



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

Variaciones en el flujo de muones detectadas
por el SciCRT en Sierra Negra durante
tormentas geomagnéticas

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE

FÍSICO

PRESENTA:

OLAF DE JESUS ENRIQUEZ LIZAMA

TUTOR

Dr. LUIS XAVIER GONZALEZ MENDEZ



Ciudad Universitaria, CD. MX.

2024



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

1. Datos del alumno

Enriquez

Lizama

Olaf De Jesús

9991185568

Universidad Nacional Autónoma de México

Facultad de Ciencias

Física

419003674

2. Datos del Tutor

Dr

Luis Xavier

González

Méndez

3. Datos del sinodal 1

Dra

María Dolores

Maravilla

Meza

4. Datos del sinodal 2

Dra

Marni Margarita

Pazos

Espejel

5. Datos del sinodal 3

Dr

Mario

Rodríguez

Martínez

6. Datos del sinodal 4

Dr

Leonid

Serkin

7. Datos del trabajo escrito.

Variaciones en el flujo de muones
detectadas por el SciCRT en Sierra Negra
durante tormentas geomagnéticas

60 p

2024

Dedicatoria

Dedico este trabajo a la única clase por la que vale la pena luchar, la trabajadora.

Agradecimientos

Agradezco profundamente a mis padres por apoyarme durante todo mi camino formativo.

Agradezco todas las experiencias que he vivido desde que entré a la licenciatura.

Agradezco a mis colegas, amigos y pareja por hacer de mi vida, la mejor que me pueda imaginar.

Índice general

Índice general	III
1 Actividad y Emisiones Solares	1
1.1 Fulguraciones	1
1.2 Eyecciones de Masa Coronal (EMC)	4
1.3 Regiones de Interacción Corrotante (RIC)	5
1.4 Ciclo solar	6
2 Rayos Cósmicos	8
2.1 Introducción	8
2.2 Espectro de energía de los RC	9
2.3 RC Primarios	10
2.3.1 Rayos Cósmicos Extragalácticos	10
2.3.2 Rayos Cósmicos Galácticos	11
2.3.3 Rayos Cósmicos Anómalos	14
2.3.4 Rayos Cósmicos Solares (RCS)	14
2.4 Rayos Cósmicos Secundarios	16
2.4.1 Componente Hadrónica	19
2.4.2 Componente Electromagnética	19
2.4.3 Componente Muónica	20

2.5	Modulaciones	21
2.5.1	Modulación Solar	21
2.5.2	Modulación Geomagnética	25
2.6	Efectos de la atmósfera en los RC	27
2.6.1	Efecto Barométrico	27
3	Telescopio Centellador de Rayos Cósmicos	30
3.1	Historia	31
3.2	Estructura	31
3.2.1	Adquisición de datos	33
3.3	Formato de los datos	33
4	Tormentas Geomagnéticas (TG)	35
4.1	Fases	35
4.1.1	EMC vs RIC	36
4.2	Dinámica en magnetosfera	37
4.3	Índices geomagnéticos	38
4.4	Rigidez umbral durante TG	39
5	Análisis de eventos	40
6	Resultados	43
7	Conclusiones	48
	Referencias	50

Resumen

El flujo de partículas que llega a la superficie de la Tierra es de especial importancia para estudiar el clima espacial. Conocer las condiciones del Sol, medio interplanetario y la Tierra nos ayuda a entender el panorama actual del espacio cercano a nuestro planeta y contar con las herramientas necesarias para la planeación y ejecución de misiones espaciales, el correcto funcionamiento de toda tecnología basada en satélites y ondas de radio y la seguridad de viajes aéreos tripulados.

En esta tesis se estudia si existe afectación en el flujo de muones, durante perturbaciones conocidas como Tormentas Geomagnéticas (TG). Estas afectaciones podrían representar una variación en el flujo, lo cual nos permitiría inferir lo que está sucediendo con las interacciones de partículas en la atmósfera durante TG.

Los datos usados provienen del Telescopio Centellador de Rayos Cósmicos (SciCRT) en Sierra Negra, Puebla y de El Centro de Análisis de Datos de Geomagnetismo y Magnetismo Espacial en Kyoto, Japón. Del primero obtenemos el flujo de muones y del segundo, el índice de Tiempo de Perturbación de Tormenta (Dst) para cada tormenta geomagnética registrada en el periodo establecido. Este periodo va desde 2015 hasta 2022 y durante ese tiempo se estudiaron 5 TG que van desde moderadas a intensas, con el objetivo de encontrar y analizar variaciones en el flujo de muones.

El análisis del conteo de muones durante las TG estudiadas mostró que una tormenta presentó un decrecimiento Forbush y las restantes no mostraron variaciones significativas. Este resultado nos proporciona una base sólida para investigaciones futuras, a espera de eventos que se registren en la fase ascendente del ciclo solar 25.

Introducción

Dentro del contexto terrestre, los fenómenos producidos en el Sol se pueden medir de diversas maneras y, en este trabajo, se estudiarán estas afectaciones mediante el análisis del flujo de muones en función de las Tormentas Geomagnéticas, las cuales entenderemos como perturbaciones en la magnetosfera. Estos eventos son de especial importancia porque al variar la intensidad del campo magnético terrestre se producen variaciones en el flujo de partículas que ingresan a la atmósfera de la Tierra y, en algunos casos, se incrementa significativamente el número de partículas. Este aumento en el flujo afecta directamente a satélites de Órbita Terrestre Baja (LEO), estropeando sistemas de telecomunicaciones, así como redes eléctricas [1].

Las partículas energéticas que entran a la Tierra producidas por diferentes procesos de fenómenos astrofísicos se llaman Rayos Cósmicos (RC). Dependiendo de su origen se pueden clasificar en varios tipos, pero aquí nos centraremos en el flujo de RC galácticos, aquellos que son producidos por eventos dentro de la Vía Láctea; así como de los secundarios, aquellos producidos en la atmósfera terrestre. Si bien, muchos RC llegan a la atmósfera terrestre, son sustancialmente más los que se detectan en la superficie de la Tierra. Esto pasa porque las interacciones de los RC con los elementos de la atmósfera crean una gran cantidad de partículas a las que denominamos Rayos Cósmicos Secundarios [2].

Dentro de estos RC secundarios se encuentran los muones, partículas elementales que podemos detectar por millones en la superficie terrestre. Dada nuestra capacidad de detectarlos en grandes números con relativa facilidad, uno se pregunta si los detectores de muones serían de utilidad para el servicio de clima espacial. Si se logra encontrar una relación entre las variaciones del campo magnético terrestre durante TG y el flujo de muones, se podría usar el conteo de muones atmosféricos de diversos detectores para prestar un servicio de monitoreo del clima espacial. Explotar más los recursos que ya tenemos, en ámbitos que no se han trabajado lo suficiente, es uno de los cometidos de este análisis.

Otra entidad que puede tomar relevancia aquí es el Observatorio de Rayos Cósmicos en Sierra Negra, Puebla (ORC-SN). Este observatorio cuenta con una ubicación, altitud y rigidez umbral de 19.0°N, 97.3°W, 4580 m.s.n.m., y 8.24 GV, respectivamente. La razón por la que este recinto tomaría trascendencia es por la variedad de instrumentos en su disposición. El observatorio cuenta con el Telescopio de Neutrones Solares (TNS) y el SciCRT. Si este estudio muestra alguna variación en el flujo de muones en presencia de TG, el canal del SciCRT para detección de muones podría estudiar el clima espacial en México.

Estos estudios son coordinados por el Servicio de Clima Espacial-México (SCiESMEX), la Agencia Espacial Mexicana (AEM) y el Centro Nacional de Prevención de Desastres (CENAPRED) y tienen como finalidad la creación de un protocolo de reacción gubernamental ante cualquier fenómeno de importancia en el clima espacial que pudiera afectar en territorio nacional.

El término clima espacial se refiere a las condiciones físicas del espacio cercano a la Tierra. Estas condiciones se ven influenciadas principalmente por la actividad del Sol; sin embargo, la atmósfera y magnetosfera terrestre toman un papel importante. Monitorear en tiempo real

y estudiar el clima espacial es de crítica importancia para proteger tecnologías como satélites así como redes de energía en la superficie de la Tierra.

Dado que el Sol es el principal moderador del medio interplanetario, nos concierne inspeccionar los fenómenos que ocurran en él. Los eventos que nos atañen son las tormentas solares, principalmente representadas por Eyecciones de Masa Coronal (EMC), así como cualquier fenómeno que produzca aceleración de partículas; emisión de radiación electromagnética y de ondas de choque [3].

Actividad y Emisiones Solares

Dado que el objetivo de este trabajo es el de estudiar un flujo de partículas durante TG, tiene sentido que primero entendamos qué fenómenos originan a los cuerpos que desencadenan estas perturbaciones del campo magnético terrestre. Así, lo primero que veremos aquí serán los diversos fenómenos que suceden en el Sol y que terminan por afectar el clima espacial.

Sección 1.1.

Fulguraciones

También llamadas *ráfagas solares* consisten en una liberación súbita de energía capaz de acelerar partículas hasta regímenes relativistas, como se muestra en la Figura 1.1. Estas explosiones son generalmente acompañadas de destellos intensos y emisión de prácticamente todo el espectro electromagnético, desde ondas de radio kilométricas hasta rayos gamma [4]. En la Figura 1.2 se observan 3 fulguraciones que fácilmente destacan del resto de la superficie solar.

Su causa conocida es que son el resultado de conversión de energía potencial magnética a cinética, pues la aceleración de partículas tiene como origen la reconexión de líneas de campo magnéticas solares. Estos fenómenos tienen 3 fases, cada una con sus emisiones características.

La primera fase se conoce como **preráfaga** y empieza con la deformación de las líneas de campo debido a movimientos subfotosféricos y rotación diferencial. Esta deformación produce un aumento en la energía libre y con esto un incremento en emisiones térmicas, principalmente rayos X suaves y extremo UV.

Tras un tiempo, la deformación de líneas termina en una reconexión magnética dejando al sistema en un estado de energía menor, y por ende, provocando una aceleración de las partículas próximas a la región. A esa etapa de desestabilización se le conoce como **fase impulsiva** y en ella predominan emisiones de rayos gamma y X, así como un aumento en la emisión del resto de longitudes de onda. Durante esta etapa se emiten partículas hacia el interior y exterior del Sol, las que entran interaccionan con las partículas cercanas, emiten radiación de frenado e incluso pueden provocar reacciones nucleares y las que salen pueden terminar llegando a la Tierra y son conocidas como rayos cósmicos solares.

