



UNIVERSIDAD AUTÓNOMA DE CHIAPAS

FACULTAD DE CIENCIAS EN FÍSICA Y MATEMÁTICAS

“Caracterización de simulaciones
de muones para el detector de
Centelleo BATATA, ubicado en
el Observatorio Pierre Auger ”

T E S I S

PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

Licenciada en Física

PRESENTA

Itzel Amayrani Martínez Salazar

DIRECTORA DE TESIS

Dra. Karen Salomé Caballero Mora

CODIRECTOR DE TESIS

Dr. Gustavo Medina Tanco



Tuxtla Gutiérrez, Chiapas, 8 de Julio de 2016.



Universidad Autónoma de Chiapas
Facultad de Ciencias en Física y Matemáticas
Dirección



Tuxtla Gutiérrez, Chiapas
23 de junio de 2016
Oficio No. FCFM/0212/16

Dra. Karen Salomé Caballero Mora
Presidenta y Directora de Tesis
Presente

Por este medio me permito informarle que una vez efectuada la revisión de la tesis denominada:


***"Caracterización de simulaciones de muones para el detector de Centelleo
BATATA, ubicado en el Observatorio Pierre Auger"***

Ha sido aceptada para sustentar el Examen Profesional de la **C. Itzel Amayrami Martínez Salazar** de la Licenciatura en Física con matrícula escolar: X131006.

Se autoriza su impresión en virtud de cumplir con los requisitos correspondientes.

Atentamente

"Por la conciencia de la necesidad de servir"


Dr. Sendic Estrada Jiménez
Director



DIRECCIÓN
FCFM

C.c.p. Dr. Florencio Corona Vázquez, Secretario Académico de la FCFM
Lic. Ana Gabriel Aguilar Avendaño - Encargada de Servicios Escolares de la FCFM
Archivo / Minutario
SEJ/legav

Dedicatoria

*Para mis padres Albert y Carolina,
y mi hermano Abraham ♡*

Agradecimientos

Agradezco a Dios primeramente, por darme la vida, por ser mi fortaleza en los momentos difíciles, por poner en mi camino a personas maravillosas y sobre todo por permitirme alcanzar esta meta.

Le doy gracias a mis padres Albert y Carolina por todos los principios y valores que me han inculcado, por todo su apoyo, amor, cariño y por motivarme a seguir adelante aún en los momentos de desesperación.

A mi hermano Abraham por ser parte importante de mi vida y por llenar mis días de alegría, ¡¡gracias por existir hermanito!!.

A mis abuelos Rafael, Encarnación, Arnulfo y Tomasa, gracias por el cariño y por todos los consejos dados.

A mis amigas Bedileni e Itzel, Bedi gracias por enseñarme que todo se puede, que sólo es cuestión de esforzarse y de ser valiente; Itzel gracias por enseñarme Photoshop, por asesorarme en el diseño de los posters para los congresos de física y por hacer de mi vida los menos nerd posible. Las amo ♡, su amistad en verdad me hace bien.

A mis amigos, Lailita, Sarita, Tefita, Norita, Fatimita, Angelito, Shony, Maiquelo, Astri y Benjitas ¡me cambiaron la vida chicos! gracias por todos los momentos buenos y no tan buenos, gracias por haber hecho de mi etapa universitaria una aventura. ¡Nunca se mueran porfa! ♡.

A mi directora de tesis la Dra. Karen, por haberme brindado la oportunidad y la confianza para el desarrollo de este trabajo. Gracias por todo su apoyo y sobre todo gracias por su amistad, ¡he aprendido mucho!.

Al Dr. Gustavo Medina Tanco, le agradezco por invitarnos a trabajar en el proyecto BATATA y por las discusiones tan enriquecedoras que tuvimos con usted y por su apoyo para instalar los códigos.

A los autores del código *cascada*: Enrique Escalante del Instituto de Física, departamento de física teórica, UNAM, Leonardo A. Castro del Instituto de Física, departamento de física teórica, UNAM y Jorge D. Castaño del Instituto de Ciencias Nucleares, departamento de física de altas energías, UNAM; por haber desarrollado el código y habernos asesorado para su uso.

También agradezco a mis sinodales: Dr. Lizardo Valencia, Dr. Roberto Arceo, Dr. César Álvarez y el Dr. Sendic Estrada por darme la oportunidad y por el tiempo que han dedicado para leer este trabajo. En especial al Dr. Arceo por su apoyo al inicio de mi formación.

A la Facultad de Ciencias en Física y Matemáticas de la UNACH, por darme la oportunidad de aprender y forjarme como profesional. También agradezco el apoyo que me brindaron para asistir a diversos congresos de física.

Al CONACyT por el apoyo otorgado a través del proyecto CB 243290.

A LORÉAL México, CONACyT, UNESCO, CONALMEX Y AMC por el apoyo otorgado a través de la beca para Mujeres en la ciencia 2014 de la Dra. Karen Salomé Caballero Mora.

Itzel

RESUMEN

Los rayos c3smicos (CR) de alta energ3a llegan a la Tierra desde alguna regi3n del Universo. Su origen y mecanismos de aceleraci3n y propagaci3n son a3n desconocidos. Su estudio es el objetivo principal del Observatorio Pierre Auger, ubicado en Argentina, en el cual colabora M3xico. El detector subterr3neo Buried Array Telescope at Auger (BATATA) fue dise1nado como parte de la extensi3n del Observatorio para bajas energ3as, con el objetivo principal de analizar la componente mu3nica de chubascos atmosf3ricos producidos por CR primarios y cuantificar la contaminaci3n electromagn3tica de la se1al de muones, como funci3n de la profundidad, en el rango de energ3a de entre 10^{17} y 10^{18} eV. La componente mu3nica es crucial para estimar la composici3n de los CR primarios, lo cual proporciona, a su vez, alg3n indicio sobre su origen. BATATA es un cubo de 3 m de lado, formado por 296 barras de pl3stico centellador, enterrado entre 30 cm y 2.5 m de profundidad. El presente trabajo muestra un estudio de la componente mu3nica que medir3a BATATA, con ayuda de simulaciones. El objetivo es el de caracterizar el comportamiento de la componente mu3nica, a partir de la eficiencia de medici3n del detector, utilizando un c3digo desarrollado exclusivamente para BATATA. El c3digo permite arrojar part3culas a diferentes energ3as, con distintos porcentajes, y con diferentes geometr3as sobre el detector, para el reconocimiento de patrones en forma estad3stica. Se compara el comportamiento de las simulaciones con el de los correspondientes c3lculos anal3ticos de la probabilidad de medici3n de las part3culas por el detector. Se encontr3 que las simulaciones referentes a la componente mu3nica reproducen con una diferencia m3xima del $\sim 10\%$ los c3lculos anal3ticos, para part3culas que alcanzan el detector con 3ngulos cenitales verticales.

Índice general

1. Introducción	3
1.1. Rayos Cósmicos Ultraenergéticos	4
1.1.1. Antecedentes Históricos	4
1.1.2. Composición de los Rayos Cósmicos	7
1.1.3. Espectro de energía de los Rayos Cósmicos	7
1.1.4. Corte GZK	10
1.1.5. Chubascos Atmosféricos	11
1.1.6. El modelo de Heitler	14
1.1.7. Técnicas de detección de los Rayos Cósmicos	16
1.2. El Observatorio Pierre Auger	19
1.2.1. Detector de Superficie (SD)	21
1.2.2. Detector de Fluorescencia (FD)	22
1.2.3. Mejoras en el Observatorio	23
2. BATATA	29
2.1. Antecedentes	29
2.2. Descripción del detector BATATA	30
2.2.1. Estructura	30
2.2.2. Funcionamiento	33
2.3. Simulaciones	35
2.3.1. Cálculo analítico de la probabilidad de detección	35

2.3.2. Descripción del código desarrollado para BATATA	37
3. Descripción del trabajo de investigación	43
3.1. Equivalencia en <i>cascada</i> del ángulo $\theta = 0^\circ$	44
3.2. Cálculo de la Eficiencia	46
3.3. Ajustes para las comparaciones con Mathcad	47
4. Resultados	49
5. Conclusiones	55
Apéndice A. Cálculo analítico-Mathcad	61
Apéndice B. Reporte del FD-Shift	71

Índice de figuras

1.1. Espectro de energía de los Rayos Cósmicos (2009) [10]	8
1.2. Chubasco atmosférico [16].	12
1.3. Esquema de ramificación para la cascada electromagnética	15
1.4. Distintas técnicas de detección de los Rayos Cósmicos	18
1.5. Extensión del Observatorio Pierre Auger	19
1.6. Detector de superficie (SD) y Detector de Fluorescencia (FD)[39]	22
1.7. HEAT y AMIGA[39]	24
1.8. Derecha:Mapa de AERA, izquierda:Una estación de Aera	25
1.9. Prototipo de un detector de Auger Prime	27
2.1. Diseño y Estación de AMIGA [25]	31
2.2. Estructura del detector BATATA [10].	32
2.3. Estructura de las barras centelladoras en el interior de los planos[43].	33
2.4. Fibra óptica [41].	34
2.5. Funcionamiento de las barras centelladoras [10]	34
2.6. En la figura (a) se muestran los tiempos que recorren los fotones hasta ser detectados por los PMTs y en la figura (b) la proyección de la trayectoria que recorre la partícula muónica lanzada sobre los planos.	36
2.7. La figura a) muestra las probabilidades que tiene la partícula de tocar el detector y la figura b) muestra la eficiencia del detector.	37
2.8. Esquema del comportamiento de un chubasco en el código <i>cascada</i>	38

3.1. En esta imagen se muestran las equivalencias de las 11 posiciones para Mathcad y <i>cascada</i>	45
4.1. Comparación de la compatibilidad entre el código <i>cascada</i> y el cálculo analítico descrito en Mathcad para la componente muonica.	50
4.2. Comparación de la compatibilidad entre el código <i>cascada</i> y el cálculo analítico descrito en Mathcad para la componente muonica.	51
4.3. Proyección de las partículas lanzadas en distintas regiones del detector, con $\theta = 6^\circ$ y $\varphi = 36^\circ$	51
4.4. Se muestran los resultados para el código <i>cascada</i> y el cálculo analítico para la componente electromagnética.	52
4.5. Comparación de la compatibilidad entre el código <i>cascada</i> y el cálculo analítico descrito en Mathcad para la componente electromagnética.	53
4.6. Se muestra el funcionamiento del código <i>cascada</i> para ambas componentes.	53
A.1. Se muestra el comportamiento de la longitud de atenuación de la fibra óptica.	61
A.2. Distribución de las funciones de Poisson.	62
A.3. Diferencia del tiempo de llegada de los fotones a los pmt's.	63
A.4. Se muestran los tiempos que recorren las partículas hasta llegar a los pmt's y la proyección de la trayectoria de la partícula muónica.	65
A.5. Se muestra la probabilidad P_D (eficiencia) descrita para cada plano para una partícula muónica.	65
A.6. Se simula la llegada de varias partículas (μ) a los pmt's.	66
A.7. Distribución longitudinal de la casacada electromagnética.	67
A.8. La gráfica muestra la perdida de energía en el interior del detector.	68
A.9. Se muestra la probabilidad P_D (eficiencia) descrita para cada plano para una partícula electromagnética.	69
A.10. Se muestra la eficiencia de detección de los electrones en los distintos planos.	70

B.1. Vista de un chubasco atmosférico detectado por Los Morados, Loma Amarilla y Coihueco en las mediciones realizadas en el shift.	71
B.2. Relación de la selección de eventos reconstruidos.	72
B.3. Se muestra la extensión de un chubasco atmosférico detectado por Loma Amarilla, sobre todo el experimento.	73
B.4. Se muestra la reconstrucción del chubasco atmosférico detectado por Loma Amarilla, a partir de la señal detectada por los pmt's del FD. La gráfica del extremo inferior izquierdo, muestra el desarrollo longitudinal del chubasco a lo largo de su paso por la atmósfera y su máximo.	74

Capítulo 1

Introducción

La atmósfera de la Tierra es continuamente bombardeada por partículas que tienen una energía de entre 10^9 y 10^{20} eV, a estas partículas se les conoce como Rayos Cósmicos (RC). Los RC llegan de nuestra galaxia y del espacio extragaláctico. Cuando un RC interactúa con los átomos de la parte superior de la atmósfera se produce un chubasco atmosférico (cascada de partículas), las partículas que llegan a la superficie terrestre son en su mayoría electrones, fotones y muones. La mayoría de los rayos cósmicos de menor energía se sabe que provienen de algún sitio de nuestra galaxia como por ejemplo explosiones solares. Las fuentes de rayos cósmicos de energía mayor a 10^{18} eV, llamados rayos cósmicos ultraenergéticos (UHECR), tienen un origen, y mecanismos de aceleración y propagación aún desconocidos [1].

El ser humano se ha esforzado por tratar de entender el misterio de los rayos cósmicos desde su descubrimiento hace un poco más de un siglo (1912), desde entonces las técnicas de detección han evolucionado. El Observatorio Pierre Auger es el detector más grande del mundo pues tiene un área de 3000 km^2 . En su etapa original, usa dos tipos de detectores, de fluorescencia y de luz cherenkov en agua, se trata pues de un detector híbrido, cuyo objetivo principal es determinar la naturaleza, energía y lugar de origen de los rayos cósmicos con energías superiores a los 10^{18} eV. Recientemente se inauguró en el Observatorio, la etapa conocida como AugerPrime, que incluye mejoras y nuevos esfuerzos,

basados en detectores de la componente muónica (AMIGA, SSD), y mejoras del detector de fluorescencia, con el fin de ampliar el rango de detección del Observatorio, para medir rayos cósmicos de energías más bajas (a partir de $\sim 10^{17.5}$) [2], más adelante se hablará a detalle sobre estas mejoras.

La cascada de partículas que se desarrolla en la atmósfera de la Tierra está dominada por tres componentes: hadrónica, electromagnética y muónica. El peso relativo de las componentes electromagnética y muónica tiene información muy valiosa acerca de la naturaleza del rayo cósmico primario y de los procesos hadrónicos de alta energía, que tienen lugar a gran altura durante las primeras interacciones [3]; en particular los muones son partículas abundantes en las cascadas atmosféricas, que tienen gran poder de penetración en la materia. BATATA es un contador de muones diseñado como prototipo adicional para el contador AMIGA con el propósito principal de cuantificar la contaminación electromagnética de la señal del muón como función de la profundidad para los chubascos por encima de los 6 PeV (6×10^{15} eV) [4]. El objetivo de esta tesis es el de caracterizar el comportamiento de la componente muónica, utilizando un código desarrollado exclusivamente para BATATA, a partir del cálculo de la eficiencia de medición.

1.1. Rayos Cósmicos Ultraenergéticos

1.1.1. Antecedentes Históricos

Desde las primeras civilizaciones el ser humano ha sentido una enorme curiosidad por los fenómenos que ocurren en el espacio exterior. Los primeros reportes acerca de la existencia de una radiación penetrante en la atmósfera se dieron a finales del siglo XIX, gracias a las observaciones hechas por el físico británico Charles Wilson. Wilson descubrió que una esfera metálica cargada, en contacto con el aire, pierde su carga gradualmente. Posteriormente Rutherford mostró que la radiactividad natural se comportaba de esta manera. No obstante esta no podía ser la causa buscada ya que el efecto observado en la superficie, debería disminuir conforme el electroscopio (aparato con el que hacía sus

mediciones) se encontrara a mayor altura. Wilson mostr3 que a3n en un t3nel, bajo la tierra, el efecto no aumentaba mucho m3s que al nivel del suelo [5]. Tiempo despu3s, en 1910, T. Wulf utiliz3 un electr3metro, para medir la diferencia de radiaci3n entre la parte superior e inferior de la Torre Eiffel. Una vez que su electr3metro detect3 la radiaci3n de la Tierra, pens3 que deber3a disminuir a medida que ascend3a. Para su sorpresa, dicha radiaci3n fue aumentando en fuerza. Posteriormente en 1912 el austriaco V3ctor Hess comenz3 una serie de arriesgados vuelos en globos aerost3ticos, llegando a 5000 m de altura. Hess descubri3 que a medida que ascend3a hab3a un aumento de cargas libres en la atm3sfera; como la radiaci3n proveniente de la Tierra solo podr3a influir hasta los 2000 m, se especulaba que la radiaci3n a mayores alturas deb3a ser provocada por un agente proveniente del exterior de la Tierra. El mismo a3o, Wilson desarroll3 la c3mara de niebla e hizo lo posible para detectar y seguir las trazas dejadas por las part3culas ionizantes. En 1914 W. Kohlh3ster junto con Walther Bothe, confirmaron los resultados de Hess experimentando hasta alturas de 9 km.

R. A. Millikan se interes3 en el estudio de estas part3culas energeticas. Los primeros electroscopios y bar3metros fueron construidos por 3l con ayuda de I. S. Bowen, en 1922 y enviados hasta una altura de 15.5 km. Con ayuda de algunos de sus estudiantes, realiz3 mediciones en el monte Whitney a una altura de 4130 m y en la punta del Pico de Pike a 4300 m. Millikan continu3 haciendo experimentos con electroscopios pero ahora en las profundidades de algunos lagos, con la colaboraci3n de G. H. Cameron; Millikan lleg3 a la conclusi3n de que estas radiaciones eran de origen extraterrestre, y los bautiz3 como "Rayos C3smicos".

Estudios posteriores desarrollados por f3sicos como P. Auger y sus colaboradores (Auger, Maze, y Grivet-Meyer, 1938) llevaron al descubrimiento de los chubascos de part3culas en la atm3sfera. El fen3meno que Auger descubri3, fue sospechado por Rossi (1934) quien inform3 sobre la base de observaciones en Eritrea "*Pareciera... que de vez en cuando llegan al equipo grupos muy extensos de part3culas que producen coincidencias entre contadores, incluso situados a grandes distancias entre ellos*" [1]. Auger y sus colaboradores hicieron las primeras estimaciones sobre el espectro de energ3a de las part3culas que conforman el

chubasco y a partir de éstas, la energía de las partículas primarias. Los contadores que se utilizaron en ese momento eran los contadores de Geiger-Müller, los arreglos de estos contadores se sitúan a altitudes montañosas, por lo tanto Auger concluyó que algunas de las cascadas atmosféricas fueron iniciadas por rayos cósmicos primarios de alrededor de 10^{15} eV. Esto fue superado por el grupo de MIT (1958) quienes desarrollaron una técnica de reconstrucción de la dirección de llegada mediante la medición de los tiempos de llegada de las señales en contadores de centelleo separados por unas pocas decenas de metros, el espectro de energía derivado fue de 3×10^{15} a 10^{18} eV. En 1963 se midió el primer rayo cósmico con energía alrededor de 10^{20} eV, fue observado por John Linsley en el detector de superficie del Instituto Tecnológico de Massachusetts ubicado en Volcano Ranch (Nuevo México, EEUU). Poco después del descubrimiento de la radiación cósmica de fondo por Penzias y Wilson (1965), Greisen, Zatsepin y Kuz'min (1966) predijeron que habría un punto de corte en el espectro de protones alrededor de los 5×10^{19} eV debido a la producción de fotopiones y a la radiación de fondo, esto se conoce como corte GZK (más adelante se hablará con más detalle al respecto). Para 1991 un grupo de investigadores de Fly's Eye en Estados Unidos observó uno de los eventos más energéticos en la historia de los rayos cósmicos con una energía de 3×10^{20} eV, en 1994 AGASA en Japón y Yakutsk en Rusia reportaron un evento con una energía de 2×10^{20} eV; estos eventos junto con el de Fly's Eye y los últimos medidos por el Observatorio Pierre Auger [38], son los más energéticos que se han observado. En 1992 un grupo de investigadores empezaron a diseñar un nuevo observatorio para el estudio de los rayos cósmicos de las más altas energías, el Proyecto Pierre Auger, que está compuesto por detectores de fluorescencia y detectores de superficie para mejorar la capacidad de detección. La inauguración del sitio sur del Observatorio Pierre Auger se llevó a cabo en Malargüe, Argentina, el 14 de noviembre de 2008. El evento marcó la finalización de la primera fase de construcción del Observatorio y el comienzo de la segunda fase del proyecto, mejoras que se describirán más adelante en este trabajo.

