



UNIVERSIDAD DE LOS ANDES
FACULTAD DE CIENCIAS
DEPARTAMENTO DE FÍSICA
MÉRIDA-VENEZUELA

**SIMULACIÓN DE CASCADAS DE PARTÍCULAS SECUNDARIAS EN LA
ATMÓSFERA PARA TRES SITIOS UBICADOS EN
MÉRIDA-VENEZUELA**

Trabajo Especial de grado presentado ante la ilustre Universidad de Los Andes
como requisito parcial para optar al título de:
Licenciado en Física.

Presentado por:
Bachiller: Robert Hanneyro Rondón Chacon

Realizado con la asesoría de:
Tutor: Dr. Yunior F. Pérez A. UNAM
Tutora académica: M. SC. Gabriela García. ULA

Mérida, abril de 2024

AGRADECIMIENTOS

- A Dios, a mi familia, a mis padres, hermanos y sobrinos, quienes siempre han creído en mí y me han dado apoyo en este largo camino.
- A mis amigos, en particular a Libardo Zerpa y Orielis Soto, quienes han estado conmigo en las buenas y en las malas, y siempre han sido como un rayo de luz.
- A mi tutor Yunion Perez por brindarme la oportunidad de ser su primer tesista, y por despertar una nueva esperanza, en este nuevo camino que está a punto de empezar.
- A los jurados Félix Aguirre y Carlos Leal, quienes se mostraron receptivos y colaboradores. Y a la Prof. Gabriela García, por haberme apoyado tanto en el final de esta ruta.

www.bdigital.ula.ve

ÍNDICE GENERAL

AGRADECIMIENTOS	ii
ÍNDICE GENERAL	iii
ÍNDICE DE FIGURAS	v
ÍNDICE DE TABLAS	vii
RESUMEN	viii
INTRODUCCIÓN	1
CAPÍTULO I: PLANTEAMIENTO DEL PROBLEMA, OBJETIVOS Y JUSTIFICACION	4
1.1. Planteamiento del problema	4
1.2. Justificación	4
CAPÍTULO II: RAYOS CÓSMICOS	6
2.1. Espectro de energía de los RC	8
2.2. Origen de las partículas de altas energías	10
2.3. Mecanismos de aceleración de los rayos cósmicos.	10
2.4. Transporte de rayos cósmicos	12
2.4.1. Interacción con el fondo cósmico de microondas.	12
CAPÍTULO III: CASCADAS DE PARTÍCULAS CARGADAS Y DETECTOR DE CHERENKOV	14
3.1. Fenomenología básica	14
3.1.1. Cascada Electromagnética	16
3.1.2. Cascada Muónica	16
3.1.3. Rayos cósmicos y la atmosfera terrestre	17
3.1.4. Estructura Vertical	18
3.1.5. Profundidad atmosférica	20
3.1.6. Observables	21
3.1.7. Comparación del tamaño de las cascadas de partículas secundarias	22
3.1.8. Flujo de partículas secundarias a nivel del suelo	24
3.1.9. Efecto Cherenkov	29
3.1.10. Descripción Detector Cherenkov	31

3.1.11. Ventajas de usar detectores Cherenkov de agua	32
3.1.12. Calibración con muones de fondo	33
CAPÍTULO IV: SOFTWARE ARTI	35
4.1. Simulaciones con CORSIKA	36
4.1.1. Modelos de Interacciones Hadrónicas de Alta Energía	37
4.1.2. Modelos de Interacciones Hadrónicas de Baja Energía	38
4.1.3. Gráficas de algunos parámetros de entrada de CORSIKA	39
CAPÍTULO V: RESULTADOS OBTENIDOS PARA TRES SITIOS EN MÉRIDA-VENEZUELA	43
CONCLUSIONES	53
5.1. Trabajo a Futuro	54
REFERENCIAS	55

www.bdigital.ula.ve

ÍNDICE DE FIGURAS

2.1.	Victor Hess mide la ionización a 5000m de altura [1]	6
2.2.	espectro de la energía de los rayos cósmicos sobre 10^{11} eV	9
2.3.	El espectro de partículas cósmicas en la región de alta energía ha sido determinado a partir de mediciones realizadas por diversos experimentos. .	11
2.4.	Muestra los modelos de aceleración de primer y segundo grado de fermi[2] .	12
3.1.	Se muestra el desarrollo longitudinal y lateral de tres lluvias atmosféricas extendidas iniciadas por diferentes partículas: un fotón (izquierda), un protón (centro) y un núcleo de hierro (derecha). Todas las partículas tienen una energía inicial de $E_p = 5 \times 10^{14}$ eV.[3]	14
3.2.	Se muestra un esquema que representa una cascada hadrónica de partículas, con sus tres componentes principales.[4]	15
3.3.	a la izquierda, la composición vertical de la atmosfera, a la derecha, está el esquema del de desarrollo de una cascada secundaria de partículas	19
3.4.	Descripción de los factores que determinan las condiciones atmosféricas para determinar la profundidad atmosférica	20
3.5.	La evolución longitudinal de una cascada provocada por un protón con una energía de 10^{19} eV.	21
3.6.	La distribución lateral de varias partículas que alcanzan la superficie terrestre se presenta. Los datos se refieren a un chubasco generado por un protón vertical con una energía de 10^{19} eV, simulado con una reducción relativa de 10^{-8}	22
3.7.	Muestra el radio y tamaño para fotones (100GeV, 1TeV y 1000 TeV) a 0 grados	23
3.8.	Muestra el radio y tamaño para protones (100GeV, 1TeV y 1000TeV) a 0 grados	23
3.9.	histograma de carga de un detector de partículas WCD LAGO ubicado en Bariloche, Argentina. Se utiliza un algoritmo automatizado para identificar las características del histograma (representadas por diamantes verdes) y definir bandas de integración (regiones sombreadas). Cada banda de integración está dominada por un tipo de partícula diferente: partículas electromagnéticas (amarillas), muones (naranja) y partículas múltiples (rosa). .	27
3.10.	Muestra los resultados del análisis multiespectral de la Disminución de Forbush del 8 de marzo de 2012.	28
3.11.	Muestra una llamarada solar	28
3.12.	Descripción general de las partículas en movimiento	30

3.13. Muestra los Frentes de onda esféricos de una partícula viajando a menor y mayor velocidad que la velocidad de la luz en el medio. Para $v_p < c=n$, aparece un frente de onda cónico electromagnético; la cual es la radiación Cherenkov [5]	30
3.14. Detector con fotomultiplicador	32
3.15. Para calibrar la señal, con el fin de convertir las señales registradas por la estación en cuentas del conversor Analógico-Digital FLASHDC "Flash Analog-to-Digital Converter" a VEMs "Equivalent Sampling Value" (unidades de señal utilizadas en el experimento), se registra un histograma de la carga depositada en el fotomultiplicador (PMT)"Photomultiplier Tube". El primer pico del histograma se debe a la contribución electromagnética de baja energía, mientras que el segundo pico es originado por el paso de muones verticales a través del detector.	34
4.2. Los espectros de las partículas secundarias, diferenciadas por tipo de partícula, en cuatro ubicaciones de LAGO: Chacaltaya (CHA); Bolivia (5240m.s.n.m); La Serena (LSC); Chile (28 m.s.n.m); Lima (LIM), Perú (150 m.s.n.m) y Base Marambio (SAWB), Antártida (200 m.s.n.m). Se evidencia que la absorción atmosférica provoca que el flujo total de partículas secundarias hasta un orden de magnitud de aproximadamente 10^{-2} [6].	42
5.1. Espectros de las partículas secundarias discriminadas por tipo de partícula a 1630 m.s.n.m (Hechicera)	44
5.2. Espectros de las partículas secundarias discriminadas por tipo de partícula a 3600 m.s.n.m (CIDA)	45
5.3. Espectros de las partículas secundarias discriminadas por tipo de partícula a 4754 m.s.n.m (Pico Espejo)	46
5.4. Flujo de muones para los tres sitios de interés.	47
5.5. El flujo total de partículas secundarias en la superficie de la Tierra, en función de la altitud en cinco sitios de LAGO (con rigidez geomagnética similar) y tres sitios de Mérida-Venezuela (Con la misma rigidez, pero diferente a los otros sitios de LAGO) con altitudes distintas. Las componentes de las cascadas son:la componente electromagnético en cuadrados azules (γ, e^+, e^-) el componente muónico en triángulos amarillos (μ^+, μ^-) y los neutrones como parte del componente hadrónico se muestran en diamantes rojos (n). El efecto de la altitud en el flujo es visible	49
5.6. Espectros de las partículas secundarias para protones a 1630 m.s.n.m (Hechicera)	50
5.7. Espectros de las partículas secundarias para protones a 3600 m.s.n.m (CIDA)	51
5.8. Espectros de las partículas secundarias para protones a 4754 m.s.n.m (Pico Espejo)	52

ÍNDICE DE TABLAS

5.1.	Flujo máximos y total de las partículas secundarias para la Hechicera . . .	44
5.2.	Flujo en el punto máximos y total de partículas secundarias para CIDA-LLano del HATO	45
5.3.	Flujo en el punto máximos y total de partículas secundarias para de Pico Espejo	46
5.4.	Flujo máximo para los tres lugares de estudio	47
5.	Se muestra los valores usados para los 3 sitios	60
6.	Todas las partículas primarias. A es el número de masa, Z número atómico, N _{prim} número de primarios [7]	61

www.bdigital.ula.ve

RESUMEN

En este estudio, se presentan los resultados de una simulación realizada utilizando la aplicación ARTI (Atmosferical Radiation Transport Information), desarrollada por el Observatorio Gigante Latinoamericano (LAGO), diseñada para simular las señales producidas por las partículas secundarias que se producen de la interacción de los rayos cósmicos que llegan a la atmósfera de la Tierra. LAGO es un observatorio de rayos cósmicos que abarca una amplia variedad de altitudes, latitudes y países en América Latina. Con el software ARTI se calculó el flujo de partículas secundarias en tres sitios en Mérida- Venezuela, específicamente en la Hechicera-Mérida (1630 m.s.n.m), CIDA -LLano del Hato, Mérida (3600 m.s.n.m) y Pico Espejo-Mérida (4754 m.s.n.m). Se encontró que el mejor sitio es Pico Espejo- Mérida para realizar estudios usando gamas secundarias, donde el flujo supera las 103 partículas m^2s^{-1} y alcanza energías de aproximadamente 500 GeV, en comparación con Hechicera y el CIDA. Por otro lado, para investigaciones sobre clima espacial utilizando la componente muónica, se encontró que el mejor sitio es la Hechicera, ya que la diferencia entre la componente de electrones y positrones y la componente muónica es notable.

INTRODUCCIÓN

Desde el descubrimiento de los rayos cósmicos a principios del siglo XX por el físico Victor Hess, se ha sabido que estas partículas subatómicas de alta energía provienen del espacio exterior y bombardean continuamente la Tierra desde diversas direcciones. Contrario a la creencia de que la radiación disminuiría con la altitud.

Victor Hess [8] observó un aumento significativo de la radiación durante vuelos en globos aerostáticos, al igual que Werner Kolhörster [9], lo que reveló su origen extraterrestre. Este descubrimiento sentó las bases para una comprensión más profunda de los fenómenos astrofísicos y la física de partículas.

Además, es importante destacar que los rayos cósmicos abarcan un amplio espectro de energías, desde unos pocos electronvoltios (eV) hasta varios exaelectronvoltios (EeV). Esta amplia gama de energías refleja la diversidad de procesos astrofísicos que dan origen a estas partículas, la complejidad de su interacción con el medio interestelar y la atmósfera terrestre.

Sabemos que los principales procesos astrofísicos incluyen supernovas, agujeros negros, aceleradores cósmicos, eventos de colisión de galaxias y quásares/núcleos galácticos activos. Durante una supernova, se liberan enormes cantidades de energía, acelerando partículas subatómicas a velocidades cercanas a la luz.

Los agujeros negros supermasivos pueden generar intensos campos magnéticos y chorros de partículas de alta energía, llamados jets relativistas. Además, regiones dentro de la galaxia con campos magnéticos intensos pueden actuar como aceleradores naturales de partículas. Estas pueden ser atrapadas y guiadas por las líneas de campo magnético, que siguen líneas de campo que cambian en intensidad o dirección, ganando energía cinética a expensas de la energía del campo magnético [10].

Otro mecanismo de aceleración, es por ondas de choque de Fermi[11], es un proceso fundamental que explica cómo las partículas cargadas pueden ganar energía cinética significativa al atravesar una onda de choque. Este proceso, propuesto originalmente por Enrico Fermi en la década de 1940, opera en entornos astrofísicos donde se forman ondas de choque, como en supernovas, remanentes de supernovas, y en las regiones alrededor de agujeros negros activos [10].

Cuando las partículas cargadas, como protones y electrones, atraviesan la onda de choque, pueden experimentar múltiples reflexiones y re-inyecciones, lo que les permite ganar energía cinética gradualmente en cada paso. Este proceso de aceleración continua resulta en un aumento significativo en la energía de las partículas, lo que contribuye a la generación de rayos cósmicos de alta energía que observamos en el universo .

Una vez comienza la aceleración de las partículas en los procesos astrofísicos, estas partículas comienzan su viaje a través del espacio, pudiendo ser influenciadas por campos magnéticos y otros fenómenos en su región de origen. A medida que atraviesan el medio interestelar, interactúan con átomos y partículas, y pueden ser desviadas por campos magnéticos galácticos.

La desviación angular observada es más pronunciada para los rayos cósmicos con energías más bajas, en el rango de mega-electronvoltios (MeV) a gigaelectronvoltios (GeV). Esto se debe a que las partículas de baja energía son más susceptibles a ser desviadas por los campos magnéticos presentes en el medio interestelar.

A medida que la energía de los rayos cósmicos aumenta, su capacidad para atravesar los campos magnéticos sin ser desviadas significativamente también aumenta. Por lo tanto, las partículas con energías en el rango de tera electronvoltios (TeV) a petaelectronvoltios (PeV) pueden experimentar menos desviación angular en su propagación a través del espacio. Los rayos cósmicos de altas energías nos ayudan a conocer la fuente.

Algunos rayos cósmicos alcanzan la atmósfera terrestre e interactúan con las moléculas atmosféricas, generando cascadas de partículas secundarias a través de procesos radiativos y de descomposición. Estas cascadas pueden incluir electrones, positrones, mesones, fotones y otros. A medida que estas partículas secundarias descienden a través de la atmósfera, en su punto máximo de desarrollo (según la energía (E_p) de los rayos cósmicos primarios) se pueden generar hasta 10^{10} partículas secundarias.

La técnica predominante para estudiar estos rayos cósmicos primarios es la detección de partículas secundarias en el nivel del suelo. Este enfoque se divide en dos casos: aquellos asociados a una única cascada con la energía primaria más alta y los vinculados a partículas secundarias integradas debido a energías más bajas.

En el segundo escenario, la medición precisa de las fluctuaciones temporales en el flujo resulta crucial para entender eventos astrofísicos transitorios, como los destellos de rayos gamma, fenómenos meteorológicos, espaciales e incluso aplicaciones geofísicas como la muografía.

Este proyecto se estructura en cinco capítulos. En el primer capítulo, se presenta el planteamiento del problema, la justificación y los objetivos específicos. El segundo capítulo se dedica a la descripción de los aspectos físicos y teóricos del espectro de rayos cósmicos,

las cascadas secundarias de partículas generadas por los rayos cósmicos que alcanzan la atmósfera y los detectores cherenkov en agua.

El tercer capítulo se enfoca en el detector Cherenkov en agua, detallando el efecto Cherenkov, presentando un prototipo de detector y su curva de calibración. En el cuarto capítulo, se brinda una exposición detallada del código de simulación ARTI, desarrollado por la colaboración LAGO. Finalmente, en el quinto capítulo se analizan y discuten los resultados obtenidos, así como las conclusiones derivadas de estos resultados.

www.bdigital.ula.ve

CAPÍTULO I

PLANTEAMIENTO DEL PROBLEMA, OBJETIVOS Y JUSTIFICACION

1.1. Planteamiento del problema

El estudio del flujo de partículas secundarias a diferentes altitudes en el estado Mérida-Venezuela, específicamente en los sitios de La Hechicera a 1630 m.s.n.m, el CIDA-Llano del Hato a 3600 m.s.n.m y el Pico Espejo a 4754 m.s.n.m, se respalda por la necesidad de comprender el impacto de las partículas secundarias en el clima espacial y la detección de destellos de rayos gamma. Dicho estudio se enmarca en el contexto del proyecto LAGO, con el potencial de reactivar las investigaciones en Venezuela y contribuir a los objetivos principales del proyecto.

1.2. Justificación

La investigación se justifica en función del continuo avance en el estudio de los rayos cósmicos, que desde su descubrimiento ha impulsado el desarrollo de diversos instrumentos para comprender su origen, propagación en el medio interestelar y su interacción con la atmósfera. Entre los instrumentos más utilizados se encuentran los satélites y los arreglos de detectores Cherenkov en agua, distribuidos a diferentes alturas en la superficie terrestre.

Este trabajo se enmarca en la continuidad de estudios previos realizados en colaboración con el proyecto LAGO, enfocados en el análisis del flujo de partículas secundarias a distintas alturas en varios países de América Latina. Sin embargo, se distingue por centrarse en el estudio del flujo de estas partículas a diferentes altitudes en Mérida, Venezuela, específicamente en los sitios de La Hechicera a 1630 m.s.n.m, el CIDA - Llano del Hato a 3600 m.s.n.m y el Pico Espejo a 4754 m.s.n.m.

Los resultados obtenidos a partir de esta investigación tienen el potencial de reactivar el proyecto LAGO en Venezuela, participando activamente en dos de sus objetivos principales: el estudio del clima espacial y la detección de destellos de rayos gamma mediante

detectores ubicados en los sitios mencionados anteriormente.

Objetivo General:

La simulación de cascadas secundarias de partículas en la atmósfera con el software ARTI desarrollado por colaboración LAGO.

Objetivos específicos:

- Revisar uso del software ARTI para su aplicación en el proyecto LAGO Mérida-Venezuela, en tres lugares a diferentes altitudes en la ciudad Mérida, Venezuela.
- Obtener el flujo de partículas secundarias para varias partículas primarias (como electromagnéticas, muónicas y de neutrones) en tres diferentes alturas (1630, 3600 y 4754 m.s.n.m) a través de una simulación realizada con el Software ARTI
- Conseguir el flujo de partículas secundarias para protones a las alturas 1600, 3600 y 4754 m.s.n.m., a través de una simulación realizada con el Software ARTI

www.bdigital.ula.ve

CAPÍTULO II

RAYOS CÓSMICOS

Los rayos cósmicos (**RC**) se originan fuera de la Tierra y llegan a la atmósfera terrestre. Los **RC** pueden tener un origen galáctico (provenientes de la Vía Láctea) o extra-galáctico. El Físico Austriaco Victor HESS[8] (ver figura 2.1), realizó experimentos pioneros en la década de 1910 para estudiar la radiación en la atmósfera terrestre. Hess y Werner Kolhörster [9] llevaron a cabo vuelos en globos aerostáticos equipados con detectores de radiación y descubrieron que la radiación aumentaba con la altitud en lugar de disminuir, como se esperaba.



Figura 2.1: Victor Hess mide la ionización a 5000m de altura [1]

Hess concluyó que la radiación medida solo podía explicarse con la existencia de una radiación proveniente del espacio exterior, caracterizada por su alta capacidad de penetración en la materia.

En las décadas de 1930 y 1940, avances tecnológicos, como el uso de cámaras de niebla, permitieron investigar experimentalmente las partículas cósmicas, identificando positrones,

muones, kaones y partículas Λ . En 1938, Auger[12] propuso la existencia de extensas lluvias de partículas generadas por el paso de partículas cósmicas a través de la atmósfera, estimando la energía de las partículas primarias en aproximadamente 10^{15} eV, la década de 1950 presenció la expansión del espectro de energía de las partículas cósmicas y la detección de eventos ultra energéticos.