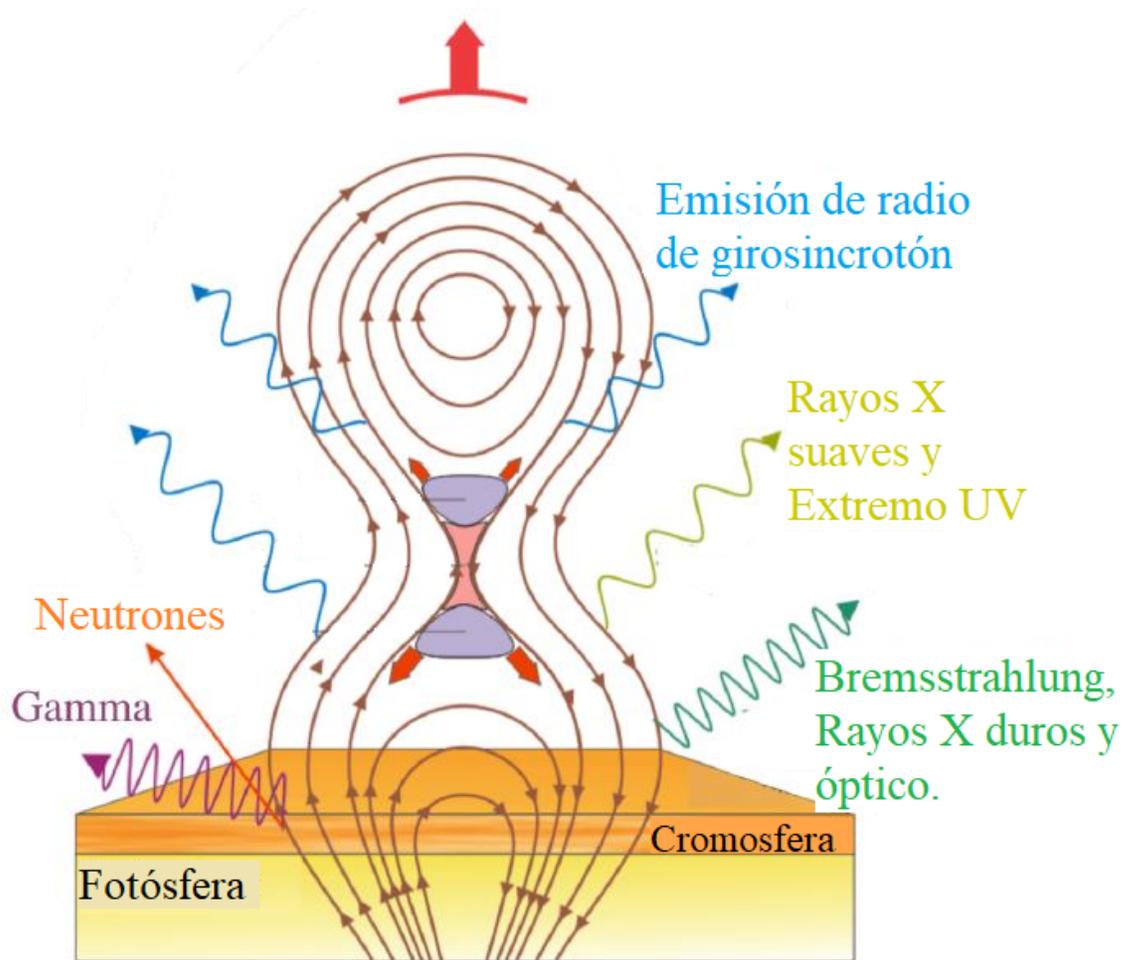


Figura 1.1: Diagrama de una fulguración con las radiaciones emitidas. Tomada de [8].

Por último, en la **fase gradual**, las partículas emitidas hacia el medio interplanetario excitan a las ahí presentes y las fuerzan a radiar su exceso de energía. Debido a todas las variables de la que depende la frecuencia de radiación, para esta fase se pueden detectar fotones en todas las longitudes de onda.

Las fulguraciones se clasifican conforme a la intensidad del flujo de energía en el pico de emisión de rayos X, entre 0.1 a 0.8 nm. La escala de clasificación de fulguraciones se divide en 5 clases: A, B, C, M y X. Cada letra equivale a una escala del flujo, respectivamente equivalen a las escalas: 10^{-8} , 10^{-7} , 10^{-6} , 10^{-5} , y $10^{-4} Wm^{-2}$ [6]. La fulguración más intensa registrada sucedió en noviembre del 2003 y fue clase X28, es decir, logró una intensidad de $28 \times 10^{-4} Wm^{-2}$ [7]. Estas medidas se registran mediante detecciones del satélite GOES, como se observa en la Figura 1.3.

A comparación de las partículas aceleradas durante la fase impulsiva, los fotones emitidos durante todo el fenómeno solo tardan 8 minutos en llegar a la Tierra, por lo que el efecto de una fulguración se siente casi en tiempo real. Las repercusiones de la llegada de estos fotones son la ionización de átomos atmosféricos, calentamiento y expansión de la atmósfera y modificación de la composición química atmosférica.

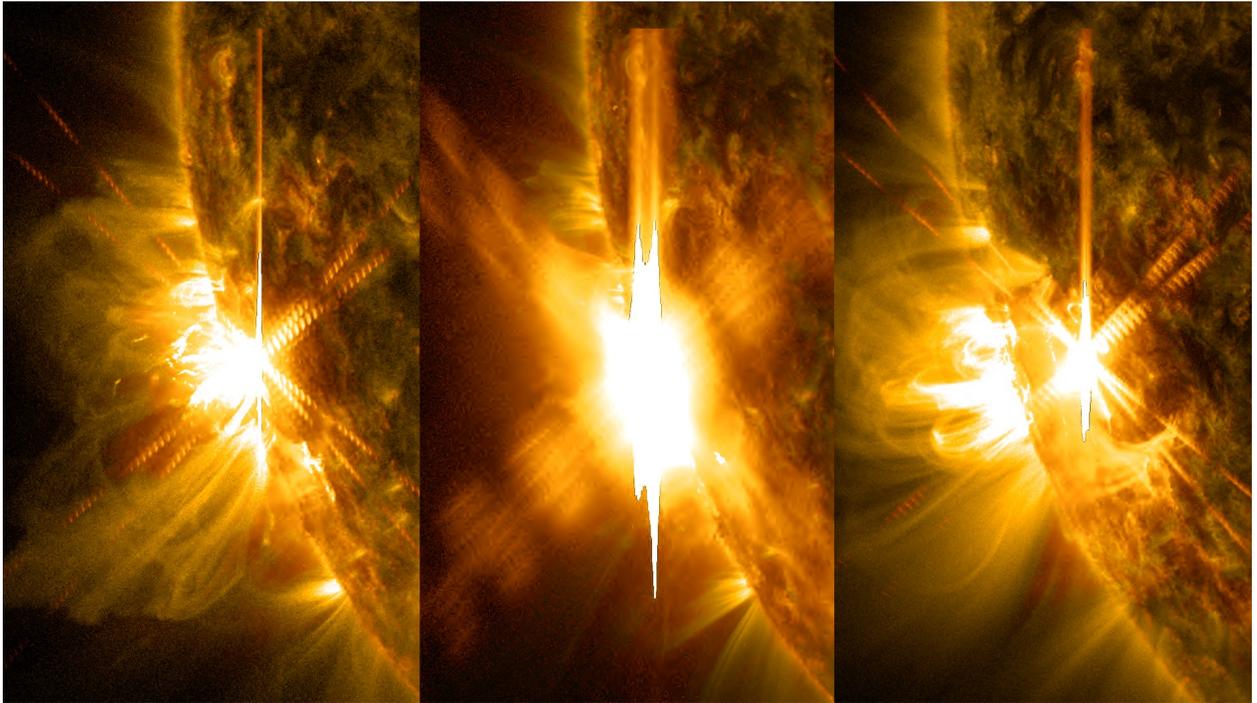


Figura 1.2: Tres fulguraciones solares, de izquierda a derecha las primeras dos fueron tomadas el 10 de junio y la última el 11 de junio de 2014. Tomada de [5]

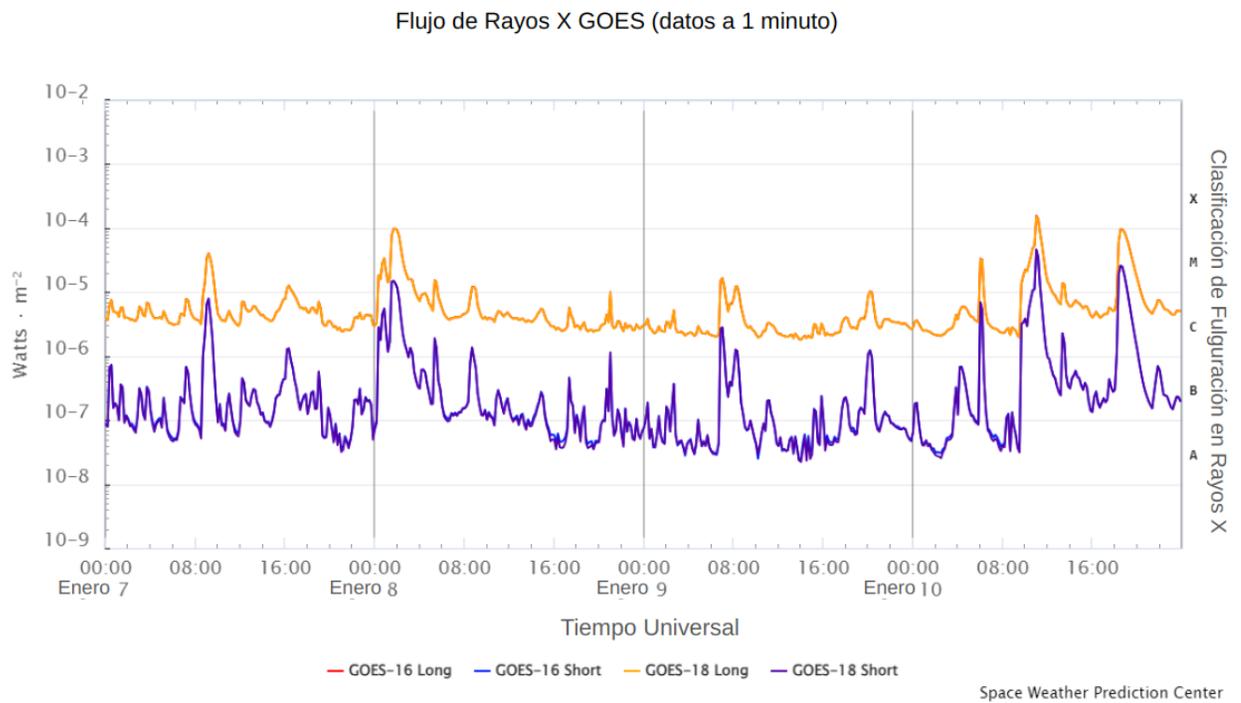


Figura 1.3: Perfil del flujo de rayos X registrado por el sistema de satélites GOES. Durante el periodo 07/06/22 a 10/06/22. Tomada de NOAA.

Sección 1.2.

Eyecciones de Masa Coronal (EMC)

Las EMC son los fenómenos solares de mayor importancia para el estudio del clima espacial, pues son el origen de emisión de grandes cantidades de plasma a la heliosfera. Cada EMC manda en promedio 10^{13} kilogramos de plasma al espacio a velocidades que van de cientos a miles de kilómetros por segundo. Se considera de suma importancia estudiar estos sucesos, pues terminan por afectar gravemente la configuración de la magnetosfera terrestre y en consecuencia, los sistemas de satélites y telecomunicaciones.

Si el plasma eyectado se mueve a velocidades superiores a las de Alfvén y a la del sonido del medio, se origina una onda de choque en el frente de la burbuja que puede acelerar partículas a su paso. La interacción de estas estructuras con la magnetosfera terrestre será estudiada más a fondo en el capítulo 4.

Con el desarrollo de las técnicas de estudio solar, se ha podido comprender mejor a este fenómeno, pues antes se pensaba que las fulguraciones ocasionaban a las eyecciones, cuando en realidad los dos eventos son independientes. Sin embargo, fulguraciones seguidas de EMC no son raras. Por otro lado, se pensaba que las EMC eran relativamente raras, pero ahora se sabe que en un periodo de actividad alto pueden suceder varias eyecciones a la vez.

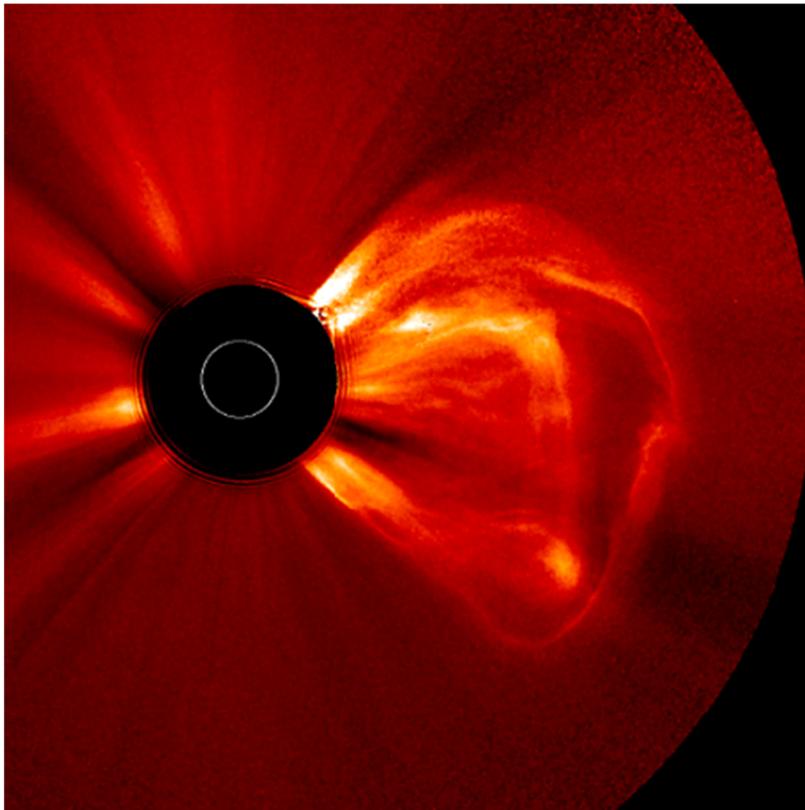


Figura 1.4: Fotografía del cronógrafo del Observatorio de las Relaciones Solar-Terrestres (STEREO) de una EMC. Tomada de NOAA

Sección 1.3.