1.1.2. Composici3n de los Rayos C3smicos

La composici3n de la masa de los rayos c3smicos es esencial para obtener informaci3n sobre la naturaleza, las fuentes y mecanismos de aceleraci3n y propagaci3n de estas part3culas energ3ticas. La composici3n de la masa var3a de acuerdo con el espectro de energ3a. Para rayos c3smicos con energ3as entre TeV y PeV es, aproximadamente, 50 % protones, 25 % part3culas α , 13 % CNO y 13 % hierro, seg3n observaciones. Los electrones comprenden $\leq 10^{-2}$ % y las part3culas gamma, del orden de 10^{-3} % [6]. Desafortunadamente, la medici3n de masas primarias de part3culas ultraenerg3ticas es la tarea m3s dif3cil en la f3sica de los chubascos atmosf3ricos extendidos (EAS) ya que se basa en la comparaci3n con datos obtenidos en simulaciones, los cuales est3n basados en modelos de interacci3n hadr3nica obtenidos con rangos de energ3as menores, del orden de las que tienen los aceleradores de part3culas desarrollados en la tierra, como el LHC (13×10^{12} eV [7]). Los datos del Observatorio Pierre Auger sugieren una composici3n de masa m3s pesada por encima de 4×10^{18} eV en comparaci3n con los modelos de interacci3n post-LHC. Por otro lado los datos de TA (Telescope Array) son compatibles con una composici3n de protones en todas las energ3as, pero tienen una incertidumbre mayor y se comparan con modelos de interacci3n pre-LHC. Es importante tomar en cuenta que los datos de TA y Auger no se pueden comparar directamente entre s3. Esto es porque TA aplica ciertos cortes de aceptaci3n a los datos y utiliza simulaciones Monte Carlo (MC), mientras que Auger aplica cortes de volumen fiduciales destinados a la selecci3n de eventos [8]. Recientemente se realiz3 un estudio conjunto para comparar ambos espectros de energ3a, encontr3ndose que son compatibles [9].

1.1.3. Espectro de energ3a de los Rayos C3smicos

El espectro de energ3a es la observable m3s investigado de los rayos c3smicos pues lleva informaci3n sobre las fuentes de UHECR y acerca del medio gal3ctico e intergal3ctico en el que se propagan. El espectro de los rayos c3smicos se extiende sobre muchos3rdenes de magnitud, desde energ3as de 10^9 eV hasta energ3as muy elevadas de 10^{20} eV. El espectro

(Figura 1.1) [10] de los rayos cósmicos muestra el flujo (partículas/ $m^2sr s$) como función de la energía obedeciendo una ley de potencias, en general toma la forma aproximada:

$$\frac{dN}{dE} \propto E^\gamma, \quad (1.1)$$

donde γ es el índice espectral, el cual toma diferentes valores para diferentes partes del espectro. De esta manera se puede clasificar el espectro de rayos cósmicos en tres sectores principales: la región “aplanada”, la “rodilla” y el “tobillo”.

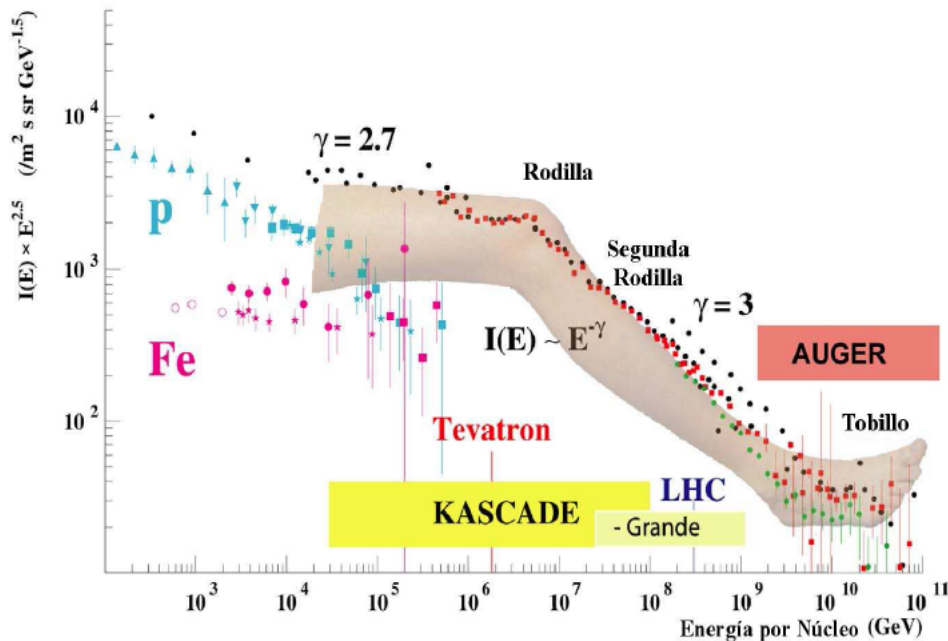


Figura 1.1: Espectro de energía de los Rayos Cósmicos (2009) [10]

- Región “aplanada” debajo de los 10^{15} eV.

En esta región el índice espectral es de ≈ 2.7 , el flujo es muy abundante como para detectar a los rayos cósmicos de forma directa con experimentos en globos, satélites, etc. En esta zona la energía y la forma del espectro, varían con la fase del ciclo solar,

as3 que el flujo de part3culas de baja energ3a decrece durante periodos de actividad solar alta y est3 en un m3ximo durante fases de baja actividad solar [11].

- Regi3n de la “**rodilla**” entre 10^{15} y 10^{16} eV.

La existencia de la “rodilla” fue reportada por primera vez en 1959 por G. V. Kulikov y G.B. Khristiansen y fue detectada a trav3s de mediciones de la componente cargada de los chubascos de part3culas de altas energ3as empleando una red modesta de superficie de $20 \times 20 \text{ m}^2$ [12]. En esta zona el 3ndice espectral var3a de 2.7 a 3. Se encontr3 que el cambio en la ley de potencias es debido a una disminuci3n progresiva de elementos individuales con masa menor a la del carb3n [13]. Algunos experimentos reportan otro cambio en la pendiente del espectro a energ3as entre 10^{16} y 10^{17} eV, formando lo que se conoce como “segunda rodilla”. Se han presentado muchas explicaciones para describir las fuentes de aceleraci3n que originan estas part3culas, en particular se dice que provienen de remanentes de supernovas pero hay evidencias de que los rayos c3smicos con energ3as superiores provienen de fuentes fuera de nuestra galaxia.

- Regi3n del “**tobillo**” alrededor de los 10^{18} eV.

La regi3n del “tobillo” corresponde a energ3as de $\approx 5 \times 10^{18}$ eV donde el 3ndice espectral es de nuevo 2.7. Esta zona marca la transici3n entre los rayos c3smicos gal3cticos y los extragal3cticos; sin embargo recientes mediciones de KASKADE-Grande sugieren que esta transici3n se puede producir alrededor de los 10^{17} eV [14]. El modelo llamado dip del tobillo interpreta esta zona como la huella de protones que sufren producci3n de pares $e^+ e^-$ en el CMB (radiaci3n c3smica de fondo); por lo tanto se requiere que los protones sean dominantes a energ3as significativas por encima y por debajo del tobillo y que la transici3n ocurra de nuevo por debajo de la energ3a del tobillo [8].

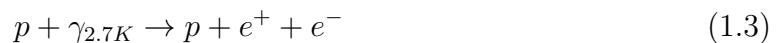
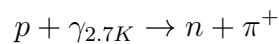
Para energ3as m3s altas, los rayos c3smicos ultraenerg3ticos (UHECR), el 3ndice espectral toma el valor de 2.8, aunque el origen y propagaci3n de estas part3culas muy

energeticas son aún desconocidos, sin embargo, su procedencia está limitada a un horizonte de ≈ 50 Mpc, denominado como horizonte GZK por su relación directa con el corte GZK. Esta region de alta energía es objeto de investigación del Observatorio Pierre Auger.

1.1.4. Corte GZK

La radiación cósmica de fondo son los fotones originados en las primeras épocas del universo, descubierta por Penzias y Wilson en 1965. Poco después de este descubrimiento Kenneth Greisen, Georgiy Zatsepin y Vadim Kuz'min (1966) predijeron que en la región de más alta energía se espera la supresión del flujo de rayos cósmicos debido a la pérdida de energía por la producción de fotopiones por la interacción de protones con la CMB. Es decir, hay un punto de corte en el espectro de protones alrededor de 5×10^{19} eV. Este proceso de pérdida en el flujo de energía de los rayos cósmicos ocurre solamente cuando la partícula interactúa con los fotones del CMB, denominados $\gamma_{2.7K}$, que siguen una distribución Planckiana de 2.7K, esto se conoce como **Corte GZK**, en honor a sus descubridores. Las interacciones que dan lugar al corte GZK y las partículas resultantes dependerán de la naturaleza de la partícula primaria [1] [8] [15].

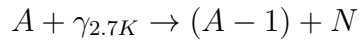
- Las principales reacciones de protones p con el fondo de fotones ($\gamma_{2.7K}$) son:



Los fotones dominantes de la radiación de fondo pertenecen al rango de las microondas, que tienen un pico de energía de 6×10^{-4} y una densidad de aproximadamente 400 fotones por cm^3 . Sin embargo el umbral de energía para la producción de pares es del orden de 10^{18} eV y el camino libre medio es de ~ 1 Mpc, comparadas con los $10^{19.6}$ eV de energía y los ~ 6 Mpc para la producción de piones; en el caso de una

producci3n de pares la p3rdida de energ3a en la part3cula primaria por interacci3n es del 0.1 % y del 20 % para la producci3n de piones. Esto significa que si bien es m3s probable que una part3cula con $E > 10^{19.6}$ eV reaccione en una producci3n de pares, su p3rdida de energ3a es menos significativa que la producci3n de fotopiones.

- En el caso de los n3cleos pesados de masa A , la fotodesintegraci3n y la producci3n de pares, las principales reacciones que se producen son:



donde N es un n3cleo (proton o neutr3n). Los principales canales son (γ, n) y (γ, p) . El 3ndice de p3rdida de energ3a a trav3s de la emisi3n de dos nucleos como $(\gamma, 2n)$, (γ, np) o $(\gamma, 2p)$, es de aproximadamente un orden de magnitud menor que a trav3s de la emisi3n de un s3lo nucle3n [1].

La p3rdida de energ3a debido a interacciones con fotones infrarrojos es s3lo efectiva por debajo de los 5×10^{19} eV, mientras que la energ3a perdida en interacciones con fotones de fondo de microondas es m3s significativa para energ3as de 2×10^{20} eV [1]. El Observatorio Pierre Auger ha comprobado que para energ3as de alrededor de 4×10^{19} eV existe una supresi3n del flujo de rayos c3smicos ultraenerg3ticos. Que es compatible con los procesos de p3rdida de energ3a del efecto GZK, aunque tambi3n esto podr3a estar relacionado con la energ3a m3xima de aceleraci3n de los rayos c3smicos en las fuentes [8].

1.1.5. Chubascos Atmosf3ricos

Como hemos visto, los rayos c3smicos son part3culas con energ3as muy altas (entre 10^9 y 10^{20} eV), la producci3n de estas part3culas es tan numerosa que golpean la Tierra a una raz3n de 100 por m^2/s para energ3as de 10^9 eV y de 1 por $km^2/siglo$ para energ3as de

10^{20} eV [5]. Como el flujo de las partículas ultraenergéticas resulta tan bajo, entonces el área de la red de los detectores debe ser muy grande y con un costo económico muy elevado, lo cual no resulta tan accesible. Los experimentos que se encargan de estudiar los rayos cósmicos aprovechan los efectos que provocan estas partículas en la atmósfera terrestre. Los EAS fueron descubiertos en 1938 por Pierre Auger y sus colaboradores, son cascadas de partículas iniciadas por los RC de alta energía ($E \geq 10^{15}$ eV), las cuales se desarrollan a lo largo de la atmósfera. Este fenómeno, consiste en que un RC primario interactúa con los átomos de la atmósfera produciendo partículas secundarias que a su vez pueden interactuar con la atmósfera y producir nuevos chubascos, la energía primaria se reparte entre las partículas secundarias hasta que las partículas llegan a una energía crítica. Esta cascada de partículas posee tres componentes: hadrónica, muónica y electromagnética (Ver Figura 1.2).

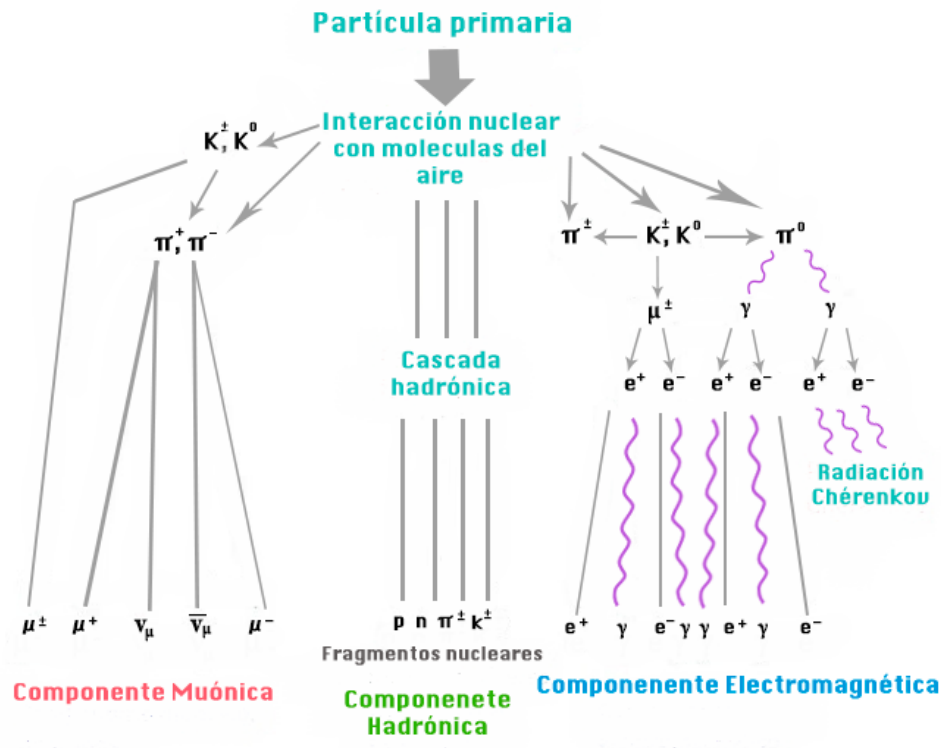


Figura 1.2: Chubasco atmosférico [16].

- **Componente hadr3nica:**

Cuando un n3cleo llega a la atm3sfera y colisiona con otros n3cleos se producen part3culas secundarias, las m3s abundantes son los mesones π^+ , π^- y π^0 , aunque tambi3n pueden aparecer kaones con una abundancia del 10% comparada con los piones que poseen un porcentaje mucho mayor, y en menor cantidad encontramos bariones como protones y neutrones; esto tomando en cuenta s3lo la componente hadr3nica [17]. Cuando estos piones decaen dan paso a nuevas part3culas.

Para el caso de piones cargados su vida media es de $\approx 10^{-8}$ s y la desintegraci3n principal es en un muon y un neutrino.



Para el caso del π^0 posee una vida media mucho m3s corta, de $\approx 10^{-17}$ s y la desintegraci3n principal es a dos fotones.



- **Componente mu3nica:**

La componente mu3nica se origina a partir del decaimiento de los piones cargados π^\pm producidos por las interacciones hadr3nicas, (ver ecuaci3n 1.6). Los muones son muy penetrantes y poseen una vida media de $\approx 10^{-6}$ s. Las part3culas que produce un mu3n cuando decae son electrones y neutrinos:



- **Componente electromagnética:**

La cascada electromagnética esta compuesta por fotones y electrones, estas partículas son producto del decaimiento de los piones neutros π^0 , de acuerdo con la ecuación 1.7. Los fotones decaen en leptones:

$$\gamma \rightarrow e^+ + e^- \quad (1.9)$$

debido al proceso de creación de pares, producto de la interacción con el campo nuclear de los átomos de la atmósfera, y estos leptones a su vez producen más fotones mediante *Bremsstrahlung*: radiación electromagnética producida por la desaceleración de una partícula cargada, este efecto es más importante para electrones porque son menos masivos que el núcleo. El electrón experimenta una desaceleración y su trayectoria sufre una desviación, en consecuencia disminuye su momento y su energía, por tanto el electrón emite un fotón en la dirección original de su movimiento:

$$e^- + A \rightarrow e^- + A + \gamma \quad (1.10)$$

En general, chubascos con energías más altas producen más partículas de todos los tipos que los de más baja energía, pero la relación entre el tamaño del chubasco y la energía primaria, también depende de la identidad de la partícula inicial. El chubasco viaja a través de la atmósfera en forma de un disco relativamente delgado, aproximadamente a la velocidad de la luz y la dirección de la partícula primaria se mantiene para las secundarias mientras que el radio del disco crece lentamente comparado con la distancia que cubre en la atmósfera [5] [18].

1.1.6. El modelo de Heitler

Una manera sencilla de describir las características principales de los chubascos atmosféricos es con el modelo de Heitler que fue propuesto en 1944. La idea es modelar la

parte electromagn3tica de la cascada, sin embargo la estructura b3sica del modelo tambi3n puede aplicarse a los chubascos hadr3nicos. Los principales mecanismos de p3rdida de energ3a en la cascada electromagn3tica son por *Bremsstrahlung* y por producci3n de pares, que implican la conversi3n de una part3cula en dos part3culas, caracterizados por la longitud de interacci3n λ . Ahora considerando el proceso de ramificaci3n de la siguiente figura, se describe el proceso:

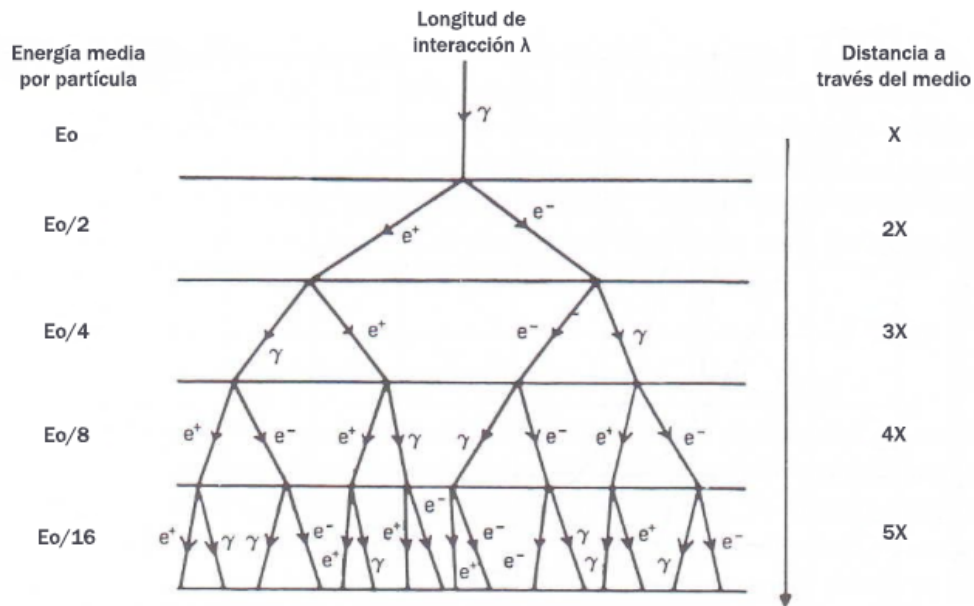


Figura 1.3: Esquema de ramificaci3n para la cascada electromagn3tica

Cada l3nea representa una part3cula o un paquete de energ3a, en cada v3rtice, la energ3a de una l3nea se divide en dos y la ramificaci3n ocurre despu3s a una distancia λ . Cada part3cula primaria experimenta un proceso de rompimiento generando un par de nuevas part3culas secundarias, cada una con la mitad de energ3a de la part3cula primaria. A su vez, estas part3culas atraviesan una nueva λ generando un nuevo par cada una de ellas (Figura 1.3).

As3 despu3s de n ramificaciones, con

$$n = \frac{X}{\lambda} \tag{1.11}$$

el número de líneas o segmentos está dado por

$$N(X) = 2^{\frac{X}{\lambda}} \quad (1.12)$$

donde X es la profundidad atmosférica y λ es la tasa de elongación. Luego, en ese instante cada una de las partículas posee una energía inicial E_0 , la energía como función de X queda expresada por:

$$E(X) = \frac{E_0}{N(X)} \quad (1.13)$$

el proceso de subdivisión continuará hasta que alcance una energía crítica $E(X) = E_c$, que es la energía límite del proceso. Teniendo en cuenta estas últimas caracterizaciones podemos expresar el número máximo de partículas del chubasco:

$$N(X_{max}) = \frac{E_0}{E_c} \quad (1.14)$$

mientras que la profundidad del máximo del chubasco es:

$$X_{max} = \frac{\lambda \ln\left(\frac{E_0}{E_c}\right)}{\ln 2} \quad (1.15)$$

Estas últimas expresiones muestran que $N_{max} \propto E_0$ y $X_{max} \propto \ln E_0$, las cuales son las características principales para chubascos electromagnéticos de alta energía [18].