En 1949, Fermi postuló un mecanismo de aceleración basado en la interacción con campos magnéticos interestelares[11], modificado en 1954 para ser más eficiente [13]. Las altas energías detectadas impulsaron el desarrollo de nuevos métodos de detección, incluyendo observatorios basados en la fluorescencia atmosférica, como el Fly's Eye, que posteriormente fue reemplazado por HiRes.

Tras el descubrimiento del fondo de radiación cósmica (CMB) por Penzias y Willson, Kenneth Greisen, Vadim Kuzmin y Georgi Zatsepin, se demostró que para energías superiores a 5×10^{19} eV, los protones interactúan con fotones del CMB, produciendo piones secundarios. Esto condujo a la construcción del observatorio Pierre Auger, que combina detectores de superficie y telescopios de fluorescencia para mejorar la determinación de la energía, composición y dirección de las partículas cósmicas.[14]

El espectro de los rayos cósmicos (RC), es uno de los aspectos más estudiados, que se refiere a la distribución de las partículas cargadas de alta energía que llegan a la Tierra desde el espacio exterior. Este espectro abarca una amplia gama de energías, desde valores relativamente bajos hasta extremadamente altos. La forma exacta del espectro de rayos cósmicos es compleja y está influenciada por varios factores, incluyendo la fuente de los rayos cósmicos, su trayectoria a través del espacio y las interacciones con campos magnéticos.

En términos generales, el espectro de rayos cósmicos se puede dividir en tres componentes principales:

- **Componente de baja energía $< 10^9$ eV:** incluye partículas de baja energía, como protones y electrones, que son más abundantes pero menos energéticas que las partículas de alta energía. Esta componente es la que está más presente en la atmósfera terrestre.
- **Componente de alta energía(con energías entre 10^9 eV, 10^{20} y los ultras energéticos con energías $> 10^{20}$):** este componente abarca partículas altamente energéticas, como núcleos atómicos, pesados y otras partículas subatómicas. La detección y estudio de estas partículas proporcionan información crucial sobre procesos astrofísicos extremadamente violentos, como explosiones de supernovas.
- **Ruptura en el espectro(con energías $\approx 10^{15}$ eV):** en el espectro de rayos cósmi-

cos, hay una ruptura en la pendiente de la distribución de energía en un cierto punto, conocido como “rodilla ”y “tobillo ”. La física detrás de estos puntos de ruptura aún se está investigando y proporciona desafíos interesantes para comprender la naturaleza de las partículas cósmicas de ultraalta energía.

El estudio del espectro de los rayos cósmicos ha sido esencial para comprender la física subyacente de estas partículas y para avanzar en nuestro conocimiento sobre eventos cósmicos extremos y la estructura del universo. La investigación continua en este campo contribuirá a desentrañar misterios aún no resueltos en la física de partículas y la astrofísica.

2.1. Espectro de energía de los RC

Las mediciones del flujo de rayos cósmicos que alcanzan la atmósfera terrestre muestran un amplio espectro energético que va desde 10^9 eV hasta 10^{21} eV. Este espectro ha sido registrado por diversos experimentos y se ajusta a una distribución de energía que sigue una ley de potencias como: [15]

$$\frac{dN}{dE} \propto E^{-\alpha} \quad (2.1)$$

En la figura 2.2 muestra el espectro de energía de los rayos cósmicos con energía sobre los 10^{11} GeV. Note que el espectro de energía de los rayos cósmicos es afectada por el campo magnético de la heliosfera y el campo geomagnético. El flujo de rayos cósmicos como función de la energía se multiplica por la energía E^2 para enfatizar la forma espectral. [1].

El espectro de RC contienen tres características generales:

La “rodilla ”y el “tobillo ”son términos usados para hacer analogía con el fenómeno que ocurre al haber un cambio drástico o ruptura en la manera de como decae el comportamiento del flujo de partículas en función de la energía asociada en ciertos puntos.

Una “rodilla ”en aproximadamente 10^{15} eV, el “tobillo ”del rayo cósmico a aproximadamente 3×10^{18} eV, y el corte por encima de 3×10^{19} eV [1].

Las posiciones aproximadas de la “rodilla ”y el “tobillo ”están indicados con flecha en la figura 2.2. El espectro de rayos cósmicos debajo de la “rodilla ”es una ley de potencia, con índice espectral $\alpha = 2.8$. Por encima del espectro de la “rodilla ”, El índice espectral

aumenta con $\alpha = 3.0$. Por encima del “tobillo ” el espectro de la ley de potencia se vuelve más plano y similar al de antes de la “tobillo ” [1].

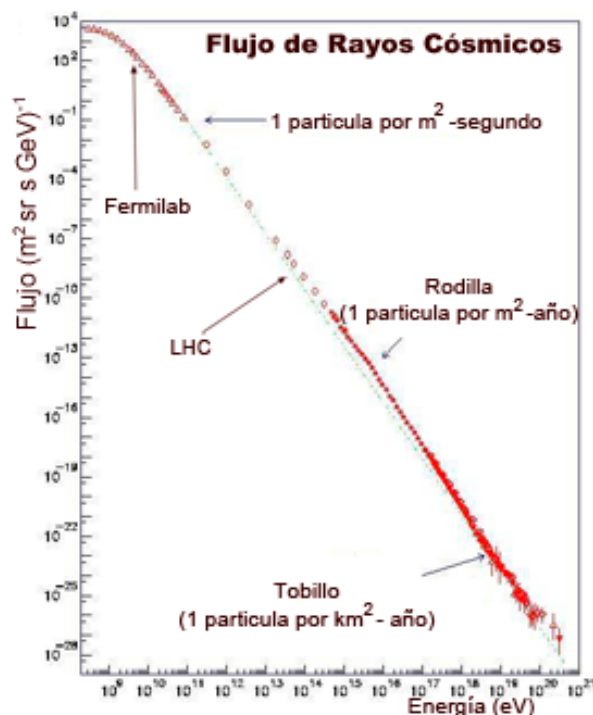


Figura 2.2: espectro de la energía de los rayos cósmicos sobre 10^{11} eV.

Los valores de los índices del espectro muestran que debajo de la “rodilla ” el flujo disminuye por un factor de 50 cuando la energía incrementa por un orden de magnitud. Sobre la “rodilla ” la disminución es por un factor de 100. La energía de los rayos cósmicos sobre 10^{14} eV son difíciles de medir por experimentos directos mediante experimentos directos realizados con globos y satélites [1].

El flujo de **RC** son aproximadamente tres partículas por hora, por estereorradián en un detector de un metro cuadrado. La partículas sobre 10^{15} eV pueden solo ser medidas por conjuntos de cascadas secundarias de partículas de áreas de más de 10^4 m², varias cascadas experimentales tienen diferente energía que conducen a las inconsistencias en la presentación de espectros [1].

El pensamiento estándar en el ámbito de los rayos cósmicos es, que la energía de las partículas debajo y alrededor de la “rodilla ” son aceleradas en objetos astrofísicos galácticos, principalmente en restos de supernova y posiblemente en poderosos sistemas binarios. La “rodilla ” misma es probable un resultado de alcanzar la energía máxima de dichos aceleradores [1].

Se cree que las partículas sobre el “tobillo ” que son de origen extra-galáctico, pueden

acelerarse en los "núcleos galácticos activos" (AGN) "Active Galáctics Nucleus", en las radiogalaxias, en estallidos de rayos gamma, o en otro sistema astrofísico. No es obvio donde las partículas sobre la rodilla y debajo del "tobillo" son aceleradas, posiblemente en algunos aceleradores galácticos especiales y muy eficientes [1].

2.2. Origen de las partículas de altas energías

Además de la forma en que se manifiesta el espectro de energía de las partículas cósmicas de alta energía, en la actualidad siguen siendo dos interrogantes fundamentales: cuál es su naturaleza y cómo adquieren la energía que observamos.

Para estas interrogantes se han planteado dos teorías al respecto: la primera sugiere que los RC de baja energía, alcanzan altas energías de forma progresiva mediante mecanismo de choques de ondas de Fermi o campos magnéticos. La segunda teoría plantea que el origen de los RC ultra energéticos observados, tiene su origen del decaimiento de partículas supermasivas, creadas en procesos que se remontan al Universo primitivo [2].

La distribución de las direcciones desde las cuales llegan las partículas ultra energéticas es crucial para determinar cuál de los dos mecanismos es el responsable. Si las partículas provienen de un acelerador astrofísico cercano, a una distancia menor que el límite GZK, deberían llegar directamente sin desviaciones significativas debido a campos magnéticos.[14]

Por otro lado, si las partículas son el resultado del decaimiento de partículas supermasivas, la distribución de las direcciones de llegada debería ser esencialmente uniforme en todas direcciones, correlacionada únicamente, si se desea, con la distribución de materia en el Universo.

la figura 2.3 muestra como estas mediciones revelan una controversia en la región de ultra alta energía, donde algunos experimentos observan la presencia del corte GZK, mientras que otros no lo detectan. Las amplias barras de error se deben a la escasez de datos estadísticos en esa región, además en estas mediciones, el flujo se ha multiplicado por E^3 para facilitar la identificación de desviaciones del índice espectral $\alpha = 3$.

2.3. Mecanismos de aceleración de los rayos cósmicos.

La aceleración de partículas cargadas se puede lograr mediante las variaciones de los campos magnéticos, que pueden crear campos eléctricos transitorios y acelerar las partículas. Los mecanismos de aceleración deben permitir que las partículas alcancen energías

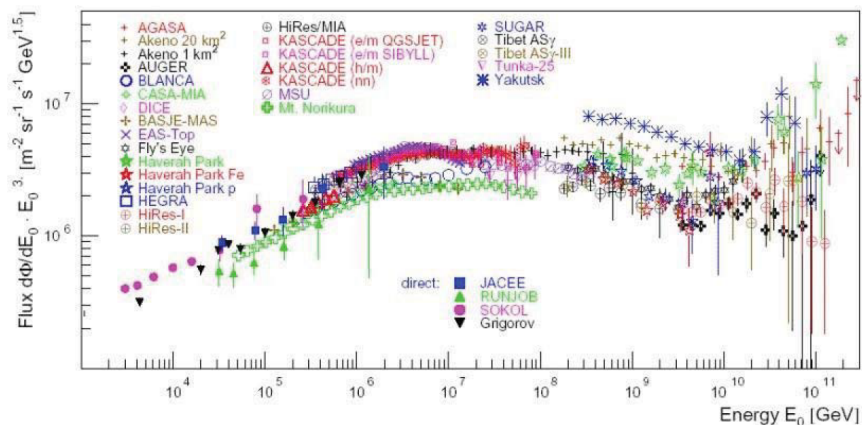


Figura 2.3: El espectro de partículas cósmicas en la región de alta energía ha sido determinado a partir de mediciones realizadas por diversos experimentos.

ultraaltas y tener un espectro de inyección que se ajuste al espectro de RC de ultraaltas energías observado[2].

El mecanismo de aceleración más aceptado hasta la actualidad es el propuesto por Enrique Fermi(1949) [2] conocidos como aceleración de Fermi de primer y segundo orden.

En el mecanismo de primer orden, Fermi consideró encuentros con nubes de plasma en movimiento, como se muestra en la figura (2.4a). Este mecanismo implica la existencia de un frente de onda de choque, donde las partículas pueden quedar atrapadas entre las corrientes a ambos lados del frente, aumentando su energía cada vez que pasan por el frente de onda. Cuando el radio de giro de la partícula excede el tamaño de la región aceleradora, la partícula escapa de esta región. Este mecanismo de aceleración produce típicamente partículas con un espectro de energía que sigue una ley de potencias de la forma E^{-2} [11].

Sin embargo, en el mecanismo de segundo orden, señaló nubes moviéndose en direcciones aleatorias (ver figura 2.4b). [11]. Este mecanismo proporciona una explicación de cómo las partículas pueden ganar energía a través de múltiples interacciones con el campo magnético.

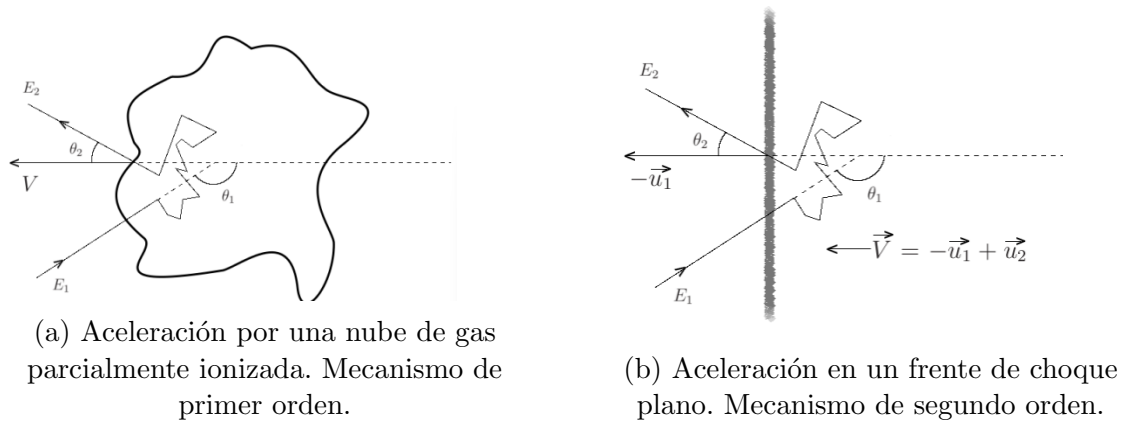


Figura 2.4: Muestra los modelos de aceleración de primer y segundo grado de fermi[2]

2.4. Transporte de rayos cósmicos

La teoría de transporte de rayos cósmicos se enfoca en estudiar la interacción entre las partículas cargadas energéticas y el plasma del medio ambiente, como el viento solar o el medio interestelar. Estas partículas interactúan con un campo magnético suave de fondo y campos eléctricos y magnéticos turbulentos, lo que causa su dispersión paralela y perpendicular al campo magnético.[16]

2.4.1. Interacción con el fondo cósmico de microondas.

La interacción de los **RC** con el “fondo cósmico de microondas” CMB, también conocido como radiación cósmica de fondo o CMB, establece un límite teórico en la energía máxima que pueden tener los RC durante su propagación en el espacio.

Las posibles interacciones entre los RC y los fotones del CMB fueron propuestas de forma independiente en 1966 por Kenneth Greisen [17], Georgi Zatsepin y Vadem Kuz'min [18].

Estas interacciones resultan en una disminución de la energía de los RC que se propagan en el espacio, lo cual se conoce como efecto GZK. El efecto GZK propone dos mecanismos básicos de interacción: la fotoproducción de piones y la producción de pares electron-positron.

Este último mecanismo es conocido como el proceso Bethe-Heitler [19]. A modo de ejemplo, el mecanismo de foto-producción de piones para un protón se describe de la siguiente manera:

$$\begin{aligned}
p^+ + \gamma_{CMB} &\rightarrow P^+ + \phi^0 \\
&\rightarrow \eta^0 + \pi^+ \\
&\rightarrow \Delta_{1232}^+ + \pi^0 && \rightarrow p^+ \pi^0 \pi^0 \\
&\rightarrow p^+ + \rho^0 && \rightarrow p^+ \pi^0 + \pi^+
\end{aligned}$$

La energía umbral de los procesos de interacción entre los **RC** y los fotones del CMB depende de la energía del fotón del CMB involucrado.

www.bdigital.ula.ve

CAPÍTULO III

CASCADAS DE PARTÍCULAS CARGADAS Y DETECTOR DE CHERENKOV

3.1. Fenomenología básica

Después de viajar por el espacio exterior e interactuar con los fotones de fondo, algunas partículas cósmicas pierden energía en su propagación y terminan por dispersar el resto de su energía en la atmósfera terrestre. La interacción de estas partículas primarias con las moléculas de aire presentes en la atmósfera genera otras partículas, que a su vez interactúan con el aire o se desintegran. Esto da lugar a una reacción en cadena que produce una cascada de partículas propagándose por la atmósfera, conocida como lluvia, chubascos o cascada atmosférica de partículas, ver figura 3.1

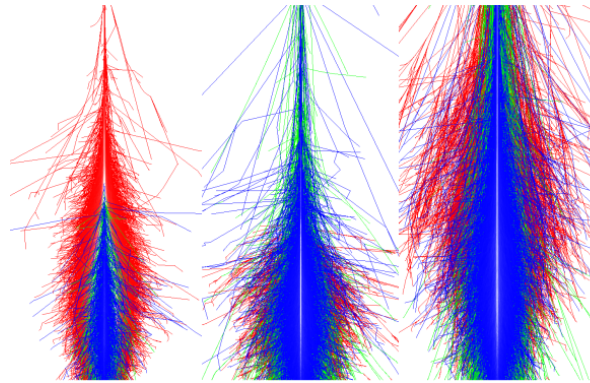


Figura 3.1: Se muestra el desarrollo longitudinal y lateral de tres lluvias atmosféricas extendidas iniciadas por diferentes partículas: un fotón (izquierda), un protón (centro) y un núcleo de hierro (derecha). Todas las partículas tienen una energía inicial de $E_p = 5 \times 10^{14}$ eV.[3]

En la figura 3.1la representación, se utilizan diferentes colores para identificar las tres cascadas principales: electromagnética (rojo), muónica (verde) y hadrónica (azul). Se pueden observar diferencias significativas entre las lluvias iniciadas por distintas partículas:

mientras que la componente electromagnética domina en la lluvia iniciada por un fotón, la componente hadrónica se vuelve más importante al aumentar el número de nucleones en la lluvia iniciada por un protón o un núcleo de hierro

La evolución de una cascada de partículas está determinada por las propiedades de la partícula primaria, como su composición, energía inicial y ángulo de incidencia, además de las condiciones atmosféricas locales. Al inicio, el número de partículas en la cascada aumenta rápidamente hasta alcanzar un máximo y luego disminuye a medida que su energía cae por debajo del umbral necesario para generar nuevas partículas (ver Figura 3.2).

Conforme se desarrolla, las partículas secundarias se dispersan alejándose del eje formado por la dirección de incidencia de la partícula primaria. La distribución espacial de las partículas tiene una forma plana y se desplaza hacia la superficie terrestre a altas velocidades, en la misma dirección que la partícula primaria.

El área cubierta puede variar en tamaño, desde unos pocos kilómetros cuadrados hasta varias decenas de kilómetros cuadrados al llegar al suelo, dependiendo de la energía de la partícula primaria, su ángulo de incidencia y la altura en la que se produce la cascada máxima.

La densidad más alta de partículas se encuentra en la región cercana al eje central y disminuye rápidamente a medida que nos alejamos de este punto. En general, cuanto mayor sea la energía de la partícula primaria, mayor será el tamaño de la cascada y la distancia a la que se pueden detectar las partículas secundarias.

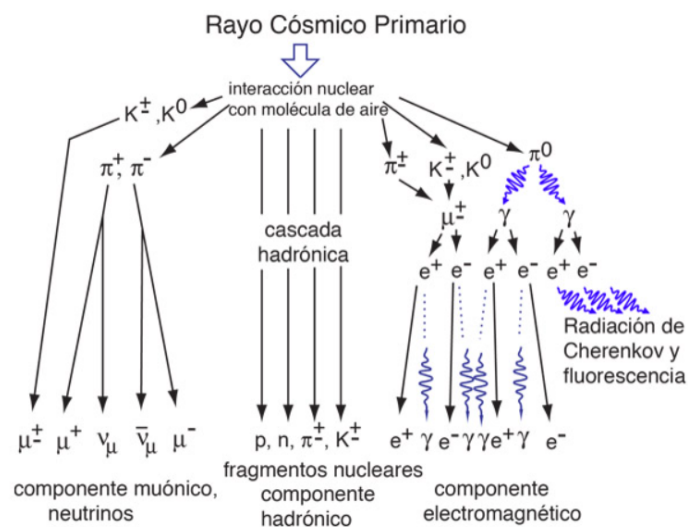
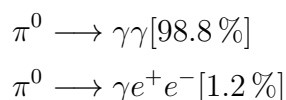


Figura 3.2: Se muestra un esquema que representa una cascada hadrónica de partículas, con sus tres componentes principales.[4]

3.1.1. Cascada Electromagnética

Durante las primeras interacciones hadrónicas, se producen partículas conocidas como piones cargados y neutrones. Los neutrones, a su vez, experimentan un decaimiento en el cual emiten radiación gamma (γ). Este fenómeno se produce a través de los siguientes procesos. [15]



el pion neutro decae en un 98.8% en dos γ y en un 1.2% de $\gamma e^+ e^-$.