Regiones de Interacción Corrotante (RIC)

El medio interplanetario se encuentra parcialmente permeado de plasma que ha sido eyectado del Sol conocido como Viento Solar (VS). Dependiendo de las características del fenómeno que expulsó ese plasma, y por ende, la velocidad a la que se desplaza, puede ser considerado como lento o rápido. Existen momentos en los que un viento solar lento es alcanzado por otra porción de viento solar con mayor velocidad. A la zona de amalgamamiento de estos cuerpos se le conoce como *Región de Interacción Corrotante* [9].

La frontera entre velocidades para que un cuerpo de plasma solar se considere VS rápido o lento se delimita a los 500 km/s . La velocidad promedio del VS lento es entre $300\text{-}500 \text{ km/s}$ y su temperatura es del orden de 10^7 K , mientras que para el rápido se observa generalmente cerca de 750 km/s y su temperatura alrededor de 10^7 K . Las densidades también son muy diversas, mientras el VS lento tiene una densidad de alrededor de $10^{15} \text{ partículas/m}^3$ asemejándose a la composición de la Corona solar, el VS rápido cuenta con una densidad del orden de 10^{-4} Kg/m^3 [20].

La diferencia pronunciada entre las dos especies de VS se deben al origen de los mismos. El VS lento se produce en regiones ecuatoriales por regiones de flujo magnético abierto a la heliosfera. Durante periodos de mínima actividad solar la emisión del VS lento se produce en latitudes de hasta $10 - 35^\circ$, para luego expandirse hacia los polos a medida que el ciclo solar se acerca al máximo. En el máximo solar, los polos también emiten VS lento. El VS rápido se origina en los agujeros coronales, regiones en forma de embudo de líneas de campo abiertas. Estas líneas abiertas son especialmente frecuentes alrededor de los polos magnéticos del Sol. Estos campos confinan el plasma y lo transportan a los estrechos cuellos de los embudos coronales. El plasma se libera en el embudo cuando estas líneas de campo magnético vuelven a conectarse [14].

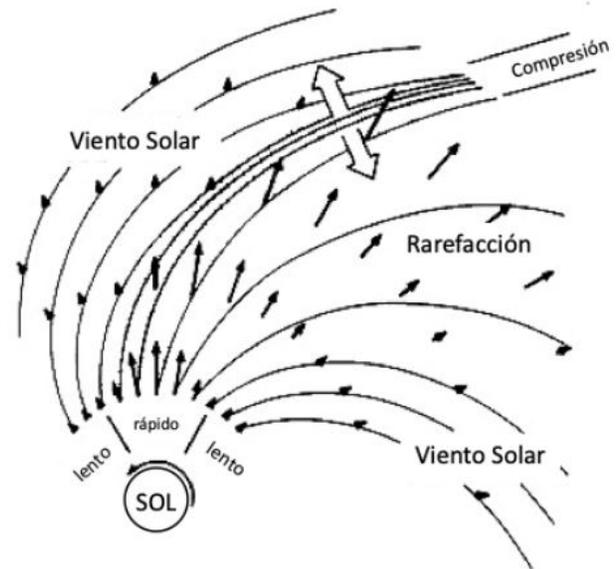


Figura 1.5: Formación y configuración de una RIC. Tomada de [10].

Conforme el VS rápido choca con el lento, este último se compacta y aumenta su densidad, esto se conoce como *compresión*. Por otro lado, las regiones que el VS rápido ha transitado experimentan una baja en la densidad, debido a que el VS lento no puede cubrir las por completo. Esta última zona se le conoce como *rarefacción*. Ambas estructuras, así como la dinámica de este encuentro se encuentran en la Figura 1.5.

Más aún, estas zonas pueden estar asociadas con choques magnetohidrodinámicos (MHD), los cuales presentan propensión a incrementar la componente sur del Campo Magnético Interplanetario (CMI). El nombre de este evento se da porque en lapsos donde el Sol maneja un comportamiento estable, se produce una RIC cada rotación completa del Sol, aproximadamente cada 27 días terrestres.

Las RIC, al igual que las EMC, son causa de tormentas geomagnéticas, pero en comparación de sus primos más energéticos, las tormentas causadas por RIC son intermitentes y de menor duración. Sin embargo, en épocas de baja actividad solar, donde las EMC son escasas, las RIC son la principal fuente de TG.

Sección 1.4.

Ciclo solar

El Sol no produce emisiones de manera constante y mucho menos uniforme. En cambio, cuenta con un ciclo de actividad con duración de 11 años. En otras palabras, entre un mínimo y un máximo de actividad solar hay 5 años y medio aproximadamente. Desde el siglo XVII se tienen registros confiables del conteo de manchas solares, por lo que se considera al ciclo que se desarrolló entre los años 1755 a 1766 como el ciclo 1. Actualmente, nos encontramos cerca del máximo de actividad del ciclo 25.

La relación que guarda la intensidad del ciclo solar con el número de RC galácticos que detectamos en la Tierra es inversamente proporcional. En la Figura 1.6 se reporta la comparación entre el número de manchas solares y el conteo de RC galácticos. Es fácil ver que en cada ciclo, delimitado por líneas grises verticales, en los máximos de actividad se tiene en menor conteo de RC galácticos y viceversa. Los monitores usados para la Figura 1.6 fueron MCMD = McMurdo, NEWK = Newark, SOPO = South Pole, THUL = Thule. Para cada monitor, el conteo está normalizado al mayor máximo de cada detector.

Aunado al ciclo de 11 años, existe un segundo ciclo de 22 años. En la Figura 1.6 (panel inferior) se nota que en el periodo entre 1960 y 1970 el perfil tiene forma aguda, mientras que el siguiente ciclo es más plano y menos *intenso*. Este patrón se ha repetido tanto en ciclos anteriores como posteriores. La razón de este segundo ciclo es por la inversión del campo magnético solar, cada 11 años la dirección de este campo se invierte y propicia un *efecto dominó* de turbulencia entre el material que está siendo expulsado del Sol y el que se encuentra en el medio interplanetario. Esta turbulencia entorpece la trayectoria de las partículas dirigidas a la Tierra, ocasionando una incidencia temporal más distribuida, lo que nos da como resultado el perfil plano cada 22 años.

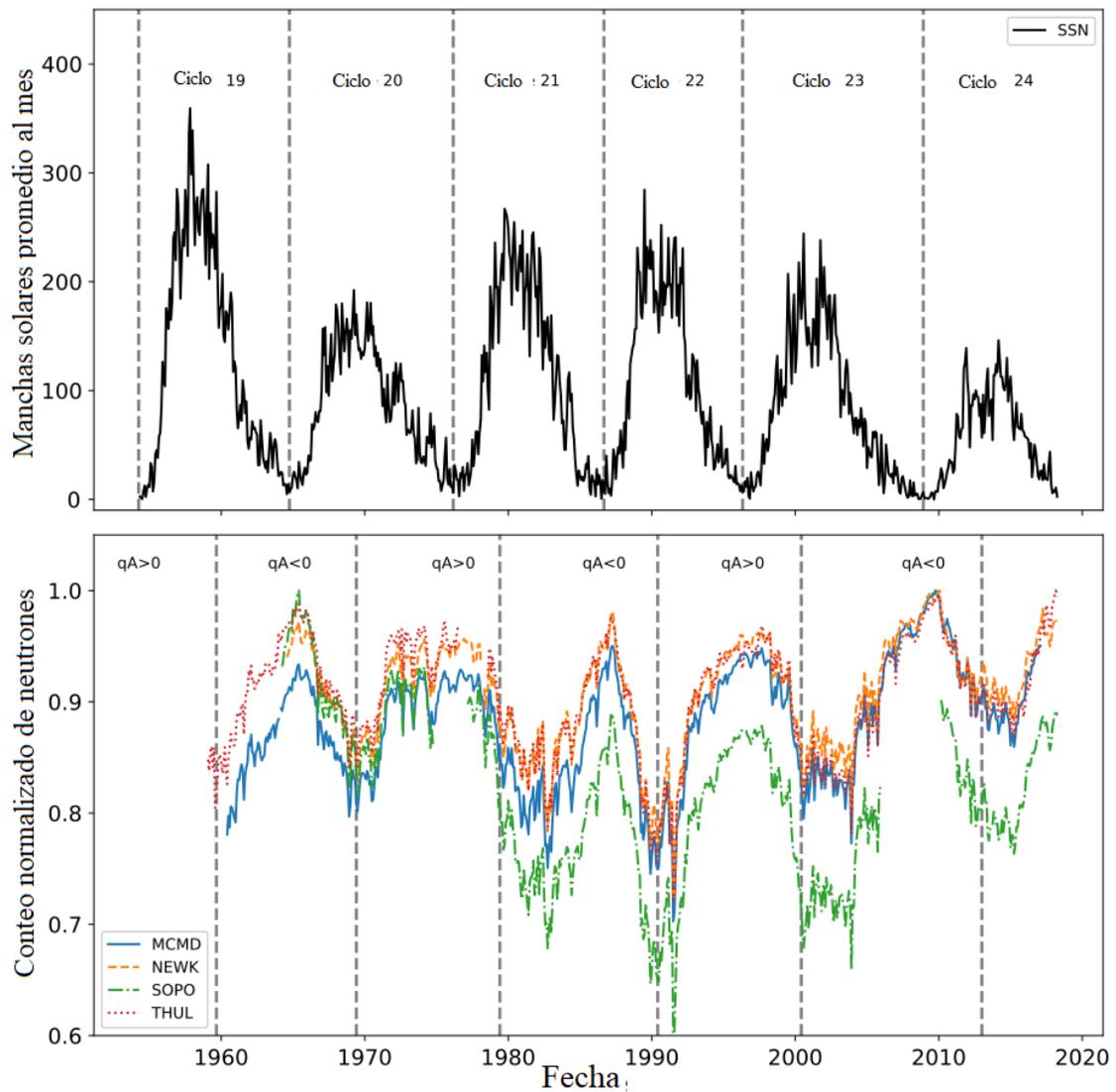


Figura 1.6: Conteo de manchas solares (panel superior), con líneas verticales para delimitar el inicio de cada ciclo solar. Conteo de RC galácticos mediante monitores de neutrones (panel inferior), con líneas verticales para aproximar los intervalos de inversiones de polaridad del campo magnético solar. Tomado de [26].

Rayos C3smicos

Mensajeros celestiales, capaces de viajar desde los confines del universo hasta nuestros detectores.

Secci3n 2.1.

Introducci3n

Los Rayos C3smicos (RC) son principalmente part3culas cargadas que fueron emitidas por alg3n fen3meno c3smico y han llegado a la Tierra. Su composici3n es de un 90% protones, un 9% part3culas alfa y un 1% de n3cleos m3s pesados [2]. En su mayor3a son n3cleos de 3tomos que han sido despojados de sus electrones, esto sucede porque en alg3n momento fueron 3tomos v3ctimas de un proceso de aceleraci3n que los ioniza y deja con una energ3a alt3sima. Los RC tienen un rango de energ3a desde los 10^6 hasta los 10^{20} eV.

Los RC no siempre fueron un objeto bien conocido y caracterizado, a principios del siglo XIX ya se sab3a que exist3a una ionizaci3n en la atm3sfera terrestre, pero no era claro si 3sta era causada por fuentes terrestres o espaciales. Fue hasta 1912 que Victor Hess, montado en un globo aerost3tico, realiz3 mediciones de ionizaci3n a diferentes alturas. Encontr3 que a mayor altitud, mayor es la ionizaci3n, as3 concluy3 que la fuente de ionizaci3n medida proven3a del exterior y no de la Tierra. Este trabajo le vali3 el Premio Nobel de F3sica de 1936. En 1926, Robert Millikan realiz3 unos experimentos y public3 sus resultados donde afirmaba que la ionizaci3n medida debajo del nivel de superficie de algunos lagos desciende al aumentar la profundidad de medici3n. Es decir, lleg3 a la misma conclusi3n que Hess, adem3s acu3n3 el t3rmino “Rayos C3smicos” en ese mismo trabajo.