1.1.7. Técnicas de detección de los Rayos Cósmicos

Existen diversas técnicas de detección de los Rayos Cósmicos los cuales han ido evolucionando con el desarrollo de la tecnología y la Física Nuclear. Estas técnicas varían de acuerdo con la energía primaria de las partículas. Como hemos visto en los temas anteriores, para energías menores a los 10^{15} eV, el flujo de rayos cósmicos es muy abundante y esto permite que sus mediciones se realicen de manera directa; pero para energías más altas el flujo de partículas es tan pequeño y decrece tan rápidamente, que se hace imposible la medición directa.

Para aquellos de baja energ3a existen por ejemplo espectr3metros, color3metros, emulsiones y detectores de transici3n de radiaci3n los cuales son montados en globos aerostáticos, en sat3lites y en transbordadores espaciales, tales como: AMS, BESS y HEAO. Tambien existen experimentos artificiales que pueden lograr interacciones a estas energ3as, como: el Gran Colisionador de Hadrones (LHC), este experimento est3 dise1ado para producir colisiones tal como las que suceden en las primeras capas de la atm3sfera generadas por los Rayos C3smicos [7]. Para energ3as mayores las t3cnicas de detecci3n son de manera indirecta, la desvenaja es que no es posible obtener la composici3n de la part3cula primaria de manera directa [6]. Algunas t3cnicas de detecci3n indirecta son los telescopios Ch3renkov atmosf3ricos como los que usan los observatorios HESS [20] y MAGIC [21], que son detectores altamente sensibles a los rayos gamma. Para energ3as entre 10^9 - 10^{12} eV, existen observatorios como VERITAS, que es una red de reflectores 3pticos. Otros ejemplos de observatorios que tienen el rango de detecci3n mayor para la parte media y media-baja del espectro de energ3a, son Milagro y HAWC [22] que utilizan detectores de luz Ch3renkov en agua y para la parte del espectro de alta energ3a se tienen observatorios como IceCube que es un detector de neutrinos, situado en el polo sur [23]. Los Rayos C3smicos primarios de alta energ3a son estudiados con detectores de superficie, detectores de muones y telescopios de fluorescencia, AGASA, Fly's Eye, Telescope Array y el Observatorio Pierre Auger son observatorios con este tipo de detectores. La figura 1.4 muestra un esquema de las distintas t3cnicas de medici3n de astropart3culas, algunas de ellas mencionadas anteriormente, mientras que el cuadro 1.1 muestra una relaci3n de las distintas t3cnicas de medici3n usadas por tipo de experimento y rango de energ3a.

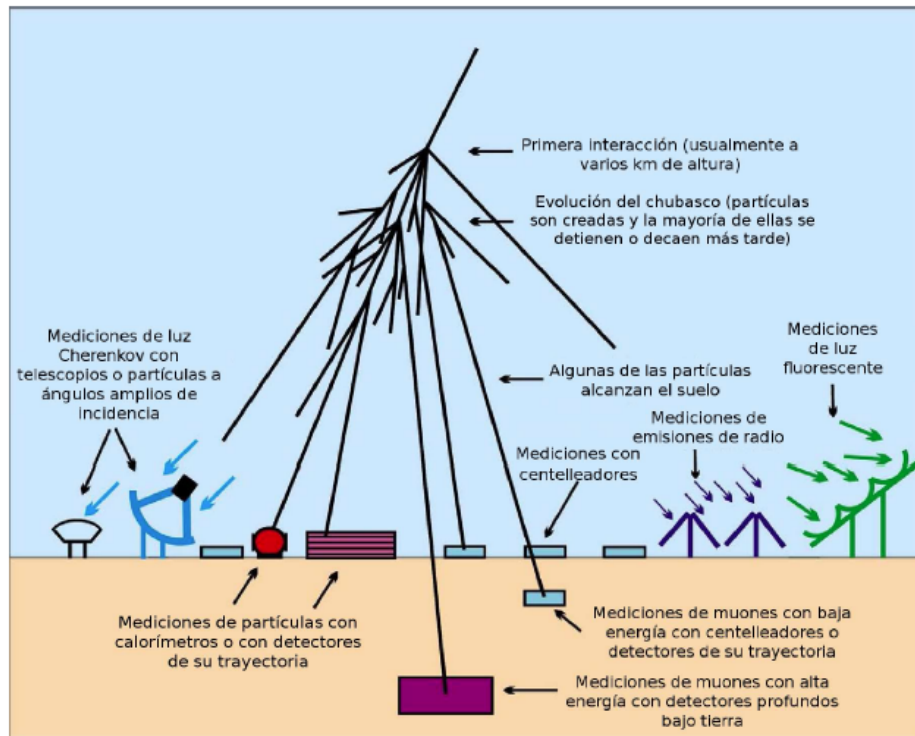


Figura 1.4: Distintas técnicas de detección de los Rayos Cósmicos

Tipo	Técnica	Rango de Energía	Exp. y sensibilidad a composición
dir.	Espectrómetro	1-200 GeV	AMS (p-He), BESS (p,He), HEAO (CNO-Fe)
dir.	Calorímetro	30 GeV-500 TeV	ATIC (todas), CREAM (todas)
dir.	Cámaras de emulsión	100-500 TeV	JACEE, RUNJOB (todas)
ind.	Calorímetro de hadrones	500 GeV-1 PeV	KASCADE, EAS-TOP (p)
ind.	Espectrómetro de muones	100 GeV-10 TeV	L3+C (mayormente p,He)
ind.	Cherenkov + TeV μ	50-300 TeV	EAS-TOP/MACRO (p,He,CNO)
ind.	Detectores de centelleo ($N_e - N_\mu$)	100 TeV-10 PeV	GRAPES, KASCADE, EAST-TOP (todas)
ind.	Cámaras de emulsión	5-300 TeV	Tibet AS_γ (p,He)
ind.	Telescopios de fluorescencia	$10^{17.2} eV$	HiRes
ind.	Tanques de agua Cherenkov	100 PeV-1 EeV	Haverah Park
ind.	Cherenkov atmosféricos	100 PeV-100 EeV	Yakutsk
ind.	Detectores de centelleo (N_{eh})	100 TeV-1 EeV	KASCADE-Grande
ind.	Detectores de centelleo	100 PeV-100 EeV	AGASA
ind.	Cherenkov, fluorescencia	1-100 EeV	Observatorio Pierre Auger

Cuadro 1.1: Experimentos de Rayos Cósmicos [17]

1.2. El Observatorio Pierre Auger

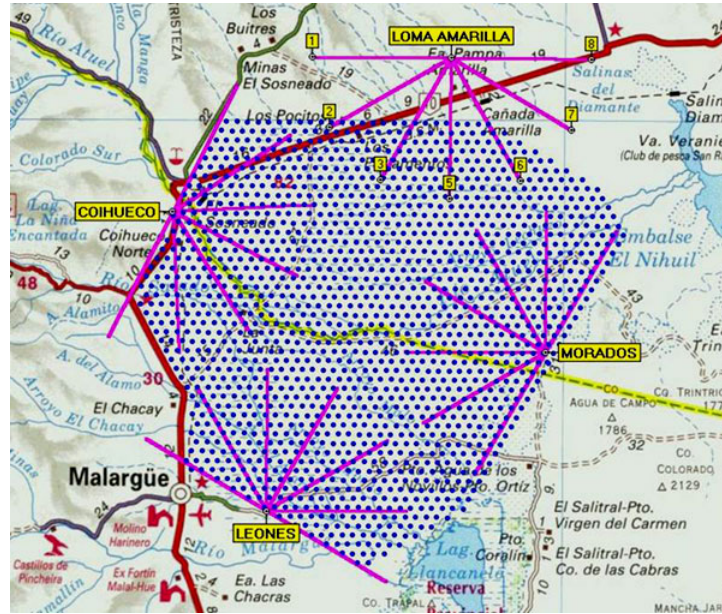


Figura 1.5: Extensión del Observatorio Pierre Auger

El proyecto Pierre Auger fue propuesto en 1992 por Jim Cronin (Premio Nobel de Física, 1980) de la Universidad de Chicago en Estados Unidos, Alan Watson de la Universidad de Leeds en Reino Unido y Murat Boratav de las Universidades de París VI y VII, Francia [5]; está situado en el hemisferio Sur en el departamento de Malargüe, provincia de Mendoza, Argentina. Se eligió este lugar porque la altura sobre el nivel del mar es 1500 m esto permite una mejor observación de la cascada de partículas después del máximo desarrollo, además el cielo es limpio y con escaso promedio de nubosidad. Los objetivos del Observatorio son determinar el origen, los mecanismos de aceleración y propagación de los rayos cósmicos por encima de 10^{17} eV y estudiar las interacciones de éstos, por lo cual es un paso importante en la comprensión de nuestro universo. Es único entre todos los Observatorios de rayos cósmicos construidos hasta el momento, abarca un área de 3000 km^2 , usa dos tipos de detectores, de fluorescencia y de luz Chérenkov en agua. Se trata pues de un detector híbrido que permite ver tanto el desarrollo del chubasco con el detector de fluorescencia (cuando no hay sol ni luz de luna), como las características de

las partículas que llegan al suelo, con el detector de superficie [24]. Está compuesto por 1660 detectores de superficie repartidos en los 3000 km^2 y 27 detectores de fluorescencia distribuidos en 5 sitios: Los Leones, Los Morados, Loma Amarilla, Coihueco y HEAT. El Observatorio Pierre Auger ha realizado mediciones clave de los UHERC, los principales logros del observatorio hasta el momento son [25]:

- 1 La medición de la sección transversal del chubasco de protones a 57 TeV [27] que favorece un aumento moderadamente lento de la sección transversal a energías más altas, infiere a la sección transversal protón-protón, cuyo valor se encuentra dentro de un sigma de la mejor extrapolación de los datos recientes del LHC [28].
- 2 El espectro de energía se mide con precisión utilizando ascensión recta [29] [30].
- 3 Los datos obtenidos en Auger proporcionan evidencia de una correlación débil entre las direcciones de llegada de los rayos cósmicos por encima de los 55 EeV y las posiciones de AGN con $z < 0.018$ en el catálogo VCV [32] [33].
- 4 Las primeras observaciones de una supresión del flujo a energías cercanas del corte GZK, fueron observadas por los experimentos HiRes y Auger. Sin embargo, todavía no está claro, si la supresión del flujo observado se debe al corte GZK o si está relacionado con la energía máxima de aceleración de los rayos cósmicos en las fuentes [8] [34] [35].
- 5 Se desarrolló un método para buscar chubascos atmosféricos iniciados por fotones utilizando datos registrados por el detector de superficie del observatorio Pierre Auger. El enfoque se basa en observables sensibles a la composición: el desarrollo longitudinal del chubasco, el *risetime*¹ de la señal y la curvatura de la parte frontal del chubasco. La aplicación de este método a los datos muestra que los límites superiores en el flujo de fotones son de 3.8×10^{-3} , 2.5×10^{-3} y $2.2 \times 10^{-3} km^{-2} sr^{-1} yr^{-1}$ por encima de las energías de 10^{19} , 2×10^{19} y 4×10^{19} eV, es menor que 2%,

¹El tiempo que le lleva a la señal integrada del detector de superficie en ir del 10 % al 50 % de su valor total

5.1 % y 3.1 %, respectivamente (95 % c.l.). Cabe señalar que estos límites superiores son relativamente cerca de los flujos esperados para los fotones procedentes del corte GZK [34] [36].

6 Se realizó una comparación exhaustiva de los datos disponibles de Auger, TA, HiRes y Yakutsk; se encontró que los espectros de energía determinadas por Auger y los observatorios son coherentes en la normalización y la forma, si las incertidumbres en la escala de energía son tomadas en cuenta. Este es un logro bastante notable y demuestra lo bien que se entienden los datos de los observatorios actuales [8] [37].

7 Se encontró una evolución inesperada de la composición de la masa de los RC en el rango de energía de 10^{18} eV a $10^{19.5}$ eV. Interpretando los perfiles del desarrollo longitudinal con modelos de interacción basados en el LHC, se pudo concluir que hay una gran fracción de protones presentes a 10^{18} eV, cambiando a una composición más pesada, posiblemente dominada por elementos del grupo de CNO a $10^{19.5}$ eV [2].

1.2.1. Detector de Superficie (SD)

El Detector de Superficie (SD) consiste en un arreglo de 1660 tanques Chérenkov en agua, separados 1.5 km uno de otro. Cada tanque es autónomo con 3.6 m de diámetro, una profundidad de 1.2 m y una capacidad de 12 toneladas de agua pura. En el interior hay 3 tubos fotomultiplicadores (PMTs) distribuidos simétricamente, los cuales detectan la luz Chérenkov producida por el paso de las partículas cargadas a través del agua, moviéndose más rápido que la luz en ese medio. La altura del tanque (1.2 m) permite también que el detector sea sensible a los fotones de alta energía, que se convierten en pares electrón-positrón. Como cada estación SD es independiente, consta de un paquete electrónico: un procesador, receptor GPS, radiotransceptor y un controlador de potencia. La energía solar proporciona un promedio de 10 W para los PMTs y para el paquete electrónico. Este detector cuenta con la ventaja de no tener restricciones (ciclo activo del 100 %), pero no se pueden detectar los chubascos atmosféricos en tiempo real ni la energía

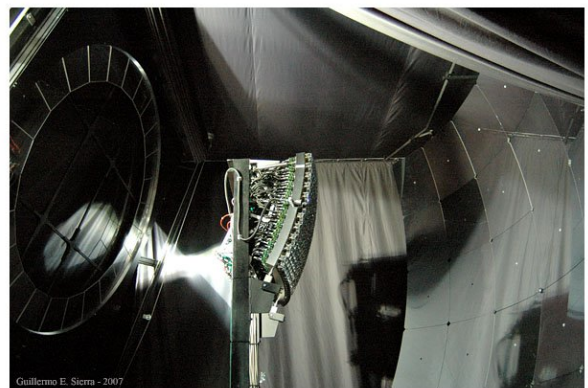
directamente, para lo cual se utilizan simulaciones y calibración con las mediciones del detector de fluorescencia [25], ver figura 1.6 (a).

1.2.2. Detector de Fluorescencia (FD)

El Observatorio Pierre Auger tiene 24 telescopios de fluorescencia distribuidos en 4 edificios: Los Leones, Los Morados, Loma Amarilla y Coihueco. Cada edificio está compuesto por 6 telescopios con un campo de visión de 180° , es decir cada uno tiene una cobertura acimutal de 30° . A diferencia del detector de superficie, los detectores de fluorescencia operan por las noches cuando hay poca luz de fondo por lo cual sólo detectan el paso de la cascada en la atmósfera. Cada ojo consta de un espejo esférico que concentra la luz en una cámara de 440 pixeles, cada pixel es un tubo fotomultiplicador sensible a la luz ultravioleta. Las ventajas que posee este detector es que tiene una precisión muy alta y los datos obtenidos son en tiempo real pero posee un ciclo activo del 15%. La fuente principal del tiempo inactivo es debido al clima, es decir, los FD no son operados cuando las condiciones climáticas se vuelven peligrosas (alta velocidad del viento, lluvia, nieve, etc.) y cuando el brillo del cielo es muy alto (causado por la luz de la luna, etc.)[25], ver figura 1.6 (b), para más detalles sobre este detector, consultar Apéndice B.



(a) Detector de luz Chérenkov en agua



(b) Estructura del telescopio de fluorescencia

Figura 1.6: Detector de superficie (SD) y Detector de Fluorescencia (FD)[39]

1.2.3. Mejoras en el Observatorio

El Observatorio Pierre Auger inicialmente fue diseñado para la detección de rayos cósmicos ultraenergéticos (UHERC). En los últimos años, la Colaboración Pierre Auger decidió ampliar el rango de detección para observar rayos cósmicos de menor energía (hasta 10^{17} eV). Esto con el objetivo de estudiar la transición de rayos cósmicos galácticos a extragalácticos y de entender mejor su composición. Estudios detallados a estas energías ayudarán a proveer información complementaria y permitirán un análisis más profundo de la física de los rayos cósmicos. Las mejoras incluyen telescopios de fluorescencia de alta elevación (HEAT), detectores de muones bajo tierra (AMIGA) y detectores para radio (AERA) y emisiones de microondas de los chubascos atmosféricos [2].

High Elevation Auger Telescopes (HEAT)

Los detectores de fluorescencia originales del Observatorio Pierre Auger tienen un rango de visión hasta de 30° sobre el horizonte (ver figura 1.7 (a)), lo que implica que los chubascos de más baja energía no entran en este campo visual, por lo tanto, no es posible determinar con exactitud X_{max} (Profundidad del máximo chubasco, la variable más sensible a la composición, medible en el observatorio). En el 2006 la Colaboración Pierre Auger decidió extender el sistema original de FD con tres telescopios de más alta elevación, HEAT, que está ubicado en Coihueco. Tiene tres telescopios de fluorescencia que permiten detectar rayos cósmicos con energías diez veces más bajas (10^{17} eV); estos tres telescopios funcionan de manera independiente con respecto a los otros detectores de fluorescencia y cubren un rango de elevación de 30° a 58° que se encuentra encima del campo de visión de los otros FD [25].

Auger Muon and Infiled Ground Array (AMIGA)

El proyecto AMIGA busca extender el rango de detección del Observatorio Pierre Auger con el fin de observar rayos cósmicos de bajas energías (rayos cósmicos galácticos), el objetivo es medir directamente el contenido de muones de las cascadas. AMIGA puede

medir el perfil longitudinal del muón con un ciclo de trabajo de casi 100%. El conjunto óptimo de las mediciones del detector para un evento incluye: la energía, la profundidad máxima del chubasco atmosférico X_{max} , EM y el número de muones a una distancia lateral óptima del eje del chubasco. AMIGA se basa en la instalación y operación de contadores de muones, consiste en 61 pares de detectores, cada uno compuesto de un detector de superficie Chérenkov en agua y un contador de muones enterrado con un área de 30 m^2 (ver figura 1.7 (b)). Una vez completado AMIGA cubre un área de 23.5 km^2 . Cada contador de muón consta de 64 barras de plástico de centelleo [26].



(a) Telescopios de fluorescencia

(b) Estructura de los contadores AMIGA

Figura 1.7: HEAT y AMIGA[39]

The Auger Engineering (AERA)

Este proyecto empezó en 2009, sus metas científicas son: calibración de la emisión de radio de los chubascos atmosféricos, incluyendo mecanismos de emisión sub dominantes, demostrar a una escala científica las capacidades físicas de la técnica de radio, es decir, resoluciones de energía, angular y de masa, y medir la composición de los rayos cósmicos de 0.3 a 5 EeV, con el objetivo de conocer la transición de R galácticos a extragalácticos. Actualmente AERA consiste en 153 estaciones de detección de radio. Cada estación contiene una antena de polarización dual que observa el campo eléctrico en las direcciones norte/sur y este/oeste, de forma asociada, y una electrónica digital de lectura de datos,

un sistema de energía autónomo y un link de comunicación a un sistema de adquisición de datos central. Nueve de las estaciones están equipadas adicionalmente con una tercera antena alineada verticalmente para medir el campo eléctrico total. Las antenas son sensibles entre 30 y 80 MHz, frecuencia de radio escogida como la región relativamente quieta entre la onda corta y las bandas de FM. AERA cubre un área de 17 km^2 y opera con un auto-trigger (auto activación de la medición), al mismo tiempo también opera en modo de trigger externo (SD, FD y sesgos mínimos). Los datos de AERA están combinados con los de las otras componentes del detector de Auger y son analizados por *Offline*, el software del observatorio, que permite hacer comparaciones detalladas de la reconstrucción híbrida de un sólo evento. Ahora es posible analizar miles de eventos híbridos que incluyen algunas decenas de los eventos llamados *súper híbridos* SD-FD-AERA-AMIGA [2]. En la figura 1.8 se muestra la localización de los detectores que conforman AERA y una imagen de una antena.