La cascada electromagnética se forma como resultado de las primeras interacciones, y es responsable de disipar una gran cantidad de energía. Debido a esto, las características de la cascada electromagnética determinan por completo el comportamiento de las EAS (lluvias atmosféricas extendidas).

Por lo tanto, es válido asumir que una lluvia está compuesta por múltiples sub-lluvias electromagnéticas. Además, si el primario es un fotón de alta energía, el desarrollo de la lluvia será exclusivamente de naturaleza electromagnética.

3.1.2. Cascada Muónica

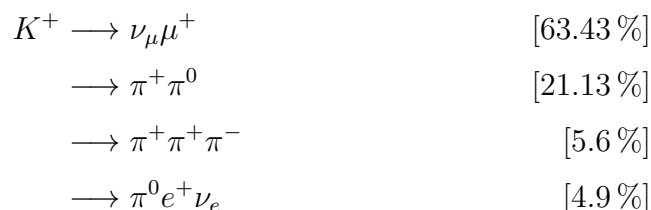
Debido a que la mayor parte de la energía de la partícula primaria se disipa a través del canal electromagnético, existe una relación más directa entre la energía de la partícula primaria (E_0) y la distribución lateral de muones.

Además de los piones cargados, las primeras interacciones hadrónicas también producen piones cargados. Sin embargo, en las capas superiores de la atmósfera, estos piones tienen una mayor probabilidad de decaer en lugar de interactuar con los átomos presentes. El decaimiento de los piones cargados sigue la siguiente reacción.



Los piones cargados decaen un 99.99% en un muón μ^+ y en un neutrino muónico ν_μ

Los mesones extraños, especialmente los kaones, generan muones como resultado de su desintegración mediante un proceso conocido como:



El proceso de decaimiento del K^+ puede expresarse de la siguiente manera: 63.43% decae en un ν_μ y un μ^+ , un 21.13% decae en un π^+ y un π^0 , un 5.6% decae en dos π^+ y un π^- y un 4.9% decae en un π^0 , e^+ y un ν_e .

Las reacciones son aplicables a sus contrapartes de carga, a excepción de la última reacción, que desencadena una lluvia que contribuye a la componente electromagnética. Por último, los mesones encantados se desintegran en kaones antes de interactuar con los elementos de la atmósfera, debido a su corta vida media. Este tipo de desintegración produce muones de alta energía, los cuales constituyen una fracción pequeña pero muy energética de la lluvia [20], [21] y [22].

3.1.3. Rayos cósmicos y la atmosfera terrestre

Las interacciones de las partículas con la materia varían en intensidad, según el medio por el que se propagan. En el caso de la atmósfera terrestre, es importante conocer su densidad y composición química para entender cómo se producen las cascadas de partículas secundarias.

La atmosfera es una capa gaseosa que envuelve la Tierra y se extiende por cientos de kilómetros. El 90% de su masa se encuentra en los primeros 18 kilómetros, mientras que solo el 1% se encuentra a partir de los 32 kilómetros.

Existen diversas variables de estado para describir la atmósfera, siendo la temperatura la más intuitiva. Esta medida refleja la energía cinética de las moléculas y está influenciada por varios factores.

- 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 tipo de superficie de la tierra (nieve, agua, bosque, desierto);
- El transporte horizontal del calor por movimiento de aire;
- La altitud;
- Los vientos;
- La topografía.

Otra variable que define la atmósfera es la presión $p(h)$, que depende de la altura, y representa el peso del aire sobre la superficie debido a la fuerza gravitacional. Si se considera al aire como un gas ideal, la densidad puede expresarse como una función de la presión y la temperatura. las cuales se expresan en la siguiente ecuación (3.5).

$$\rho(h) = \frac{p(h)M_m}{RT(h)} \quad (3.2)$$

Donde R es la constante universal de los gases y su valor es de $8.31451 \text{ (Kmol)}^{-1}$, y M_m es la masa molar del aire en g/mol.

3.1.4. Estructura Vertical

La atmósfera terrestre está estructurada verticalmente en varias regiones según la variación de la temperatura y la composición (figura 3.3). Hasta una altitud de aproximadamente 80 km, la masa molecular permanece casi constante.

Esta región se conoce como la homosfera. Por encima de la homosfera se encuentra la heterosfera, donde los átomos más pesados se ubican en la parte inferior de la capa, mientras que los más livianos flotan en la parte superior.

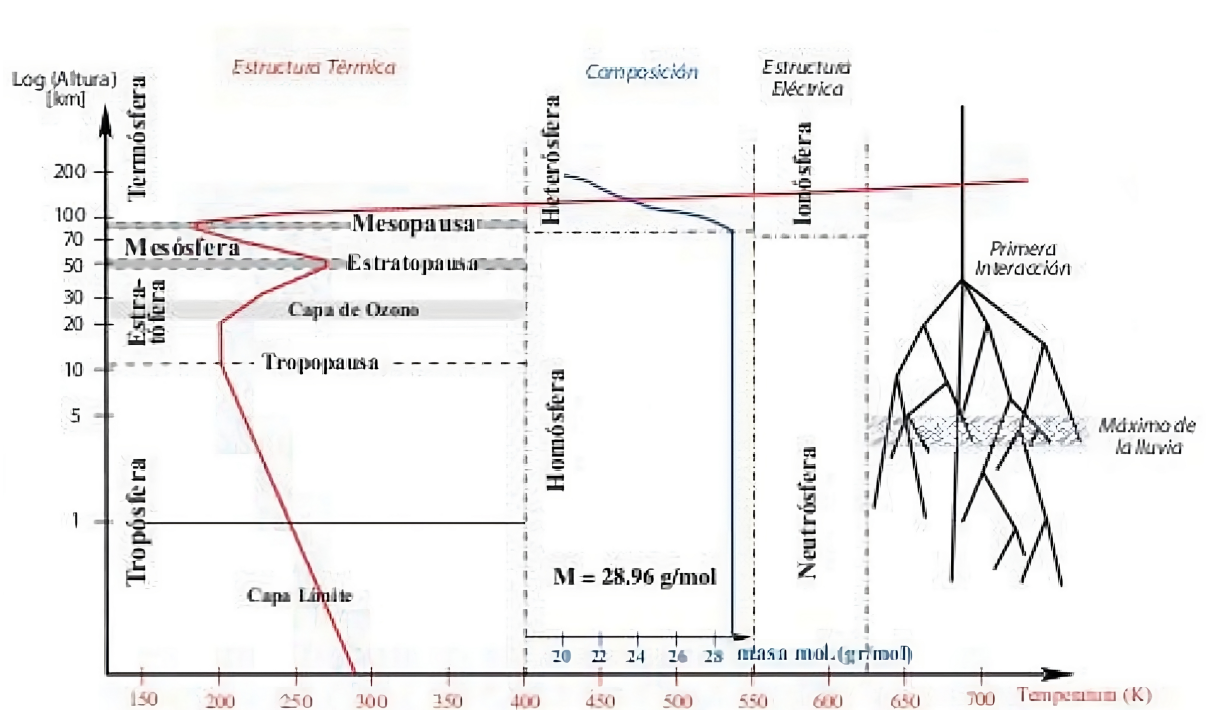


Figura 3.3: a la izquierda, la composición vertical de la atmósfera, a la derecha, está el esquema del desarrollo de una cascada secundaria de partículas

www.bdigital.ula.ve

En la homósfera, la clasificación según la temperatura se presenta de la siguiente manera:

1. Tropósfera: En esta región, la temperatura disminuye de manera lineal con la altura, a un ritmo de 6.5°C por cada 1000 metros, alcanzando aproximadamente los -75°C . La transición entre la troposfera y la estratosfera se produce en la tropopausa, donde la temperatura se mantiene relativamente constante, aunque su valor varía según la latitud.
2. Estratósfera: Comienza a unos 50 kilómetros de altitud y contiene varias capas con temperaturas distintas. Una de estas capas es rica en ozono y se extiende hasta la estratopausa, donde la presión es del orden de 1 hPa.
3. Mesósfera: En esta capa, la temperatura disminuye de manera similar a la troposfera. Es la capa más fría de la atmósfera, alcanzando temperaturas del orden de -100°C .
4. En la heterosfera se encuentra la termosfera, donde la radiación ultravioleta del sol es absorbida por el oxígeno molecular y atómico. Esto provoca un aumento de la tempe-

ratura que puede variar desde aproximadamente 300°C hasta 1700°C, dependiendo de la actividad solar.

Es crucial observar que las cascadas de partículas experimentan cambios significativos dentro de los primeros 50 kilómetros de altitud, es decir, a partir de la estratopausa. El punto máximo de la lluvia de partículas se sitúa en los primeros 5 kilómetros de altitud para primarios de ultra alta energía.

3.1.5. Profundidad atmosférica

La relación entre la altitud y la profundidad es mostrada en la figura 3.4. La presión atmosférica en una profundidad vertical X_ν (como se logra apreciar en la figura 3.4) en la atmósfera es $\rho = X_\nu$ y la densidad es $\rho = \frac{dX_\nu}{dh}$, integrando obtenemos:

$$X_\nu = X_0 \cdot e^{-\frac{h}{h_0}} \quad (3.3)$$

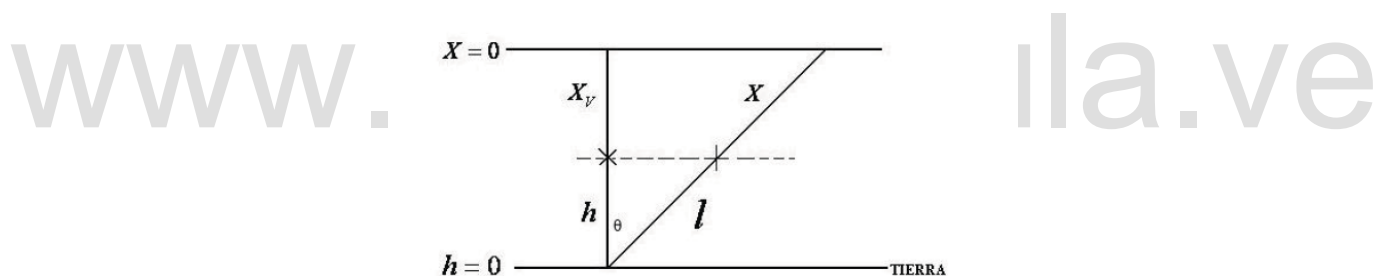


Figura 3.4: Descripción de los factores que determinan las condiciones atmosféricas para determinar la profundidad atmosférica

Donde se define h_0 como $\frac{RT}{M_m}$, este término es conocido como la “escala de altura”, que para la atmósfera terrestre tiene un valor de $h_0 = 8.2$ Km. Por lo general, la correlación entre la altitud vertical (h_ν) y la longitud del camino (l) se da como $\frac{1}{R_\oplus}$.

$$h(\nu) \cong l \cos(\theta) + \frac{l^2 \cdot \sin(\theta)}{2R_\oplus} \quad (3.4)$$

Por lo general, el segundo término es una corrección menor, excepto para lluvias muy inclinadas, donde h es casi igual a la altura vertical desde la superficie. Para un ángulo del cenit θ y R_\oplus siendo el radio de la Tierra, la profundidad correspondiente es:

$$X = \int_l^\infty \rho h_\nu dh_\nu = \frac{1}{\cos \theta} + \frac{l^2 \sin(\theta)^2}{2R_\oplus} \quad (3.5)$$

Es evidente que la profundidad atmosférica variara dependiendo del modelo o parametrización de la densidad atmosférica en función de la altura que se aplique.

3.1.6. Observables

La cantidad de partículas producidas depende de cuanta atmósfera es atravesada por la partícula primaria, la cantidad de atmósfera atravesada se puede representar por la ecuación 3.5. La distribución del número de partículas producidas por unidad de profundidad atmosférica se conoce como perfil longitudinal de una lluvia

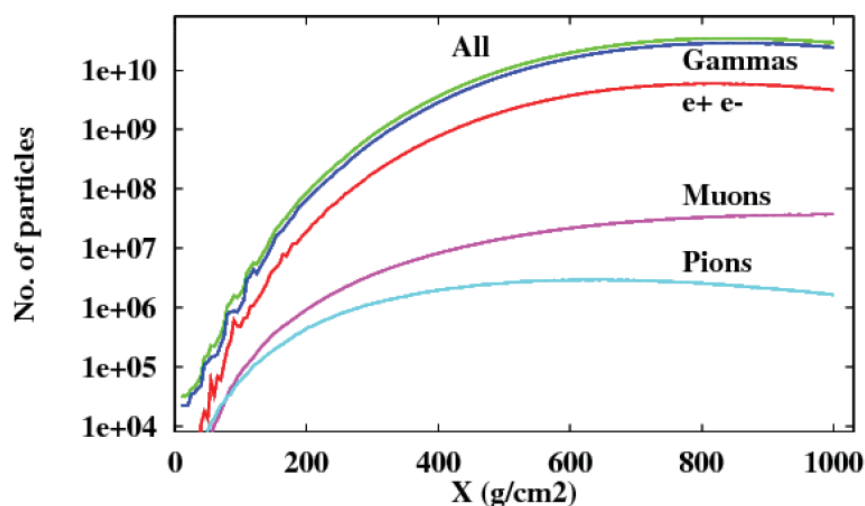


Figura 3.5: La evolución longitudinal de una cascada provocada por un protón con una energía de 10^{19} eV.

La figura 3.5 muestra cómo la partícula primaria se introduce en la cúspide de la atmósfera (100 km s.n.m), y el suelo se encuentra aproximadamente a 1000 g/cm². El conteo de gammas, electrones, positrones y todas las partículas cargadas atraviesan varios niveles, como se ilustra en esta figura.

Un indicador comúnmente utilizado para describir las cascadas secundarias de partículas es la distribución lateral de las partículas, es decir, la cantidad de partículas en función de su alejamiento del eje de la cascada.

La figura 3.6 representa la distribución lateral de diferentes tipos de partículas, teniendo en cuenta la distancia al núcleo en un rango de 50 a 2000 m. Este resultado se refiere a una

única cascada simulada con una reducción relativa de 10^{-8} . Este nivel de adelgazamiento tan bajo es lo que permite la notable uniformidad de la distribución, incluso a grandes distancias del núcleo [23].

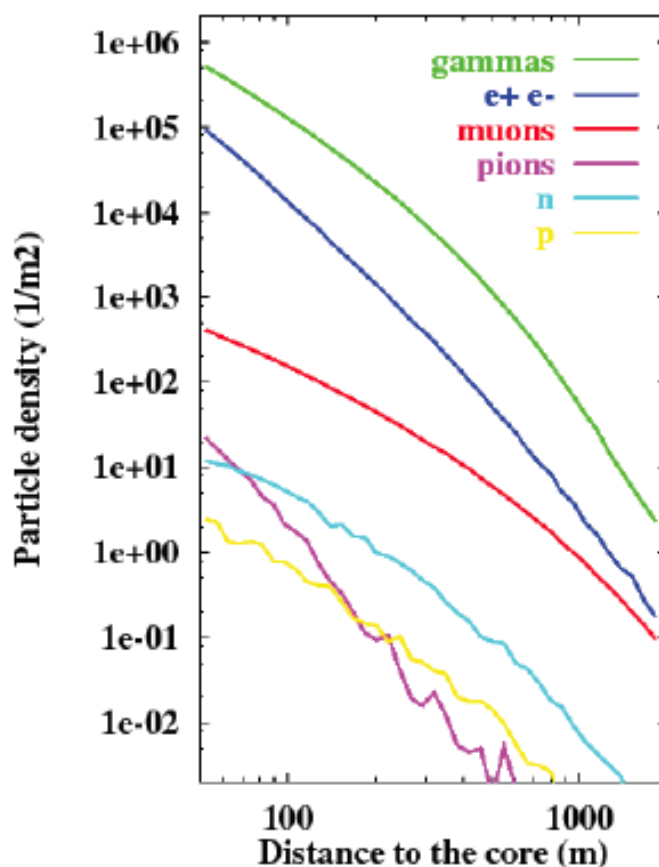


Figura 3.6: La distribución lateral de varias partículas que alcanzan la superficie terrestre se presenta. Los datos se refieren a un chubasco generado por un protón vertical con una energía de 10^{19} eV, simulado con una reducción relativa de 10^{-8} .

3.1.7. Comparación del tamaño de las cascadas de partículas secundarias

A partir de simulaciones podemos comparar el tamaño de las cascadas de partículas secundarias producidas por un fotón (de energías 100GeV, 1TeV y 1000 TeV) y un protón (de energías 100GeV, 1TeV y 1000 TeV)

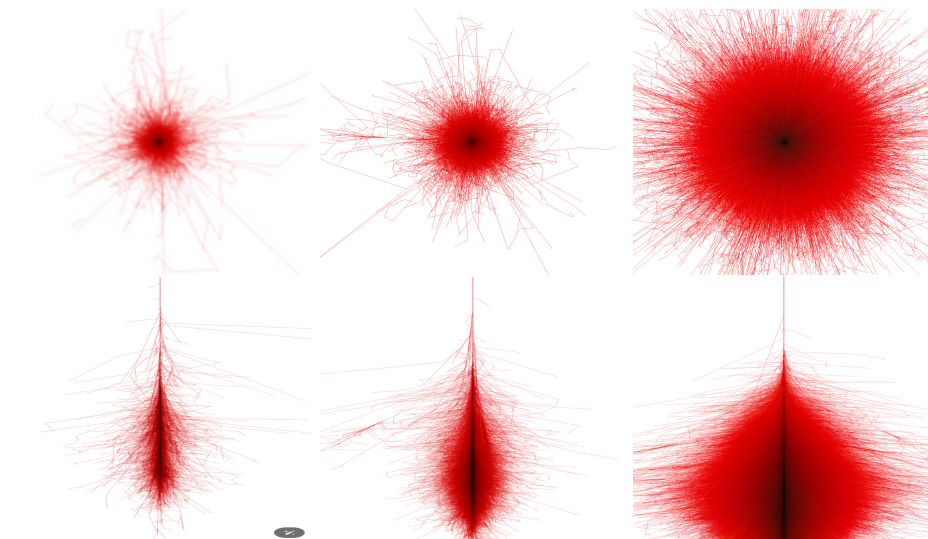


Figura 3.7: Muestra el radio y tamaño para fotones (100GeV, 1TeV y 1000 TeV) a 0 grados

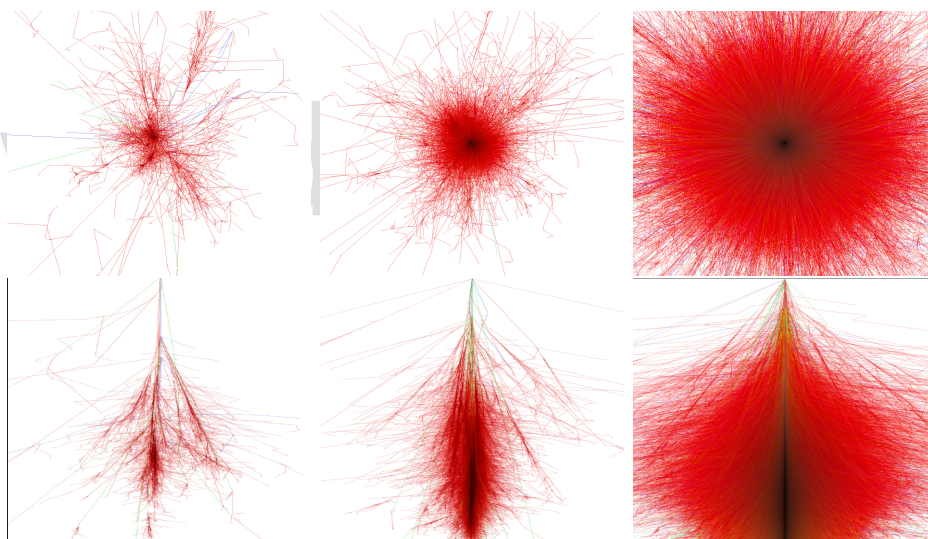


Figura 3.8: Muestra el radio y tamaño para protones (100GeV, 1TeV y 1000TeV) a 0 grados

En las 3.8 y 3.7 se observa que a medida que aumenta la energía de las partículas primarias, sea fotones o protones, el tamaño de la cascada de partículas aumenta. También se puede apreciar que la cascada generada por un protón tiende a ser más dispersa que las cascadas generadas por un fotón. Esta dispersión es más grande las cascadas generadas por un protón debido al gran número de muones que contiene la cascada.

