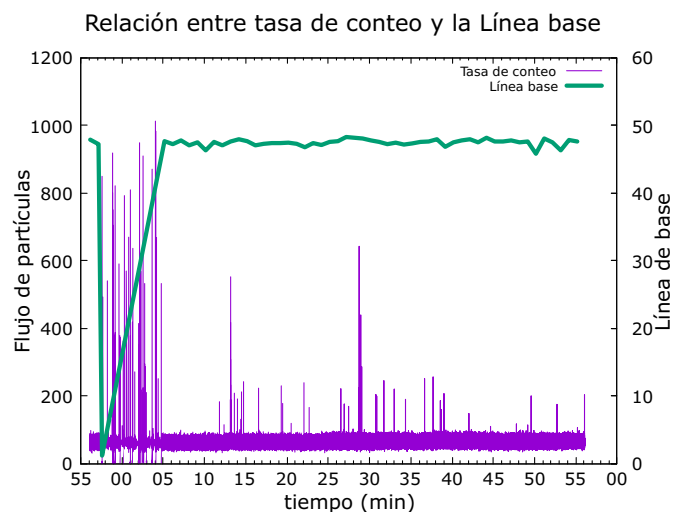


FIGURA 3: Aquí vemos que al graficar los conteos sobre la línea base esta se ha desconfigurado en el minuto en el que se dio el exceso. Entonces, la electrónica digitalizó erróneamente la señal mostrando un falso aumento en el conteo que podrá ser catalogada inicialmente como un destello gamma.

.1.2. Umbral 4 registrando

Como se explicó en sección 2 en el canal 4 se almacenan los errores de la electrónica. Estos se pueden producir por diversos factores entre los que se cuentan las tormentas eléctricas o la interacción de algún objeto que emita radiación electromagnética. Entonces, cuando en se halla un segundo donde hubo un exceso en el conteo de 3σ o superior en el umbral 1 de los tres detectores, se hace necesario verificar que el umbral 4 de los detectores se haya mantenido estable. En la figura 4 se observan las curvas del umbral 1 de los tres WCDs donde existe un visible exceso en el conteo. Pero, si vemos la curva del umbral 4 allí también se presentó el conteo inusual en el mismo tiempo que los canales destinados a la detección. Por tal razón, este hallazgo no pertenece a la física que estamos buscando sino posiblemente a un fallo en la adquisición de los datos.

.1.3. Metadata desconfigurada

Se define como *metadata* aquellos datos que dan información de los datos. En los datos LAGO esta se imprime cada minuto y está compuesta por la línea base, el voltaje al cual se inicializó el funcionamiento del PMT, los umbrales de energía en unidades ADC y la fecha de instalación del *software* sobre la tarjeta. Asimismo, esta se imprime cada minuto y tiene una estructura que debe mantenerse, así que cuando la adquisición de datos sufre alguna falla esta estructura se desconfigura como se puede ver en la gráfica 5.

.1.4. Salto en las marcas de GPS

Como se vio en la sección anterior la etiqueta de tiempo dada por las marcas de GPS se almacena en la columna 25 del archivo. Esta debe mantenerse 200 veces/segundo y aumentar de uno en uno, sin embargo, cuando surge uno de estos falsos excesos se presenta un salto en el conteo de la marca de GPS lo que