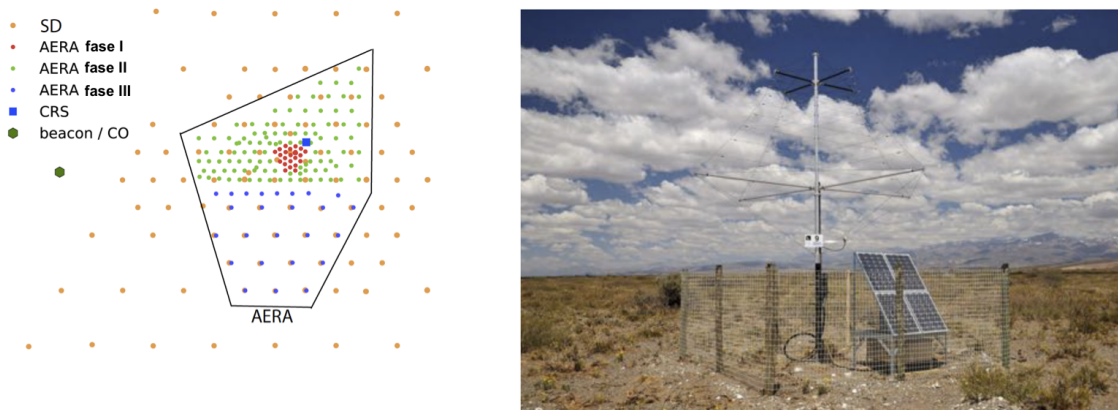


Figura 1.8: Derecha: Mapa de AERA, izquierda: Una estación de Aera

Burried Array Telescope at Auger (BATATA)

Los muones son partículas abundantes en las cascadas atmosféricas, que tienen gran poder de penetración en la materia. BATATA es un prototipo adicional para el contador de muones AMIGA. Se trata de un telescopio de muones con el objetivo principal de analizar la componente muónica de chubascos atmosféricos producidos por CR primarios

y cuantificar la contaminación electromagnética de la señal de muones como función de la profundidad, con una energía por encima de los 6 PeV (6×10^{15} eV). Este telescopio es un cubo que tiene 3 m por lado que se instaló bajo la Tierra. Posteriormente en el siguiente capítulo se hablará con más detalle acerca del funcionamiento de BATATA [4].

Primary cosmic Ray Identification with Muons and Electrons (Auger Prime)

El programa de actualización de la colaboración Auger se llama oficialmente: **AugerPrime**, se han definido propuestas para mejoramiento del Observatorio, una de ellas es el detector de centelleo de superficie (SSD) que consiste en la instalación de $4m^2$ de detectores de centelleo en la parte superior de los detectores de Superficie Chérenkov en agua, proporcionando la capacidad de distinguir entre los componentes electromagnéticos y muónicos de los chubascos atmosféricos, que proporcionaran información sobre la composición de las partículas primarias. La actualización también incluye la sustitución de los productos electrónicos actuales que permitieran un mejor desempeño, la finalización del conjunto de los detectores de muones AMIGA, y la del ciclo de trabajo del telescopio de fluorescencia permitiendo mediciones durante las noches con más luz de fondo [38], la figura 1.9 se muestra un detector de Auger Prime. Las metas de Auger Prime son las siguientes:

- 1 Deducir la composición de la masa de los RC y el origen de la supresión de su flujo a las más altas energías. Entender el origen de la supresión del flujo otorgará constricciones fundamentales sobre fuentes astrofísicas y permitirá una estimación más confiable de los flujos de neutrinos y rayos gamma a ultra alta energía.
- 2 Búsqueda de una contribución de protones al flujo de RC, hasta las energías más altas. Se busca alcanzar una sensibilidad a una contribución tan pequeña como el 10% en la región de supresión del flujo. La medición de la fracción de protones es el ingrediente decisivo para estimar el potencial físico de los detectores existentes y futuros de CR, neutrinos y rayos gamma. Además se podrá predecir el flujo de

rayos gamma y neutrinos secundarios, debido a procesos de pérdida de energía de protones.

- 3 Determinar la composición de la masa de los UHECR está fuertemente relacionada y depende crucialmente del entendimiento de las interacciones hadrónicas en los chubascos atmosféricos extendidos. Cuando se estima el número de muones en chubascos atmosféricos de Auger, se encuentra una discrepancia entre lo que se observa y lo que se esperaba en cuanto al número de muones. Por lo tanto, el tercer objetivo científico fundamental será el estudio de los chubascos y la producción de multipartículas. Esto incluirá la exploración de la física fundamental de partículas, a energías más allá de las que son accesibles en los aceleradores desarrollados por el ser humano; y la derivación de constricciones sobre fenómenos de nueva física tales como la violación de la invarianza de Lorentz o las dimensiones extra.



Figura 1.9: Prototipo de un detector de Auger Prime

Capítulo 2

BATATA

2.1. Antecedentes

Los rayos cósmicos de alta energía se detectan indirectamente midiendo las cascadas de partículas extendidas que se desencadenan en la atmósfera terrestre. A nivel del suelo y a distancias mayores de unas pocas decenas de metros del eje, la cascada está dominada por sólo dos componentes: Electromagnética (electrones, positrones y protones) y Muónica. El peso relativo de estas dos componentes tiene información muy valiosa acerca de la naturaleza del rayo cósmico primario y de los procesos hadrónicos de alta energía que tienen lugar a gran altura durante las primeras interacciones. Los detectores de luz Chérenkov en agua utilizados por el Observatorio Pierre Auger miden la deposición de energía combinada de partículas cargadas en el interior de su volumen y no son muy adecuadas para diferenciar entre la componente muónica y la componente electromagnética [43]. Las simulaciones en Auger no describen correctamente la componente muónica. Los muones son las partículas más abundantes en los chubascos atmosféricos, estas partículas atraviesan la superficie de la tierra y su trayectoria es casi recta de tal forma que puede ser reconstruida fácilmente, proporcionando información importante sobre la partícula primaria que originó la cascada; por esta razón se propusieron mejoras para extender aún más el alcance de estudio del Observatorio. AMIGA es un detector que se contruyó para medir

directamente el contenido de muones que se producen en las cascadas atmosféricas, permite ampliar el rango de detección en Auger, para observar rayos cósmicos de baja energía, hasta 10^{17} eV. Esta región de la energía es de gran importancia porque es el intervalo en el que se espera que se produzca la transición de fuentes galácticas a fuentes extragalácticas. Otro de los objetivos es mejorar la identificación de la composición de la masa de las cascadas atmosféricas y estudiar las características de las interacciones hadrónicas que ocurren en ellas. EL detector AMIGA esta compuesto por detectores de Cherenkov en agua y 61 detectores de centelleo enterrados, que se extienden por una superficie de 23.5 km^2 , cada detector Chérenkov está separado por 750 m, instalado dentro del arreglo original de SD. Los primeros 7 detectores de muones están instalados en un arreglo de forma hexagonal llamado Unitary Cell (UC) que consta de 4 módulos que cubren 30 m^2 dividido en 2 módulos con 10 m^2 y dos con 5 m^2 como se muestra en la Figura 2.1, cada uno de los módulos de la UC están segmentados con 64 barras de centelleo los cuales son producidos en Fermilab [25] [26] [44]. BATATA es un prototipo adicional para el detector de muones AMIGA, el objetivo principal es cuantificar la contaminación electromagnética de la señal de muones como una función de la profundidad, y por lo tanto validar las estimaciones numéricas realizadas de la profundidad óptima para los detectores de muones de AMIGA [43].

2.2. Descripción del detector BATATA

2.2.1. Estructura

Burried Array Telescope at Auger (BATATA) es un telescopio de muones con el objetivo principal de analizar la componente muónica de chubascos atmosféricos producidos por CR primarios y cuantificar la contaminación electromagnética de la señal de muones como función de la profundidad, con una energía por encima de los 6×10^{15} eV, esto con la finalidad de validar la profundidad de diseño en el que están enterrados los contadores AMIGA [4]. Es un cubo de 3 m por lado que se instaló bajo tierra; las barras de cen-

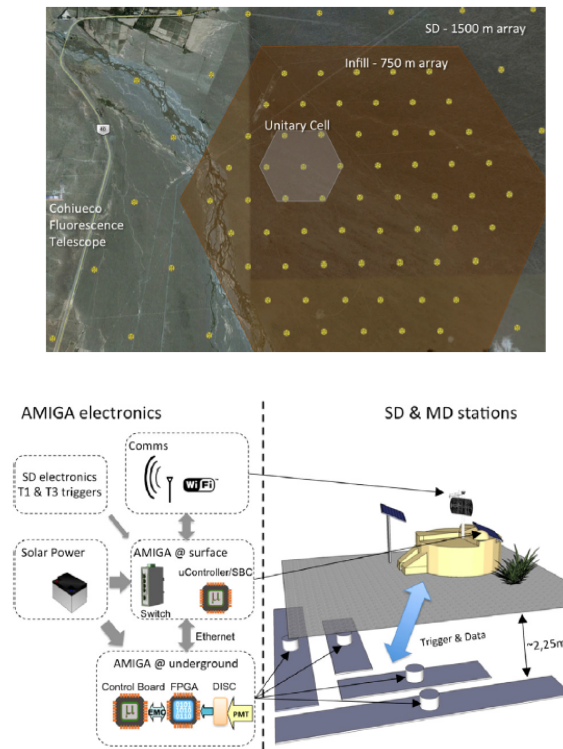


Figura 2.1: Diseño y Estación de AMIGA [25]

telleo están acomodadas de lado a lado formando un plano del detector; dos planos de detectores, girados por un ángulo de 90° , uno con respecto al otro, se unen para formar una capa $\mathbf{x-y}$. Tres de estas capas están enterradas bajo tierra a profundidades diferentes, cada plano tiene un área de 4 m^2 segmentado con 50 barras de centelladores para cada eje \mathbf{x} y \mathbf{y} , que tienen 4 cm de ancho y 200 cm de largo, orientados en un ángulo recto uno con respecto al otro, que da un pixel de $4 \times 4 \text{ cm}^2$. Cada plano $\mathbf{x-y}$ está montado dentro de una estructura individual donde cada dirección ortogonal termina en su propia tarjeta electrónica front-end (FE), la Figura 2.3 muestra la estructura de las barras centelladoras. Cada barra centelladora está rodeada por una capa de revestimiento reflectante y una ranura se mecaniza a lo largo de la superficie de la barra para dar cabida a la fibra óptica de doble revestido WLS (Wave Length Shifting). Como sabemos los muones son penetrantes, estas partículas se propagan a través del medio con una trayectoria bien definida, por lo tanto, se espera que, la mayoría de veces sólo se activará un pixel en cada capa, pero ten-

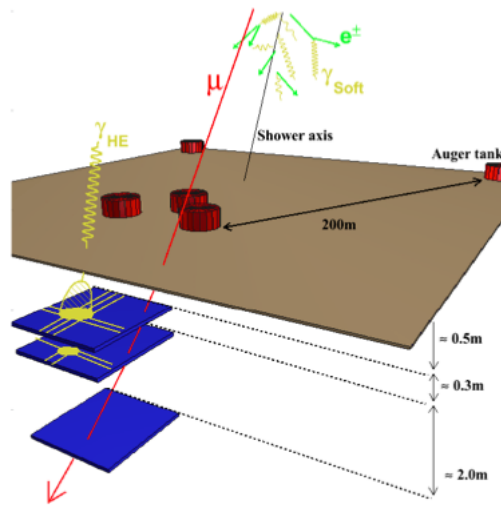


Figura 2.2: Estructura del detector BATATA [10].

derán a activarse pixeles en coincidencia x-y dentro del mismo plano. Por otra parte los electrones, positrones y protones son menos penetrantes y generan una rápida evolución de las cascadas electromagnéticas subterráneas; por lo tanto, tenderán a dejar señales de 2 dimensiones en el detector, especialmente en las profundidades de máximo desarrollo de la cascada de partículas ($\sim 30\text{cm}$ y $\sim 80\text{cm}$), que en el suelo. Estas diferencias entre la componente muónica y la componente electromagnética en el detector se utilizan para discriminación, y es el motivo por el cual se eligieron las profundidades desiguales para los tres planos de centelleo de BATATA. El detector también cuenta con una pequeña superficie triangular de 3 detectores Chérenkov (SD) regulares a una distancia de 200 m. Este arreglo proporciona la capacidad de selección de *Offline* (el software para análisis de datos del observatorio) requerida para chubascos atmosféricos cuasiverticales con una energía de ~ 10 PeV. El consumo de energía de BATATA es de 200 W, esta potencia es suministrada por un conjunto de 20 paneles solares con sus correspondientes baterías, lo que garantiza un funcionamiento continuo durante los meses de invierno [43]. Una vista de la estructura de BATATA se muestra en la Figura 2.2.

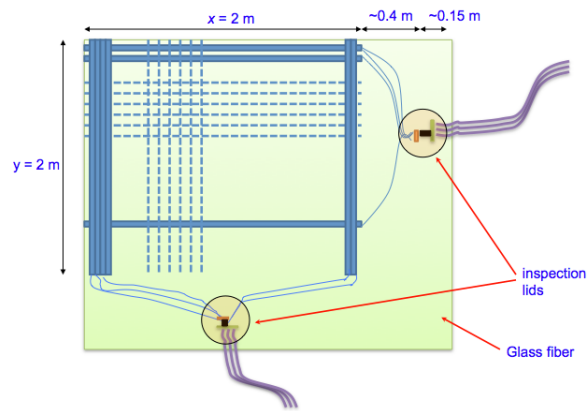


Figura 2.3: Estructura de las barras centelladoras en el interior de los planos[43].

2.2.2. Funcionamiento

El detector BATATA utiliza un material centellador que se caracteriza porque emite luminiscencia cuando por él pasa radiación ionizante. Esto se produce porque el material absorbe parte de la energía de la partícula incidente y la reemite en forma de un destello de luz; si la reemisión de la luz es $< 10^{-8}\text{ s}$ se le conoce como fluorescencia, mientras que la fosforescencia corresponde a la emisión de la luz de longitud de onda más larga que la fluorescencia, y con un tiempo característico que es generalmente mucho más lento [40]. Cada barra centelladora tiene una fibra óptica de 1.5 mm de diámetro con un WLS (recubrimiento), pegadas en una ranura; con excepción de la ranura y los extremos laterales, las barras están cubiertas por una capa de dióxido de titanio incrustado en poliestireno que evita que la luz se escape y aumenta la probabilidad de que ésta sea capturada por la fibra óptica [41], ver Figura 2.4.

Cuando una partícula cargada pasa a través del detector, ésta se propaga de forma subterránea y deposita la energía en una de las barras centelladoras que producen luz de fluorescencia. Después de múltiples reflexiones dentro de la barra, una fracción de la luz producida es recogida por la fibra óptica (WLS) reemitida en el ángulo sólido adecuado para la propagación. Los fotones producidos de esta manera viajan a través de la fibra, y finalmente algunos de ellos alcanzan al tubo fotomultiplicador (PMT). Si a un material centellador se le acopla un sensor de luz como el PMT, entonces la luz que es capturada

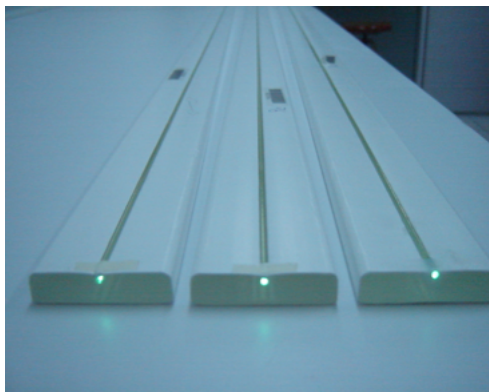


Figura 2.4: Fibra óptica [41].

se transforma en un pulso eléctrico. Los pulsos analógicos generados por los fotones que alcanzan al PMT son luego procesados por una electrónica, la electrónica funciona en el modo de conteo y produce una señal lógica sólo cuando la altura de los impulsos llega a su umbral, esta señal se digitaliza, en la Figura 2.5 se muestra un esquema del montaje del experimento. Por último, la tarjeta electrónica Front-End (FE) transmite la señal en modo diferencial a la superficie, y se produce un trigger (disparo, o activación del detector, reportando señal) [4] [41].

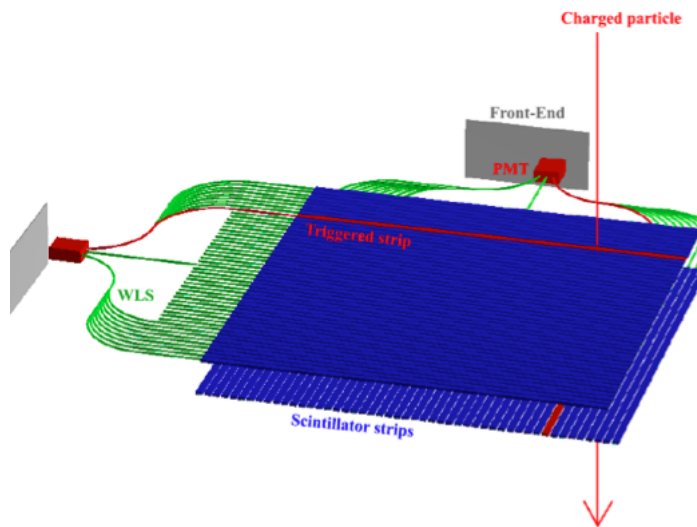


Figura 2.5: Funcionamiento de las barras centelladoras [10]

BATATA ofrece las posibilidades de medir la dirección de llegada de muones, incluyendo los procedentes de chubascos de baja energía, en particular los hits (señales) que producen las partículas cuando depositan energía en las barras centelladoras. Se almacena información muy útil, tal como la trayectoria (deposición de la energía, vertice, tiempo, etc.), el número de fotones producidos por proceso, el número de fotones que alcanzan el fotocátodo, etc. [4].

2.3. Simulaciones

La simulación de partículas en el detector BATATA se realiza con la herramienta *Geant4*¹ en un módulo de *Offline* para realizar el seguimiento de las partículas en el suelo de Malargüe y simular su interacción con los detectores. El esquema de implementación sigue estrictamente lo que se utiliza actualmente para la simulación en Geant4 de los detectores de superficie. Los módulos utilizados para el muestreo de las partículas de la cascada y para la inyección de partículas individuales, se adaptaron al igual que los módulos existentes, a las necesidades de la simulación del contador de muones, para más información consultar la referencia [4]. Se desarrolló también otro código exclusivo para BATATA, para estudiar el flujo de muones y electrones en el detector, que se describe en la sección 2.3.2.

2.3.1. Cálculo analítico de la probabilidad de detección

Los cálculos analíticos fueron desarrollados por el Dr. Gustavo Medina Tanco investigador del Instituto de Ciencias Nucleares, UNAM. Se trata de la probabilidad de detección de la componente muónica y la componente electromagnética, de acuerdo con el comportamiento del detector BATATA y con la propagación de cada tipo de partícula en éste. Estos cálculos se pueden obtener para una partícula dada con distintas condiciones

¹<https://geant4.web.cern.ch/geant4/>

iniciales con ayuda del software **Mathcad** (versión 14.0)².

A continuación se describe la obtención de la probabilidad de detección para una partícula muónica y una electromagnética con las mismas condiciones iniciales.

Partícula Muónica.

Condiciones iniciales:

$$t_{ot} := 0 \quad x_{ot} := 100 \quad y_{ot} := 100 \quad \theta_t := 21 \quad \varphi_t := 36 \quad E_{ot} := 114 \text{ MeV}$$

donde:

- t_{ot} : Tiempo de llegada inicial, que en este análisis no tiene significado porque sólo se observa la probabilidad de una partícula.

- (x_{ot}, y_{ot}) : Indica la posición en el detector.
- θ_t : Ángulo cenital.
- φ_t : Ángulo azimutal.
- E_{ot} : Energía inicial de la partícula arrojada.

Dadas dichas condiciones, Mathcad arroja la siguiente pantalla:

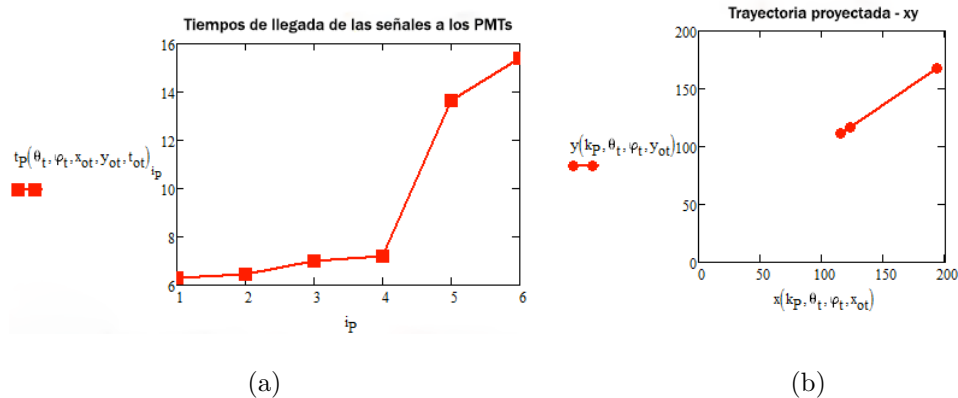


Figura 2.6: En la figura (a) se muestran los tiempos que recorren los fotones hasta ser detectados por los PMTs y en la figura (b) la proyección de la trayectoria que recorre la partícula muónica lanzada sobre los planos.