3.1.8. Flujo de partículas secundarias a nivel del suelo

El flujo primario de Rayos C3smicos Gal3cticos (Φ) se representa como un flujo que se distribuye de manera uniforme. Este flujo interactúa con la atm3sfera terrestre a una elevaci3n de 112 km sobre el nivel del mar [24]. En este contexto, definimos Φ , [6] mediante la siguiente ecuaci3n 3.6

$$\Phi(E_p, Z, A, \Omega) \simeq j_0(Z, A) \frac{E_p^{\alpha(E_p, Z, A)}}{E_0} \quad (3.6)$$

Donde E_p representa la energ3a de la part3cula primaria, α el 3ndice espectral correspondiente a cada tipo de part3cula.

Este 3ndice espectral puede considerarse constante, es decir, $\alpha = \alpha(Z, A)$, en el rango de energ3a que es relevante para este estudio, que va desde unos pocos GeV hasta 1 PeV. Los Rayos C3smicos Gal3cticos se distinguen por su n3mero m3sico (A) y n3mero at3mico (Z) y $j_0(Z, A)$ es el par3metro de normalizaci3n del flujo que se mide en la parte superior de la atm3sfera en la energ3a de referencia $E_0 = 10^3$ GeV.

El n3mero de part3culas primarias se estima, realizando una integraci3n en Φ para cada part3cula primaria, desde el prot3n hasta el hierro (es decir, $(1 \leq Z \leq 26)$). Es esencial destacar que se suma el flujo integrado para determinar cu3ntas part3culas primarias se esperan para cada n3cleo (Z, A) [25].

La integraci3n del flujo se realiza desde horas a d3as, este flujo incide sobre un 3rea de 1 m^2 y se distribuye de manera isotr3pica en $0 \leq \theta \leq \pi/2$ y $-\pi \leq \phi \leq \pi$, donde θ y ϕ representan los 3ngulos cenital y acimutal respectivamente, medidos en el detector, que tambi3n se conoce como el campo de visi3n del detector.

El flujo primario sigue una distribuci3n de Poisson, lo que permite, que todos los c3lculos pueden efectuarse en paralelo, dado que las cascadas de part3culas secundarias no tienen interacciones entre s3.

En relaci3n a las part3culas con energ3as inferiores a la rodilla, los protones y luego el helio son los que predominan en el flujo de rayos c3smicos gal3cticos. Los dem3s n3cleos constituyen una fracci3n pequea del flujo total. Al obtener el n3mero total de part3culas a inyectar para cada primario (A, Z), se agrupan buscando uniformar todos los aspectos inform3ticos.

Los aspectos f3sicos, el tiempo de c3lculo depende no solo del n3mero total de part3culas primarias, sino tambi3n de los rangos de energ3a y del 3ndice espectral $\alpha(A, Z)$.

El impacto de la altitud del lugar no es insignificante: en lugares de gran altitud, las cascadas alcanzan el suelo durante las primeras fases de su evoluci3n, pero al mismo

tiempo, la cantidad total de partículas secundarias que necesitan ser rastreadas es mucho mayor que en las fases posteriores del desarrollo de la cascada. Cuando la altitud del lugar se encuentra cerca del X_{\max} de la cascada secundaria de partículas (la profundidad atmosférica donde se logra su desarrollo máximo), la cantidad total de aire y la cascada de partículas incrementan.

El perfil atmosférico juega un papel crucial en la generación de partículas secundarias a nivel del suelo. Por lo tanto, es necesario ajustar el modelo según la ubicación geográfica de cada sitio, utilizando al menos los perfiles estacionales de MODTRAN [26], o el perfil atmosférico exacto en tiempo real extraído de GDAS(Global Data Assimilation System) [27].

www.bdigital.ula.ve

DETECTOR CHERENKOV EN AGUA PARA EL PROYECTO: Observatorio Gigante de América Latina *Latin American Giant Observatory*

Proyecto LAGO

El Proyecto LAGO, que significa Observatorio Gigante Latinoamericano, es un observatorio de astropartículas de alcance global. Se centra en la investigación básica de tres áreas de la física de astropartículas: el Universo Extremo, los fenómenos de Clima Espacial y la Radiación Atmosférica a nivel del suelo [28].

La red de detección de LAGO consiste en conjuntos de detectores de partículas distribuidos en diferentes sitios con variadas altitudes y latitudes, abarcando una amplia gama de condiciones atmosféricas. La colaboración LAGO, que dirige el proyecto, está compuesta por más de 90 científicos de más de 25 instituciones en 9 países de América Latina (actualmente Argentina, Bolivia, Brasil, Colombia, Ecuador, México, Perú y Venezuela) y España [28].

Estudio de clima espacial en LAGO

Estudios previos han avalado la utilidad del detector cherenkov en agua (por sus siglas en inglés WCD) para el análisis de fenómenos heliosféricos, como los eventos solares que impactan el flujo de partículas en la superficie terrestre [25].

Mediante el uso de histogramas de carga del WCD, utilizado para calibrar el detector 3.15, que se obtiene integrando temporalmente los pulsos individuales medidos.

Se obtiene el flujo de partículas secundarias en diferentes bandas de energía depositada en el detector mediante el uso de técnicas de discriminación de forma de pulso. Estas bandas están dominadas por diferentes componentes de la radiación primaria. Es lo que se conoce como la técnica de análisis multiespectral (MSAT).

MSAT determina el flujo en tres bandas: E_M (componente electromagnética), μ (componente muónica) y MS (múltiples partículas) de forma automatizada buscando los puntos de transición entre estas bandas (cambios en las pendientes del histograma) en histogramas de calibración de 1 hora [29].

El objetivo de este estudio fue: analizar el evento Forbush del 8 de marzo de 2012 con el método MSAT, usando un WCD de 1.8 m^2 (con 2.5 m^3 de agua pura y un PMT Hamamatsu R5912 de $8''$) ubicado en el sitio LAGO de Bariloche, Argentina. y los datos fueron Recopilados durante el paso de una ICME detectada por diversos instrumentos.

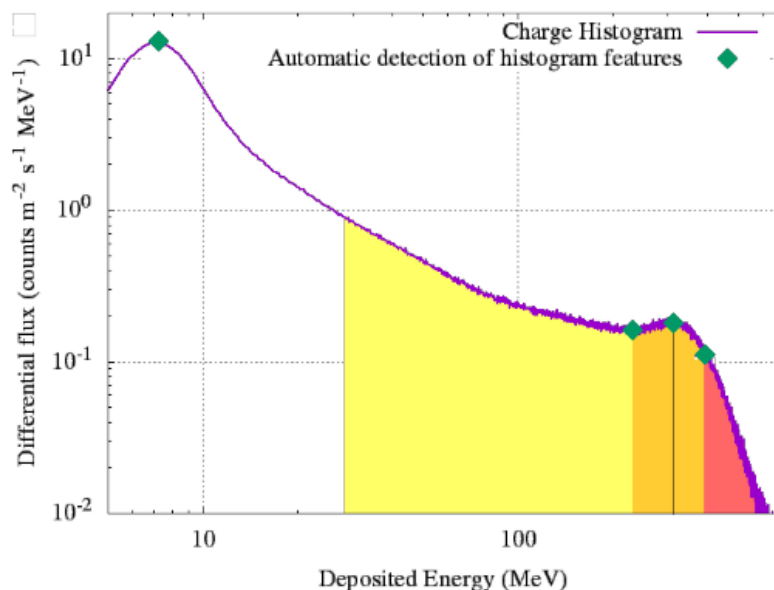


Figura 3.9: histograma de carga de un detector de partículas WCD LAGO ubicado en Bariloche, Argentina. Se utiliza un algoritmo automatizado para identificar las características del histograma (representadas por diamantes verdes) y definir bandas de integración (regiones sombreadas). Cada banda de integración está dominada por un tipo de partícula diferente: partículas electromagnéticas (amarillas), muones (naranja) y partículas múltiples (rosa).

[30]

Como resultado se observó una disminución máxima de pico a pico, 5% la banda electromagnética, 6% la banda muónica y un 4% la banda MS 3.10. Evolución temporal de las bandas ME y μ en el evento Forbush del 8 de marzo de 2012 .

En La figura 3.10 se muestra la descripción de la evolución temporal de las bandas de energía electromagnética (ME) y muones (μ) durante el evento Forbush del 8 de marzo de 2012. Los datos del WCD LAGO en Bariloche, Argentina, se comparan con los datos del monitor de neutrones Roma4.

Un evento forbush o llamarada solar, es una explosión violenta que ocurre en la superficie del Sol. Estas explosiones liberan una enorme cantidad de energía en forma de radiación electromagnética y partículas cargadas. Estas llamaradas se producen por la reconfiguración repentina del campo magnético del Sol.

Las llamaradas solares se pueden observar como áreas brillantes en la superficie del Sol y pueden durar desde minutos hasta horas. Son las explosiones más grandes que se pueden observar en nuestro sistema solar, con una energía equivalente a millones de bombas atómicas.

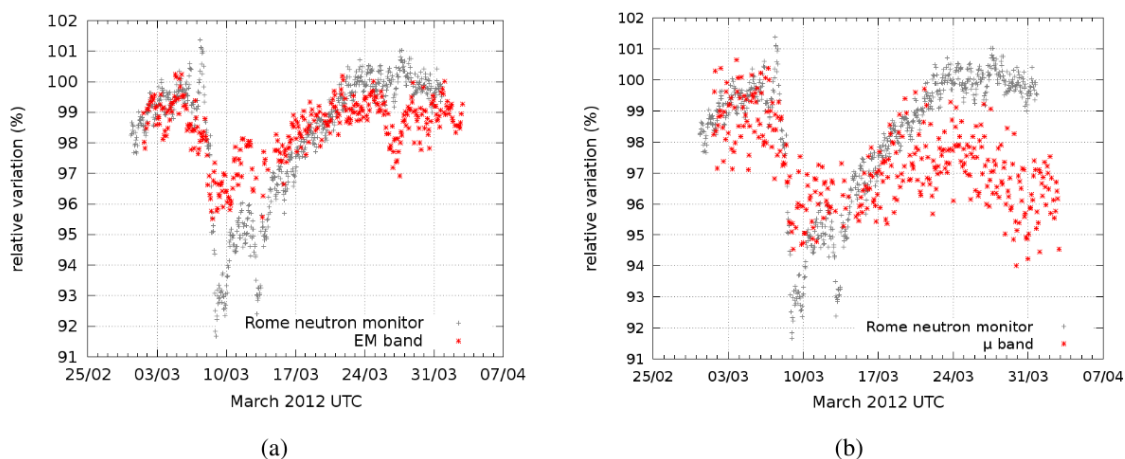


Figura 3.10: Muestra los resultados del análisis multispectral de la Disminución de Forbush del 8 de marzo de 2012.

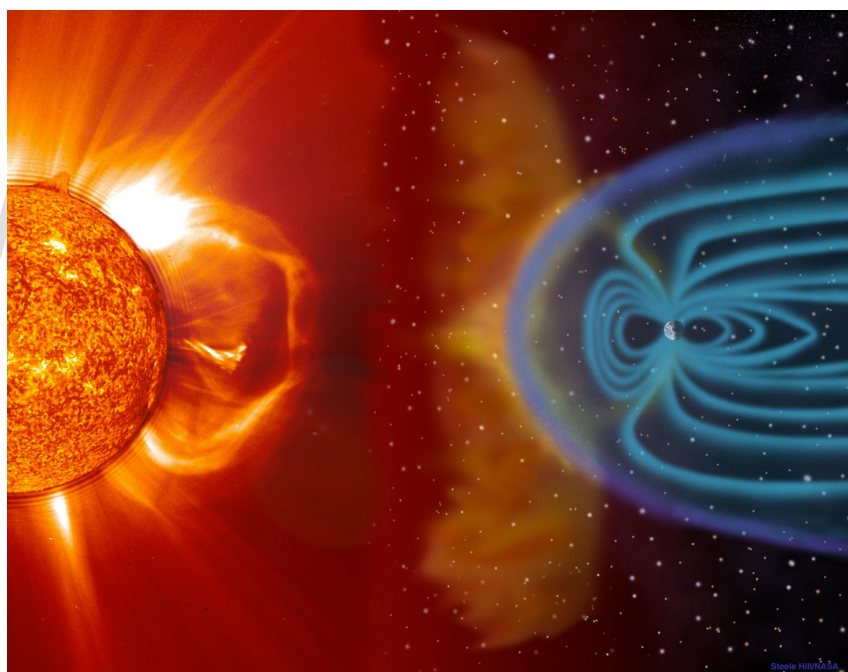


Figura 3.11: Muestra una llamarada solar

La radiación y las partículas cargadas de las llamaradas solares pueden interactuar con el campo magnético de la Tierra y la atmósfera superior. Esto puede causar una serie de efectos, incluyendo: apagones, comunicación, etc.

En mayo 2024 ocurrieron varias llamaradas solares debidas a brotes solares de alta intensidad y extensas, ya que el sol se acerca a su punto máximo de ciclo solar. El ciclo

está relacionada con la aparición de las manchas solares.

A continuación describiremos el detector cherenkov en agua de LAGO.

3.1.9. Efecto Cherenkov

Cuando una partícula cargada atraviesa un medio dieléctrico, pierde energía debido a colisiones e interacciones coulombianas (ver figura 3.12a), a menos que sea mucho más masiva que el electrón. En este caso, la energía se transmite por interacción coulombiana con el medio y se absorbe por completo, a menos que se cumplan las condiciones para la radiación Cherenkov. [5]

Si la partícula viaja más rápido que la velocidad de la luz en ese medio, se produce el efecto Cherenkov (ver figura 3.12b). La partícula se mueve más rápido que su propio campo eléctrico, lo que impide que las moléculas del dieléctrico la apantallen de manera uniforme. Como resultado, las pérdidas de energía no son completamente absorbidas por el medio y el excedente se emite en forma de radiación. [5]

El espectro de esta radiación está determinado por la permitividad eléctrica y la velocidad de la partícula, y las frecuencias emitidas se encuentran ligeramente por debajo de la frecuencia de dispersión anómala del material dieléctrico. En el caso del agua con frecuencias entre 180 a 700 nanómetros, este rango de frecuencias se sitúa en el rango ultravioleta (es decir, 10 a 400 nanómetros).

- Detectores Cherenkov en Agua.

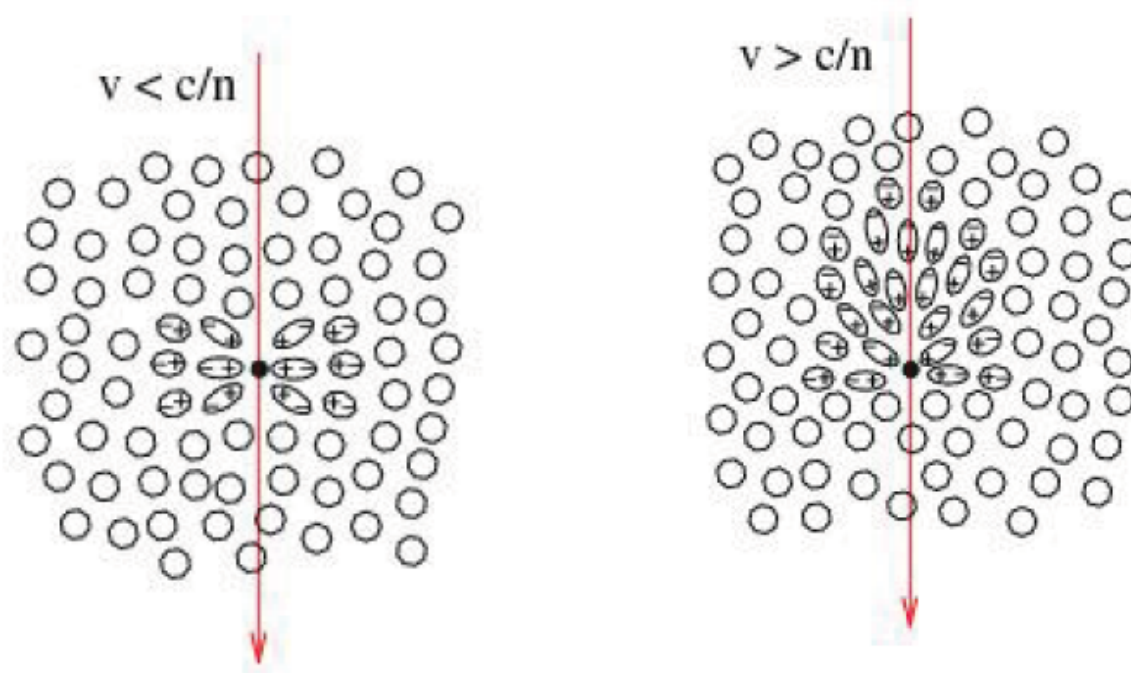
Como se puede observar en la figura 3.13 este fenómeno puede ser visualizado como una onda de choque de sonido. Si el campo eléctrico de la partícula se propaga en ondas esféricas, y la partícula se mueve más rápido que la propagación, entonces existe un frente de choque cónico donde coinciden todos los frentes esféricos individuales generados durante la trayectoria. Este cono es la radiación Cherenkov y es similar a un destello, ya que sólo puede ser observado cuando el frente de onda atraviesa al observador.

La ecuación que gobierna la energía disipada por la partícula que emite radiación Cherenkov se conoce como a fórmula de Frank-Tamm, mostrada a continuación:

$$\frac{dE}{dx d\omega} = \frac{q^2}{4\pi} \omega \mu(\omega) \frac{1 - c^2}{v_p^2(\omega)^2}$$

donde q es la carga, $\mu(\omega)$ la permeabilidad, (ω) el índice de refracción, y x es la coordenada a lo largo del camino de la partícula.

En este escenario, el campo de polarización no mantiene una simetría completa a lo largo del eje. Aunque la simetría se mantiene en el plano azimutal, existe una resultante



(a) Partícula moviéndose a través de un medio transparente y denso sin causar una perturbación significativa en los átomos del medio

(b) Partícula moviéndose a través de un medio transparente y denso sin causar una perturbación drástica de los átomos del medio

Figura 3.12: Descripción general de las partículas en movimiento

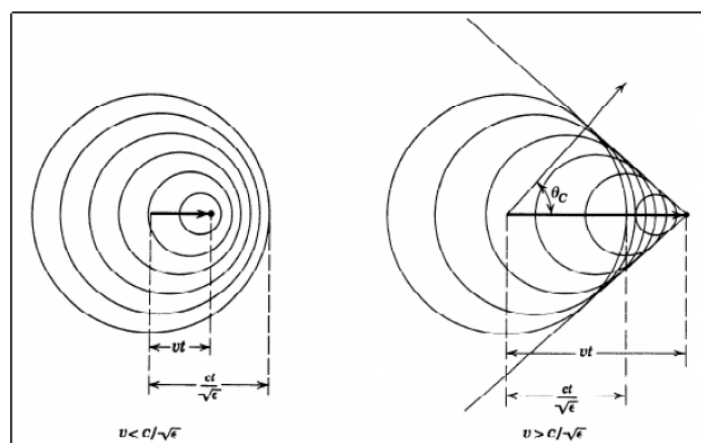


Figura 3.13: Muestra los Frentes de onda esféricos de una partícula viajando a menor y mayor velocidad que la velocidad de la luz en el medio. Para $v_p = c/n$, aparece un frente de onda cónico electromagnético; la cual es la radiación Cherenkov [5]

del campo dipolar a lo largo del eje, incluso a distancias significativas de la trayectoria de la partícula. Este campo es generado temporalmente por la partícula en cada punto a lo largo de su trayectoria, y cada punto irradia un pulso electromagnético efímero.