Los RC se pueden clasificar de muchas maneras, la m3s com3n es dividirlos en primarios y secundarios. Los primarios son aquellos que al detectarlos son exactamente la misma part3cula que fue expulsada o acelerada por cierto fen3meno c3smico, mientras que los secundarios se refieren a las part3culas producidas en el camino de un primario mediante interacciones del medio. En las siguientes dos secciones nos centraremos en el an3lisis profundo de estos dos tipos de RC.

Sección 2.2.

Espectro de energía de los RC

La unidad de medida que se usa típicamente para caracterizar la energía de un RC es el electrón voltio (eV), medida de energía que nos expresa la energía cinética de una partícula cargada al acelerarse a través de una diferencia de potencial de un voltio. Los RC abarcan un gran espectro de energía, desde los 10^6 hasta los 10^{20} eV, 14 órdenes de magnitud.

Cada orden de energía tiene una correspondencia al flujo que detectamos en la Tierra, la tendencia general es que a mayores energías menor será la cantidad de esas partículas que detectaremos en nuestros aparatos. La representación gráfica de lo anterior se encuentra en la Figura 2.1.

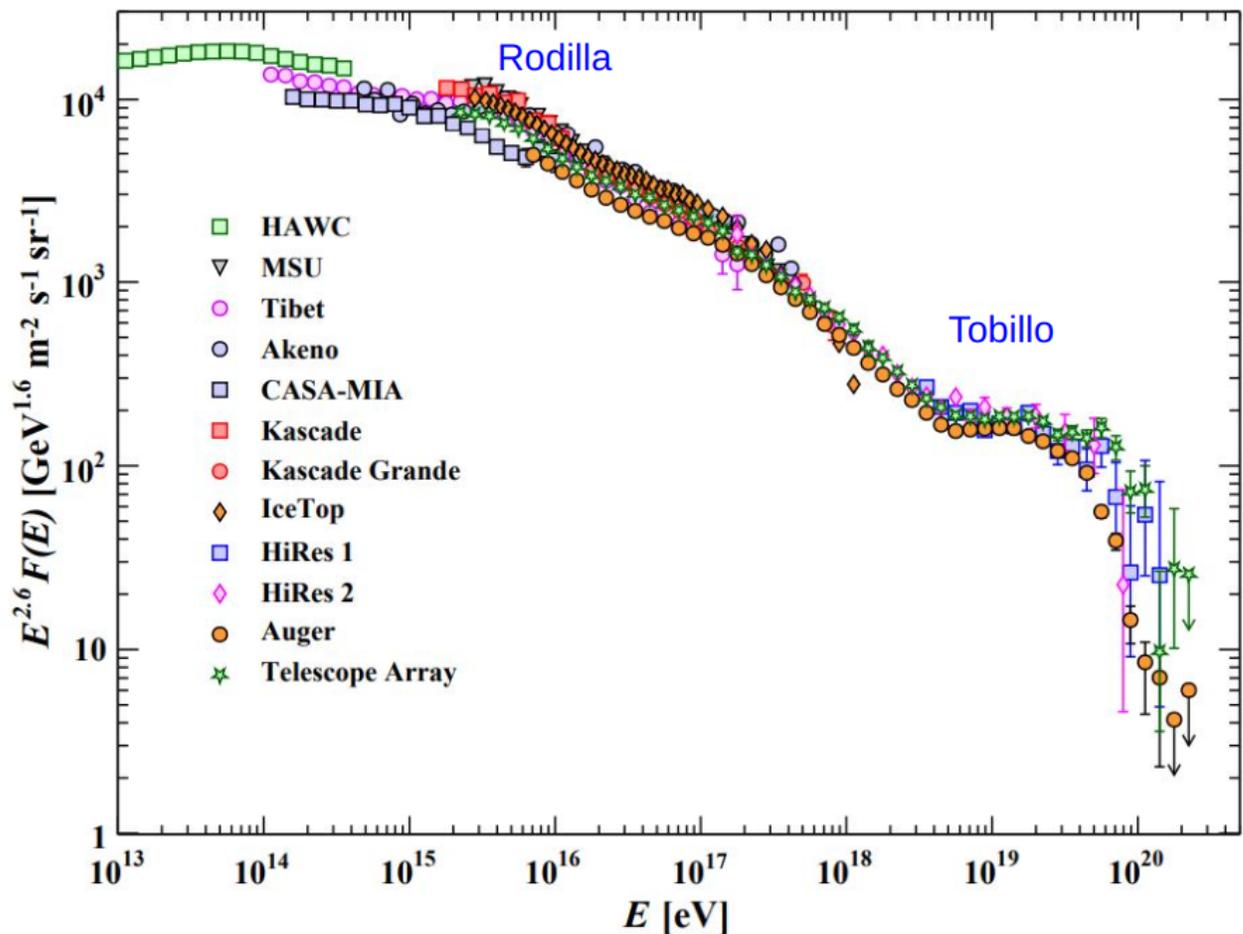


Figura 2.1: Espectro de energía de los RC con datos de diversos detectores. Tomada de Particle Data Group.

Una primera aproximación del espectro se da con una ley de potencia que tiene la forma de la ecuación 2.1.

$$J(E) = K \cdot E^{-\gamma} \quad (2.1)$$

Donde J es el flujo de partículas (eje x), E es la energía de la partícula (eje y) y K y γ son variables. A γ se le conoce como el *índice espectral*, el cual cambia con la energía proporcionalmente a efectos de propagación y producción de partículas.

Sin embargo, un mejor acercamiento es tratar a la gráfica por partes: desde el principio hasta energías de 10^9 eV el flujo es prácticamente constante por la modulación solar, explicada más a fondo en la subsección 2.5.1; entre 10^9 y 10^{15} eV la pendiente se asemeja mucho a una Ley de potencias con γ aproximada de 2.7 a 3.1 [11]. Justo en la frontera de energía de 10^{15} eV, se tiene un cambio en la pendiente conocido como la *rodilla*, en donde a partir de ahí $\gamma \approx 3.1$. Finalmente, en inmediaciones de 10^{19} , el espectro se vuelve a aplanar, a esta región se le conoce como el *tobillo* [12].

Sección 2.3.

RC Primarios

Si ya sabemos que los RC primarios son aquellos que vienen directamente desde la fuente del fenómeno cósmico, ahora nos podemos preguntar de qué fenómeno vienen, o mejor aun, de qué parte del universo vienen, pues ¿Es factible que provengan del universo lejano? ¿O será que todos vienen de un vecindario cercano?

2.3.1 Rayos Cósmicos Extragalácticos

Una manera que tenemos de saber que algunos RC son provenientes de afuera de nuestra galaxia, es porque su giroradios son típicos de campos magnéticos más grandes que el tamaño de la propia Vía Láctea.

Tomando en cuenta que el diámetro de la Vía Láctea es de aproximadamente 30 kpc, si suponemos que un protón viaja por el espacio con una energía de $10^{19} eV \approx 16J$, el giroradio de este protón será:

$$r = \frac{E}{cqB_{\perp}} \approx \frac{(10^{19} J)}{(3 \times 10^8 \text{ m/s})(1.6 \times 10^{-19} \text{ C})(10^{-11} \text{ T})} \approx 10^{21} \text{ m} = 324 \text{ kpc} \gg 30 \text{ kpc} \quad (2.2)$$

De este modo, los RC pueden provenir de cuerpos externos a nuestra galaxia y podemos hablar más a fondo de ellos. La razón por la cual los podemos detectar en la Tierra y no se “pierden” en el camino, es por su altísima energía, de hasta aproximadamente 10^{20} eV. Esta energía les permite atravesar la gran mayoría de obstáculos que se pudieran interponer en su camino, como campos magnéticos o partículas de los medios intergaláctico, interestelar, así como en la Heliósfera. Los cuerpos que conocemos que puedan expulsar partículas a esas energías son Núcleos Activos de Galaxias (AGNs) en radio galaxias, Estallidos de Rayos Gamma (BGR) y pulsares.

En la Figura 2.1 los RC extragalácticos se encuentran en la zona posterior al tobillo, así que su flujo es menor a 1 partícula por kilómetro cuadrado al año. Esto nos dice que para lograr detectar una partícula de ultra-alta energía necesitamos detectores que cubran vastas áreas de terreno.

2.3.2 Rayos Cósmicos Galácticos

En el intervalo de energía anterior a los extragalácticos tenemos a los RC galácticos, aquellos que se aceleran en algún lugar de La Vía Láctea. En la Figura 2.1, estos se encuentran entre la rodilla y el tobillo, es decir, en energías desde los 10^{11} hasta los 10^{18} eV. Los fenómenos a los que se les atribuye este tipo de RC es a supernova Tipo II, BRGs, así como magnetosferas de pulsares y estrellas binarias dentro de la Vía Láctea.

Contrario a los RC extragalácticos, los galácticos interactúan mucho con el medio en su travesía. Debido a que el medio interestelar cuenta con gas ionizado llevando consigo líneas de campo magnético, lo que obtenemos es un fluido regido por leyes de MHD, en donde se propagan una variedad de ondas de Alfvén. Así, la propagación de los RC galácticos estará regida por principios de MHD. Esto, junto con perturbaciones en sus trayectorias, debido a interacciones con el VS de la Heliósfera, que se explicarán en el apartado 2.3.2.1, ocasiona una dispersión en todas direcciones de los RC y supone una pérdida de información de la posición de su origen, en otras palabras, son isotrópicos.

Las especies que conforman los RC galácticos interactúan de diferente manera con la materia en su viaje. Los núcleos pueden colisionar con la materia interestelar y fragmentarse en núcleos menos pesados y produciendo una gran cantidad de partículas secundarias. Los electrones, en cambio, interactúan tanto con la materia y los campos electromagnéticos en el medio interestelar, presentando radiación de sincrotrón en campos magnéticos y aceleración de rayos gamma por efecto Compton inverso dentro de campos de radiación.

La hipótesis más aceptada para explicar los niveles de energía de los RC galácticos se basa en los mecanismos de aceleración de Fermi, de primer y segundo orden. Se cree que estos mecanismos actúan sobre los RC en remanentes de supernovas, regiones del espacio con campos magnéticos intensos y con tiempo de vida suficiente para alimentar el proceso de aceleración estocástica.

2.3.2.1 Mecanismos de aceleración de Fermi

Cuando una partícula de energía E_0 se encuentra con una perturbación magnética, entra en esta región y es dispersada debido a la turbulencia magnética. Los procesos de dispersión dentro de la nube son elásticos, por lo que la partícula no pierde energía y solo cambia de dirección con cada interacción. Para calcular la energía que gana el RC con este mecanismo, tomamos en consideración a la partícula como relativista ($E_0 \approx p_0c$) y a la nube con masa infinita y velocidad $v_{cloud} \equiv v_c$. Así, la energía inicial del RC antes de entrar a la nube es:

$$E_0^* = \gamma_c(E_0 + \beta_c p_0) \quad (2.3)$$

Donde $\beta_c = v_c/c$ y $\gamma_c = (1 - \beta_c^2)^{-1/2}$. Asumiendo que la dirección de salida del RC es antiparalela respecto a la de entrada, comparamos la expresión anterior con la energía de la partícula justo al salir de la nube por primera vez:

$$E_1 = \gamma_c(E_0^* + \beta_c p_0^*) = E_0 \gamma_c^2 (1 + \beta_c)^2 \quad (2.4)$$

Así, nos damos cuenta que la proporción de energía $\frac{\Delta E}{E}$ que ganó la partícula fue:

$$\frac{\Delta E}{E} = \frac{E_1 - E_0}{E_0} = \gamma_c^2 (1 + \beta_c)^2 - 1 \equiv \xi \quad (2.5)$$

Notamos que ξ es proporcional al cuadrado de v_c . Además, si se toman en consideración todas las posibles direcciones de salida, se obtiene que la ganancia promedio de energía del RC por encuentro con la nube es de $\beta \approx 4/3\beta_c^2$ [18]. La energía del RC tras n encuentros con la nube será:

$$E_n = E_0(1 + \xi)^n \quad (2.6)$$

Este mecanismo es capaz de llevar a las partículas a altas energías, pero a tiempos muy elevados, por lo que no es posible justificar el flujo de estas partículas solo con este mecanismo. Debe haber otro mecanismo más eficiente que lleve a los RC a tales niveles de energía. La respuesta se ha encontrado en una mejora del modelo anterior, donde se toma ahora la velocidad de la nube (v_S) como mucho mayor a la velocidad del sonido del medio interestelar. También consideramos a la velocidad del frente de choque (v_P). En el esquema de la Figura 2.2 podemos observar la interacción de estos dos cuerpos desde ambos marcos de referencia, el de la onda de choque y el de la nube de gas.