²Para utilizar Mathcad fue necesario la familiarización con las máquinas virtuales, ya que se usó VMware Fusion (versión 7.0.0) para instalar una máquina virtual en una computadora Mac (OSX Yosemite versión 10.10.1) y así instalar Mathcad en windows (versión 7 × 64).

La probabilidad está descrita para cada plano del detector para una posición dada de acuerdo con las condiciones iniciales; esta probabilidad es la que arroja la ecuación P_D en la figura 2.7. Cabe señalar que lo que nos interesa es que la partícula toque el detector independientemente de los planos que atraviese, por lo tanto, la probabilidad que usamos es el promedio de las probabilidades de los planos por donde pasa la partícula.

Detección de las probabilidades para cada PMT y para cada plano combinado

Plano #1:

$$P_{D1}(i(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(1, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.963$$

$$P_{D2}(i(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(1, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.962$$

$$P_D(i(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(1, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.926$$

Plano #2:

$$P_{D1}(i(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(2, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.964$$

$$P_{D2}(i(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(2, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.963$$

$$P_D(i(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(2, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.928$$

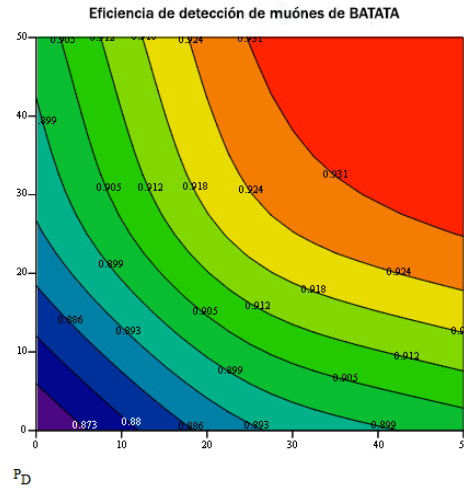
Plano #3:

$$P_{D1}(i(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(3, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.974$$

$$P_{D2}(i(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(3, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.962$$

$$P_D(i(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(3, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.936$$

(a)



(b)

Figura 2.7: La figura a) muestra las probabilidades que tiene la partícula de tocar el detector y la figura b) muestra la eficiencia del detector.

Análogamente, para la Partícula Electromagnética, para mas detalles sobre el cálculo analítico, ver Apéndice A.

2.3.2. Descripción del código desarrollado para BATATA

El código, llamado de ahora en adelante *cascada* fue creado exclusivamente para el detector de centelleo BATATA y está basado en los cálculos analíticos descritos en el

Apéndice A. Los autores de este código son: Leonardo A. Castro del Instituto de Física, departamento de física teórica, UNAM; Jorge D. Castaño del Instituto de Ciencias Nucleares, departamento de física de altas energías, UNAM y Enrique Escalante del Instituto de Física, departamento de física teórica, UNAM.

La dispersión de las partículas simuladas en este código está representada con un cilindro. Por consiguiente, al intersectarse dicho cilindro con el detector, se forma una elipse como se aprecia en la figura 2.8.

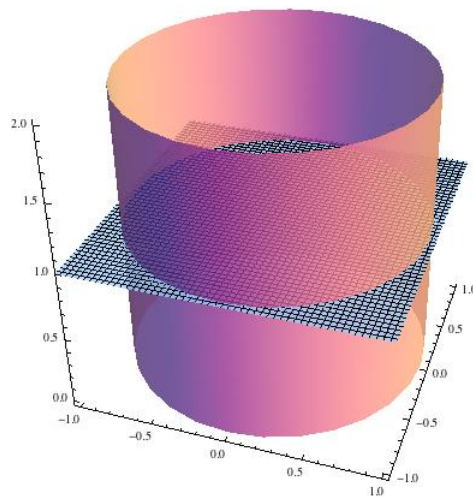


Figura 2.8: Esquema del comportamiento de un chubasco en el código *cascada*.

El código *cascada* se maneja con dos scripts generales: **escritura.py** y **mezcla**, los cuales funcionan de la siguiente manera:

- **escritura.py**: es un código para la escritura de los datos de configuración de los siguientes parámetros:

Número de partículas inicial, porcentaje de muones el complemento es electrónico, longitud del lado del área efectiva (m), elección de la distribución de la energía de los muones, elección de la distribución de la energía de la cascada, exponente de la ley de potencias de los muones, exponente de la ley de potencias para la cascada, intervalo de medición de la electrónica en ns, densidad del medio (g/m^3), pérdida de energía por (MeV/g/m^2), radio de Moliere en (m), deposición vertical del

muon spes (2MeV), deposición vertical para la casacada spes (2MeV), ventana de medición en nanosegundos.

Estos parámetros se pueden modificar para simular diferentes escenarios.

- **mezcla**: es el script maestro, este se ejecuta³ una vez que se tenga configurado el código **escritura.py** desde una terminal como:

```
./mezcla
```

Al ejecutar el programa se generan cinco archivos, dos con los datos que se configuraron en el archivo **escritura.py** (datosascada.txt y datosmuon.txt), y otros dos con la salida tabular de la electrónica para el muón y la cascada (electronicascada.txt y electronicamuon.txt), y uno mas con la señal mezclada (electronica.txt). También se generan dos módulos: módulo de la casacada (corresponde a la componente electromagnética) y módulo del muón.

Los módulos que son generados cuando se ejecuta el código están compuestos a su vez por diez módulos cada uno:

- Módulo 1 — Sorteo de las posiciones, se genera la posición del vector de salida al tocar el suelo.
- Módulo 2 — Sorteo de las direcciones, se genera la direccion del vector de salida al tocar el suelo.
- Módulo 3 — Discriminación para la trayectoria de las partículas.
- Módulo 4 — Gráfica de partículas.
- Módulo 5 — Obtención de las coordenadas de las partículas en los centelladores.
- Módulo 6 — Obtencion del número de barra centelladora.

³Los requisitos para la ejecución son: Python 2.7.3 o superior, Numpy 1.6.1, SciPy 0.9.0, VPython 1.6.1, GNU bash, versión 4.2.25(1)-release (i686-pc-linux-gnu).

- Módulo 7 — Cálculo de las probabilidades de llegada al PTM.
- Módulo 8 — Generación de la función de distribución de energía.
- Módulo 9 — Generación de la señal de salida.
- Módulo 10 — Obtención de la señal tabular de la electrónica.

Los parámetros para la configuración global están en el archivo `datos.txt`. Los módulos generan diversos archivos, cada archivo es utilizado en el módulo siguiente, ¡no se pueden borrar!. Los archivos que se generan son:

- **posicion.txt**: este archivo es generado por el módulo 1, tiene las coordenadas de impacto de la partícula lanzada en el suelo, el tiempo de llegada en ns, la energía inicial en GeV, contador (enumera cada partícula lanzada) y el tiempo de la electrónica en ns; con el formato `x y t0 E0 contador tmac`.
- **angulos.txt**: este archivo es creado por el módulo 2, tiene las componentes de un vector unitario que nos sirve como vector de salida del punto de pique en el suelo; con el formato `x1 y1 z1 contador`.
- **angulosvalidos.txt**: este archivo es producido por el módulo 3, tiene las coordenadas y direcciones de las partículas que tienen la posibilidad de llegar al detector; el formato es `x0 y0 z0 x1 y1 z1 contador t0 E0 tmac`.
- **nefec.txt**: este archivo es formado por el módulo 3, tiene el número de partículas que aprobaron el criterio del módulo 3.
- **coordenadas.txt**: este archivo es generado por el módulo 5, tiene las coordenadas por donde pasó la partícula y si pasó escribe 1 o 0 en caso contrario, además, contador, la distancia desde el suelo al plano correspondiente, la etiqueta del tiempo inicial, los tiempos de vuelo del suelo a cada uno de los planos, la energía inicial (GeV), la energía perdida a cada uno de los planos, el tiempo de la electrónica y los

angulos theta y phi; entonces el archivo tiene el siguiente formato x1 y1 z1 b1 x2 y2 z2 b2 x3 y3 z3 b3 contador d1 d2 d3 t0 t1 t2 t3 E0 Ep1 Ep2 Ep3 tmac theta phi.

- **centelladores.txt:** este archivo es creado por el módulo 6, describe el número de barra en cada uno de los planos, el contador, las distancias y tiempo del vuelo al detector, la energía inicial (GeV), las energía perdida para llegar a los planos, el tiempo de la electrónica y las coordenadas por donde pasó la partícula; el formato de salida es nx1 ny1 nx2 ny2 nx3 ny3 contador d1 d2 d3 t0 t1 t2 t3 E0 Ep1 Ep2 Ep3 tmac x1 y1 z1 x2 y2 z2 x3 y3 z3, donde nxi es un arreglo de longitud que determina que barra centelló.
- **señal.txt:** este archivo es producido por el módulo 7, describe el número de barra en cada uno de los planos que pasaron el criterio de probabilidades, los tiempos en los que llegan al PMT, contador, la distancia desde el suelo al plano correspondiente, la etiqueta del tiempo inicial, los tiempos de vuelo del suelo a cada uno de los planos, la energía inicial (Gev), la energía perdida en cada uno de los planos y las coordenadas por donde paso la partícula; con el formato nx1 ny1 nx2 ny2 nx3 ny3 tx1 ty1 tx2 ty2 tx3 ty3 contador d1 d2 d3 t0 t1 t2 t3 E0 Ep1 Ep2 Ep3 x1 y1 z1 x2 y2 z2 x3 y3 z3.
- **salida.txt:** este archivo es formado por el módulo 9, tiene la salida de la electrónica, es decir la barra que centelló con el tiempo de la electrónica, las barras se enumeran como: el plano x1 del 1 a 50, plano y1 del 51 a 100, plano x2 del 101 a 150, plano y2 del 151 al 200, plano x3 del 201 al 250 y plano y3 de 251 a 300.
- **final.txt:** este archivo es generado por el módulo 9, posee la misma información que el archivo anterior solo que esta vez ordenado por tiempo del menor a mayor tomando como referencia en momento que se encendió la maquina.
- **electro.txt:** este archivo creado por el módulo 10, tiene la salida tabular intermedia.
- **electronica.txt:** este archivo es producido por el módulo 10, tiene la salida tabular

final en el formato: tiempo y número de barra, pone un 1 si se disparo la barra y un 0 si no se dispara.

Los archivos utilizados para el objetivo de esta tesis son: `angulos.txt` y `angulosvalidos.txt`, en el capítulo siguiente se describe más a fondo el proceso del análisis de datos.

Capítulo 3

Descripción del trabajo de investigación

El objetivo es comprobar que el código *cascada* se comporta correctamente de acuerdo con el cálculo analítico de la probabilidad de detección. Para hacerlo se va a arrojar un determinado número de partículas sobre el detector con un ángulo cenital (θ) vertical (0°), para una energía fija de $E=114$ MeV, y se va a considerar la eficiencia, es decir, el cociente entre el número de partículas que tocan el detector, y el número de partículas arrojadas, como la probabilidad a comparar para la comprobación del buen funcionamiento de *cascada*.

En el código de Mathcad (cálculo analítico) la elección de θ y E es directa, como se observa en el Apéndice A. Sin embargo, no ocurre lo mismo para *cascada*, ya que en este código, siempre se produce un conjunto de partículas y no una sola. Por lo tanto, para realizar el ejercicio de comparar las eficiencias (probabilidad de medición), en *cascada* fue necesario explorar el código para encontrar la manera de fijar las condiciones iniciales lo más preciso posible: posición, ángulo cenital (θ) y acimutal (φ), y la energía. Se eligieron 11 posiciones a lo largo de la diagonal del detector (ver Figura3.1.)

3.1. Equivalencia en *cascada* del ángulo $\theta = 0^\circ$

El ángulo $\theta = 0^\circ$ corresponde a aquel en el que la eficiencia del detector es mayor. Para encontrar dicho ángulo vertical se arrojaron 50,000 muones sobre el detector y se calculó la eficiencia; es decir el número de partículas que tocan el detector entre el número de partículas arrojadas. El punto central del detector es donde se espararía la mayor eficiencia, esto por el comportamiento que presenta el desarrollo del chubasco ver Figura 2.8. Antes de iniciar con la búsqueda de θ , debemos encontrar la equivalencia de las posiciones en el detector con respecto a lo que se tiene en mathcad, ya que *cascada* tiene una geometría descrita de forma distinta para optimizar el funcionamiento del generador aleatorio que utiliza.

Equivalencia de las posiciones: Para comparar las posiciones de los dos códigos debemos tomar en cuenta las características generales del detector:

- $N_{Barras} = 50$
- Dirección-x: $i: 1, 2, \dots, N_{Barras}$
- Dirección-y: $j: 1, 2, \dots, N_{Barras}$
- Planos: $k: 1, 2$
- Lado lateral del detector: $L_D = 200 \text{ cm}$
- Tamaño del pixel: $L_{pix} = \frac{L_D}{N_{Barras}} = 4 \text{ cm}$

Así, en *cascada* la primera posición corresponde a (-1cm,-1cm) mientras que en Mathcad es (0cm,0cm), la posición central en *cascada* corresponde a (0cm,0cm) y en Mathcad es (100cm,100cm), las equivalencias de los puntos restantes se observan en la Figura 3.1

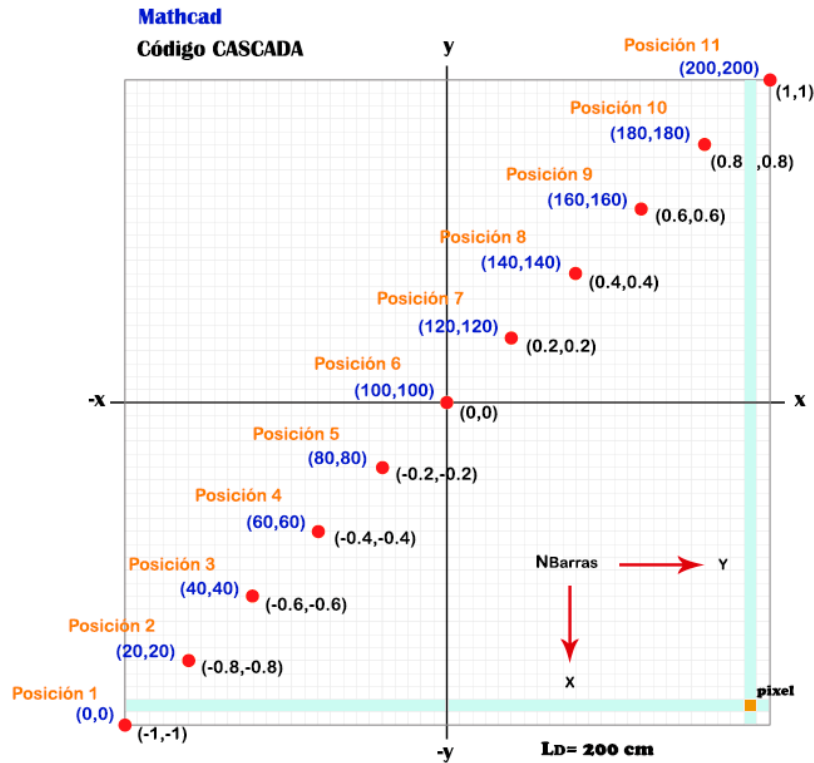


Figura 3.1: En esta imagen se muestran las equivalencias de las 11 posiciones para Mathcad y *cascada*.

Elección de la energía inicial: Se eligieron 114 MeV arbitrariamente ya que las partículas que se espera que detecte BATATA están en ese rango.

Volviendo a la elección correcta de $\theta = 0^\circ$ para *cascada*, una vez fijes E y la posición del punto central (0,0); se exploró el código y se encontró que el ángulo cenital θ tenía inicialmente un rango de 90° a 180° (una apertura de 90°), es decir el código no permite directamente $\theta = 0^\circ$. Como queremos que las partículas lanzadas caigan verticalmente a la diagonal del detector entonces se encerró a θ en el intervalo más pequeño permitido por el código, este intervalo corresponde a un rango de apertura de 36° , si el ángulo es más pequeño, la función generadora de números aleatorios no funciona y en consecuencia el código genera archivos.txt vacíos. Después de reducir el ángulo de apertura ejecutamos

el código *cascada* varias veces hasta cubrir los 360° (de 36° en 36°), esto para encontrar el rango con el ángulo vertical, es decir donde cae el máximo de partículas lanzadas que tienen la probabilidad de tocar el detector. Se encontró que el rango de 180° a 216° es donde ocurre el máximo de partículas. Por lo tanto θ tendrá un rango de apertura de 36° . Este ángulo es similar al que presenta mayor incidencia de eventos en el detector de superficie (SD) del Observatorio Pierre Auger [34].

Una vez controlado el manejo de las condiciones iniciales para *cascada*, con el fin de poder ser comparable con los cálculos analíticos en Mathcad, se realiza el cálculo de la eficiencia.

3.2. Cálculo de la Eficiencia

La eficiencia en *cascada* correspondería a la probabilidad de detección en BATATA, calculada en Mathcad.

Se hicieron 3 tipos de análisis:

- 1.- Se consideró como ángulo cenital al rango $0^\circ \leq \theta \leq 36^\circ$, la opción más grande.
- 2.- Se consideró como ángulo cenital al rango $6^\circ \leq \theta \leq 21^\circ$, un rango más pequeño.
- 3.- Se buscó fijar lo más posible un ángulo cenital vertical para un ángulo azimutal dado de 36° .

Las disminuciones para 2 y 3, no se lograron directamente a partir de lanzamientos de partículas en *cascada*, sino usando los datos producidos en la opción 1 (angulos.txt y angulosvalidos.txt), con ayuda de códigos de C++ (software ROOT [19]) para realizar la selección de las partículas con el ángulo requerido.

- 1.- En la opción 1 se arrojaron 25,000 partículas muónicas (i.e. 100% muones) con $0^\circ \leq \theta \leq 36^\circ$, $E = 114$ MeV, $0^\circ \leq \varphi \leq 360^\circ$, para cada posición de la diagonal mostrada en la Figura 3.1, los resultados obtenidos sobre la eficiencia se muestran en la Figura 4.1 inciso (a).

- 2.- En la opción 2, de las 25,000 partículas arrojadas en 1 elegimos sólo 1000 que tuvieran θ entre 6° y 21° y de esas partículas obtuvimos aquellas que alcanzan el detector, esto para cada posición de la diagonal. Los resultados sobre la eficiencia se muestran en la Figura 4.1 inciso (b).
- 3.- En la opción 3, se desarrolló el mismo procedimiento realizado en 2 pero ahora para reducir el rango lo más posible alrededor de 6° , i.e., $3^\circ \leq \theta \leq 9^\circ$. El ángulo acimutal también se redujo para un determinado valor, con el objetivo de obtener una comparación más precisa con los resultados obtenidos analíticamente. Se eligió de forma arbitraria $\varphi = 36^\circ$ con $33^\circ \leq \varphi \leq 39^\circ$. Los resultados se muestran en la Figura 4.2.