Generalmente, las ondas emitidas desde todos los puntos de la trayectoria interfieren de manera destructiva, por lo que, a cierta distancia del punto de radiación, la intensidad del campo resultante es prácticamente nula.

No obstante, si la velocidad de la partícula supera la velocidad de la luz en el medio, es factible que todas las ondas a lo largo de la trayectoria estén en fase, resultando en un campo resultante a cierta distancia del punto de observación.

Este fenómeno se explica mediante la construcción de Huygens, tal como se ilustra en la figura 3.3. Esta radiación solo se observa en un ángulo específico θ con respecto a la trayectoria de la partícula [31].

Las ondas generadas en puntos arbitrarios como P_1 , P_2 , P_3 en la trayectoria, se combinan de manera coherente y forman una onda plana en un ángulo específico. Esta coherencia ocurre cuando la partícula recorre la distancia AB en el mismo tiempo que la luz recorre la distancia AC.

Si la velocidad de la partícula es βc , donde c es la velocidad de la luz en el vacío y ν es el índice de refracción del medio, en un intervalo de tiempo $\delta\tau$, la partícula recorre una distancia $AB = c \cdot \beta\delta\tau$, y la luz recorre una distancia $AC = \delta\tau(c\nu)$.

Por lo tanto, se deduce que: $\cos\theta = \frac{\eta}{\beta_1}$, lo que se conoce como “Radiación Cherenkov”.

Como se puede observar, el ángulo de emisión es determinado exclusivamente por el medio y la velocidad de la partícula. En el caso de una partícula ultrarelativista con $E = 1$ Tev y $\beta \sim 14$, que se mueve en agua, el ángulo θ es de 41 grados.

Además, utilizando la ecuación anterior, podemos calcular la energía mínima requerida para que una partícula emita radiación de Cherenkov.

Si consideramos el límite cuando $\cos\theta = 1$ y usamos la relación $E = \gamma m_0$, encontramos que la energía mínima E_c para la emisión de radiación Cherenkov en agua está dada por $E_c = \frac{1}{\sqrt{1-\eta^{-2}}}$, que es aproximadamente $1.517 m_0$.

3.1.10. Descripción Detector Cherenkov

Se trata de un depósito, que podría ser de resina de polietileno, con forma cilíndrica y revestido con una capa de asfalto. Esta capa actúa como un escudo, bloqueando la entrada de luz externa. El tamaño del tanque determina la superficie libre, y contiene un volumen de agua de al menos 1 metro de profundidad.[32]

El agua está contenida en una bolsa hecha de tyvek¹[33] (como se muestra en la figura 3.14), con el objetivo de mejorar la reflectividad de la luz Cherenkov dentro del tanque.

La luz Cherenkov, generada por el tránsito de partículas relativistas a través del tanque, es reflejada por el tyvek y recogida desde la parte inferior por un fotomultiplicador (PMT)[34] de 9 pulgadas.

Este PMT está situado en el centro del tanque, en la parte superior, y se acopla lo más estrechamente posible al tyvek[33] para reducir al mínimo la pérdida de luz Cherenkov. La señal resultante es digitalizada por un sistema electrónico local y los datos son transmitidos a un ordenador.[34]

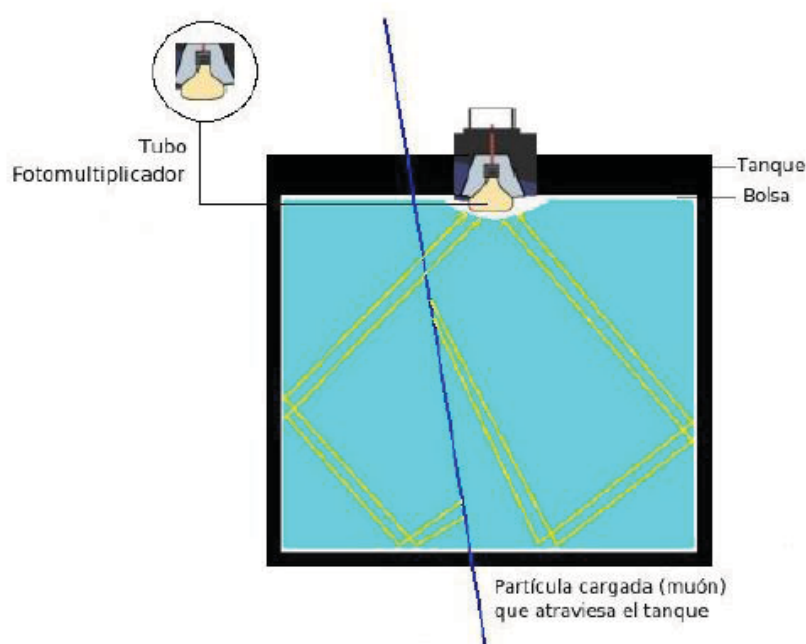


Figura 3.14: Detector con fotomultiplicador

3.1.11. Ventajas de usar detectores Cherenkov de agua

La insensibilidad a los fotones es la principal restricción de los detectores de destellos gamma. Cuando una cascada es generada por un fotón, aproximadamente el 90% de las partículas que llegan al suelo son fotones. Estos fotones tienen una interacción muy limitada en los centelladores plásticos debido a que son muy delgados. Los centelladores

¹tyvek: es una marca de material altamente duradera y versátil fabricada por DuPont™. Es un material sintético hilado, no tejido que se compone principalmente de fibras de polietileno de alta densidad

plásticos se utilizan como contadores de muones, ya que pueden ser protegidos para eliminar la parte de la cascada que está relacionada con la electricidad y así obtener solamente la señal de los muones.

La principal limitación de los detectores de destellos gamma radica en su insensibilidad a los fotones. Cuando se produce una cascada generada por un fotón, aproximadamente el 90 % de las partículas resultantes en el suelo son fotones, los cuales tienen una interacción muy limitada con los centelladores plásticos debido a su escaso grosor. Por otro lado, los centelladores plásticos se utilizan como contadores de muones, ya que pueden ser blindados para eliminar la componente electromagnética de una cascada, lo que permite obtener únicamente la señal de los muones.

Por otro lado, los detectores Cherenkov de agua detectan el paso de una partícula por la luz Cherenkov que producen al atravesar el agua. Esto garantiza la conversión de un fotón en un par e^+e^- , lo que los hace sensibles a los fotones. Con igual superficie, un tanque Cherenkov detectará diez veces más partículas que un centellador plástico. Además, son relativamente económicos y fáciles de calibrar.

3.1.12. Calibración con muones de fondo

Para utilizar los datos obtenidos de un detector de superficie, es crucial poder cuantificar la señal generada en el mismo por el paso de partículas utilizando una unidad específica. Estas señales dependen de varios parámetros relacionados tanto con la generación de la luz Cherenkov dentro del agua como con la adquisición específica.

Algunos de estos parámetros incluyen la dimensión del detector, la calidad del agua, la reflectividad del Tyvek, la ganancia del PMT[34], el acople óptico entre ellos y la ventana a través de la cual reciben la luz producida en el agua, así como el procesamiento de las señales por la electrónica del detector. Para calibrar el detector, se utiliza el flujo atmosférico natural de muones en la superficie terrestre. Estos muones suelen ser relativistas, atraviesan completamente el detector y tienen una distribución en ángulo cenital θ que varía como $\cos^2(\theta)\sin(\theta)$.

La unidad de calibración adoptada es el VEM ("Muon Equivalente Vertical"), definida como la carga promedio en un tanque cuando es atravesado por un solo muon incidente de forma vertical sobre el centro de su tapa superior. Estos muones podrían en principio ser identificados con dos centelladores plásticos instalados por encima y por debajo del detector, cerca de su centro.

Sin embargo, este método resulta poco práctico, ya que requeriría instalar un par de placas en cada detector deseado. Por lo tanto, la calibración se realiza de forma automática

en el detector, recopilando un espectro de muones de fondo en cada uno.

En principio, en los detectores de superficie no es posible identificar la dirección de llegada de los muones que atraviesan completamente el detector, lo que dificultaría la diferenciación entre los muones verticales y centrales, por lo tanto, el VEM. No obstante, estos muones producen en la distribución total de carga depositada por los muones atmosféricos un pico o montículo llamado Q_{VEM}^{peak} (ver figura 3.15).

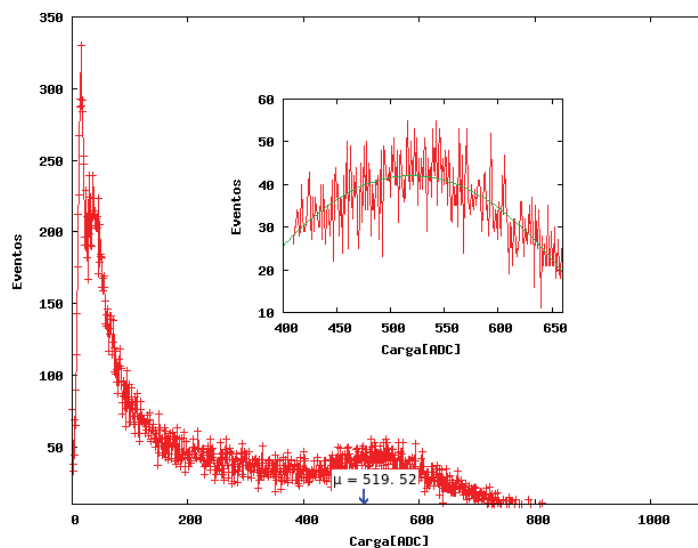


Figura 3.15: Para calibrar la señal, con el fin de convertir las señales registradas por la estación en cuentas del convertor Analógico-Digital FLASHDC "Flash Analog-to-Digital Converter" a VEMs "Equivalent Sampling Value" (unidades de señal utilizadas en el experimento), se registra un histograma de la carga depositada en el fotomultiplicador (PMT) "Photomultiplier Tube". El primer pico del histograma se debe a la contribución electromagnética de baja energía, mientras que el segundo pico es originado por el paso de muones verticales a través del detector.

Con el objetivo de determinar el punto de calibración, es necesario identificar el pico de muones omnidireccionales para el detector utilizando la electrónica prototipo de Auger. Se inicia aplicando un voltaje moderado al fotomultiplicador (PMT).

Luego, se programa el dispositivo lógico programable (PLD) "Programmable Logic Device" y se toman datos durante unos pocos segundos para registrar toda la carga en un Convertidor Analógico-Digital (ADC) "Analog-to-Digital Converter" de los fotones que llegan al PMT[34].

A partir del histograma de carga, se identifica el pico de todos los muones al determinar el punto máximo del montículo de muones en el histograma de carga. Este punto se utiliza como referencia para una calibración más precisa[35].

CAPÍTULO IV

SOFTWARE ARTI

información sobre el transporte de radiación atmosférica (por su siglas en inglés, ARTI *Atmosferical Radiation Transport Information*) es un software diseñado para simular las señales producidas por las partículas secundarias resultantes de la interacción de rayos cósmicos primarios individuales, múltiples e incluso del flujo completo de rayos cósmicos primarios con la atmósfera. Estas señales se simulan para cualquier detector de partículas ubicado en cualquier lugar (latitud, longitud y altitud), incluyendo las condiciones atmosféricas, geomagnéticas y del detector en tiempo real. [6]

ARTI es un conjunto de códigos en C++ y Fortran, así como scripts en Bash, Perl y Python, es el resultado de los esfuerzos del Observatorio Gigante Latinoamericano (LAGO) "Latin American Giant Observatory" para obtener el efecto del flujo integrado de rayos cósmicos galácticos (GCR) Rayos Cósmicos Galácticos muchos eventos astrofísicos transitorios a nivel del suelo [[36],[25]]. Estas herramientas está públicamente disponibles en el repositorio de GitHub de LAGO [6].

Con ARTI, es posible calcular el flujo de señal esperado en cualquier Detector Cherenkov de Agua, y según la configuración inicial del usuario. ARTI llama a los módulos correspondientes para interactuar con CORSIKA.

El enfoque de ARTI se divide en tres etapas:

1. Características del sitio, cálculos del espectro primario y desarrollo de las cascadas atmosféricas extensas (EAS).
2. Análisis de las partículas secundarias en el suelo y correcciones geomagnéticas.
3. Simulación del detector.

Estas tres etapas se acceden de forma secuencial: los resultados físicos de una etapa se utilizan como entrada para la siguiente.

En este trabajo, usamos CORSIKA para obtener simulaciones detalladas de cascadas de partículas secundarias atmosféricas extensas y calcular el flujo total de señal esperada

en 3 sitios seleccionados en Mérida-Venezuela (alturas de 1630 m.s.n.m, 3600 m.s.n.m y 4754 m.s.n.m) para un detector de Cherenkov de agua situado en estos sitios [37]. Con ARTI se calcula y analiza el flujo total del fondo secundario de partículas y las señales correspondientes del detector producidas por la respuesta atmosférica al flujo primario de **RC**. Este análisis se implementa para varios detectores cherenkov de agua ubicados en los sitios geográficos, y bajo las mismas condiciones atmosféricas y geomagnéticas.

4.1. Simulaciones con CORSIKA

CORSIKA es un software informático diseñado para simular Cascadas Aéreas Extensas generadas por la interacción de partículas de rayos cósmicas de alta energía, superiores a 10^{18} eV. Utilizando el método Monte Carlo, este programa fue inicialmente desarrollado para modelar el experimento KASCADE en Karlsruhe, Alemania [38].

Este programa es capaz de simular una amplia gama de interacciones y decaimientos de partículas como núcleos, hadrones, muones, electrones y fotones en la atmósfera, con energías superiores a 10^{20} eV. CORSIKA se divide en cuatro componentes principales:

- La primera parte se encarga del decaimiento de partículas inestables, el seguimiento de partículas considerando la pérdida de energía por ionización, así como su desviación debido a la dispersión múltiple causada por el campo magnético terrestre.
- La segunda parte del programa modela las interacciones entre núcleos y hadrones con los núcleos de los elementos presentes en el aire a altas energías.
- La tercera parte se dedica a simular las interacciones hadrónicas a energías más bajas.
- Finalmente, la cuarta parte describe el transporte y las interacciones de electrones, positrones y fotones en el medio atmosférico.

En CORSIKA, las interacciones hadrónicas se simulan mediante diversos modelos, los cuales varían según la energía involucrada. Cuando la energía es lo suficientemente alta, estas interacciones son tratadas por uno de los siguientes modelos: VENUS, QGSJET, DPMJET, SIBYLL o HDPM. Estos modelos de alta energía alcanzan sus límites cuando la energía disponible para la generación de partículas secundarias alcanza un valor mínimo. En este punto, entra en funcionamiento uno de los modelos de baja energía, ya sea GHEISHA o ISOBAR.

Para GHEISHA, el umbral de energía de transición es de 12 GeV, equivalente a 80 GeV en el marco del laboratorio. Por otro lado, para ISOBAR, los valores son $E_{\text{centro de masa}} = 10\text{GeV}$ y $E_{\text{lab}} = 50\text{ GeV}$.

En el contexto de esta tesis, se emplea el modelo de alta energía QGSJET (Modelo de Cuerdas Quark Gluón con JETs), junto con el modelo GHEISHA para la baja energía, en función de la elección previa de QGSJET.

A continuación se explican cada uno de los modelos:

4.1.1. Modelos de Interacciones Hadrónicas de Alta Energía

1. **DPMJET** (Dual Parton Model with JETs): Este modelo se utiliza para simular interacciones hadrónicas entre núcleo-hadrón o núcleo-núcleo usando el modelo teórico Dual Parton Model (modelo de doble parton¹).
2. **EPOS**(Event Generator for Proton and Nucleus Collisions): Es un modelo de aproximación multi-dispersivo, basado en partones (modelo de partículas hadrónicas hipotéticas) y pomerones², generalmente usado en interacciones protón-núcleo o núcleo-núcleo.
3. **HDPM (High Density Parton Model)**: Se utiliza generalmente para interacciones entre protón-protón. **QGSJET** y **QGSII** (Quark Gluon String Model with JETs): Modelos utilizados para interacciones hadrónicas de alta energía entre hadrón-nucleón. Tales modelos utilizan el modelo de cuerdas quark gluón.
4. **SIBYLL (Siberian Bologna Youngstown Monte Carlo for Air Showers)**: Modelo utilizado para simular interacciones de muy alta energía usando la teoría del modelo mini-jet de la Cromodinámica Cuántica³ (QCD).
5. **VENUS** (Very Energetic Nuclear Scattering): Modelo utilizado para las interacciones entre iones pesados ultra-relativistas.

¹parton:partículas hipotéticas que forman parte de los hadrones

²pomerones: se refieren a un tipo de intercambio de partículas que ocurre durante las colisiones de partículas. Este concepto proviene de la teoría de la dispersión de partículas y es fundamental para entender cómo las partículas interactúan durante las colisiones a altas energías.

³Cromodinámica cuántica: es la teoría de las interacciones fuertes que mantienen unidos los quarks dentro de los protones y neutrones, los constituyentes de la materia ordinaria.

4.1.2. Modelos de Interacciones Hadrónicas de Baja Energía

[39],[40]

1. **FLUKA** (FLUctuating Kascade): Modelo basado en el método Monte Carlo utilizado para interacciones de baja energía entre hadrón-hadrón o hadrón núcleo.
2. **GHEISHA** (Gamma Hadron Electron Interaction SHower code): Modelo basado en el método Monte Carlo utilizado para interacciones hadrónicas de unos 100 GeV.
3. **URQMD** (Ultra-relativistic Quantum Molecular Dynamics): Modelo utilizado para describir interacciones de baja energía entre hadrón-núcleo.

[39],[40]

En CORSIKA, el método de Monte Carlo se emplea para simular la propagación y la interacción de partículas de rayos cósmicos de alta energía en la atmósfera terrestre. Este método se utiliza para generar eventos de manera aleatoria que representan las diversas interacciones y decaimientos de las partículas, teniendo en cuenta los procesos físicos relevantes y las probabilidades asociadas.

Al simular Cascadas Aéreas Extensas (EAS) "Shower Air Extensive".^{en} CORSIKA, el método de Monte Carlo permite modelar la trayectoria de las partículas primarias y sus interacciones con los núcleos de los elementos presentes en la atmósfera. A medida que estas partículas primarias interactúan con la atmósfera, se generan cascadas secundarias de partículas, que a su vez pueden interactuar y producir más partículas secundarias. El método de Monte Carlo se utiliza para simular estos procesos, teniendo en cuenta una variedad de factores como la energía de las partículas, las secciones eficaces de interacción y las condiciones atmosféricas locales.

El perfil atmosférico es otro factor crítico en la producción de partículas secundarias a nivel del suelo. Por lo tanto, necesitamos establecer el modelo para la ubicación geográfica de cada sitio con al menos el perfil estacional de un programa llamado: "TRANsmisión atmosférica de resolución MODerada" MODTRAN (MODerate resolution atmospheric TRANsmission).[41]

Los perfiles estándar de MODTRAN se refieren a conjuntos predefinidos de datos que describen las propiedades atmosféricas típicas en diferentes condiciones y ubicaciones geográficas. MODTRAN es un modelo de radiación atmosférica utilizado para simular la transferencia de radiación a través de la atmósfera terrestre. Estos perfiles estándar se utilizan como entradas en el modelo MODTRAN para simular cómo la radiación se comporta al viajar a través de la atmósfera en diferentes situaciones. Los perfiles pueden

variar en función de factores como la altitud, la latitud, la estación del año y las condiciones climáticas típicas.[41]

En este contexto, el perfil atmosférico se refiere a la descripción de cómo varían las condiciones atmosféricas (como la temperatura, la presión, la humedad y la composición de gases) con respecto a la altitud y el tiempo. Este perfil influye significativamente en los procesos de interacción de partículas primarias (como los rayos cósmicos) con la atmósfera, lo que a su vez afecta la generación y comportamiento de las partículas secundarias en la superficie terrestre.