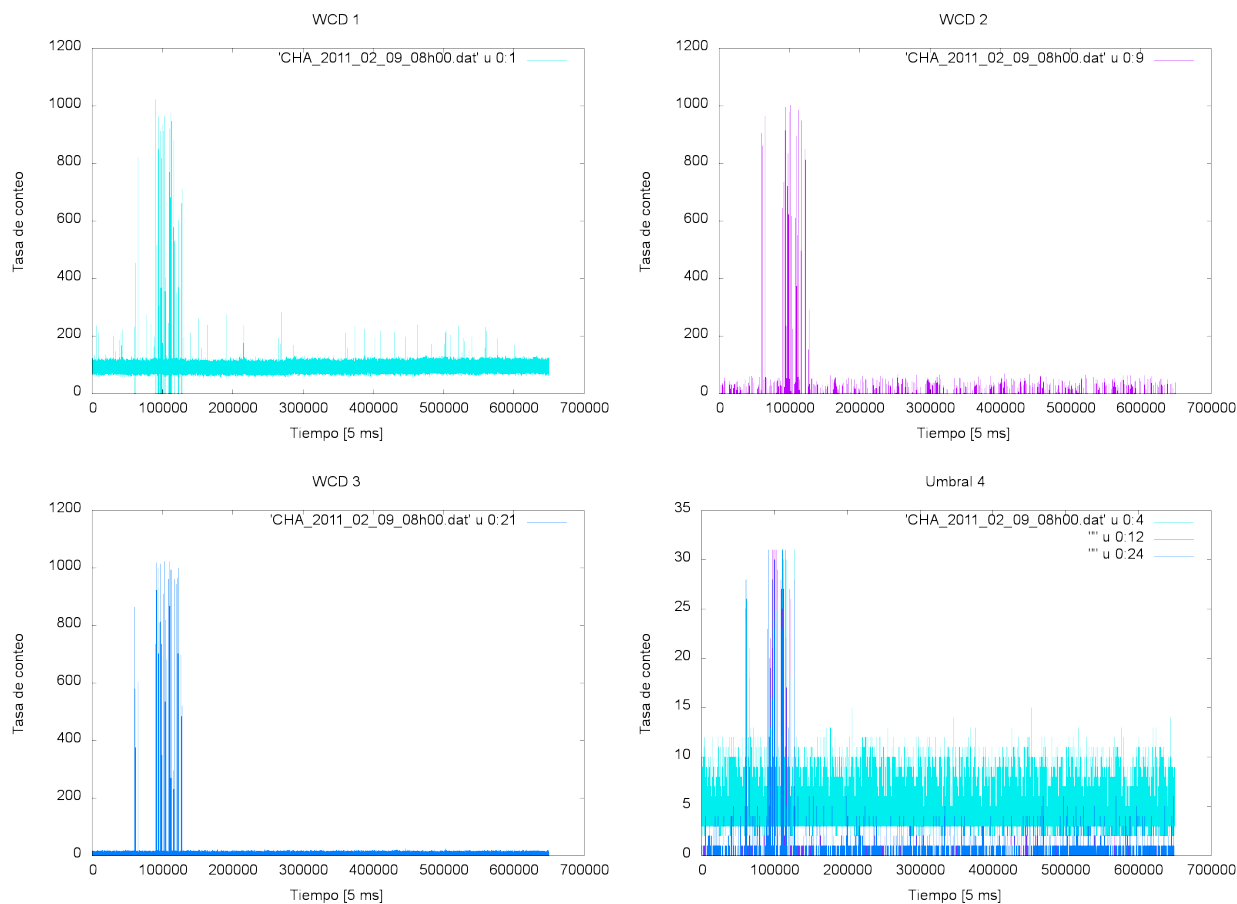


FIGURA 4: La figura de arriba a la izquierda corresponde al canal 1 del WCD1, arriba a la derecha al canal 1 del WCD2, abajo a la izquierda el canal 1 del WCD3 y finalmente abajo a la derecha el canal 4 de los tres WCDs. Como se puede observar en la gráfica del canal 4 se ve un pico, el cual corresponde al mismo que se midió por los tres WCDs en canal 1, lo que quiere decir que allí donde solo se registran pulsos negativos también hubo medición, por lo tanto, este exceso es una falla en la toma de los datos producida probablemente por una tormenta eléctrica.

representa una clara falla en la adquisición. Un ejemplo de este fenómeno se puede ver en la figura 6.