3.3. Ajustes para las comparaciones con Mathcad

Como se explicó anteriormente, en Mathcad se fijan las condiciones iniciales directamente, sin embargo, a diferencia del código cascada, el cálculo de la probabilidad se realiza para una partícula de forma exacta. Con el objetivo de obtener resultados lo más comparables posibles se considerarán los rangos para θ y φ descritos en la sección anterior. Con estas condiciones se ejecutó el programa analítico de la siguiente manera:

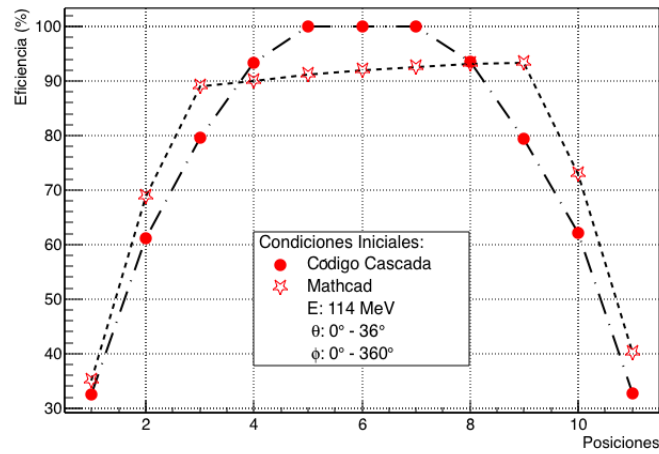
- Para la opción 1, se tomó $\theta = 0^\circ, 9^\circ, 18^\circ, 27^\circ$ y 36° , cada una con $\varphi = 0^\circ, 18^\circ, 36^\circ, 54^\circ, 72^\circ, \dots, 306^\circ, 324^\circ, 342^\circ, 360^\circ$ (rangos de 18° en 18°). Obteniendo como resultado, un total de 105 partículas arrojadas por posición.
- Para la comparación con la opción 2 se hizo el mismo procedimiento pero ahora con $\theta = 6^\circ, 7^\circ, 9^\circ, 10^\circ, 12^\circ, 13^\circ, 15^\circ, 16^\circ, 18^\circ, 19^\circ$ y 21° junto con los 21 valores descritos en el párrafo anterior para φ , es decir, un total de 231 partículas arrojadas.
- Para el caso 3, como se trata de la opción más parecida al comportamiento de Mathcad, se consideran los resultados de 1 sola partícula, para $\theta = 6^\circ$ y $\varphi = 36^\circ$

Capítulo 4

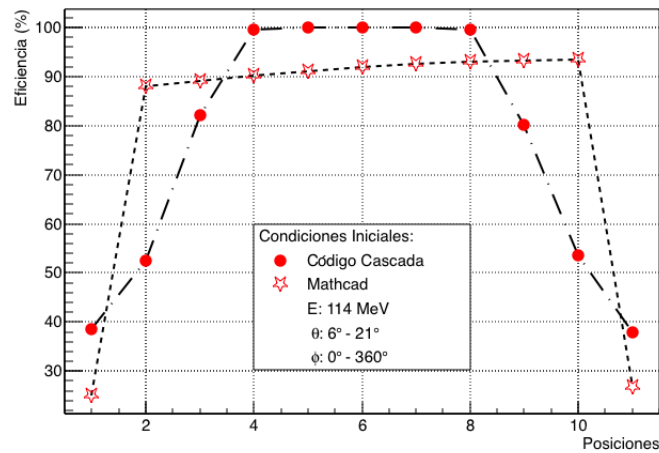
Resultados

Componente Muónica Se presentan los resultados del procedimiento descrito en el capítulo anterior. En las Figuras 4.1 y 4.2, se muestra que la opción que mejor comprueba la compatibilidad entre *cascada* y el cálculo analítico es la Figura 4.2 (opción 3 descrita en el método), notamos que las gráficas presentan una diferencia máxima del 10 % en las posiciones 1 al 9, y la 11. En la posición 10 el código *cascada* presenta una estadística muy limitada, lo que puede explicar su baja eficiencia. En la posición 11 ambos valores son cero ya que la trayectoria de la partícula para el ángulo cenital elegido, tiene una proyección en el plano xy fuera del detector, como se muestra en la Figura 4.3. Por otro lado, la forma de la distribución de eficiencia de ambos códigos es más compatible también para la Figura 4.2.

Para el inciso **a)** de la Figura 4.1 (el punto 1 descrito anteriormente en el método), se observa que las posiciones: 1, 2, 4, 5, 6, 7, 8 y 11 presentan una diferencia menor del ($\sim 10\%$). La forma de la distribución es parecida excepto en la región central.

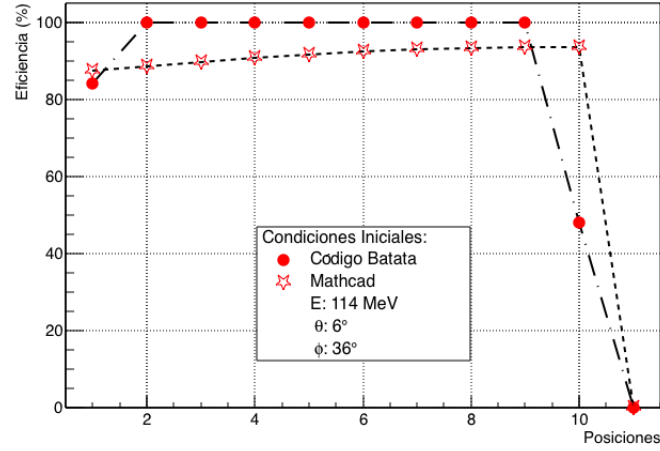


(a) Opción 1: 25,000 partículas lanzadas en *cascada* y 105 partículas arrojadas para mathcad.



(b) Opción 2: 1,000 partículas lanzadas en *cascada* y 231 partículas arrojadas para mathcad.

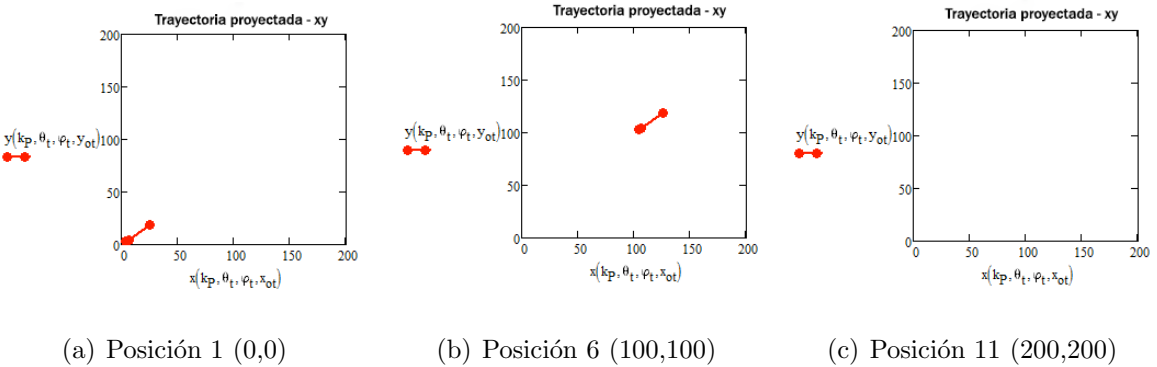
Figura 4.1: Comparación de la compatibilidad entre el código *cascada* y el cálculo analítico descrito en Mathcad para la componente muónica.



(a) Opción 3: 50 partículas lanzadas con $3^\circ \leq \theta \leq 9^\circ$ y $33^\circ \leq \varphi \leq 39^\circ$ en *cascada* y 1 partícula arrojada en mathcad con $\theta = 6$ y $\varphi = 36$.

Figura 4.2: Comparación de la compatibilidad entre el código *cascada* y el cálculo analítico descrito en Mathcad para la componente muonica.

Para el inciso **b)** de la Figura 4.1 (opción 2 descrita en el método). Se observa que la forma de la distribución de nuevo es parecida en la región central y presenta una diferencia de $\sim 10\%$ en las posiciones: 3, 4, 5, 6, 7 y 8. Las diferencias en las gráficas se deben a que se incluye una gran cantidad de eventos distintos en ángulos θ y φ , lo que produce fluctuaciones en los resultados de *cascada*.



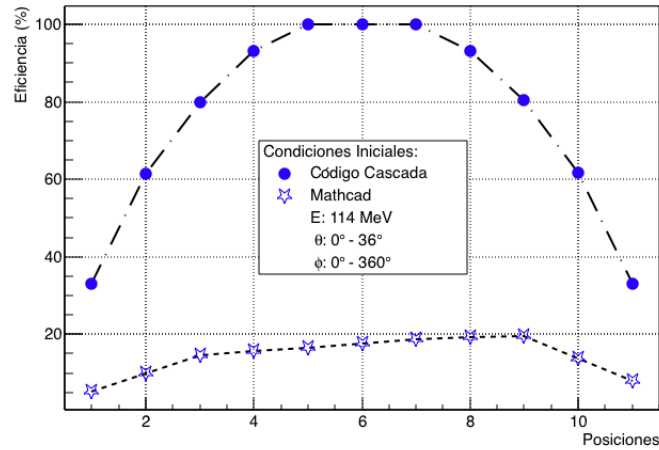
(a) Posición 1 (0,0)

(b) Posición 6 (100,100)

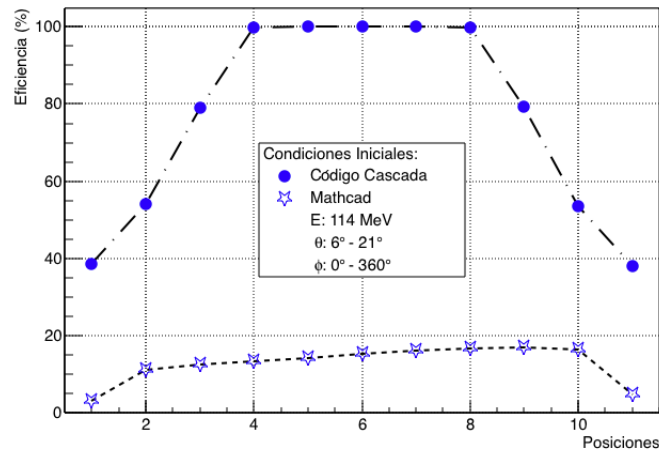
(c) Posición 11 (200,200)

Figura 4.3: Proyección de las partículas lanzadas en distintas regiones del detector, con $\theta = 6^\circ$ y $\varphi = 36^\circ$.

Componente electromagnética Se realizó el mismo procedimiento para analizar el comportamiento de *cascada* con la componente electromagnética. Los resultados se muestran en las Figuras 4.4 y 4.5. A partir de estas figuras se observa que cascada no produce los resultados obtenidos analíticamente.

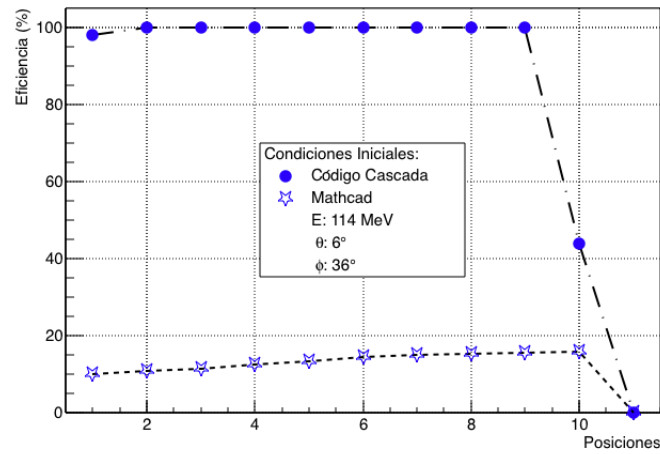


(a) Opción 1: 25,000 partículas lanzadas en *cascada* y 105 partículas arrojadas para mathcad.



(b) Opción 2: 1,000 partículas lanzadas en *cascada* y 231 partículas arrojadas para mathcad.

Figura 4.4: Se muestran los resultados para el código cascada y el cálculo analítico para la componente electromagnética.



(a) Opción 3: 50 partículas lanzadas con $3^\circ \leq \theta \leq 9^\circ$ y $33^\circ \leq \varphi \leq 39^\circ$ en *cascada* y 1 partícula arrojada en *mathcad* con $\theta = 6$ y $\varphi = 36$.

Figura 4.5: Comparación de la compatibilidad entre el código *cascada* y el cálculo analítico descrito en *Mathcad* para la componente electromagnética.

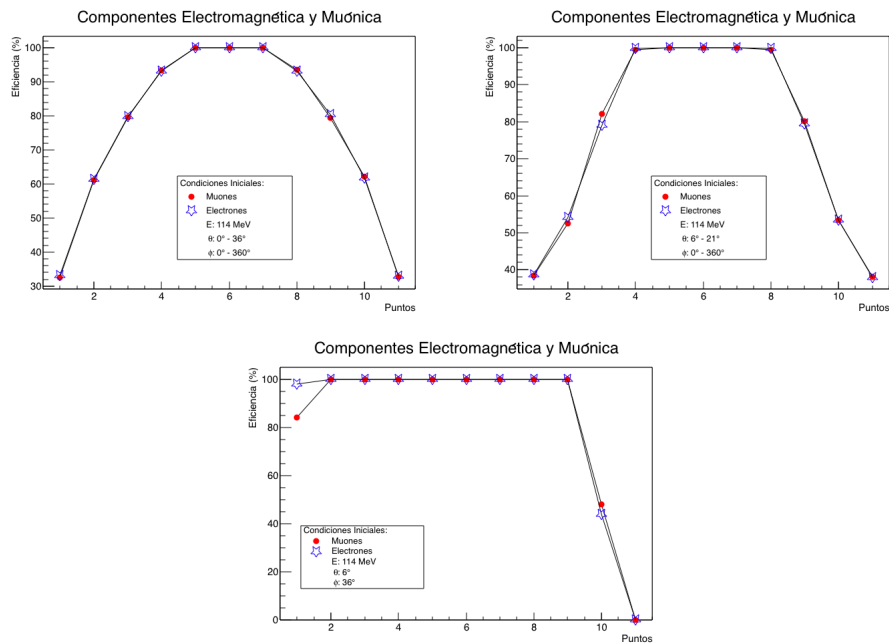


Figura 4.6: Se muestra el funcionamiento del código *cascada* para ambas componentes.

La Figura 4.6, comprueba que el funcionamiento de *cascada* es igual para la componente muónica que para la componente electromagnética.

Se exploró el código *cascada*, buscando las ecuaciones correspondientes a la componente electromagnética, sin ser encontrados. Por lo tanto podemos decir que por el momento *cascada* funciona para la componente muónica, sin embargo, se puede adaptar para agregar la parte correspondiente a la componente electromagnética.

Capítulo 5

Conclusiones

- Como resultado del trabajo presentado se caracterizó el funcionamiento del código *cascada* y se encontraron las condiciones óptimas para estudiar la componente muónica de chubascos verticales a bajas energías (del orden de MeVs) con el detector BATATA.
- La opción 3 consistente en una comparación basada en parámetros casi fijos, es la más óptima para reproducir el comportamiento analítico en el código *cascada*.
- Las diferencias entre el cálculo analítico y las simulaciones en general son máximo de 10%.
- El código *cascada* por el momento sólo reproduce los resultados analíticos de la componente muónica.
- El código *cascada* se puede mejorar agregando las ecuaciones correspondientes al comportamiento de la propagación de la componente electromagnética.
- Se espera que *cascada* eventualmente sirva para estudiar la contaminación por la componente electromagnética del flujo de muones producido por chubascos de baja energía con detectores como BATATA.

- Como resultado del trabajo se adquirió un conocimiento introductorio muy completo en todos los aspectos que envuelven la física de partículas de los Rayos Cósmicos. Debido a que se realizaron actividades para entender la física detrás del problema, se desarrollaron códigos de programación para el análisis de datos y hubo un acercamiento al trabajo de campo. Los aspectos mencionados conforman una base sólida para una formación necesaria para la conclusión de futuros trabajos en la investigación científica.

Bibliografía

- [1] N. Nagano y A. A. Watson, *Rev. Mod. Phys.* 72, 689 (2000), Observations and implications of the ultrahigh-energy cosmic rays.
- [2] The Pierre Auger Collaboration, arXiv:1604.03637v1, *astroph-IM*, The Pierre Auger Observatory Upgrade-Preliminary Design Report (2016)
- [3] R. Alfaro, et al., *Nucl. Instr. and Meth. A* (2009), doi:10.1016/j.nima.2009.10.117.
- [4] S. Riggi, G.A. Medina-Tanco y E. Trovato, GAP (2011-096), Reconstruction of muon tracks in the Batata detector.
- [5] K. S. Caballero Mora, Efectos de la luz directa en los detectores de superficie del Observatorio Pierre Auger (Tesis de Lic.), (2003), UNAM.
- [6] P. Sokolsky, Introduction to Ultrahigh Energy Cosmic Ray Physics, Advanced Book Program, *Frontiers in Physics*, (2004).
- [7] <http://home.cern/topics/large-hadron-collider>.
- [8] K-H. Kampert y P. Tinyakov, (2014), arXiv:1405.0575.
- [9] Pierre Auger y TA Collaborations, (2015), arXiv:1503.07540v1.
- [10] A. Haungs, Experimental High-Energy Astroparticle Physics, Morelia México, Noviembre (2009).
- [11] Longair, M.S. High Energy Astrophysics. Cambridge University Press.(1981).

-
- [12] G.V. Kulikov y G.B. Khristiansen, Soviet Physics JETP 35, 635 (1959).
- [13] R. Aloisio et al., A dip in the UHECR spectrum and the transition from galactic to extragalactic cosmic rays, *Astropart. Phys.* 27 (2007) 76.
- [14] KASCADE-Grande Collaboration, W. Apel et al., *Phys. Rev. Lett.* 107, 171104 (2011), arXiv:1107.5885.
- [15] J. Cruz Moreno, Estudio de rayos cósmicos ultraenergéticos en el Observatorio Pierre Auger: Nuevo modelo de profundidad atmosférica y su influencia en observables (Tesis Doctoral), (2012), Universidad Nacional de La Plata.
- [16] <http://www.iteda.cnea.gov.ar/?q=node/28>.
- [17] A. Tavera Vázquez, Estudio de la componente muónica en chubascos de partículas, producidos por rayos cósmicos en la atmósfera, usando el experimento KASCADE-Grande, (2010), U.M.S.N.H.
- [18] Gaisser, Thomas K. *Cosmic Rays and Particle Physics*. Cambridge University Press.(1990).
- [19] <https://root.cern.ch>
- [20] <https://www.mpi-hd.mpg.de/hfm/HESS/>
- [21] <https://magic.mpp.mpg.de>
- [22] <http://www.hawc-observatory.org/>
- [23] <https://icecube.wisc.edu>
- [24] Salazar H, Nellen L y Villaseñor L. Surface detector calibration for the Auger Observatory. ICRC 2001:752.
- [25] C. Pierre Auger, *NIM A* 798 (2015) 172-213, The Pierre Auger Cosmic Ray Observatory.

- [26] The Pierre Auger Collaboration, Prototype muon detectors for the AMIGA component of the Pierre Auger Observatory, 2009, (arXiv:1605.01625v1).
- [27] P. Abreu, et al., Physical Review Letters 109(2012)062002. <http://dx.doi.org/10.1103/PhysRevLett.109.062002> (arXiv:1208.1520).
- [28] T. Csörgö, et al., Progress of Theoretical Physics Supplement 193 (2012) 180. <http://dx.doi.org/10.1143/PTPS.193.180> (arXiv:1204.5689).
- [29] P. Abreu, et al., Astroparticle Physics 34(2011)627. <http://dx.doi.org/10.1016/j.astropartphys.2010.12.007> (arXiv:1103.2721).
- [30] I. Sidelnik, Measurement of the first harmonic modulation in the right ascension distribution of cosmic rays detected at the Pierre Auger Observatory: towards the detection of dipolar anisotropies over a wide energy range [26], 2013, p. 56(arXiv:1307.5059).
- [31] A. Aab, et al., The Pierre Auger Observatory: Contributions to the 33rd International Cosmic Ray Conference (ICRC), Rio de Janeiro, Brazil, 2013 (arXiv:1307.5059).
- [32] J. Abraham, et al., Astroparticle Physics 29 (2008) 188. <http://dx.doi.org/10.1016/j.astropartphys.2008.06.004>, [10.1016/j.astropartphys.2008.01.002](http://dx.doi.org/10.1016/j.astropartphys.2008.01.002) (arXiv:0712.2843).
- [33] J. Abraham, et al., Science 318 (2007) 938. <http://dx.doi.org/10.1126/science.1151124> (arxiv:0711.2256).
- [34] K. S. Caballero Mora, Composition studies of Ultra High Energy Cosmic Rays using Data of the Pierre Auger Observatory, (Tesis de doctorado), Universidad de Karlsruhe, (KIT), (2010).
- [35] T. Yamamoto for the Pierre Auger Collaboration, Proc. 30th Int. Cosmic Ray Conf., Mérida, México (2007), arXiv:0707.2638 [astro-ph].
- [36] J. Abraham et al., Astropart. Phys. 29, 243 (2008) (arXiv:0712.1147).