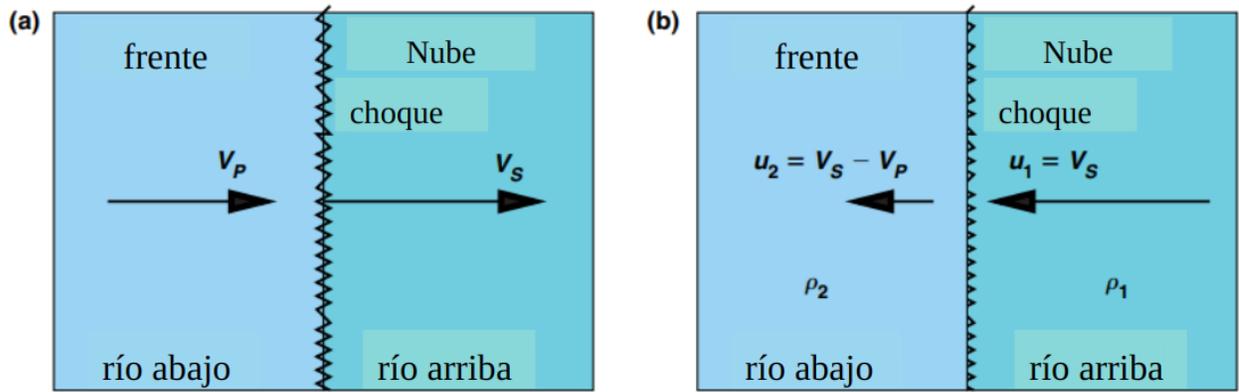


Figura 2.2: Diagrama de una onda de choque con una velocidad v_S , moviéndose adelante de un gas impactado con una velocidad v_P . Marco de referencia de la onda de choque (a) y marco de referencia del gas (b). Tomada de [18].

Desde el punto de vista del choque, el gas entra hacia el choque a una velocidad $u_2 = v_S - v_P$. La tasa de compresión quedaría entonces $R = u_1/u_2 = (\gamma + 1)/(\gamma - 1)$, donde γ es el calor específico del medio. La relación entre las velocidades de ambas regiones queda como:

$$\frac{v_S}{v_P} = \frac{Ru_2}{(R-1)u_2} \approx \frac{R}{R-1} \quad (2.7)$$

En el caso de las supernovas, las regiones adyacentes se encuentran ionizadas, por lo que todo el medio se considera monoatómico ($\gamma = 5/3$), que resulta en $R = 4$, y por ende $v_S/v_P \approx 4/3$. Para este caso, la ganancia de energía promedio a todos los ángulos de incidencia es:

$$\frac{\langle \Delta E \rangle}{E} = \frac{4}{3} \frac{R-1}{R} \frac{v_S}{c} = \frac{4}{3} \frac{v_P}{c} = \frac{4}{3} \beta \quad (2.8)$$

Notamos que ahora la ganancia de energía por evento es lineal en β . El cambio de energía por colisión puede ser mucho mayor que en el modelo original de Fermi. Esto se debe a que, sin importar de qué lado de la región se esté, el plasma del otro lado siempre se estará moviendo hacia la partícula a una velocidad v_P , como se muestra en la Figura 2.3.

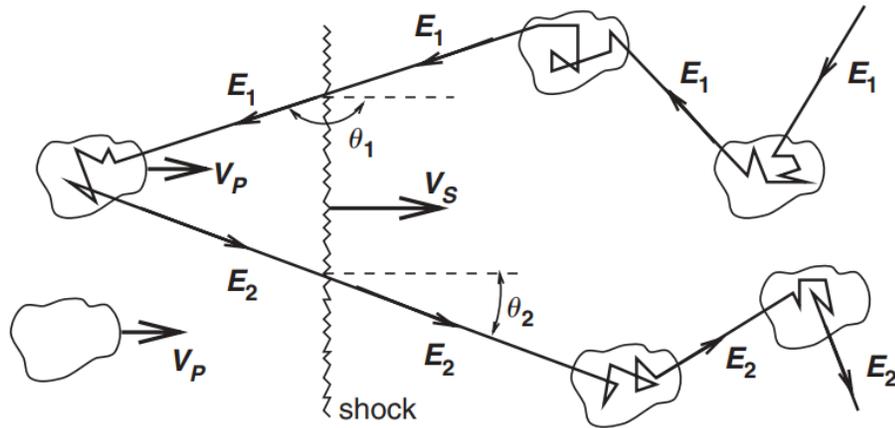


Figura 2.3: Diagrama de las interacciones del RC de energía inicial E_1 contra un choque de velocidad v_s . Tomada de [18].

2.3.3 Rayos Cósmicos Anómalos

Se consideran RC anómalos a los RC de origen interplanetario y magnetosférico. Los primeros son partículas que se originan en ondas de choque interplanetarias causadas por EMC o RIC y también se pueden originar en magnetosferas de otros planetas rotantes del Sistema Solar; por ejemplo, Saturno y Júpiter emiten RC de energías del orden de hasta 10^7 eV [28]. Los RC de origen interestelar tienen como fuente el gas neutro en ese medio que, al recibir la radiación UV del viento solar, se ioniza y es acelerado por el choque terminal con la Heliosfera.

La energía de un RC anómalo se encuentra entre 10^7 y 10^8 eV y son en su mayoría partículas ionizadas una única vez, al contrario de los RC galácticos y extragalácticos que han sido despojados de todos sus electrones [15]. Como es de esperarse, los elementos con mayor presencia en el gas neutro interestelar corresponden con aquellos encontrados en RC anómalos de baja energía. Estos elementos son: H, He, C, N, O y Ar.

2.3.4 Rayos Cósmicos Solares (RCS)

Como vimos en la sección 2.1, desde principios del siglo XX ya se tenía una buena idea de la existencia de los RC y se creía que estos eran exclusivamente de origen galáctico. Sin embargo, durante la década de los 30, con la identificación de una alza en cuentas de RC durante el día, se empezó a pensar que el Sol aportaba una gran contribución en ese ámbito. Poco a poco, con más evidencia y relaciones entre la actividad solar y las mediciones de RC, se discernió que existían RC de origen solar.

Los RCS son aquellas partículas que fueron aceleradas en la atmósfera del Sol. Estos RC tienen energías que van desde los 10^6 hasta los 10^{10} eV. El Sol expulsa estas partículas durante fulguraciones, debido al efecto de reconexión magnética, explicado en la Sección 1.1, y EMC, debido al mecanismo de Fermi, explicado en el Apartado 2.3.2.1.

Para cada evento energético solar existe una composición y energía de las partículas que son liberadas en ellos. Desde la década de 1980, se ha reconocido que estas composiciones y espectros resultan de diversas categorías de eventos solares. Observar las fulguraciones solares originales en distintas bandas del espectro (como radio, rayos X y visible) pueden ayudarnos a relacionar ciertas propiedades de las partículas. La detección de iones acelerados por erupciones solares en el espacio interplanetario confirma la caracterización de estas erupciones a través de su emisión de rayos X, dividiéndolas en dos clases: impulsivas, con duración de minutos, y graduales, con duración de horas y días [16].

La presencia, así como abundancia de elementos en los RCS no está vinculada a la temperatura ni al estado de ionización del plasma del cuál se originan. Sin embargo, se ha detectado que en los casos en las que la energía es mayor que alrededor de 5 MeV/nucleón, la composición del plasma es muy similar al de la fotosfera y corona solares. Por otro lado, en una medida menor a 5 MeV/n, las abundancias típicas observadas de elementos pesados son como se muestran la Figura 2.4.

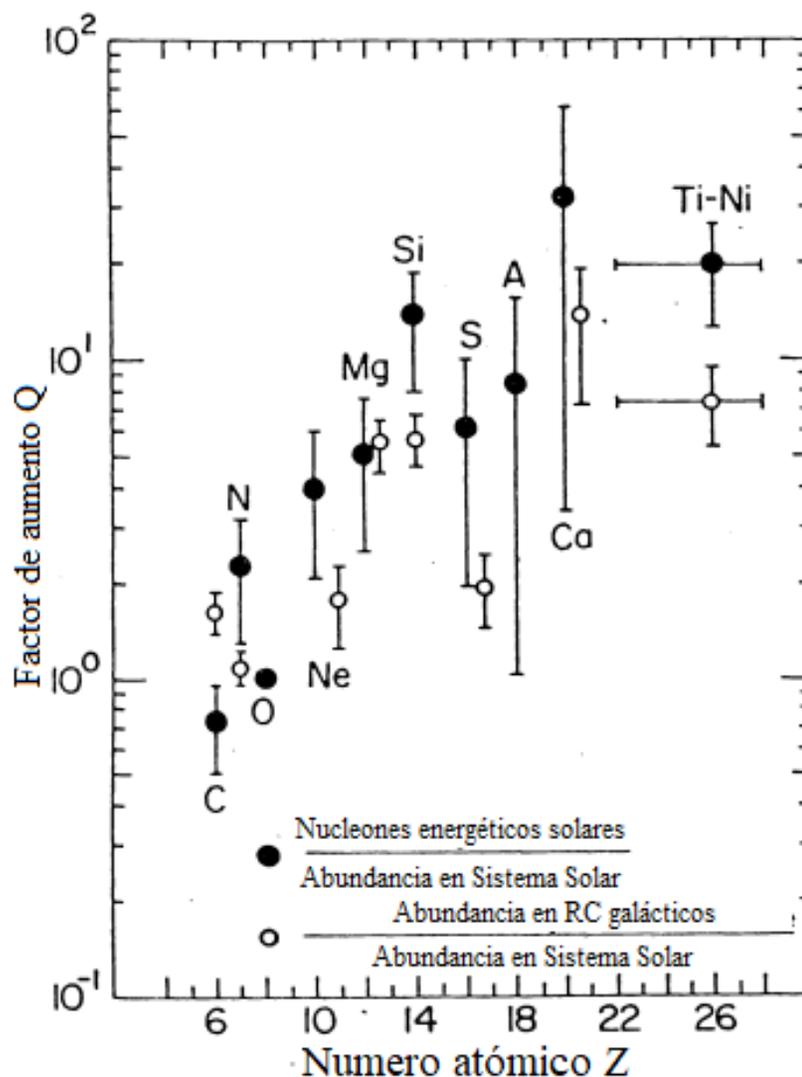


Figura 2.4: Abundancias de elementos pesados en ráfagas solares con energías menores a 5 MeV/n. Tomado de [17].

Donde el factor Q es aquel mostrado dentro de la Figura 2.4 como un cociente de la abundancia química en las fulguraciones, entre la abundancia de ese mismo elemento en el Sistema Solar. Como resumen de la figura, mientras mayor sea la carga del núcleo, mayor será su enriquecimiento en fulguraciones solares [19].

Sección 2.4.

Rayos Cósmicos Secundarios

Como se mencionó anteriormente en la Sección 2.1, los RC secundarios son aquellos que se han formado en el camino del RC primario debido a la interacción de esta partícula con la atmósfera terrestre. Esta interacción se puede dar en 3 procesos: la excitación de los átomos atmosféricos, colisiones con la estructura electrónica del átomo y colisiones directamente. La excitación atómica resulta en emisión de un fotón cuando el átomo regresa a su estado inicial. En cuanto a colisiones, la más común es con la estructura electrónica, que termina en la separación de uno o dos electrones del átomo atmosférico, ionizándolo. Por fortuna, este tipo de interacción tiene una repercusión mínima en la trayectoria y energía del RC primario, pues deriva de deflexiones despreciables.