.1.5. Inconsistencia sistemática en la adquisición de los datos

Al realizar el análisis de los datos mediante la búsqueda de excesos se pudo notar que muchos de los archivos que mostraban algún sector de datos con un conteo por encima del promedio se encontraba alrededor de los primeros y últimos 15

```

# DAQVersion 2.0
# baselines 53.1875 49.3750 71.5000 56.6250 46.1875 48.6875 #@time 1014148569
# baselines 52.4375 49.3750 71.1250 56.6250 46.3125 48.5625 #@time 1014148629
# baselines 1.3125 993.2500 144.8750 768.2500 202.6875 635.0000 #@time 1014148655
# pmt 11 2584 2298 1 1543 1910 #@time 1014148731
# thresholds 6376 5016 10304 4985 #@time 1014148731
# PLDdate 67019a #@time 1014148731
# runbases 28 576 86 803 68 192 #@time 1014148731
# pmt 3366 7001 3485 621 6720 4101 #@time 1014149076
# thresholds 14229 8351 8061 4287 #@time 1014149076
# PLDdate 203ddb #@time 1014149076
# runbases 136 4 32 120 947 19 #@time 1014149076
# pmt 8 6452 6440 2002 7431 605 #@time 1014149084
# thresholds 10206 8168 12860 9841 #@time 1014149084
# PLDdate 341cf0 #@time 1014149084
# runbases 21 192 785 643 76 256 #@time 1014149084
# baselines 52.9375 49.3125 71.8750 56.5000 46.2500 48.6250 #@time 1014149109
# baselines 52.4375 49.3750 71.5000 56.5000 46.1875 48.6875 #@time 1014149169
# baselines 53.0625 49.3750 71.5000 56.6250 46.1875 48.4375 #@time 1014149229
# baselines 52.2500 49.3125 71.7500 56.6250 46.1875 48.5625 #@time 1014149289
# baselines 52.7500 49.3750 71.5000 56.5000 46.2500 48.6250 #@time 1014149349

```

FIGURA 5: En esta imagen podemos ver que la metadata se desconfigura en el minuto en el cual se detecta el exceso. Por ejemplo, la fecha del *software* debería ser PLDdate = 230609 y aparece PLDdate = 67019a. Además el formato de impresión de la línea base se desconfiguró completamente.

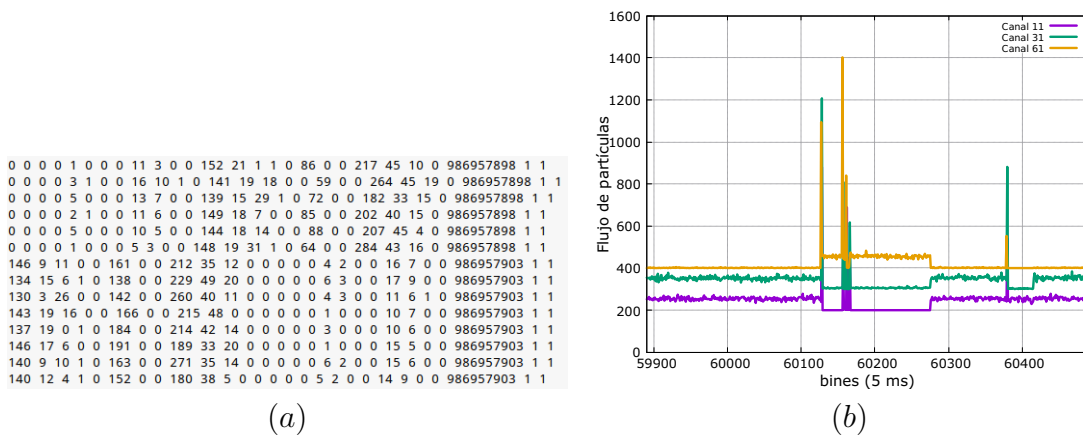


FIGURA 6: Se puede observar que al imprimirse un bin, donde se registra un exceso en los bins siguientes, ocurre un salto en la marca de GPS (columna 25), esto se ve en la figura de la izquierda (a) donde se salta de la marca de GPS 986957898 a 986957903, es decir, 5 segundos en los que posiblemente la electrónica dejó de medir. Adicionalmente, durante se observa que el archivo se modifica abruptamente y se cambian bloques; lo que hace que en la columna 1 los conteos no sean los correctos pues se trasladaron a la columna 13, esto se puede ver en la figura de la derecha (b).

minutos de los archivos. Estos, llevo a suponer que existía un error sistemático en los archivos de datos. Para verificar esta situación usamos un método de análisis conocido como *overlapping* que consiste en apilar los archivos y sumar el conteo y así ver si hay algún comportamiento periódico. Una muestra de lo hallado se puede ver en la Figura 7, donde se puede ver que el conteo aumenta de un modo inusual en los sectores ya señalados.