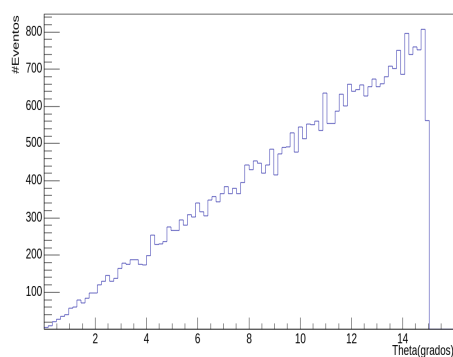
Los usuarios pueden seleccionar entre varios perfiles estándar disponibles en MODTRAN que mejor se adapten a sus necesidades de modelado. Estos perfiles estándar ofrecen una representación simplificada, pero útil de las propiedades atmosféricas en una ubicación y momento dados, lo que facilita la simulación de la radiación atmosférica y sus efectos en una variedad de aplicaciones, como la observación remota, la teledetección y la astronomía.

4.1.3. Gráficas de algunos parámetros de entrada de CORSIKA

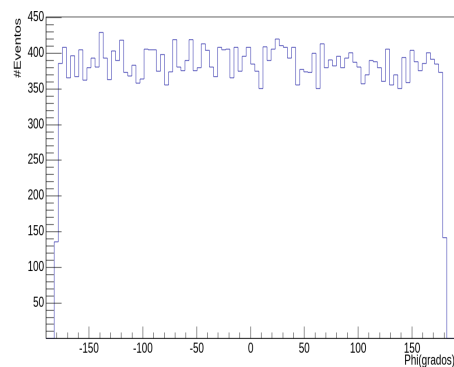
En el gráfico se muestra la distribución con respecto al ángulo θ (indica el rango en el que se llevará a cabo la simulación en el ángulo cenital, ver figura 4.1a) y ϕ (indica el rango del ángulo azimutal, ver figura 4.1b) . También mostramos la cantidad de materia atravesada por las partículas primarias para iniciar la cascada secundaria de partículas (ver figura 4.1c) y la distribución de las partículas primarias con respecto a la energía (con pendiente de -2.6 ver figura 4.1d) y Por último se muestra la posición de las partículas secundarias (ver figura 4.1e). Todas las gráficas corresponde al sitio de Pico Espejo. Todas gráficas nos ayudan a chequear que las simulaciones y verificar que tenemos la información correcta.

Todos los scripts de ARTI se pueden configurar utilizando opciones y modificadores desde la línea de comandos. El conjunto de opciones actualmente disponible en el script `do_sims.sh` son:

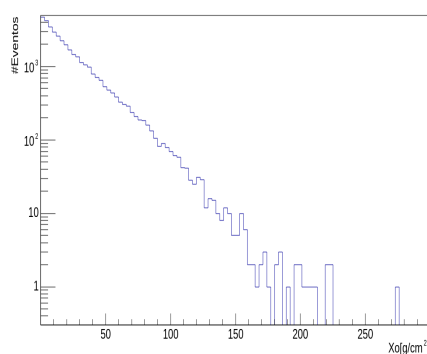
- t es el tiempo que se utilizara para la integración del flujo primario. Los valores típicos oscilan entre 3600 s a 86400 s por ejecución. Para estas simulaciones, consideramos un tiempo de 72600 s.
- s especifica la ubicación geográfica a partir de una lista de sitios predefinidos en todo el mundo. Cada sitio tiene una altitud sobre el nivel del mar, parámetros atmosféricos y valores locales del campo electromagnético (EMF), como se describe en el Plan de Gestión de Datos (DMP) de LAGO.



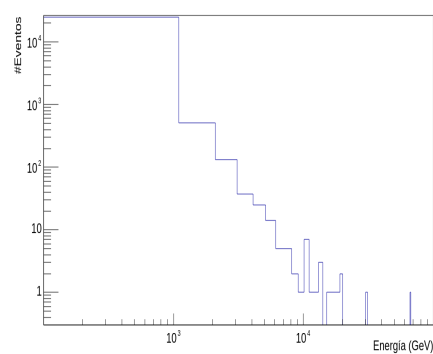
(a) Distribución de partículas primarias con respecto al ángulo cenital



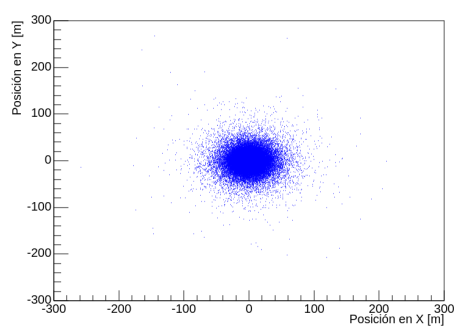
(b) Distribución de partículas primarias con respecto al ángulo azimutal



(c) La cantidad de materia atravesada por las partículas primarias.



(d) Distribución de las partículas primarias con respecto a la energía



(e) Posición de las partículas secundarias

- v representa la versión CORSIKA que utilizará ARTI. La versión predeterminada actual es CORSIKA 7.7402.
- c define que tipo de modelo atmosférico serían utilizados entre estas posibilidades: a) atmósferas del modelo atmosférico MODTRAN [41]; b) atmósferas caracterizadas por los 20 parámetros siguiendo el conocido modelo atmosférico de Linsley; o c) una extracción en tiempo real de los perfiles atmosféricos instantáneos compilados a partir de los Datos Globales Sistema de asimilación (GDAS) [42].

Además, ARTI calcula el flujo integrado de partículas secundarias durante una hora (3600 s) para un detector volumétrico (-y) ubicado a nivel del suelo en el sitio de LAGO en Bucaramanga, Colombia, a 965 m sobre el nivel del mar (m.s.n.m), con la versión v7.6500 de CORSIKA (las opciones predeterminadas de ARTI (-x) para las opciones no seleccionadas). Todos los archivos estarán ubicados en el subdirectorio fluxBGA creado en la ruta principal del ejecutable de CORSIKA.[6]. La simulación se encuentra desarrollada en el apéndice Apéndice A: detalles de la simulación

A continuación se muestra los resultados obtenidos del espectro secundarios en cuatro de los ocho sitios de LAGO con el software ARTI. Los 4 sitios son: Chacaltaya (Bolivia) a 5240 m.s.n.m, La Serena (Chile) a 28 m.s.n.m, Lima (Perú) a 150 m.s.n.m y Marambio (Antártida) a 200 m.s.n.m se muestran en la figura 4.2.

Las partículas secundarias se dividen en tres grupos principales: el componente electromagnético, que incluye e^{\pm} , y γ ; la componente muónica μ^{\pm} ; y el componente hadrónico, que comprende todos los bariones y mesones presentes en la cascada.

Como se puede observar en la 4.2, para bajo momento P_s (GeV/c), el flujo es dominado por el componente electromagnética. Para momentos altos el flujo completamente dominado por muones. Incluso durante este breve periodo de integración, es posible observar algunos muones que podrían llegar hasta varias decenas de TeV/c.

También, se observa la disminución del flujo total de partículas secundarias provocada por la atmósfera a altitudes más bajas en todas las componentes como se puede observar al comparar los paneles (a) y (c) donde existe una diferencia de hasta un orden de magnitud entre el flujo integrado en Chacaltaya (CHA), que se encuentra a más de 5000 m.n.s.m, y Lima, que está a 150 m.s.n.m.

Además, en esta etapa, los resultados de la simulación son tan detallados que incluso se puede observar un incremento notable en el flujo de fotones en el rango de energía de 510–520 Kev. Esto corresponde a los fotones de 511 Kev generados durante la aniquilación de pares en la atmósfera. Este fenómeno también se refleja en las diferencias en el flujo de electrones y positrones.

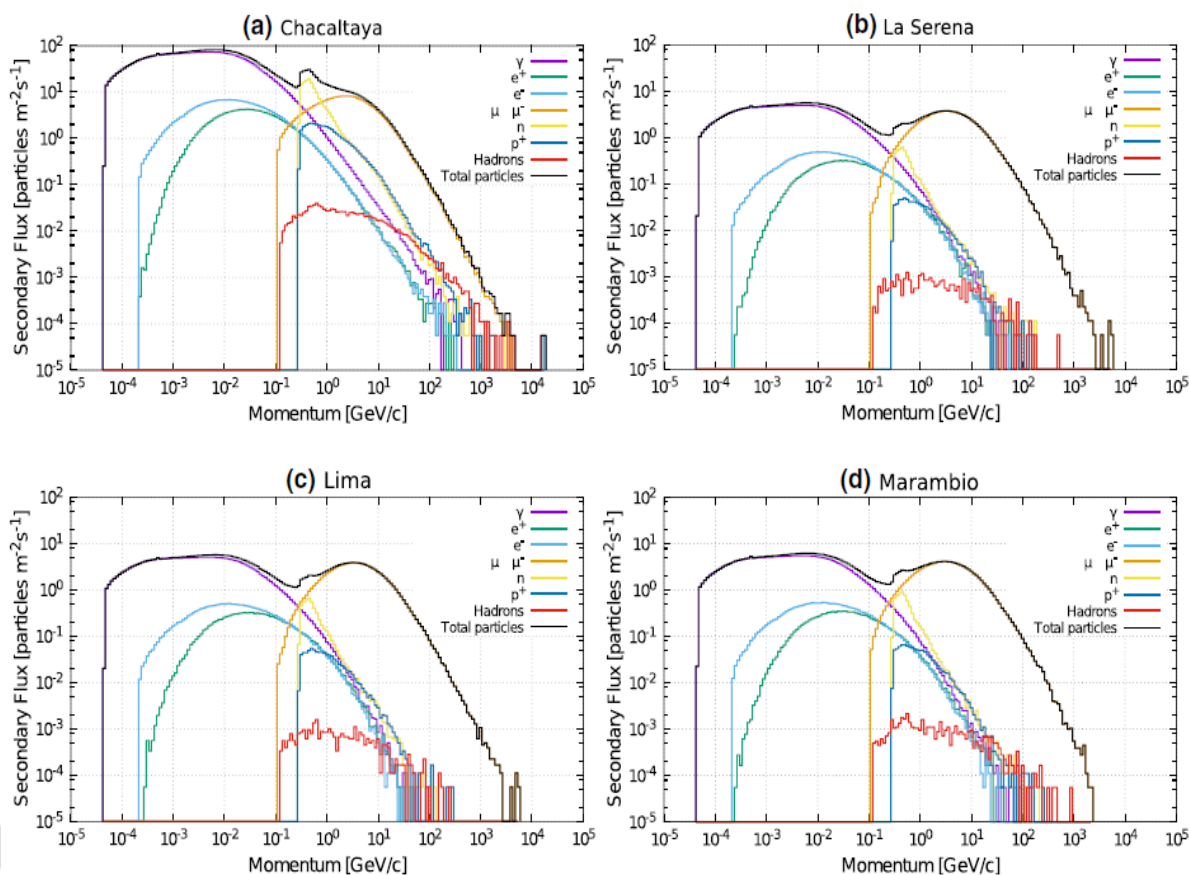


Figura 4.2: Los espectros de las partículas secundarias, diferenciadas por tipo de partícula, en cuatro ubicaciones de LAGO: Chacaltaya (CHA); Bolivia (5240m.s.n.m); La Serena (LSC); Chile (28 m.s.n.m); Lima (LIM), Perú (150 m.s.n.m) y Base Marambio (SAWB), Antártida (200 m.s.n.m). Se evidencia que la absorción atmosférica provoca que el flujo total de partículas secundarias hasta un orden de magnitud de aproximadamente 10^{-2} [6].

La evolución de la cascada a través de la atmósfera puede deducirse de la proporción relativa de los componentes. Por ejemplo, en la altitud de Chacaltaya, la fracción de piones cargados a muones es mayor que a nivel del mar, dado que la mayoría del componente muónico proviene de la desintegración de los piones cargados, un proceso que normalmente ocurre por debajo de los 5000 m.s.n.m.

CAPÍTULO V

RESULTADOS OBTENIDOS PARA TRES SITIOS EN MÉRIDA-VENEZUELA

En este trabajo, hemos seleccionado tres sitios para los cuales utilizamos el mismo perfil atmosférico tropical, como el que utilizaron en los resultados obtenidos para Bucaramanga (BGA, Colombia) publicado en el artículo [37]. Para los tres sitios, no contamos con el perfil atmosférico de los lugares de estudio, por lo tanto, se consideró el perfil de Bucaramanga para los lugares de estudio, ya que es el más cercano a los lugares seleccionados en Mérida-Venezuela.

La naturaleza aleatoria del flujo primario y el desarrollo de la cascada secundaria de partículas ayuda a la normalización del flujo. Esto se hace considerando que todas las partículas secundarias producidas por las partículas primarias que inciden en un área ΔA (generalmente, $\Delta A = 1 \text{ m}^2$) en la parte superior de la atmósfera durante el tiempo t , llegarán al nivel del suelo en la misma superficie ΔA y en el mismo período de tiempo t .

La suposición sobre el tiempo es fácil de comprender, ya que la evolución temporal de la cascada es muy breve (μ) en comparación con los valores típicos considerados para t . Sin embargo, La relación con el área puede no ser tan clara, ya que se basa en la idea de muchas partículas secundarias llegando al suelo al mismo tiempo y ocupando un área grande.

A continuación presentamos los resultados obtenidos para Pico espejo (4754 m.s.n.m ver figura 5.3), CIDA (3600 m.s.n.m ver figura 5.2) y Hechicera (1630 m.s.n.m 5.1)

En la tabla 5.1 se resume el flujo máximo para cada partícula secundaria que llegan al sitio de la Hechicera a 1630 m.s.n.m. Estos flujos máximos son los que se muestran en la figura

En la tabla 5.2 se resume el flujo máximo para cada partícula secundaria que llegan al sitio de Llano del ható a 3600 m.s.n.m. Estos flujos máximos son los que se muestran en la figura 5.2

En la tabla 5.3 se resume el flujo máximo para cada partícula secundaria que llegan al sitio de Pico Espejo a 4730 m.s.n.m. Estos flujos máximos son los que se muestran en la

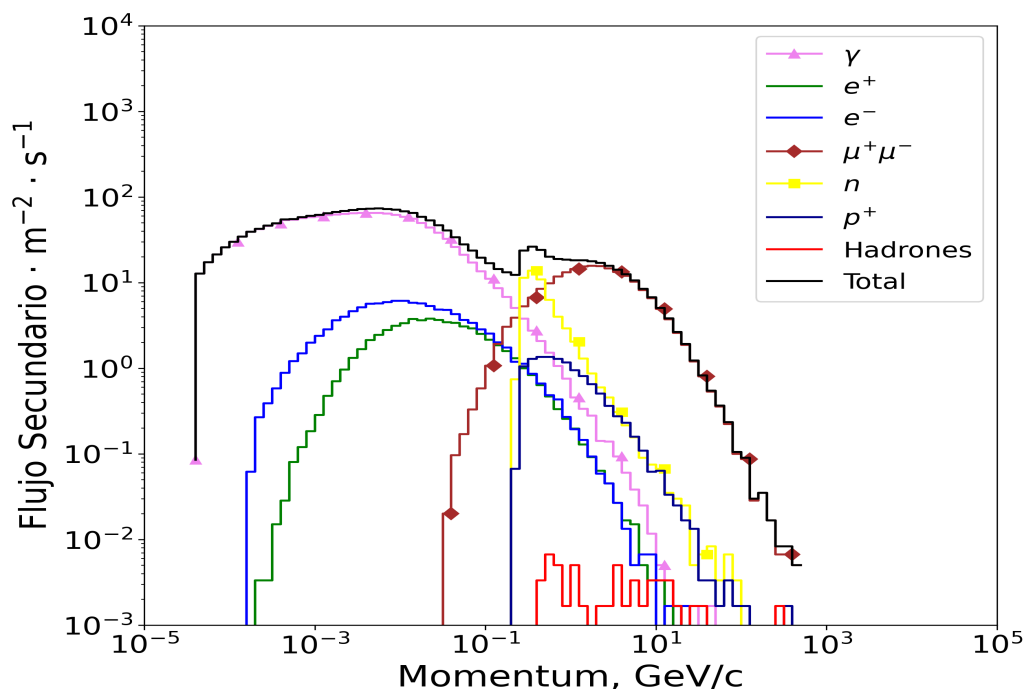


Figura 5.1: Espectros de las partículas secundarias discriminadas por tipo de partícula a 1630 m.s.n.m (Hechicera)

Partícula	Valor Máximo	Flujo Total
Fotones γ	65.24	1570.45
Positrones e^+	3.77333	60.8117
Electrones e^-	6.13	111.477
Muones μ^\pm	15.6883	208.787
Neutrones n	13.8067	56.32
Más partículas p^+	1.35333	11.8217
Hadrones	0.00666667	0.055
Flujo Total	73.315	2020.18

Tabla 5.1: Flujo máximos y total de las partículas secundarias para la Hechicera

figura 5.3.

Como se puede observar en las figuras 5.3, 5.2 y 5.1 para bajo momento P_s (GeV/c), el flujo es dominado por el componente electromagnética, como en los resultados obtenidos en la figura 4.2.

Para momentos altos el flujo completamente dominado por muones. Incluso durante este periodo de integración, es posible observar algunos muones que podrían llegar hasta ≈ 1 TeV/c.

La contribución al flujo de neutrones es similar que para todas las partículas de las

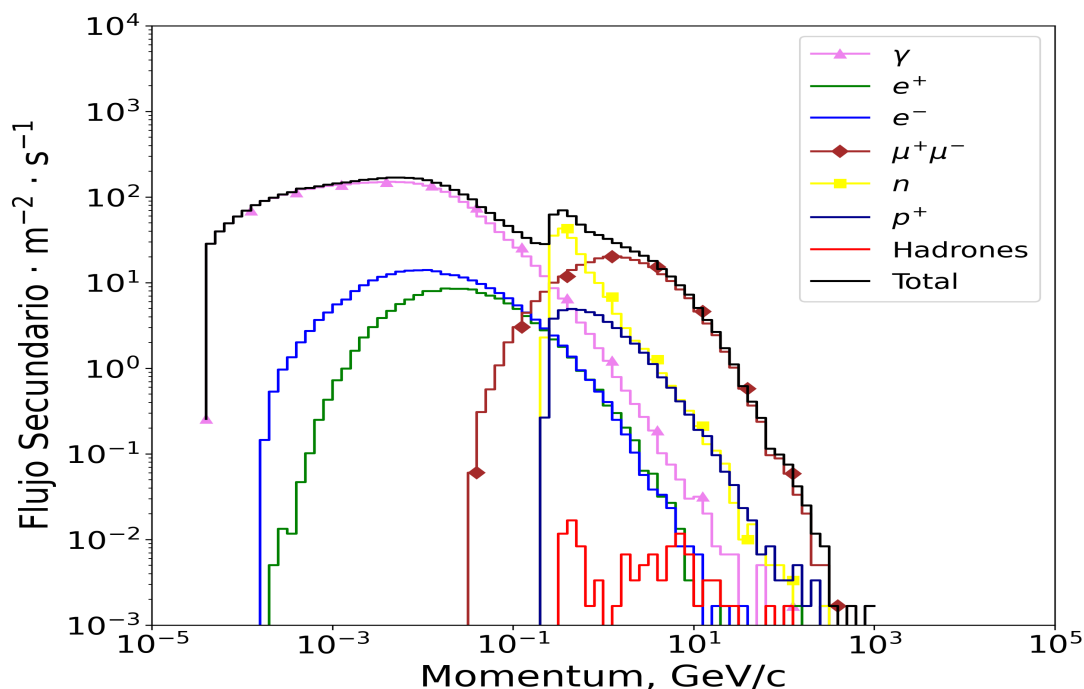


Figura 5.2: Espectros de las partículas secundarias discriminadas por tipo de partícula a 3600 m.s.n.m (CIDA)

Partículas	Valor Máximo	Flujo Total
Fotones γ	150.59	3616.26
Positrones e^+	8.54667	137.333
Electrones e^-	13.955	252.762
Muones μ^\pm	20.1733	275.753
Neutrones n	42.93	180.147
Más partículas	4.93167	43.245
Hadrones	0.0166667	0.11
Flujo Total	168.29	4506.69

Tabla 5.2: Flujo en el punto máximos y total de partículas secundarias para CIDA-LLano del HATO

figuras 5.1, 5.2 y 5.3 que para los protones.