Por último, las colisiones con un núcleos atmosféricos, principalmente oxígeno o nitrógeno, provocan su desintegración, generando una gran cantidad de partículas secundarias y dando lugar a lo que se conoce como chubasco atmosférico o radiación cósmica secundaria. Naturalmente, la densidad de elementos atmosféricos a grandes alturas es insignificante, por lo que casi no ocurren colisiones en capas superiores de la atmósfera. El proceso de chubascos comienza a ser significativo cerca de 55 km sobre el nivel del mar, alcanzando su punto máximo a aproximadamente 35 km de altura. Debajo de los 35 km, como los RC primarios que llegaron hasta ahí ya han perdido demasiada energía por las interacciones con la atmósfera estos decaen o son absorbidos, habiendo un decaimiento significativo en la formación de RC secundarios [21].

Desde el descubrimiento de los chubascos atmosféricos en 1938 por Pierre Auger y su equipo de trabajo [22], se han estudiado extensivamente hasta el punto de conocer adecuadamente sus componentes y partículas que la forman. La extensión en área de un chubasco puede ser de decenas de kilómetros cuadrados gracias a la alta energía de los RC primarios. Al principio, la cascada de partículas crece de manera exponencial hasta el punto en que estas rondan los 1 GeV de energía promedio. Luego de eso, la producción de partículas, y con ello el tamaño del chubasco, decrece gradualmente. Con esto se tiene que a mayor energía tenga el RC primario, más atmósfera tendrá que atravesar el chubasco para que la producción de partículas cese; o en otras palabras, a mayor energía de chubasco, mayor tamaño tendrá la cascada de partículas.

La estructura típica de un chubasco se presenta en la Figura 2.5, ahí podemos alcanzar a diferenciar varios procesos que toman parte. De manera típica lo que ocurre cuando un RC colisiona con núcleos atmosféricos es la creación de piones (positivos, negativos y neutros), además de núcleos más ligeros. Por una parte, los piones cargados decaen en muones, neutrinos y antineutrinos. Por el otro lado, los neutros decaen en fotones gamma que producen

pares electrón-positrón y que estos a su vez pueden volver a producir fotones gamma.

Con la combinación de procesos y partículas, se pueden distinguir 3 componentes: hadrónica o nucleónica, muónica o dura y electromagnética o débil. Las cuales serán explicadas a detalle en las siguientes 3 secciones.

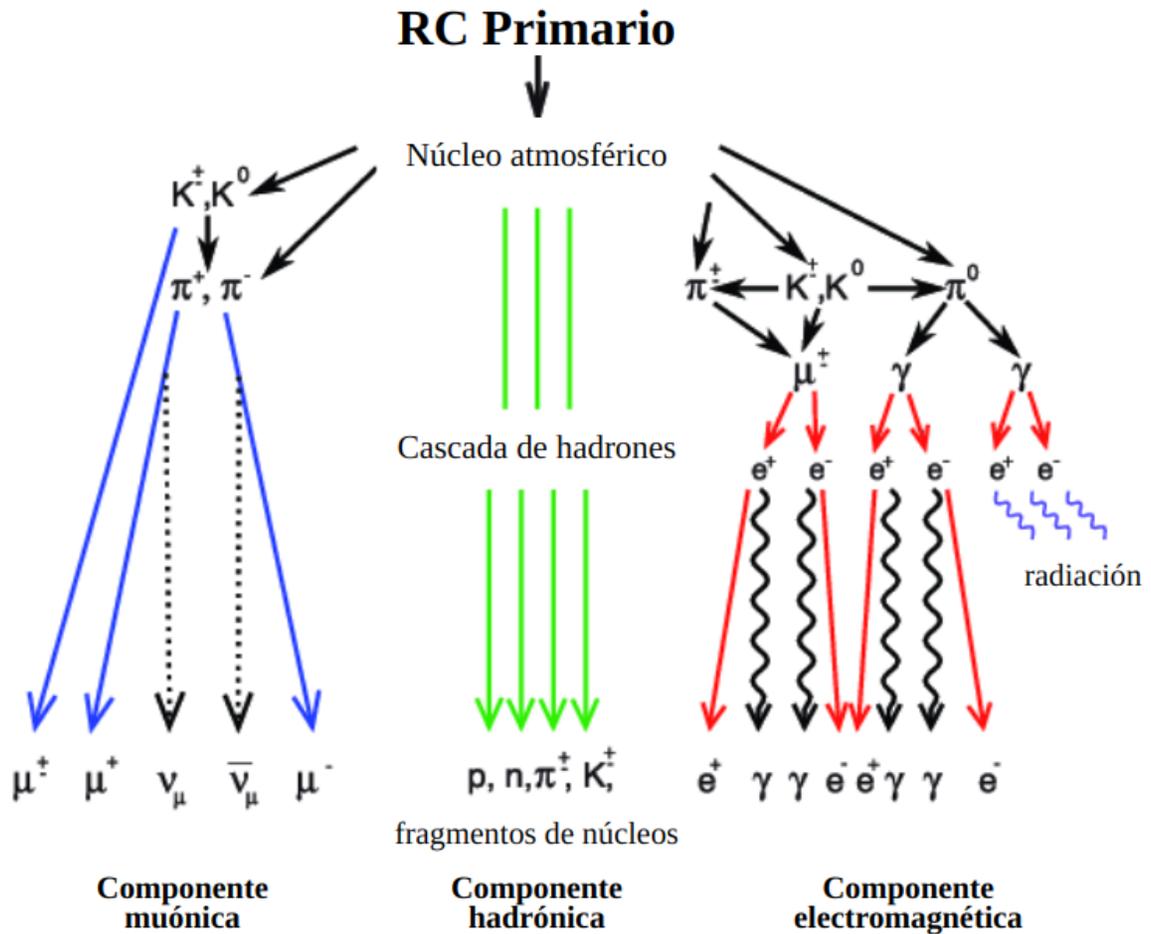


Figura 2.5: Diagrama de chubasco atmosférico con procesos y partículas. Tomado de [23].

Pero antes de explicar detalladamente la composición y procesos presentes en cada componente del chubasco, hablaremos de la relación que guardan los RC secundarios con la profundidad atmosférica. Pues así como los RC primarios interactúan con las partículas en la atmósfera, también lo hacen los secundarios. Así, hay una relación entre la cantidad de partículas de cierta especie con la densidad de la atmósfera y la distancia de esta que han recorrido. En otras palabras, a diferentes alturas, respecto al nivel del mar, detectaremos diferentes intensidades en cada componente de un chubasco. Como estándar, se tiene que a nivel del mar la profundidad atmosférica es de $1000g/cm^2$. Las unidades quedan así porque es el producto de la densidad (e.g. g/cm^3) con la distancia (e.g. cm).

En la Figura 2.6 se pueden visualizar más específicamente la intensidad de cada partícula para diferentes alturas/profundidades atmosféricas.

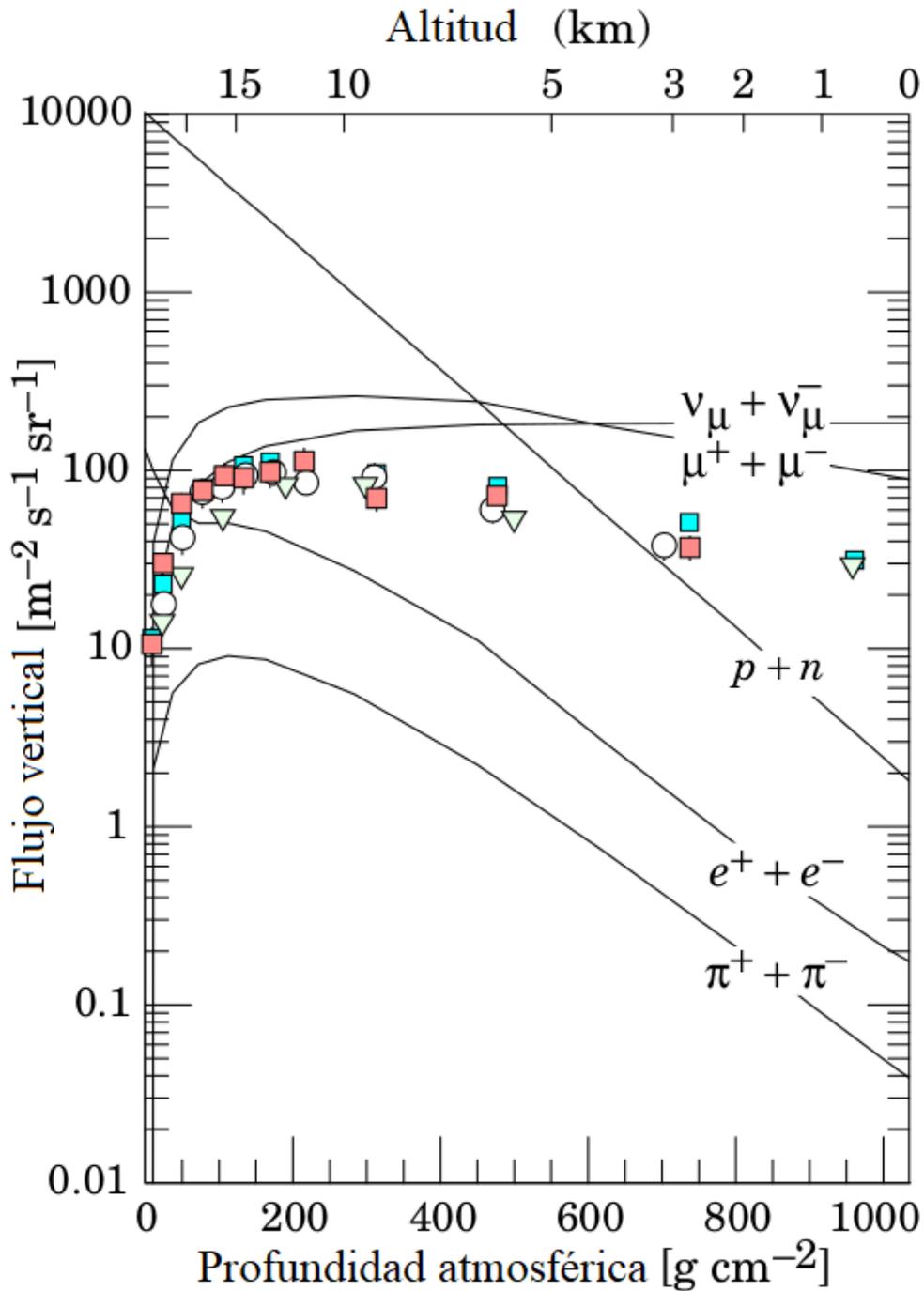


Figura 2.6: Flujo vertical de RC en la atmósfera. Puntos de colores son medidas de muones negativos de baja energía. Tomado de [24]

Más aún, podemos fijarnos únicamente en la línea sólida de los muones, que son las partículas con las que se trabajará en esta tesis y reconocer que el ORC-SN, donde esta el SciCRT, se encuentra a 4580 m.s.n.m., o prácticamente 4.6 km.s.n.m , por lo que el flujo esperado de muones sería de casi $200 \frac{\text{partículas}}{\text{m}^2 \cdot \text{s} \cdot \text{sr}}$. Flujo que no está lejos del máximo de muones que se alcanza de 100 a 200 g/cm^2 .

Para estudiar lo que sucede con las demás componentes, podemos reconocer que la componente suave tiene una gran presencia en capas altas de la atmósfera, pero rápidamente decae. La hadrónica es la componente principal en profundidades atmosféricas bajas y luego decae constantemente, hasta ser dos órdenes de magnitud menor que la componente dura al nivel del mar. Por último, recapitulando, la componente dura, esta tiene una intervención mínima a grandes alturas, pero rápidamente toma protagonismo y termina siendo la componente dominante a alturas cercanas al nivel del mar.

2.4.1 Componente Hadrónica

Esta componente, conformada por núcleos, nucleones, kaones, antinucleones, protones y neutrones secundarios, es causa de un impacto directo del RC primario con un núcleo atmosférico. El impacto produce un fenómeno llamada fragmentación, donde un núcleo "pesado" emite diversas partículas al ser impactado por una partícula energética. Los protones y neutrones resultado de esta colisión tienen menor energía que el RC original, sin embargo, aún conservan la suficiente energía para seguir interaccionando con elementos atmosféricos y continuar la cascada. Así, la componente hadrónica se prolonga de manera longitudinal a la trayectoria original del RC primario. La energía umbral en la que las partículas de esta componente dejan de reproducirse mediante interacciones es de alrededor de 1 GeV, energía requerida para producir piones.