Teniendo en cuenta que, estos datos fueron recolectados con la electrónica adaptada de *Pierre Auger Observatory* y que el error es sistemático. Se concluye que la fuente del error esta en la tarjeta de adquisición que en el mismo instante de tiempo empaqueta los datos que tiene almacenados durante la hora anterior, selecciona y acumula los nuevos datos que se esta recolectando. Este trabajo, hace que haya una disminución del voltaje y en consecuencia se pare la adquisición.

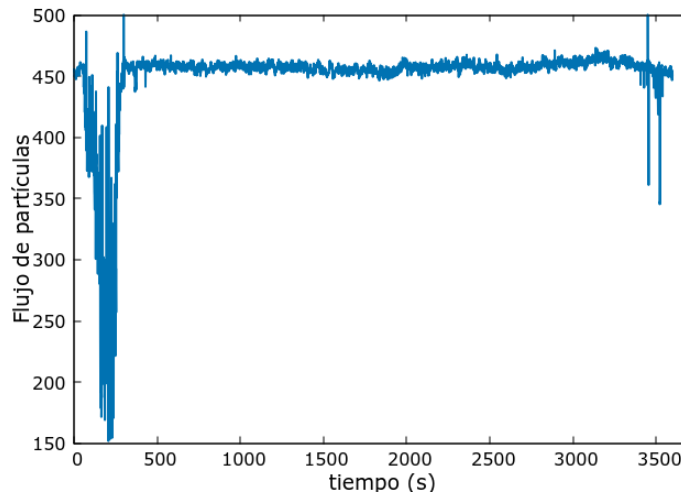


FIGURA 7: En esta figura se puede ver el resultado de sumar los 30 archivos de la hora 10 del mes de junio de 2012. Se puede observar que al principio y final hay una disminución dramática en el conteo generado por la falla en la adquisición y digitalización de la LS.

Bibliografía

- [1] A. Velarde and R. Ticona & P. Miranda. Proyecto lago bolivia. *Revista Boliviana de Física*, 15(15):32–38, 2009.
- [2] Victor F. Hess. On the ionization produced by gamma radiation from the ground and from the atmosphere. *Journal of Geophysical Research*, 58(1):67–72, 1953.
- [3] R. A. Millikan & G. H. Cameron. High frequency rays of cosmic origin iii. measurements in snow-fed lakes at high altitudes. *Physical Review*, 28(5):851–868, Nov 1926.
- [4] P. Auger, P. Ehrenfest Jr., R. Maze, J. Daudin, C. Robley, and A. Freón. Extensive cosmic-ray showers. *Review of Modern Physics*, 11:288, 1938.
- [5] E. Fermi. On the origin of the cosmic radiation. *Phys. Rev.*, 75(8):1169–1174, Apr 1949.
- [6] J. Linsley. Evidence for a primary cosmic-ray particle with energy 10^{20} ev. *Physical Review Letter*, 10(4):146–148, Feb 1963.
- [7] J. Linsley. The cosmic ray spectrum above 10^{19} EV at Volcano Ranch and Haverah Park. *International Cosmic Ray Conference*, 9:475, August 1985.
- [8] R. M. Baltrusaitis, R. Cady, G.L. Cassiday, et al. The utah fly’s eye detector. *Nuclear Instrument and Methods in Physics Research A*, 240:410, 1985.
- [9] F. Acero, M. Ackermann, Ajello, et al. Fermi Large Area Telescope Third Source Catalog. *Astrophysical Journal*, 218:23, June 2015.