También, se observa una pequeña disminución del flujo total de partículas secundarias provocada por la atmósfera a las diferentes altitudes en todas las componentes, como se observa al comparar las 5.3,5.2 y 5.1.

Si comparamos los resultados de Chacaltaya (Perfil de verano subtropical) con los de Pico Espejo (perfil tropical), se observa claramente un aumento de dos órdenes de magnitud en el flujo debido al perfil atmosférico utilizado en cada caso.

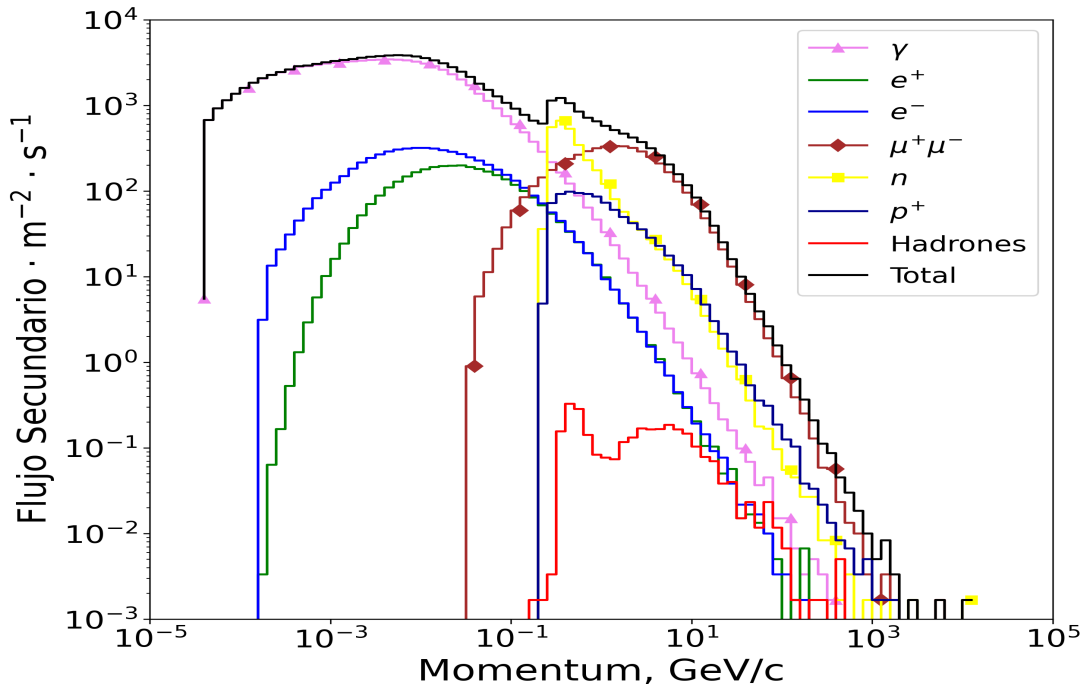


Figura 5.3: Espectros de las partículas secundarias discriminadas por tipo de partícula a 4754 m.s.n.m (Pico Espejo)

Partículas	Valor Máximo	Flujo Total
Fotones γ	3431.41	82987.3
Positrones e^+	197.885	3238.35
Electrones e^-	318.57	5885.47
Muones μ^\pm	334.742	4624.25
Neutrones n	662.292	2967.7
Más partículas	98.1933	915.108
Hadrones	0.326667	2.82167
Flujo Total	3843.61	100650

Tabla 5.3: Flujo en el punto máximo y total de partículas secundarias para de Pico Espejo

Las calibraciones del detector LAGO se fundamentan en muones, y es relevante destacar que la predicción para el componente muónico. Para Pico Espejo los e^\pm dominan sobre los muones (μ^\pm) debido al desarrollo de la cascada. Esto también se puede observar en Chacaltaya que está a 486 m más alto que Pico Espejo. En la figura 5.4 se representa el flujo de muones para Pico Espejo-Mérida, CIDA-Llano del Hato, Mérida y la Hechicera-Mérida. Se observa un mayor flujo de muones para Pico Espejo en todo el rango de energía de $\sim 10^{-1}$ GeV/c a $\sim 10^3$ GeV/c. El flujo para el Cida-Llano del Hato y la Hechicera-Mérida

es similar en el rango de energía de $\sim 10^1 \text{ GeV}/c$ a $\sim 10^3 \text{ GeV}/c$.

Se observa un mayor flujo de muones para Pico Espejo (línea y diamante de color rojo), con muones de energías $\sim 10^3 \text{ GeV}$, el flujo para el Llano del Hato y la Hechicera es similar en todo el rango de energía.

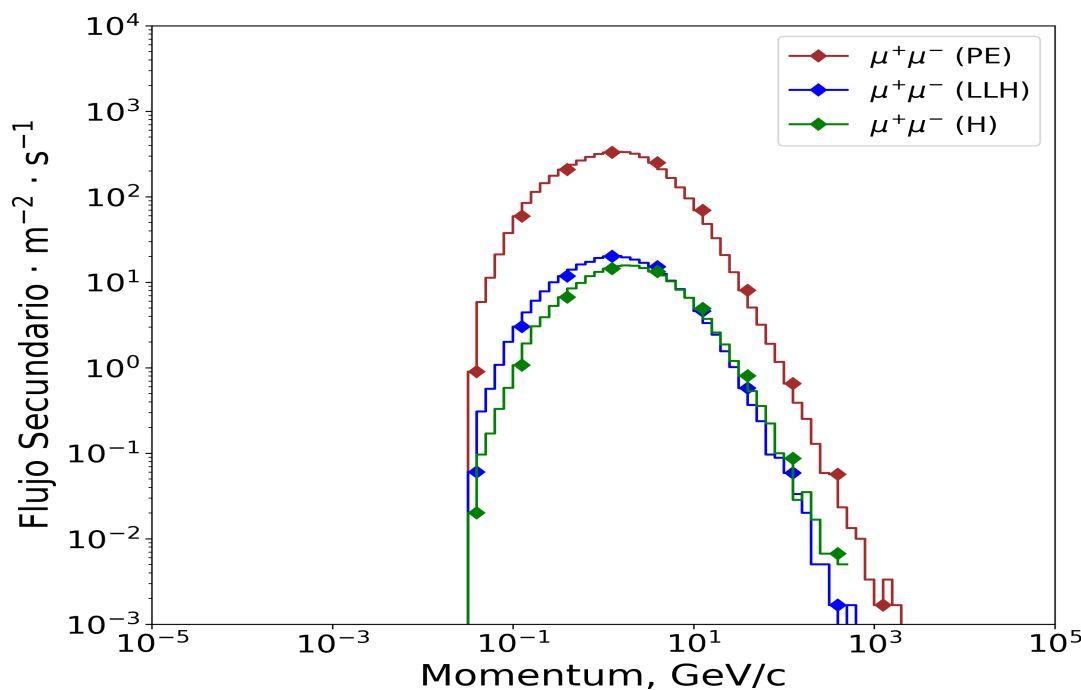


Figura 5.4: Flujo de muones para los tres sitios de interés.

Partícula	Flujo máximo $\text{m}^{-2}\text{s}^{-1}$		
	Hechicera	LLano del hato	Pico Espejo
flux muon μ	15.68	20.17	334.74

Tabla 5.4: Flujo máximo para los tres lugares de estudio

En la Figura 5.5, muestra el efecto para diferentes componentes de la cascada por la absorción atmosférica que cambia con la altitud. Por ejemplo, el efecto geomagnético influye solo en las partículas primarias de baja energía y, por lo tanto, el impacto en el flujo total de partículas secundarias en la superficie es más importante en sitios de gran altitud, donde el impacto de las primarias de energía muy baja es más significativo.

En esta Figura 5.5 mostramos una comparación en el flujo de componentes electromagnéticos, muónicos y de neutrones, en cinco sitios con altitudes diferentes, pero rigidez geomagnética muy similar ($\approx 11.3 \text{ GV}/c$) y perfil atmosférico.

El mismo perfil tropical para Bucaramanga(BGA, Colombia) y Ciudad de Guatemala (GUA, Guatemala), y un perfil subtropical de verano para Quito(UIO, Ecuador), Lima (LIM, Perú) y Chacaltaya(CHA, Bolivia). Además, en esta gráfica incluimos nuestros tres lugares Hechicera (H), Llano del Hato (LLH) y pico Espejo (PE), asumiendo un perfil atmosférico tropical y una rigidez similar a los 5 sitios considerados en LAGO.

La variación del flujo total de las componentes electromagnéticas, muónicas y de neutrones para los sitios de la Hechicera, Llano del hato y Pico Espejo, es congruente con los resultados obtenidos para los 5 sitios de LAGO.

www.bdigital.ula.ve

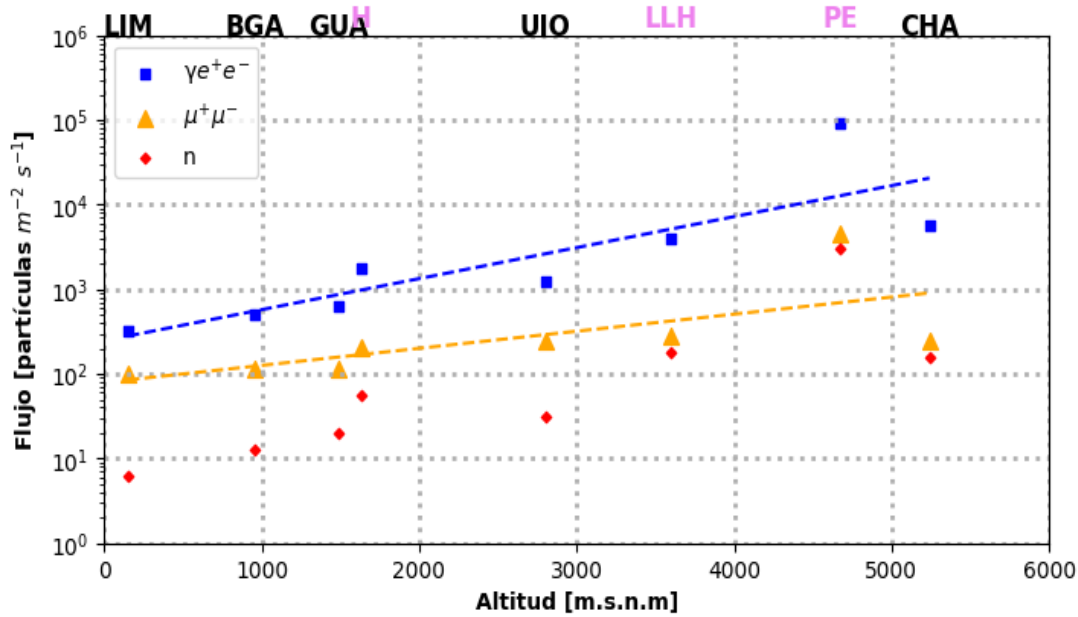


Figura 5.5: El flujo total de partículas secundarias en la superficie de la Tierra, en función de la altitud en cinco sitios de LAGO (con rigidez geomagnética similar) y tres sitios de Mérida-Venezuela (Con la misma rigidez, pero diferente a los otros sitios de LAGO) con altitudes distintas. Las componentes de las cascadas son: la componente electromagnética en cuadrados azules (γ, e^+, e^-) el componente muónico en triángulos amarillos (μ^+, μ^-) y los neutrones como parte del componente hadrónico se muestran en diamantes rojos (n). El efecto de la altitud en el flujo es visible

en la figura 5.5 se muestra la relación que hay en el comportamiento de las tres componentes, pero en este estudio nos interesa la componente muónica y la electromagnética por ello se realizó un ajuste lineal para cada uno y se encontró que:

Para la componente electromagnética ($\gamma e^+ e^-$):

$$\log_{10} * (\text{Flujo}) = 0.0002 * \text{Altitud} + 1.89 \quad (5.1)$$

Para la componente muónica ($\mu^+ \mu^-$):

$$\log_{10}(\text{Flujo}) = 0.0004 * \text{Altitud} + 2.39 \quad (5.2)$$

La pendiente de la recta representa cómo cambia el valor del logaritmo base 10 cuando la variable Altitud aumenta en una unidad. En este caso, por cada aumento de una unidad en Altitud, el valor del logaritmo aumenta en función a la pendiente $m_{\text{electromagnética}} = 0.0002$ y $m_{\text{muónica}} = 0.0004$ y la constante b o corte con el eje en estos casos serían $b_{\text{electromagnética}} = 1.89$ y $b_{\text{muónica}} = 2.39$.

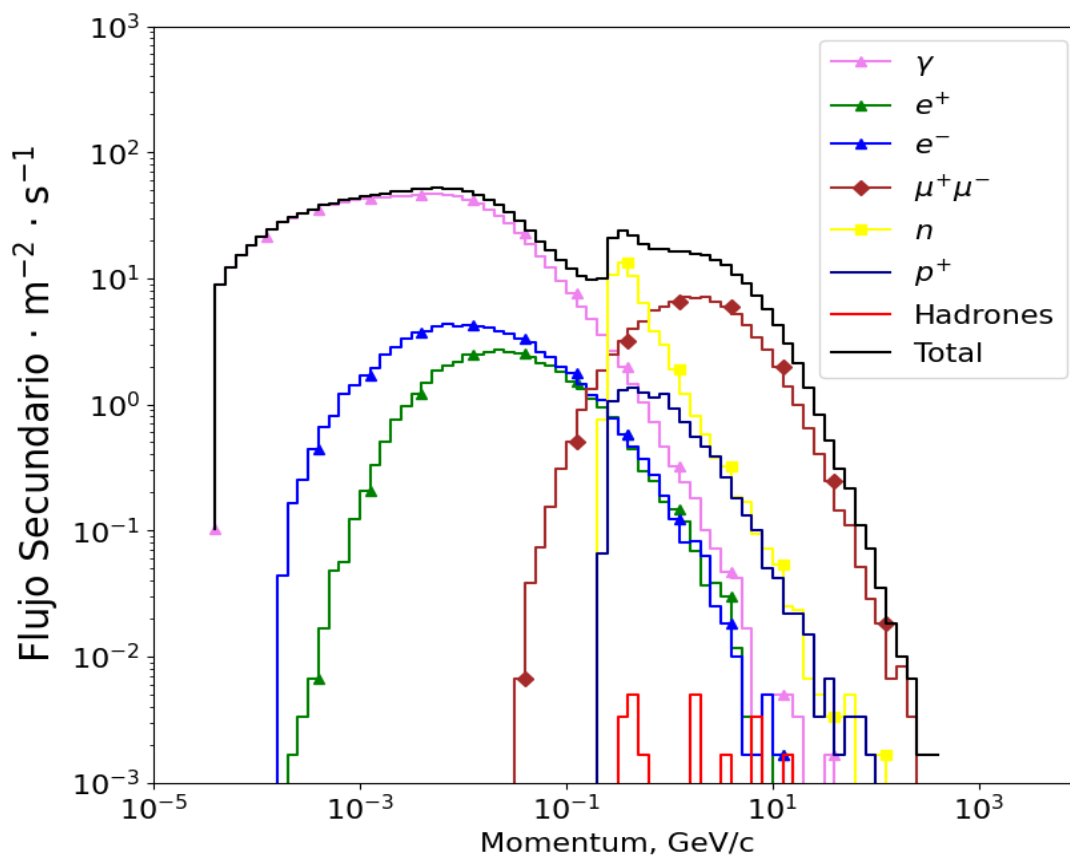


Figura 5.6: Espectros de las partículas secundarias para protones a 1630 m.s.n.m (Hechicera)

En las figuras 5.6, 5.7, 5.8 se muestra el flujo para los protones. Los protones representa el 99 % de las partículas primarias que alcanzan la atmósfera. Como se puede observar los cambios en el flujo para los protones es similar al considerar todas las partículas primarias de la tabla 6. Se puede observar que el flujo de muones se extiende hasta energías en TeV.

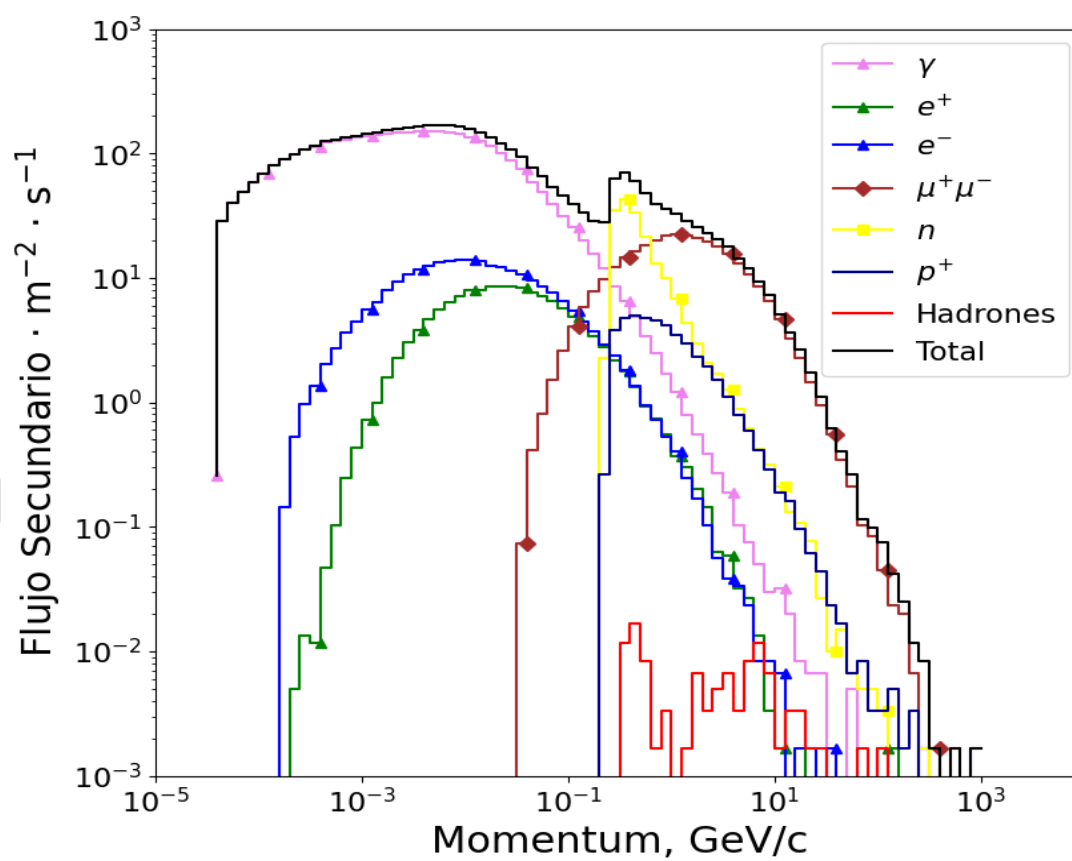


Figura 5.7: Espectros de las partículas secundarias para protones a 3600 m.s.n.m (CIDA)