-
- [37] Pierre Auger, Telescope Array and Yakutsk Collaborations, B. R. Dawson et al., EPJ Web Conf. 53, 01005 (2013), arXiv:1306.6138.
- [38] C. Di Giulio, for the Pierre Auger Collaboration, Nuclear Physics B Proceedings Supplement 00 (2015) 1–8, The Pierre Auger Observatory Upgrade Program.
- [39] <https://www.auger.org/index.php/gallery>.
- [40] Glenn F. Knoll, Radiation Detection and Measurement, University of Michigan.
- [41] D. Supanitsky, et al ., GAP (2008-157), Optical fiber characterization and scintillator strip assembly for the BATATA detector.
- [42] R. Aloisio, V. Berezhinsky, and A. Gazizov, Astropart. Phys. 39-40, 129 (2012), (arXiv:1211.0494).
- [43] Medina Tanco G. et al. BATATA: A device to characterize the punch-through observed in underground muon detectors and to operate as a prototype for AMIGA, 2009, (arXiv:0909.3754v1).
- [44] F. Suarez, The AMIGA muon detectors of the Pierre Auger Observatory: overview and status [40], 2013, p.4 (arXiv:1307.5059).
- [45] A. Aab, et al., The Pierre Auger Observatory: Contributions to the 33 rd International Cosmic Ray Conference (ICRC), Rio de Janeiro, Brazil, 2013 (arXiv:1307.5059).
- [46] C. Canet et al., The site of the BATATA detector in Malargue, Argentina: geological characterization, GAP2008-159.
- [47] Green, Dan, The Physics of Particle Detectors, Cambridge Monographs on Particle Physics, Nuclear Physics and Cosmology 12, Cambridge University Press, 2000, p. 251.

Apéndice A

Cálculo analítico-Mathcad

Longitud de atenuación de la Fibra Óptica

$$a_{11} := 13.4 \quad a_{22} := 33.7 \quad a_{12} := a_{11} + a_{22}$$

$$a_1 := \frac{a_{11}}{a_{12}} \quad a_2 := \frac{a_{22}}{a_{12}} \quad \lambda_1 := 85.5 \quad \lambda_2 := 2049.7 \quad a_1 = 0.285$$

$$S(S_0, x) := S_0 \cdot \left(a_1 \cdot e^{\frac{-x}{\lambda_1}} + a_2 \cdot e^{\frac{-x}{\lambda_2}} \right) \quad a_2 = 0.715$$

Donde los paramemtros a_1 , a_2 , a_{11} , a_{22} , a_{12} , λ_1 y λ_2 son propiedades características de la fibra óptica [41].

$$x_t := 10, 20..400$$

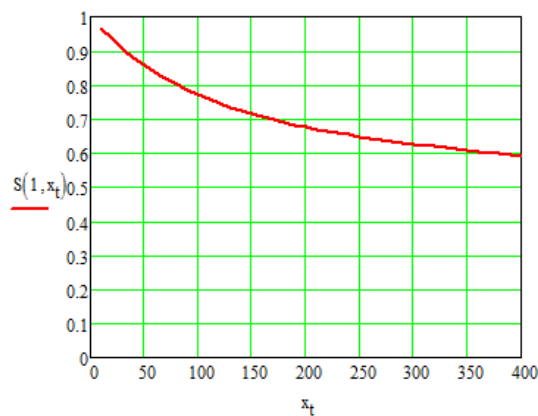


Figura A.1: Se muestra el comportamiento de la longitud de atenuación de la fibra óptica.

Probabilidad de detección para cada pixel (i,j)

Comprobación de las funciones de Poisson

$k_t := 0, 1..20$ (donde k_t es la media de la distribución)

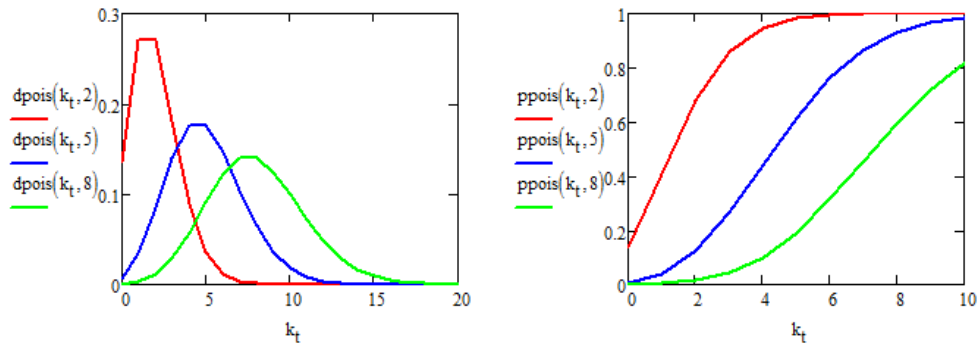


Figura A.2: Distribución de las funciones de Poisson.

$$P_{D1}(i, j) := (1 - ppois(1, S(S_{VM}, 1_1(i, j))))$$

$$P_{D2}(i, j) := (1 - ppois(1, S(S_{VM}, 1_2(i, j))))$$

$$P_D(i, j) := P_{D1}(i, j) \cdot P_{D2}(i, j)$$

El detector

Número de barras: $N_{barras} := 50$

Dirección-x: $i := 1, 2..N_{barras}$

Dirección-y: $j := 1, 2..N_{barras}$

Planos: $k := 1, 2$

Lado lateral del Detector: $L_D := 200$

Región de flexión de la fibra óptica: $L_C := 50$

Tamaño del pixel: $L_{pix} := \frac{L_D}{N_{barras}}$

Deposición vertical del muón en SPEs (Single photoelectron o fotoelectrón individual, 2 MeV): $S_{VM} := 7$ (VM es vertical muon o muón vertical)

Distancia del punto de impacto al PMT1 (plano-x):

$$1_{d1}(i, j) := L_D - L_{pix} \cdot i$$

$$1_{c1}(i, j) := \sqrt{L_C^2 + \left(L_{pix} \cdot j - \frac{L_D}{2} \right)^2}$$

$$1_1(i, j) := 1_{d1}(i, j) + 1_{c1}(i, j)$$

Distancia del punto de impacto al PMT2 (plano-y):

$$1_{d2}(i, j) := L_D - L_{pix} \cdot j$$

$$1_{c2}(i, j) := \sqrt{L_C^2 + \left(L_{pix} \cdot i - \frac{L_D}{2} \right)^2}$$

$$1_2(i, j) := 1_{d2}(i, j) + 1_{c2}(i, j)$$

Diferencia del tiempo de llegada al PMT1 Y PMT2

$$c := 3 \cdot 10^{10} \frac{cm}{sec}$$

$$\Delta t(i, j) := \frac{(1_1(i, j) - 1_2(i, j))}{c \cdot 10^{-9}} \text{ nsec} \quad \Delta t(25, 2) := -1.243$$

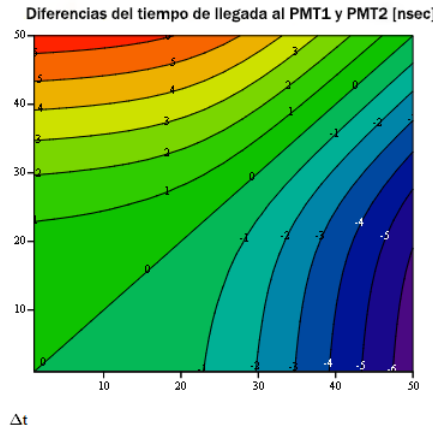


Figura A.3: Diferencia del tiempo de llegada de los fotones a los pmt's.

Propagación μ

Profundidad de los planos [cm]: $z_1 := 50$ $z_2 := 75$ $z_3 := 300$

Trayectoria de la partícula:

$$t(k, \theta, \varphi, x_0) := \frac{z_k}{c \cdot \cos(\theta \cdot \text{deg})} \text{ nsec}$$

$$x(k, \theta, \varphi, x_0) := z_k \cdot \tan(\theta \cdot \text{deg}) \cdot \cos(\varphi \cdot \text{deg}) + x_0 \quad i(k, \theta, \varphi, x_0) := \text{ceil} \left(\frac{x(k, \theta, \varphi, x_0)}{L_{\text{pix}}} \right)$$

$$y(k, \theta, \varphi, y_0) := z_k \cdot \tan(\theta \cdot \text{deg}) \cdot \sin(\varphi \cdot \text{deg}) + y_0 \quad j(k, \theta, \varphi, y_0) := \text{ceil} \left(\frac{y(k, \theta, \varphi, y_0)}{L_{\text{pix}}} \right)$$

i,j: Número de pixeles en la dirección **x** y **y** respectivamente; dado por la función ceil que en Mathcad da el entero más pequeño \geq que el cociente entre parentesis.

Comprobar si el evento está contenido en un plano dado:

$$\zeta(k, \theta, \varphi, x_0, y_0) := \text{si}[(0 \leq x(k, \theta, \varphi, x_0) \leq 200) \wedge (0 \leq y(k, \theta, \varphi, y_0) \leq 200), 1, 0]$$

Tiempo de llegada de la señal en cada PMT

$$t_x(k, \theta, \varphi, x_0, y_0) := \frac{1_1(i(k, \theta, \varphi, x_0), j(k, \theta, \varphi, y_0))}{c \cdot 10^{-9}} \text{ nsec}$$

$$t_y(k, \theta, \varphi, x_0, y_0) := \frac{1_2(i(k, \theta, \varphi, x_0), j(k, \theta, \varphi, y_0))}{c \cdot 10^{-9}} \text{ nsec}$$

Capa 1 - plano x - PMT1 Capa 2 - plano x - PMT3 Capa 3 - plano x - PMT5

Capa 1 - plano y - PMT2 Capa 2 - plano y - PMT4 Capa 3 - plano y - PMT6

$$t_p(\theta, \varphi, x_0, y_0, t_0) := \begin{pmatrix} t_0 + t(1, \theta, \varphi, x_0) + t_x(1, \theta, \varphi, x_0, y_0) \\ t_0 + t(1, \theta, \varphi, x_0) + t_y(1, \theta, \varphi, x_0, y_0) \\ t_0 + t(2, \theta, \varphi, x_0) + t_x(2, \theta, \varphi, x_0, y_0) \\ t_0 + t(2, \theta, \varphi, x_0) + t_y(2, \theta, \varphi, x_0, y_0) \\ t_0 + t(3, \theta, \varphi, x_0) + t_x(3, \theta, \varphi, x_0, y_0) \\ t_0 + t(3, \theta, \varphi, x_0) + t_y(3, \theta, \varphi, x_0, y_0) \end{pmatrix}$$

Un muón (μ) dado:

Condiciones iniciales:

$$\begin{aligned}
 t_{ot} &:= 0 & x_{ot} &:= 100 & y_{ot} &:= 180 & \theta_t &:= 21 & \varphi_t &:= 36 \\
 i_p &:= 1..6 & k_p &:= 1..3
 \end{aligned}$$

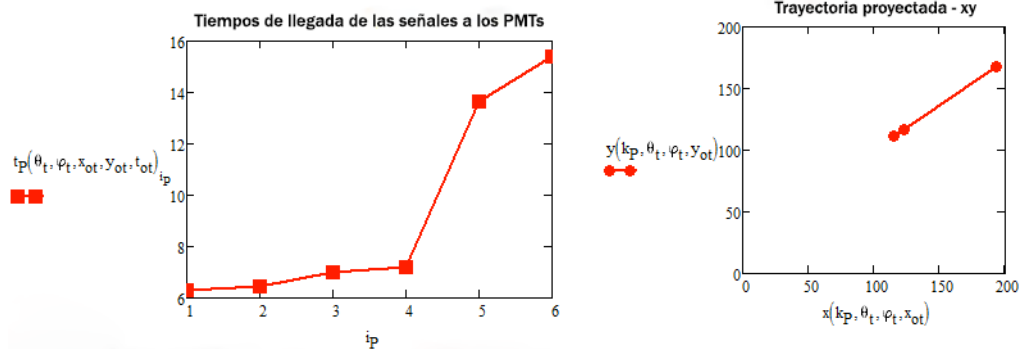


Figura A.4: Se muestran los tiempos que recorren las partículas hasta llegar a los pmt's y la proyección de la trayectoria de la partícula muónica.

Detección de las probabilidades para cada PMT y para cada plano combinado

Plano #1:

$$P_{D1}(i(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(1, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.963$$

$$P_{D2}(i(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(1, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.962$$

$$P_D(i(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(1, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.926$$

Plano #2:

$$P_{D1}(i(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(2, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.964$$

$$P_{D2}(i(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(2, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.963$$

$$P_D(i(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(2, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.928$$

Plano #3:

$$P_{D1}(i(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(3, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.974$$

$$P_{D2}(i(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(3, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.962$$

$$P_D(i(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(3, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.936$$

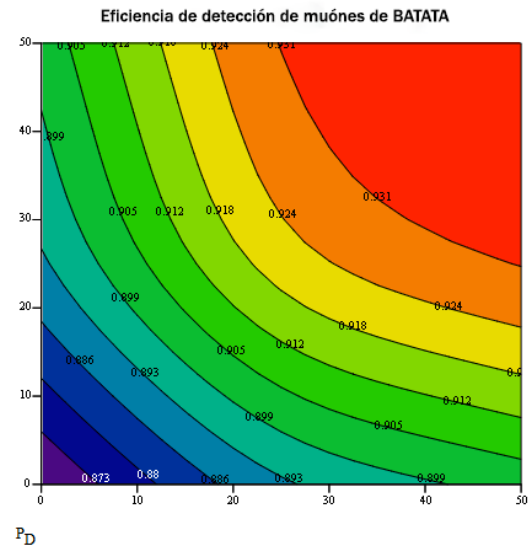


Figura A.5: Se muestra la probabilidad P_D (eficiencia) descrita para cada plano para una partícula muónica.

Varias partículas que llegan en el frente de un chubasco:

Estas son partículas tipo muón, lo cual es poco realista, ya que es poco probable que los muones se agrupen en el tiempo de un solo chubasco.

$$t_{ov} := \text{sort}(\text{runif}(40, 0, 300))$$

$$x_{ov} := \text{runif}(40, 0, 200) \quad y_{ov} := \text{runif}(40, 0, 200) \quad \theta_{ov} := \text{runif}(40, 0, 40)$$

$$\varphi_{ov} := \text{runif}(40, 0, 360)$$

$$q := 15 \text{ (contador)}$$

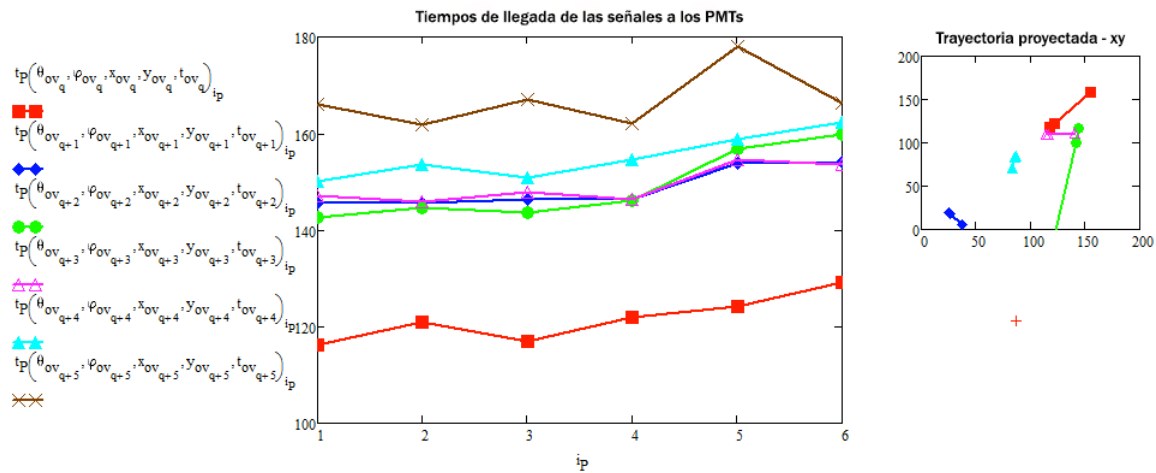


Figura A.6: Se simula la llegada de varias partículas (μ) a los pmt's.

Propagación de la cascada electromagnética

$$\text{Propiedades del suelo: } \rho := 1.8 \frac{g}{cm^3} \quad Z := 10.04 \quad A := 20.25 \quad X_0 := \frac{716 \cdot A}{Z \cdot (Z + 1) \cdot \ln\left(\frac{287}{\sqrt{Z}}\right)}$$

$$\text{Longitud de la radiación electromagnética: } X_0 = 29.029 \frac{g}{cm^2}$$

$$\text{Energía crítica: } E_c := 10^6 \text{ eV}$$

$E > E_c \Rightarrow$ La pérdida principal es por ionización más que por *Bremsstrahlung*

Energía de la partícula: $E_o := 10^8$ eV

$$y_s(E_o) := \ln\left(\frac{E_o}{E_c}\right)$$

$$N_e(X, E_o) := \frac{0.31}{\sqrt{\ln(y_s(E_o))}} \cdot \exp\left[\frac{X}{X_o} \left(1.0 - 1.5 \cdot \ln\left(\frac{3}{1 + \frac{2 \cdot y_s(E_o) \cdot X_o}{X}}\right)\right)\right]$$

$$h_t := 1, 2..300$$

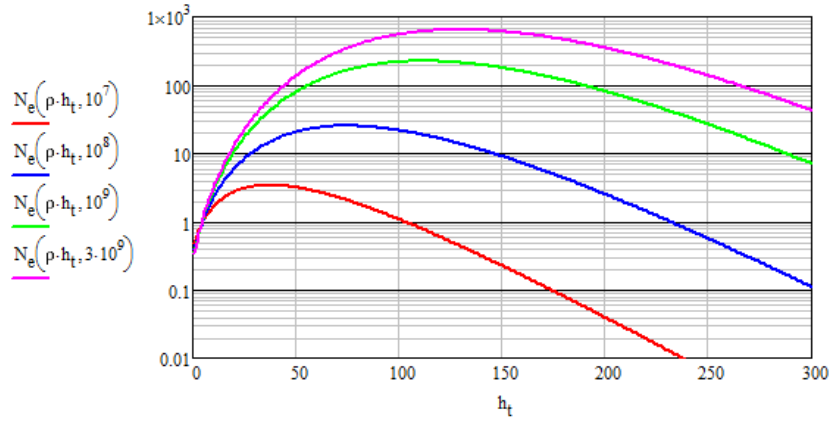


Figura A.7: Distribución longitudinal de la casaca electromagnética.

Deposición de la energía a lo largo de la sub-cascada

Asumimos que la energía se deposita con el mismo perfil que la función de distribución longitudinal de la casaca: $\frac{dE}{dx} \sim N_e$. Más aún, ya que el radio de Moliere¹ es del orden de $9 \frac{g}{cm^2}$, i.e., ~ 4.5 cm, 90% de la energía depositada está dentro de uno o dos píxeles rectangulares (de 1 a 4 píxeles cuadrados), como una aproximación de primer orden, sólo tenemos en cuenta la deposición en un píxel. Las eficiencias indicadas aquí son por lo tanto un límite superior de los reales. Se esperan factores de 2 a 3 en la producción de fotoniones.

¹Distancia transversal que recorre una partícula a energía crítica en el último tramo de radiación antes de que la energía se agote [47].

$$X_{max} := \rho \cdot 600 \quad X_{max} = 1.08 \times 10^3 \frac{g}{cm^3}$$

$$N_{eTot}(E_o) := \int_0^{X_{max}} N_e(X, E_o) dX \quad N_{eTot}(10^9) = 4.023 \times 10^4$$

$$\frac{dE}{dX} : \left(\frac{eV}{cm^2} \right) \quad dEx(X, E_o) := \frac{E_o}{N_{eTot}(E_o)} \cdot N_e(X, E_o)$$

$$\text{Factor de transformación de eV a spe:} \quad k := \frac{S_{VM}}{2 \cdot 10^6} \frac{spe}{eV}$$

$$\text{Parámetros del centellador:} \quad \rho_s := 1 \frac{g}{cm^2} \quad h_s := 1 \text{ cm}$$

$$\delta spe(z, \theta, E_o) := k \cdot dEx \left(\frac{z \cdot \rho}{\cos(\theta \cdot deg)}, E_o \right) \cdot \frac{h_s \cdot \rho_s}{\cos(\theta \cdot deg)}$$

$$z_t := 0, 1..300$$

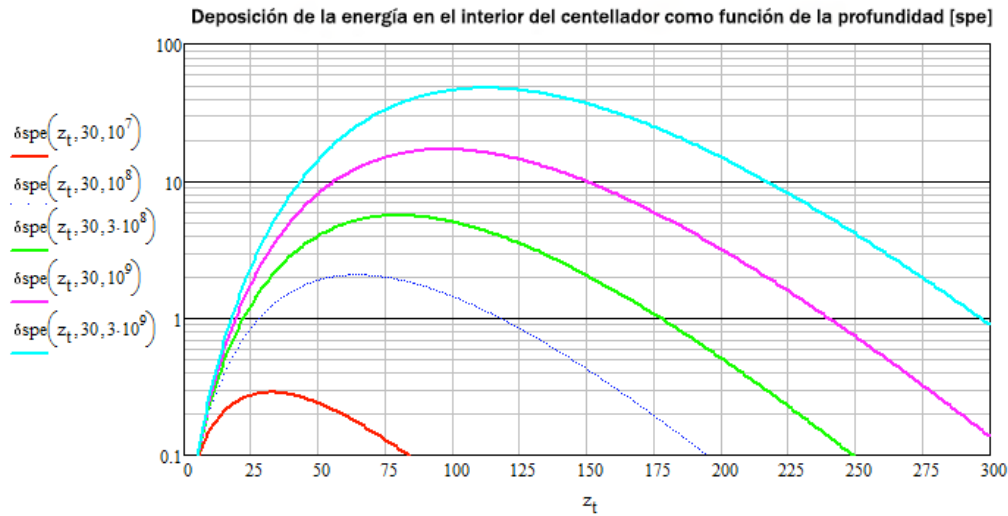


Figura A.8: La gráfica muestra la pérdida de energía en el interior del detector.