-
- [10] M.S. Longair. *High Energy Astrophysics*. Cambridge University Press, 2011.
- [11] L Nuñez and C. Quiñonez, F & Sarmiento-Cano. Validación del linaje de los datos de la colaboración LAGO. Instalaciones Sierra Negra y Chacaltaya. *ITECKNE*, 10:104, Jul 2013.
- [12] P. Mészáros. *The High Energy Universe: Ultra-High Energy Events in Astrophysics and Cosmology*. Cambridge University Press, 2010.
- [13] T.K. Gaisser. *Cosmic Rays and Particle Physics*. Cambridge University Press, 1990.
- [14] A. A. Abdo, M. Ackermann, M. Ajello, et al. Measurement of the cosmic ray e^+e^- spectrum from 20 gev to 1 tev with the fermi large area telescope. *Phys. Rev. Lett.*, 102:181101, May 2009.
- [15] A. A. Abdo, M. Ackermann, M. Ajello, et al. A limit on the variation of the speed of light arising from quantum gravity effects. *Nature*, 462:331–334, 2009.
- [16] Kevin Hurley. Soft gamma repeaters. *Advances in Space Research*, 47(8):1326 – 1331, 2011. Neutron Stars and Gamma Ray Bursts.
- [17] W. F. Hanlon. *The energy spectrum of ultra high energy cosmic rays measured by the high resolution Fly Eye observatory in stereoscopic mode*. PhD thesis, University of Utah, Utah, United State of North America, 2008.
- [18] Jörg R. Hörandel. On the knee in the energy spectrum of cosmic rays. *Astroparticle Physics*, 19(2):193 – 220, 2003.
- [19] Jorg R. Horandel. Cosmic rays from the knee to the second knee: 10^{14} to 10^{18} -eV. *Mod. Phys. Lett.*, A22:1533–1552, 2007. [,63(2006)].
- [20] T K Gaisser. The cosmic-ray spectrum: from the knee to the ankle. *Journal of Physics: Conference Series*, 47(1):15, 2006.
- [21] K.A. Olive et al. Review of Particle Physics. *Chin.Phys.*, C38:090001, 2014.

- [22] T. Wibig and A. W. Wolfendale. At what particle energy do extragalactic cosmic rays start to predominate? *Journal of Physics G*, 31:255, 2005.
- [23] R. W. Klebesadel, I. B. Strong, and R. A. Olson. Observations of Gamma-Ray Bursts of Cosmic Origin. , 182:L85, June 1973.
- [24] W. S. Paciesas et al. The Fourth batse gamma-ray burst catalog (revised). *Astrophys. J. Suppl.*, 122:465–495, 1999.
- [25] E. Costa et al. Discovery of an X-ray afterglow associated with the gamma-ray burst of 28 February 1997. *Nature*, 387:783–785, 1997.
- [26] N. Gehrels, G. Chincarini, P. Giommi, K. O. Mason, J. A. Nousek, A. A. Wells, N. E. White, S. D. Barthelmy, D. N. Burrows, L. R. Cominsky, K. C. Hurley, F. E. Marshall, P. Mészáros, P. W. A. Roming, L. Angelini, L. M. Barbier, T. Belloni, S. Campana, P. A. Caraveo, M. M. Chester, O. Citterio, T. L. Cline, M. S. Cropper, J. R. Cummings, A. J. Dean, E. D. Feigelson, E. E. Fenimore, D. A. Frail, A. S. Fruchter, G. P. Garmire, K. Gendreau, G. Ghisellini, J. Greiner, J. E. Hill, S. D. Hunsberger, H. A. Krimm, S. R. Kulkarni, P. Kumar, F. Lebrun, N. M. Lloyd-Ronning, C. B. Markwardt, B. J. Mattson, R. F. Mushotzky, J. P. Norris, J. Osborne, B. Paczynski, D. M. Palmer, H.-S. Park, A. M. Parsons, J. Paul, M. J. Rees, C. S. Reynolds, J. E. Rhoads, T. P. Sasseen, B. E. Schaefer, A. T. Short, A. P. Smale, I. A. Smith, L. Stella, G. Tagliaferri, T. Takahashi, M. Tashiro, L. K. Townsley, J. Tueller, M. J. L. Turner, M. Vietri, W. Voges, M. J. Ward, R. Willingale, F. M. Zerbi, and W. W. Zhang. The swift gamma-ray burst mission. *The Astrophysical Journal*, 611(2):1005, 2004.
- [27] M. Aglietta, G. Badino, L. Bergamasco, C. Castagnoli, and A. Castellina. The EAS-TOP detector at Gran Sasso. *Nuovo Cimento C Geophysics Space Physics C*, 13:353–364, April 1990.
- [28] Pierre Auger Colaboration. Auger observatory, a new astrophysics facility rises from the pampa. Technical report, 2012.