Los piones actúan como el combustible de nuestra cascada, pues al decaer un pión neutro se emiten dos rayos gamma y de piones cargados se obtienen muones. Así, de un tipo de partícula podemos generar 2 componentes adicionales del chubasco. Más aún, por cada colisión de esta componente, se tienen como resultado de decenas a centenas de partículas por lo que, si bien las colisiones con núcleos son más raras que la excitación atómica o colisión con estructura electrónica, la componente hadrónica evoluciona más rápido que las demás componentes.

2.4.2 Componente Electromagnética

Como ya vimos, del decaimiento de piones neutros en la componente hadrónica, surge la componente electromagnética o *suave*, la cual está conformada por electrones, positrones y fotones. Entonces, todo inicia con el decaimiento de un pión neutro en fotones gamma, de ahí, el fotón puede decaer en un par electrón-positrón (e^-e^+) si cumple con tener suficiente energía y conservar su momento. La energía suficiente es igual a la suma de las energías del par en reposo, que es cercana a 1022 MeV. Y la conservación del momento solo se da cuando el fotón se encuentra cerca de un núcleo atómico, pues de manera libre la producción del par no satisface ni la conservación de energía ni de momento. Si estas dos condiciones se cumplen, obtenemos el par y un pequeño movimiento en la trayectoria del núcleo cercano.

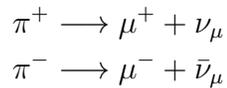
Luego, tanto el positrón como el electrón, pueden emitir un rayo gamma por proceso Bremsstrahlung. Cada fotón emitido mediante este fenómeno tendrá solo 1/4 de la energía

del fotón inicial. Pero mientras esa energía sea mayor a 84MeV, que es el umbral donde la ionización toma un papel más importante que el Bremsstrahlung [25] y se esté cerca de un núcleo, el proceso se puede repetir una y otra vez.

Un dato interesante de esta componente, es que también se puede iniciar desde la entrada de un fotón ultra energético como RC primario. Y como esta componente no tiene otro tipo de partículas que las 3 mencionadas aquí, puede servir para la detección indirecta de un RC gamma de alta energía. Además, por la *predisposición* del fotón de decaer en un par e^-e^+ , se han estudiado casos donde el fotón decae a muy grandes altitudes, gracias a la presencia del campo geomagnético [36]. A este proceso se le denomina pre-cascada, pues es el inicio de una cascada desde alturas a las cuales no se tiene una densidad de partículas suficiente para iniciar de manera tradicional.

2.4.3 Componente Muónica

Cuando una partícula de alta energía choca con otra, se produce una colisión inelástica. Estos choques tienen como característica que parte de la energía inicial se va a las partículas creadas. En el caso de los RC se crean antinucleones, kaones y piones. Los kaones, aunque llegan a decaer en muones, producen principalmente piones. Es de los piones, en concreto de los piones cargados, que posteriormente se obtienen de sus decaimientos a los muones. Los piones son mesones formados por un par quark-antiquark unidos por interacción fuerte. Los piones cargados son inestables y tienen una vida media de 2.6×10^{-8} segundos. Estos decaen de la siguiente manera:



Los muones son partículas elementales de la familia de los leptones. Se consideran como *primos* del electrón pues comparten varias características, con excepción de que hay muones cargados positivamente y de que son 207 veces más masivos que los electrones. Interaccionan levemente con la materia y cuentan con una vida media considerablemente más grande que el promedio de partículas elementales, siendo esta de 2.2×10^{-6} segundos. La baja interacción se debe a que los muones atmosféricos generalmente son producidos con velocidades relativistas, a las cuales la pérdida de energía por ionización es despreciable. Por otro lado, la vida tan larga se debe a que la desintegración se encuentra regida únicamente por la interacción débil y porque la diferencia de masas entre el muón y sus partículas producto es pequeña.

Las velocidades relativistas permiten a los muones, mediante *dilatación temporal*, sentir un paso de tiempo menor al del marco de referencia de la Tierra y “prolongar” su vida para poder llegar a la superficie terrestre. Si un muón tiene una vida de 2.2×10^{-6} segundos, aún suponiendo que se mueve al 99.99% de la velocidad de la luz (c), la distancia que recorre un muón es de:

$$(2.2 \times 10^{-6} s)(0.99c) \approx 660 m \quad (2.9)$$

Es gracias a que el tiempo propio del muón (τ_μ) es en realidad:

$$\tau_\mu = \gamma t = \frac{t}{1 - (0.9999/1)^2} \approx 70t = 1.5 \times 10^{-4} s \quad (2.10)$$

Que cada muón puede recorrer $(0.9999c)(1.5 \times 10^{-4}) \approx 46 km$, distancia más que suficiente para llegar a superficie terrestre.

Los muones más energéticos son capaces de atravesar toda la Tierra y poder manifestarse “al revés” en nuestros detectores, yendo de abajo hacia arriba. Esta combinación de poca interacción y vida larga propicia que detectemos muones atmosféricos con mucha facilidad en la superficie de la Tierra. Más aún, desde los $500 g/cm^2$ de profundidad atmosférica (o ≈ 6.5 km de altitud), la componente muónica representa la mayoría de la radiación cósmica secundaria.

Sección 2.5.

Modulaciones

Los RC en dirección a la Tierra se topan con diversas situaciones y fenómenos en el camino. Estos los podemos clasificar dentro de la Heliosfera, como solares y geomagnéticos. A continuación se hablará a profundidad de cada tipo de fenómeno que modula la entrada de RC.

2.5.1 Modulación Solar

Dentro de la Heliosfera, se encuentra en constante expansión el viento solar proveniente de la atmósfera superior del Sol, conocida como corona, el VS trae consigo el Campo Magnético Interplanetario (CMI). Los RC en dirección a la Tierra se enfrentan a las líneas de campo y velocidad del VS. Aunque existen variaciones, tanto cíclicas como esporádicas en la intensidad del VS, las interacciones que se llevan a cabo entre los RC y el VS son 4:

Difusión: Las partículas cargadas obtienen trayectorias helicoidales hacia el interior de la Heliosfera debido a la influencia de las líneas de CMI por medio de la Fuerza de Lorentz. Sin embargo, si el radio de giro de los RC es de dimensiones similares a las de alguna irregularidad de las líneas, los RC pueden entrar en resonancia y ser dispersados hacia alguna dirección aleatoria.

Convección: Una característica del CMI es que está *amarrado* al viento solar, así que mientras los RC giran alrededor de las líneas de campo, estos son arrastrados hacia el exterior debido a la expansión del viento.

Desaceleración adiabática: Como ya mencionamos un par de veces, el viento solar se expande hacia afuera de la Heliósfera. Esto provoca que los RC desde que entran a la Heliosfera estén avanzando en contraflujo del VS. Esta desarmonía provoca una constante pérdida de energía, y con ello desaceleración de los RC. A mayor densidad del VS, mayor es el efecto de éste fenómeno.

Derivas: Una vez acoplados los RC a las líneas del CMI, su centro se encuentra justo en la línea de campo, pero cuando el campo tiene irregularidades como gradientes o curvaturas el centro guía es afectado.

Estos procesos fueron descritos en una ecuación por Parker en 1965; sin embargo, fue hasta 1967 cuando Gleeson y Axford corrigieron la expresión y la plantearon como una ecuación de transporte:

$$\frac{\partial f}{\partial t} = \nabla \cdot (CVf - \mathbf{K} \cdot \nabla f) + \frac{1}{3p^2} \frac{\partial}{\partial p} (p^3 \mathbf{V} \cdot \nabla f) = Q \quad (2.11)$$

Donde la elemento con información de cambios temporales es de color **café**, el de convección de color **magenta**, el de derivas de **verde**, el de difusión de color **azul**, el de desaceleración de color **rojo** y el de color **naranja** representa fuentes o sumideros de RC.

La ecuación 2.11 no cuenta con solución analítica por si sola, se necesita hacer algunas suposiciones para lograr obtener soluciones particulares. Las suposiciones son:

- $Q = 0$, no existen fuentes de RC en la Heliósfera.
- $\partial f / \partial t = 0$, estado estacionario.
- $\mathbf{V} \cdot (\nabla f) = 0$, no hay pérdidas adiabáticas.

Con estas herramientas se puede llegar a las dos siguientes soluciones:

$$CVf - \kappa \frac{\partial f}{\partial r} = 0 \quad \text{Aproximación Campo Libre de Fuerza} \quad (2.12)$$

$$Vf - \kappa \frac{\partial f}{\partial r} = 0 \quad \text{Aproximación de Convección-Difusión} \quad (2.13)$$

Teniendo bien identificadas las interacciones que ocurren dentro del medio interplanetario, podemos ahora caracterizar las variaciones cíclicas y transitorias. En ambos casos se reconoce que a mayor presencia de viento solar, mayor será la afectación a los RC y menos serán las partículas de origen fuera del Sistema Solar que detectaremos aquí en la Tierra. Por un lado, de las cíclicas podemos mencionar:

Ciclo Solar: Como se vio en la Sección 1, el Sol tiene un ciclo en el que alcanza su máximo (o mínimo) de actividad y presencia de manchas cada 11 años, así como un ciclo de 22 años debido a la inversión de su campo magnético.

Variación diurna: Este fenómeno tiene un periodo considerablemente menor, pues se puede observar diario. Y resulta en una lectura máxima de los RC en un horario cercano a las 15:00 horas del tiempo local. Esto sucede porque los RC al seguir una trayectoria helicoidal acompañando a las líneas del CMI en el viento solar, se encuentran en una batalla constante para entrar y salir de la Heliosfera. El flujo debido a las trayectorias helicoidales es difusivo y el ocasionado por la expansión del viento solar es convectivo, así, el flujo neto en cada punto está dado por una suma vectorial de ambos flujos.

Como se observa en la Figura 2.7, el flujo neto de RC está apuntando radialmente a dirección 03:00 horas de tiempo local. Esto ocasiona que sobre esa línea estén el máximo y mínimo de conteo de RC. A las 03:00 el mínimo y a las 15:00 horas el máximo, pues el detector estará apuntando paralela y antiparalelamente al flujo neto respectivamente. Gracias a la diferencia diametral entre los extremos, la variación diurna es sinusoidal.