Un electrón (e) dado:

Probabilidad de detección para cada pixel (i,j)

$$P_{D1}(z, \theta, E_o, i, j) := (1 - ppois(1, S(\delta spe(z, \theta, E_o), 1_1(i, j))))$$

$$P_{D2}(z, \theta, E_o, i, j) := (1 - ppois(1, S(\delta spe(z, \theta, E_o), 1_2(i, j))))$$

$$P_D(z, \theta, E_o, i, j) := P_{D1}(z, \theta, E_o, i, j) \cdot P_{D2}(z, \theta, E_o), i, j$$

Propagación de la cascada electromagnética:

detección de probabilidades para cada PMT y para cada plano combinado

Condiciones iniciales:

$$t_{ot} := 0 \quad x_{ot} := 100 \quad y_{ot} := 100 \quad \theta_t := 21 \quad \varphi_t := 36 \quad E_{ot} := 114 \cdot 10^6$$

Plano #1:

$$P_{D1}(z_1, \theta_t, E_{ot}, i(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(1, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.381$$

$$P_{D2}(z_1, \theta_t, E_{ot}, i(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(1, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.378$$

$$P_D(z_1, \theta_t, E_{ot}, i(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(1, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(1, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.144$$

Plano #2:

$$P_{D1}(z_2, \theta_t, E_{ot}, i(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(2, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.467$$

$$P_{D2}(z_2, \theta_t, E_{ot}, i(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(2, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.462$$

$$P_D(z_2, \theta_t, E_{ot}, i(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(2, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(2, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 0.216$$

Plano #3:

$$P_{D1}(z_3, \theta_t, E_{ot}, i(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(3, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 8.403 \times 10^{-6}$$

$$P_{D2}(z_3, \theta_t, E_{ot}, i(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(3, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 7.11 \times 10^{-6}$$

$$P_D(z_3, \theta_t, E_{ot}, i(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}), j(3, \theta_t, \varphi_t, y_{ot})) \cdot \zeta(3, \theta_t, \varphi_t, x_{ot}, y_{ot}) = 5.975 \times 10^{-11}$$

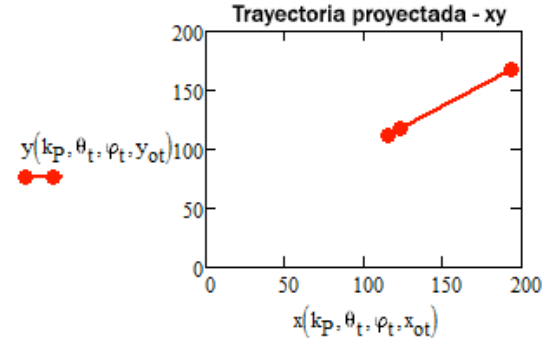


Figura A.9: Se muestra la probabilidad P_D (eficiencia) descrita para cada plano para una partícula electromagnética.

$$i := 1, 2..50 \quad j := 1, 2..50$$

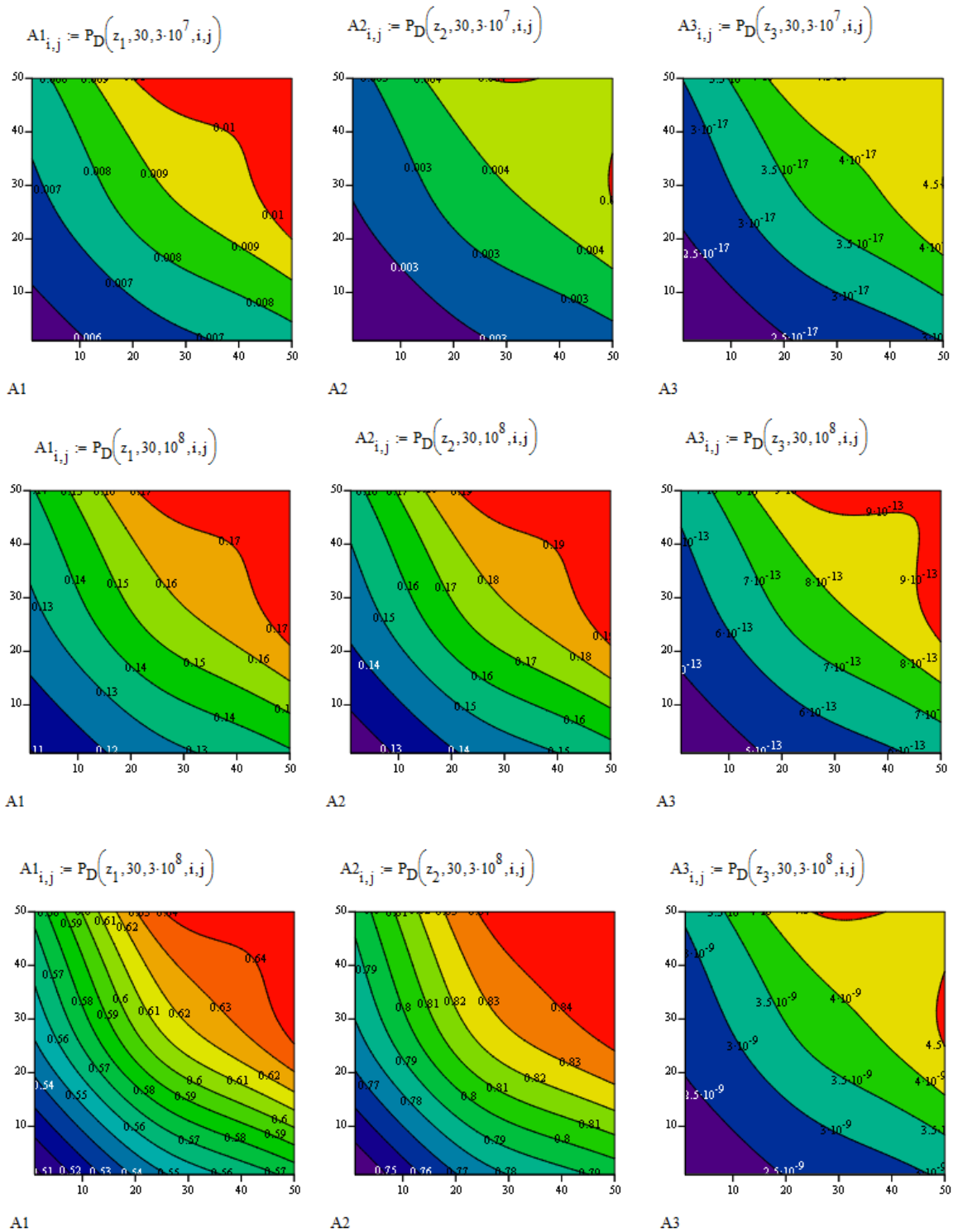


Figura A.10: Se muestra la eficiencia de detección de los electrones en los distintos planos.

Apéndice B

Reporte del FD-Shift

Como miembro de la colaboración Auger, debo realizar un turno de medición o shift al menos una vez al año. A continuación se describen las actividades y los resultados del shift, así como su trascendencia en mi formación como física de astropartículas.

Periodo: 10-06-2015 al 26-06-2015

Shifters: Karen Salomé Caballero Mora, Z. Szadkowski, Itzel Amayrani Martínez Salazar, R. Krause (Remoto), F. Briechle (Remoto).

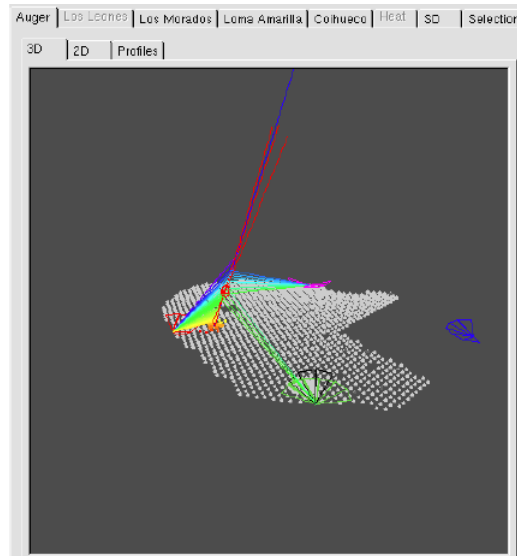


Figura B.1: Vista de un chubasco atmosférico detectado por Los Morados, Loma Amarilla y Coihueco en las mediciones realizadas en el shift.

El Shift me ayudó a introducirme un poco al trabajo de campo. Nuestra tarea dentro del Observatorio Pierre Auger consistió en monitorear las mediciones relacionadas con los Telescopios de Fluorescencia (FD). Se trabajó en el proceso de adquisición de datos, en la reconstrucción de los eventos que se obtuvieron durante el Shift y en la calibración de los FD.

Selección de eventos

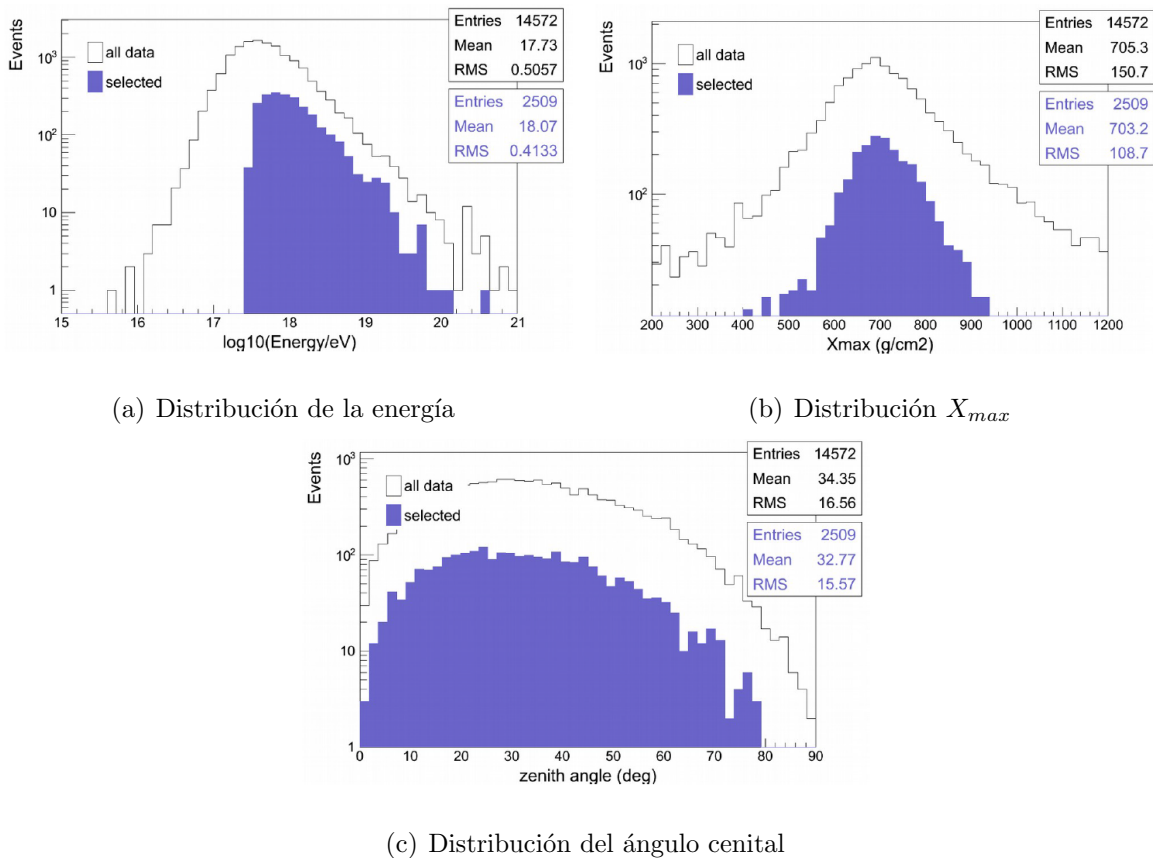


Figura B.2: Relación de la selección de eventos reconstruidos.

La idea detrás del detector de fluorescencia (FD) es medir el perfil longitudinal de las cascadas de partículas a través de la atmósfera, producido por un rayo cósmico primario (ver figura B.4). Actualmente el Observatorio cuenta con 5 edificios: Los Leones, Los

Morados, Loma Amarilla, Coihueco y HEAT, cada uno de los edificios excepto HEAT cuenta con seis telescopios, ubicados en secciones diferentes del ojo llamadas bahías, que miran distintas regiones de la atmósfera; HEAT sólo cuenta con 3 telescopios que se encuentran por encima del campo de visión de los otros FD.

El turno de medición se realizó durante las noches con ayuda de colaboradores que se conectaban remotamente desde su institución en este caso, desde Alemania. También se monitoreaban los sensores de clima y temperatura así como el equipo de lidar (rayo láser que sirve para calibrar el FD).

Eventos reconstruidos durante el Shift

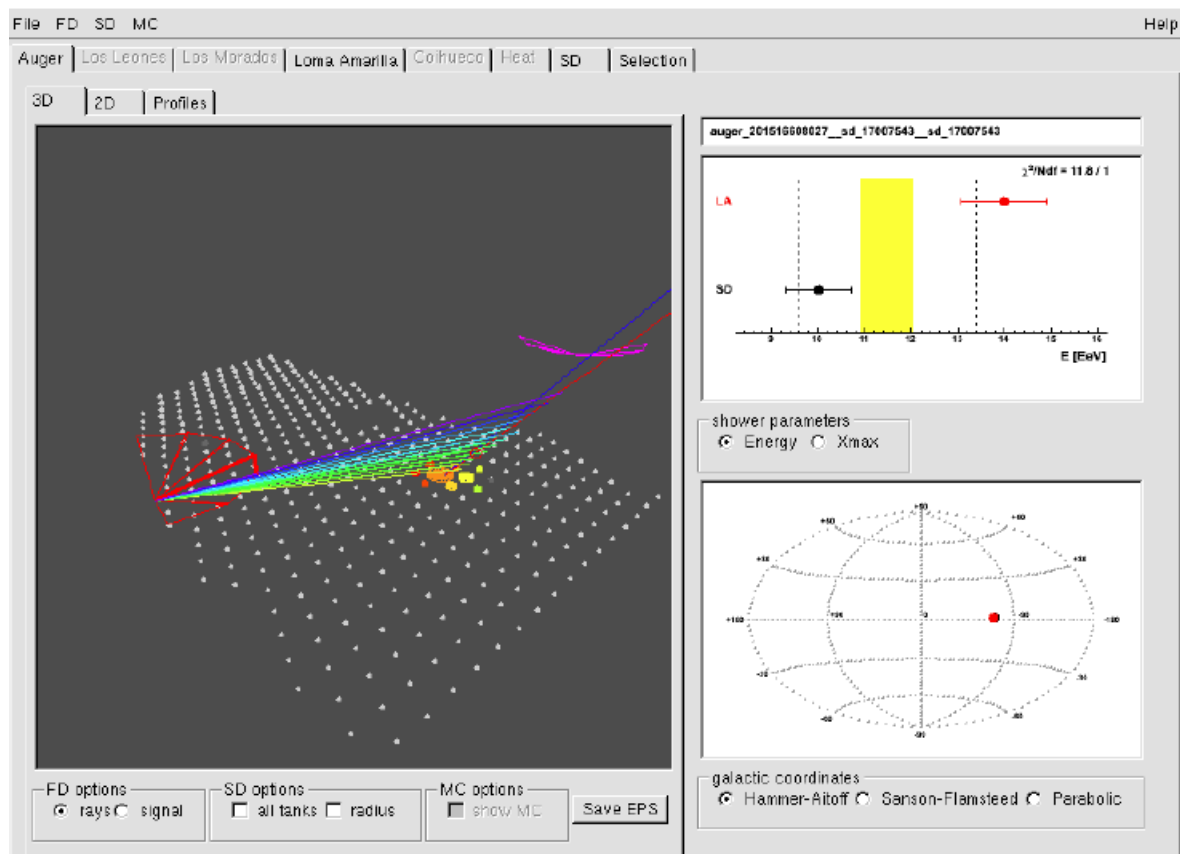


Figura B.3: Se muestra la extensión de un chubasco atmosférico detectado por Loma Amarilla, sobre todo el experimento.

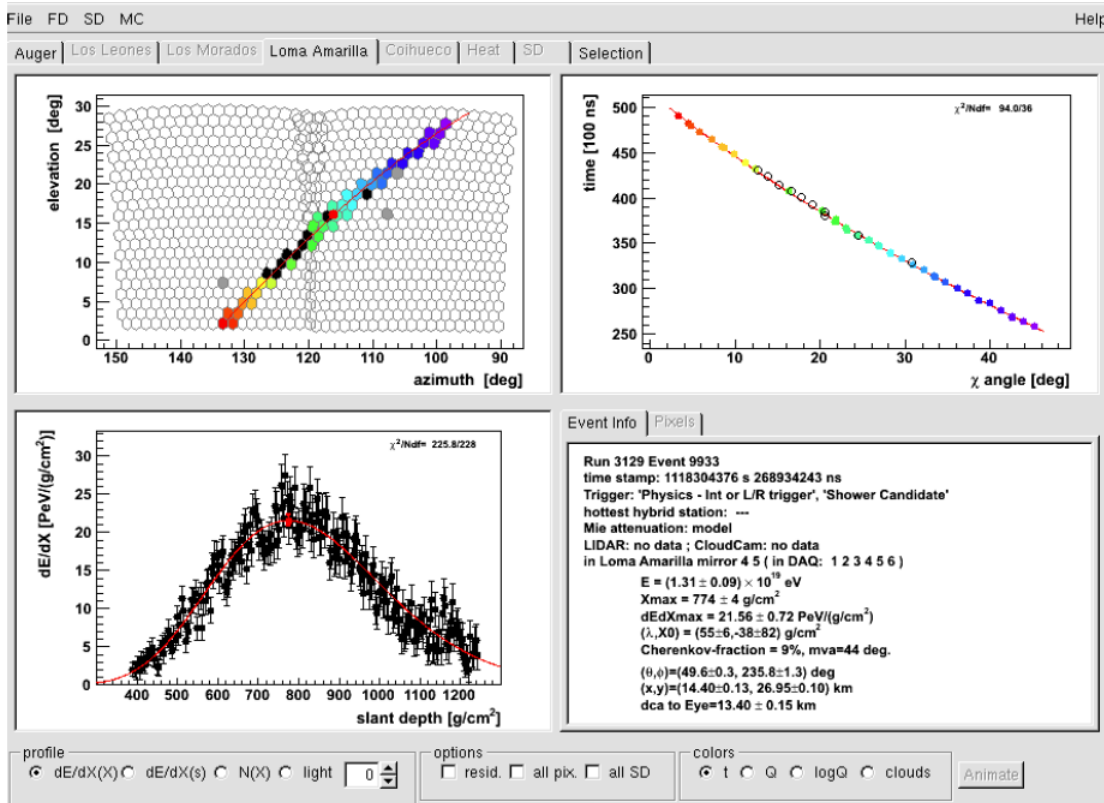


Figura B.4: Se muestra la reconstrucción del chubasco atmosférico detectado por Loma Amarilla, a partir de la señal detectada por los pmt's del FD. La gráfica del extremo inferior izquierdo, muestra el desarrollo longitudinal del chubasco a lo largo de su paso por la atmósfera y su máximo.

La experiencia me permitió estar en contacto con el experimento, ver eventos reales, conocer los detectores en persona y colaborar en un ambiente internacional, ya que la interacción era en inglés. Adquirí conocimientos de linux y programación en C++ para ser capaz de realizar las reconstrucciones de los eventos, lo que me ha servido para el desarrollo de mi tesis.