- [29] D. Allard, I. Allekotte, C. Alvarez, H. Asorey, H. Barros, X. Bertou, O. Burgoa, M. Gomez Berisso, and O. Martínez & P. Miranda Loza. Use of water-cherenkov detectors to detect gamma ray bursts at the large aperture grb observatory (lago). *Nuclear Inst. and Methods in Physics Research, A*, 595(1):70–72, 2008.
- [30] P. Mészáros. Gamma ray bursts. *Reports on Progress in Physics*, 69(8), 2006.
- [31] M. Medina. *El Observatorio Pierre Auger a Bajas Energías: Análisis de sus Capacidades y Posibles Mejoras*. PhD thesis, Universidad Nacional de General San Martín, Comisión Nacional de Energía Atómica., Buenos Aires, Argentina, 2007.
- [32] Bianca G. Keilhauer. *Investigation of atmospheric effects on the development of extensive air showers and their detection with the Pierre Auger Observatory*. PhD thesis, Karlsruhe, Forschungszentrum, 2004.
- [33] Asorey Hernán. *Los Detectores Cherenkov del Observatorio Pierre Auger y su Aplicación al Estudio de Fondos de Radiación*. PhD thesis, Instituto Balseiro, Universidad Nacional de Cuyo, Comisión Nacional de Energía Atómica, 2012.
- [34] C. Portocarrero. *La componente de radiación cherenkov como elemento diferenciador entre cascadas atmosféricas iniciadas por rayos gamma y protones en el rango de energía de $10^{10} - 10^{16}$ e V*. PhD thesis, Universidad Complutense de Madrid, Madrid, España, 1998.
- [35] H. Asorey, S. Dasso, L.A. Núñez, Y. Pérez, and M. Suárez-Durán & the LAGO Collaboration C. Sarmiento-Cano. The LAGO space weather program: Directional geomagnetic effects, background fluence calculations and multi-spectral data analysis. In *The 34th International Cosmic Ray Conference*, volume PoS(ICRC2015), page 142, 2015.
- [36] I. Sidelnik & the LAGO Collaboration. The sites of the latin american giant observatory. In *The 34th International Cosmic Ray Conference*, volume PoS(ICRC2015), page 665, 2015.

-
- [37] H. Asorey and S. Dasso & the LAGO Collaboration. Lago: the latin american giant observatory. In *The 34th International Cosmic Ray Conference*, volume PoS(ICRC2015), page 247, 2015.
- [38] X. Bertou and D. Allard. Detection of grb with water cherenkov detectors. *Nuclear Inst. and Methods in Physics Research*, A553:299–303, Jan 2005.
- [39] M. Suarez-Duran. Instalación de un detector cherenkov de agua para la detección de trazas de rayos cósmicos a 956 metros sobre el nivel del mar. Tesis de grado, Escuela de Física, Universidad Industrial de Santander, Colombia, 2011.
- [40] S. Vernetto. Detection of gamma-ray bursts in the 1 GeV-1 TeV energy range by ground-based experiments. *Astroparticle Physics*, 13:75–86, March 2000.
- [41] J. Grajales. Búsqueda de GRBs en Sierra Negra. Tesis de maestría, Facultad de Ciencias Físico Matemáticas. Benemérita Universidad Autónoma de Puebla, Puebla México, 2010.
- [42] A. Nuñez Castiñeyra. Sensibilidad del proyecto lago a señales gamma proveniente del centro de la galaxia. Tesis de grado, Departamento de Física, Facultad de Ciencias, Universidad de lo Andes, Venezuela, 2015.
- [43] D. Heck et al. CORSIKA : A Monte Carlo Code to Simulate Extensive Air Showers. *FZKA*, 6019:1–98, 1998.
- [44] Rene Brun and Fons Rademakers. Root - an object oriented data analysis framework. *NIM s*, 389:81–86, Sep 1997.