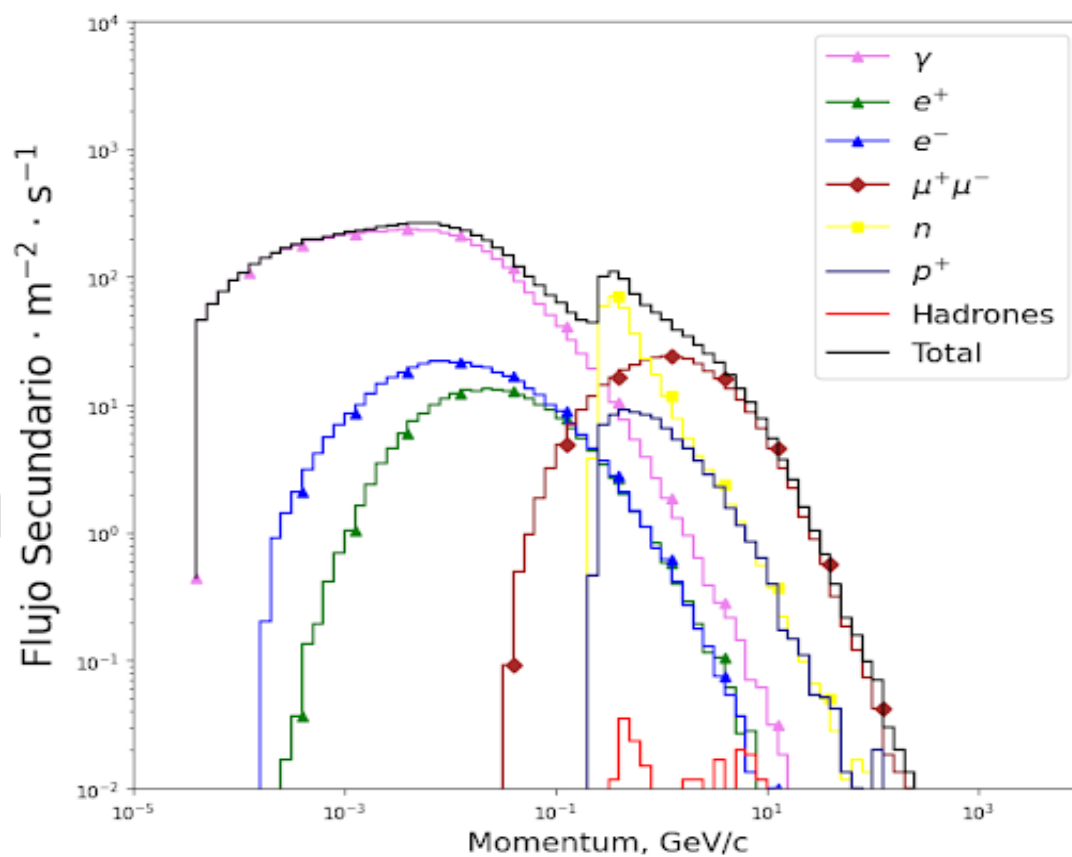


Figura 5.8: Espectros de las partículas secundarias para protones a 4754 m.s.n.m (Pico Espejo)

CONCLUSIONES

En la fase inicial, ARTI lleva a cabo el cálculo del número total de partículas primarias a inyectar en la atmósfera seleccionada por el usuario y emplea rutinas específicas de CORSIKA para simular la respuesta atmosférica al flujo primario. Posteriormente, en la segunda etapa, ARTI analiza los resultados de la primera fase para generar el flujo de partículas secundarias a nivel del suelo, ajustado según las condiciones geomagnéticas en tiempo real [6].

El flujo total para todas las partículas secundarias obtenidas para la Hechicera (2020.18 partículas $\text{m}^{-2}\text{s}^{-1}$ figura 5.1), Llano del hato (4506.69 partículas $\text{m}^{-2}\text{s}^{-1}$ figura 5.2) y Pico Espejo (100650.69 partículas $\text{m}^{-2}\text{s}^{-1}$ figura 5.3) refleja como cambia el flujo total con la altitud.

Para Pico Espejo (figura 5.1) se observa un pequeño flujo ($\sim 10^{-3}$ partículas $\text{m}^{-2}\text{s}^{-1}$) muones, neutrones y mas partículas alrededor de 10^3 GeV/c. Para Llano del hato y Hechicera el flujo de estas partículas no alcanza energías de 10^3 GeV/c. Los muones permiten una buena calibración del detector por la cantidad de energía que depositan en el medio, gracias al efecto Cherenkov.

Para realizar estudios usando gamas secundarias, el mejor sitio es Pico Espejo-Mérida, con un flujo en la componente electromagnética de $\sim 9.2 * 10^4$ partículas $\text{m}^{-2}\text{s}^{-1}$), ya que su flujo es mas grande que para la Hechicera-Mérida ($4.0 * 10^3$ partículas $\text{m}^{-2}\text{s}^{-1}$) y el CIDA-Llano del Hato-Mérida ($1.742 * 10^3$ partículas $\text{m}^{-2}\text{s}^{-1}$).

Si se realizan estudios de clima espacial usando la componente muónica (ver figura 5.4 y la tabla 5.4), el mejor sitio es Pico Espejo por el flujo de muones. El siguiente sitio es Llano del Hato y Hechicera. Además la componente de electromagnética se diferencia bastante de la componente muónica, como se observa en la figura 5.5.

A la altura de Pico Espejo se espera tener un flujo de muones 10^{-3} partículas $\text{m}^{-2}\text{s}^{-1}$ a energías mayores a un TeV.

El flujo total de las componentes electromagnético, muónica y hadrónica se presenta en la figura 5.5. En los sitios de La Hechicera, CIDA-Llano del Hato(Mérida) y Pico Espejo se observa una tendencia similar a la de los sitios de LAGO. Como se observa, el flujo en función de la altitud cambia con una pendiente aproximada de 0.0002 flujo/m para

la componente electromagnética y una pendiente de 0.0004 flujo/m para la componente muónica.

A la altitud de Pico Espejo se considera se alcanza el máximo de producción de partículas secundarias (ver imagen 3.3). Además, en esta figura 5.5 también podemos observar que a mayor altitud, el flujo total de las componentes hadrónica y muónica son aproximadamente iguales.

Pico Espejo se presenta como un lugar idóneo para la instalación de un detector Cherenkov, con el propósito de llevar a cabo estudios sobre destellos de rayos gamma, dado su alto flujo en comparación con los otros dos sitios (ver figura 5.5).

5.1. Trabajo a Futuro

- Utilizar ARTI-Geant4 para simular la respuesta del detector Cherenkov en agua, simulado ante el flujo de partículas secundarias obtenidas en este trabajo.
- Una mejora a futuro es proponer la reconstrucción de la energía para un detector Cherenkov en agua utilizando árboles de aprendizaje o redes neuronales.

www.bdigital.ula.ve

REFERENCIAS

- [1] e. a. Letessier-Selvon, “Ultrahigh energy cosmic rays,” *Reviews of modern physics*, vol. 83, no. 3, p. 907, 2011.
- [2] J. N. S. Perea, “Modelo de emisión de rayos gamma de la galaxia de andrómeda,” 2010.
- [3] H. G. Asorey, *Los detectores Cherenkov del observatorio Pierre Auger y su aplicación al estudio de fondos de radiación*. PhD thesis, Universidad Nacional de Cuyo, 2012.
- [4] R. Maria, “El rombo,” 2024.
- [5] J. D. Jackson, “Classical electrodynamics,” 1999.
- [6] e. a. Sarmiento-Cano, the LAGO Collaboration, “The ARTI framework: cosmic rays atmospheric background simulations,” *European Physical Journal C*, vol. 82, p. 1019, Nov. 2022.
- [7] D. Heck, J. Knapp, J. Capdevielle, G. Schatz, T. Thouw, *et al.*, “Corsika: A monte carlo code to simulate extensive air showers,” 1998.
- [8] P. M. Schuster, “The scientific life of victor franz (francis) hess (june 24, 1883–december 17, 1964),” *Astroparticle Physics*, vol. 53, pp. 33–49, 2014.
- [9] “Medidas de radiación penetrante en globos libres a mayores altitudes,”
- [10] C. Grupen, G. Cowan, S. Eidelman, and T. Stroth, “Astroparticle physics,” vol. 50, 2005.
- [11] R. Richtmyer and E. Teller, “On the origin of cosmic rays,” *Physical Review*, vol. 75, no. 11, p. 1729, 1949.
- [12] H. J. Voelk and V. N. Zirakashvili, “Cosmic ray acceleration by spiral shocks in the galactic wind,” *Astronomy & Astrophysics*, vol. 417, no. 3, pp. 807–817, 2004.

- [13] K. Greisen, “End to the cosmic-ray spectrum?,” *Phys. Rev. Lett.*, vol. 16, pp. 748–750, Apr 1966.
- [14] M. C. Medina, “El observatorio pierre auger a bajas energías: Analisis de sus capacidades y posibles mejoras,” *tesis de doctorado*, 2007.
- [15] K. Nakamura, C. AMSLER, P. D. Group, *et al.*, “Particle physics booklet,” *Journal of Physics G: Nuclear and Particle Physics*, vol. 37, no. 7A, p. 075021, 2010.
- [16] J. J. Mesías Meza, “Transporte de rayos cósmicos en la heliosfera y en el entorno terrestre,” 2017.
- [17] K. Greisen, “End to the cosmic-ray spectrum?,” *Physical Review Letters*, vol. 16, no. 17, p. 748, 1966.
- [18] G. T. ZATSEPIN and V. A. KUZ’MIN, “Upper limit of the spectrum of cosmic rays,” *Soviet Journal of Experimental and Theoretical Physics Letters*, vol. 4, p. 78, 1966.
- [19] H. Bethe and W. Heitler, “On the stopping of fast particles and on the creation of positive electrons,” *Proceedings of the Royal Society of London. Series A, Containing Papers of a Mathematical and Physical Character*, vol. 146, no. 856, pp. 83–112, 1934.
- [20] G. Battistoni, C. Bloise, C. Forti, M. Greco, J. Ranft, and A. Tanzini, “Calculation of the tev prompt muon component in very high energy cosmic ray showers,” *Astroparticle Physics*, vol. 4, no. 4, pp. 351–363, 1996.
- [21] C. Costa, “The prompt lepton cookbook,” *Astroparticle physics*, vol. 16, no. 2, pp. 193–204, 2001.
- [22] D. Heck, J. Knapp, J. Capdevielle, G. Schatz, T. Thouw, *et al.*, “Corsika: A monte carlo code to simulate extensive air showers,” 1998.
- [23] S. Sciutto, “Aires: A system for air shower simulations,” *arXiv preprint astro-ph/9911331*, 1999.
- [24] e. a. Aguila-M, “Relative Composition and Energy Spectra of Light Nuclei in Cosmic Rays: Results from AMS-01,” *ApJ*, vol. 724, pp. 329–340, Nov. 2010.
- [25] e. a. Asorey Hernan, “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)*, vol. 142, 2015.

- [26] K. FX, “The modtran 2/3 report and lowtran 7 model,” *PL/GPOS*, vol. 261, 1996.
- [27] e. a. Grisales-Casadiegos, “Impact of global data assimilation system atmospheric models on astroparticle showers,” *Canadian Journal of Physics*, vol. 100, no. 3, pp. 152–157, 2022.
- [28] l. e. a. Nuñez, “El observatorio gigante latinoamericano,” 2024.
- [29] H. Asorey, S. Dasso, L. Núñez, Y. Pérez, C. Sarmiento-Cano, M. Suárez-Durán, *et al.*, “The lago space weather program: Directional geomagnetic effects, background fluence calculations and multi-spectral data analysis,” vol. 142, 2015.
- [30] “Registro de disminución de forrush 08/03/2012 con una red global de detectores de centelleo de neutrones térmicos,”
- [31] T. E. de Grado, *Caracterización de Detectores Cherenkov en el Proyecto LAGO (Large Aperture GRB Observatory)*. PhD thesis, Universidad de Los Andes, 2009.
- [32] A. A. Watson, “The discovery of cherenkov radiation and its use in the detection of extensive air showers,” *Nuclear Physics B-Proceedings Supplements*, vol. 212, pp. 13–19, 2011.
- [33] A. Filevich, P. Bauleo, H. Bianchi, J. R. Martino, and G. Torlasco, “Spectral-directional reflectivity of tyvek immersed in water,” *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research Section A: Accelerators, Spectrometers, Detectors and Associated Equipment*, vol. 423, no. 1, pp. 108–118, 1999.
- [34] I. Sidelnik, L. Collaboration, *et al.*, “The sites of the latin american giant observatory,” in *The 34th International Cosmic Ray Conference, volume PoS (ICRC2015)*, vol. 665, 2015.
- [35] A. Aab and *et all*, “Studies on the response of a water-cherenkov detector of the pierre auger observatory to atmospheric muons using an rpc hodoscope,” *Journal of Instrumentation*, vol. 15, no. 09, p. P09002, 2020.
- [36] H. Asorey and S. Dasso, “The lago space weather program,” *40th COSPAR Scientific Assembly*, vol. 40, pp. D1–3, 2014.
- [37] e. a. Sarmiento-Cano, the LAGO Collaboration, “The ARTI framework: cosmic rays atmospheric background simulations,” *European Physical Journal C*, vol. 82, p. 1019, Nov. 2022.

- [38] e. a. Capdevielee-J. N, “Extensive air shower simulations with the CORSIKA program,” in *The Seventh International Symposium on very High energy cosmic-ray interactions* (L. Jones, ed.), vol. 276 of *American Institute of Physics Conference Series*, pp. 545–553, June 1993.
- [39] D. Heck and T. Pierog, “Extensive air shower simulation with corsika: A user’s guide (version 7.7500 from april 14, 2023),”
- [40] B. I. von Puttkamer, “Kit-corsika-documentation,” 2023.
- [41] K. FX, “The modtran 2/3 report and lowtran 7 model,” *PL/GPOS*, vol. 261, 1996.
- [42] e. a. Grisales-Casadiegos, “Impact of global data assimilation system atmospheric models on astroparticle showers,” *Canadian Journal of Physics*, vol. 100, no. 3, pp. 152–157, 2022.
- [43] H. Alfvén, “On the origin of cosmic radiation,” *Tellus*, vol. 6, no. 3, pp. 232–253, 1954.
- [44] E. N. Parker, “The passage of energetic charged particles through interplanetary space,” *Planetary and Space Science*, vol. 13, no. 1, pp. 9–49, 1965.
- [45] H. Asorey, “Los detectores cherenkov del observatorio pierre auger y su aplicación al estudio de fondos de radiación tesis doct,” *Instituto Balseiro*, 2012.
- [46] e. a. Thébault, Erwan, “International geomagnetic reference field: the 12th generation,” *Earth, Planets and Space*, vol. 67, pp. 1–19, 2015.

Apéndice A: detalles de la simulación

Por defecto, ARTI divide el flujo total de partículas en 60 procesos y produce 12 scripts de bash para distribuir la carga de simulación en un clúster de computadoras. Cada proceso se determina teniendo en cuenta el flujo de una partícula individual que constituye el fondo primario, inyectando primarios, desde protones hasta hierro. Al final de esta primera etapa, si se utilizó el número predeterminado de procesos, ARTI producirá 60 archivos de control de CORSIKA (. Input), 60 archivos binarios fortran sin formato comprimidos con bzip2 que contienen toda la información simulada de las cascadas secundarias de partículas (DAT****.bz2) y 60 archivos comprimidos con bzip2 que contienen la salida producida por CORSIKA durante la ejecución de la simulación (*.lst.bz2) [6].

La etapa de análisis se puede realizar automáticamente durante el tiempo de ejecución o manualmente llamando al script do_showers.sh. El resultado típico de este script son varios archivos ASCII comprimidos con bzip2 que contienen la información de los primarios inyectados (.pri.bz2), los secundarios resultantes (.sec.bz2) y cuatro archivos adicionales:

- Archivo .shw.bz2 que contiene la lista completa de partículas secundarias a nivel del suelo e información sobre sus progenitores correspondientes.
- Archivo .hst que contiene la distribución de energía de las partículas secundarias por tipo de partícula.
- Archivos .dse y .dst que contienen, respectivamente, la distribución lateral de la energía depositada y la distribución lateral del número de partículas en el suelo.

Para nuestras simulaciones utilizamos la version de ARTI instalada en la maquina virtual Docker (descargar con: docker pull lagocollaboration/arti:1.9.1-dev), se ejecuta docker run -it lagocollaboration/arti:1.9.1-dev para activar la maquina virtual.

Una vez estando en el directorio sims ejecutamos las opciones que necesitamos :
./do_sims.sh -w ../../corsika-77402-flat/run/ -p lagocida -v 77402 -u lagocida -t 72500 -s cida .

Al ejecutar la linea anterior, tenemos que dar (esta información corresponde al sitio Llano del Hato): Zenith inicial = 0, Zenith final = 15 , Altura = 360000 cm.s.n.m, Rigidez =11.6, Campo Magnetico Bx y By (Latitud = 8.7864 N→1° 24'17", Longitud = 70.8709 → 103° 49'18")NGDC

En la tabla 5 se resumen la información requerida para cada sitio considerado en este trabajo.

	Pico Espejo	Llano del Hato	Hechicera
Longitud	8°31'45"N	1°24'17"N	8°36'59.9"N
Latitud	71°3'49" W	103°49'18" W	-71°14'59.9" W
Altura (m)	4754	3600	1630
Ángulo	15°	15°	15°
Rigidez	311.6	11.6	11.6
Campo magnético vertical(nT)	16.462	16.737	33.929
Campo magnético horizontal(nT)	20.082	27.151	27.535

Tabla 5: Se muestra los valores usados para los 3 sitios

De lo anterior obtenemos los archivos (extensión .sh que se encontraran en el directorio /corsika-77402-flat/run) que contienen toda la información necesaria para hacer la simulación en CORSIKA. En los archivos se consideran todas las partículas, protones y helio. En este trabajo consideramos todas las partículas (ver tabla 6) y los protones para obtener el flujo a las alturas de los sitios escogidos 5.

Una vez terminado de correr las simulaciones de CORSIKA, se usa la línea de código:

```
for i in DAT?????.bz2; do j=$(echo $i | sed -e 's/.bz2//');
u=$(echo $j | sed -e 's/DAT//'); bzip2 -d -k $i;
echo $j | ../../../../arti/analysis/lagocrkread |
../../../../arti/analysis/analysis -p v $u; rm $j; done'
```

Donde se obtienen la información de los primarios inyectados (.pri.bz2) y los secundarios resultantes (.sec.bz2).

Por último ejecutamos la línea de código:

```
bzcat *sec.bz2 | ../../../../arti/analysis/showers -a 10 -d 10 -c 3600.0 -n
```

Para obtener la distribución lateral de la energía depositada (archivo extensión .dse), la distribución lateral del número de partículas en el suelo (archivo .dst) y distribución de energía de las partículas secundarias por tipo de partícula (archivo extensión .hst). Estos últimos archivos son los que usamos para graficar el flujo con respecto a la energía de las partículas secundarias.

A	Z	X	N_prim	E_min
0	1	H	4210847	6.07
4	2	He	443615	12.567
12	6	C	11387	37.70
16	8	O	10975	50.26
7	3	Li	4612	19.15
11	5	B	2968	31.70
24	12	Mg	2617	75.39
28	14	Si	2473	87.95
14	7	N	2275	43.98
20	10	Ne	2027	62.82
56	26	Fe	1543	164.47
9	4	Be	1292	25.43
32	16	S	401	100.51
27	13	Al	340	81.95
23	11	Na	294	69.39
40	20	Ca	227	125.64
19	9	F	190	56.82
52	24	Cr	146	151.91
40	18	Ar	138	114.23
48	22	Ti	129	139.35
55	25	Mn	105	158.48
39	19	K	83	119.64
51	23	V	68	145.93
31	15	P	66	94.51
35	17	Cl	57	107.071
45	21	Sc	39	132.77

Tabla 6: Todas las partículas primarias. A es el número de masa, Z número atómico, N_prim número de primarios [7]