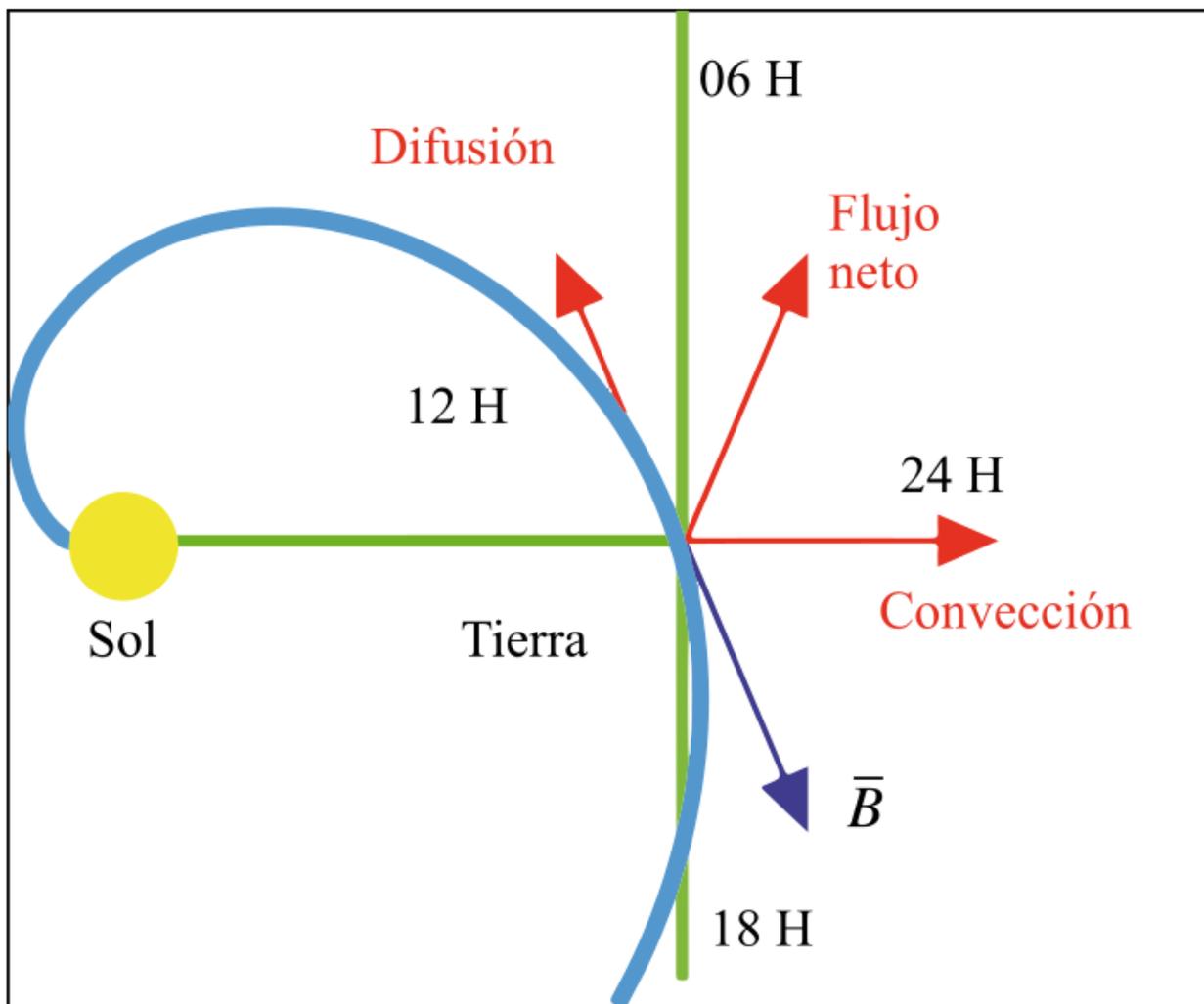


Figura 2.7: Diagrama del estado y dinámica de los flujos difusivo y convectivo de los RC. \vec{B} corresponde con el CMI. Tomado de [4].

Ahora, para las variaciones transitorias mencionaremos los **Decrecimientos Forbush** o simplemente **Forbush**. Estos se basan en la caída repentina en el conteo de RC debido a un incremento en la densidad y flujo magnético del viento solar que llega a la Tierra, como lo muestra la Figura 2.8. Fueron descubiertos en 1938 por Scott E. Forbush. Tienen como origen EMC o RIC que desvían el flujo de RC galácticos que ingresan a la Heliósfera y los alejan de su camino a la Tierra, generando una caída en la lectura de los detectores a nivel de tierra. Son observables a escala mundial y tiene una caída con duración en escala de horas, así mismo los decrementos pueden ir desde el orden de unidades a varias decenas de porcentaje en el conteo de RC. La magnitud del decremento depende tanto de la naturaleza del fenómeno, como de la latitud del equipo de detección. El proceso de normalización de las cuentas puede llevar desde días hasta semanas.

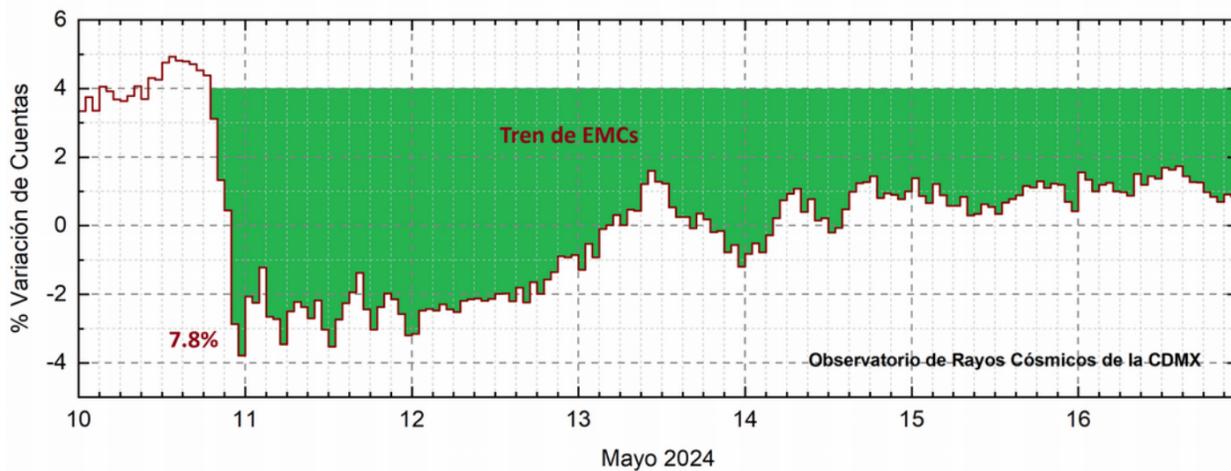


Figura 2.8: Forbush detectado en mayo del 2024 por el Observatorio de Rayos Cósmicos de la CDMX. Tomado de SCiESMEX.

2.5.2 Modulación Geomagnética

Otro de los obstáculos que enfrentan los RC para llegar a la superficie terrestre es el campo magnético de la Tierra. Más aún, si el campo magnético terrestre por si solo carga un cierto grado de complejidad para tomar en cuenta en las detecciones, el resultado de la interacción entre nuestro campo y el viento solar aumenta la dificultad. A esta combinación de fenómenos se le conoce como magnetosfera.

Aunque el campo magnético terrestre es relativamente constante, el viento solar es muy variable, esto ocasiona que la magnetosfera sea una estructura cambiante; sin embargo, su forma típica se muestra en la Figura 2.9.

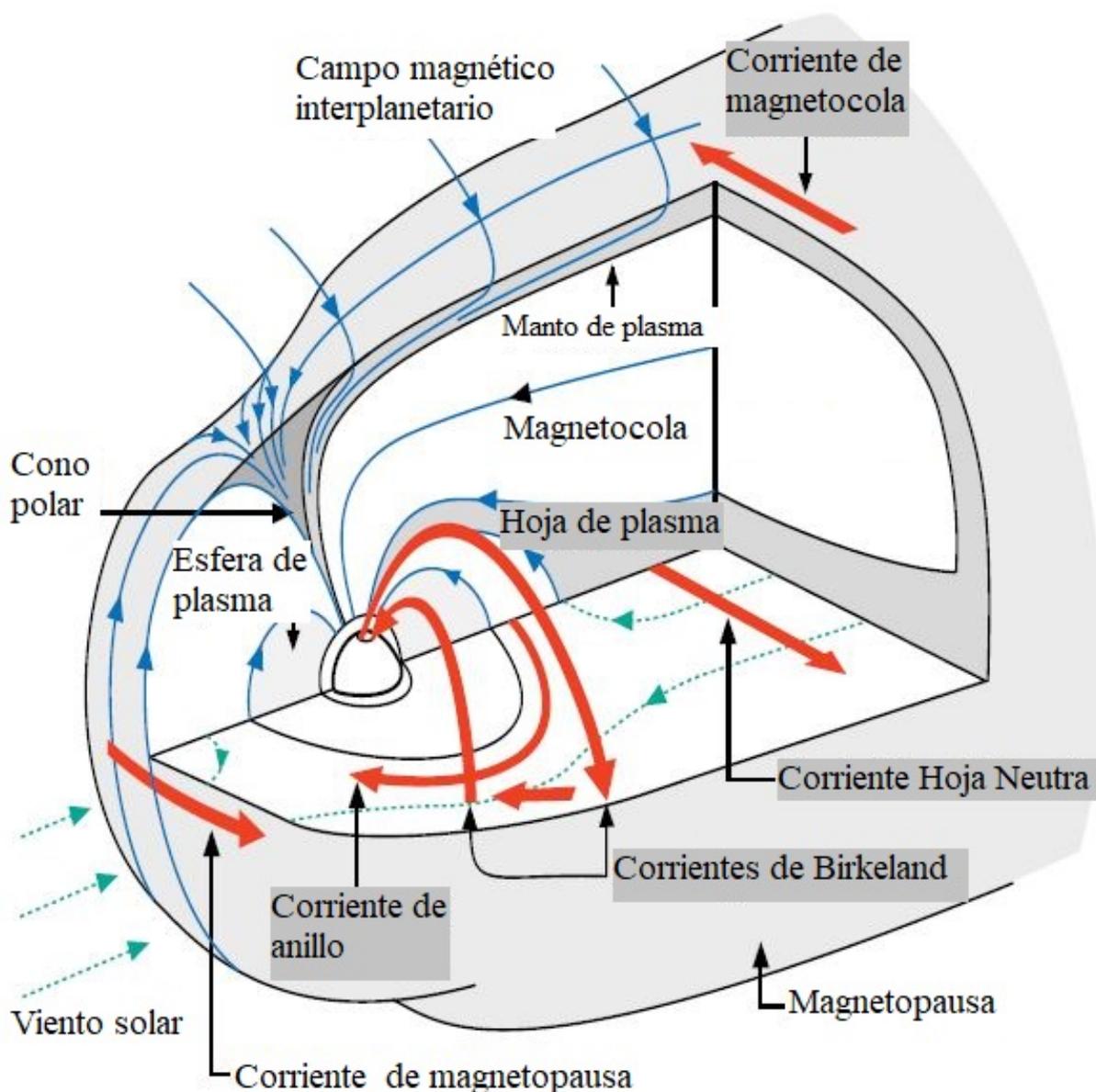


Figura 2.9: Estructura de la magnetosfera terrestre. Tomada de [27].

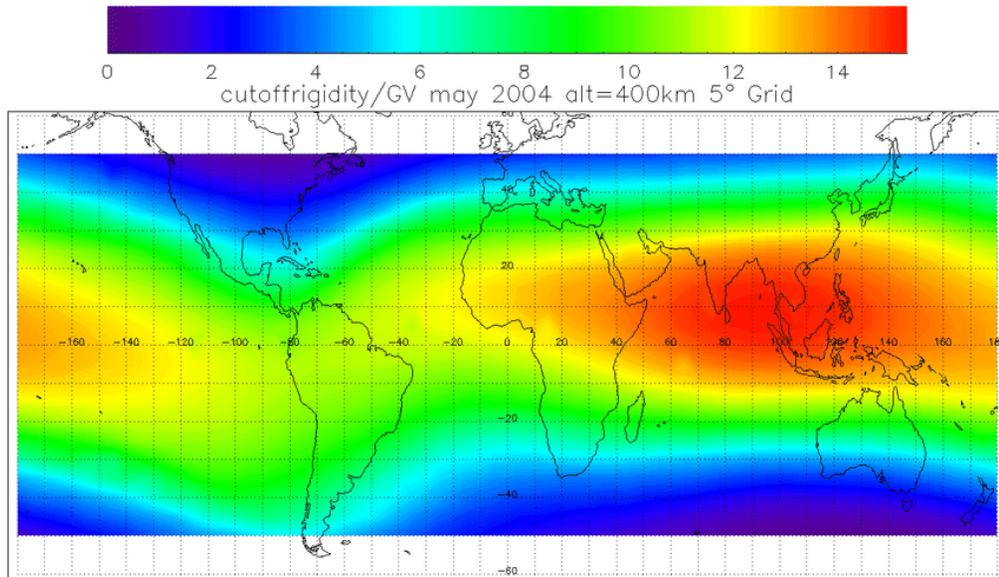


Figura 2.10: Mapa con escala de colores indicando la rigidez umbral a una altura de 400km con latitudes entre 50°S y 50°N. Tomada de [30]

Como es observable en la Figura 2.9, las líneas de campo de la magnetosfera provienen y acaban en los polos terrestres, esto ocasiona que la intensidad del campo sea mayor en zonas cercanas al ecuador y menor en la cercanía de los polos magnéticos.

Para que una partícula logre tocar la superficie terrestre, existe una energía mínima que estas tienen que traer para lograr vencer el arreglo del campo geomagnético en cada punto del planeta. A esta energía mínima se le conoce como **Rigidez umbral** y depende principalmente de la latitud a la que el RC aspire entrar (ver Figura 2.10). Para el caso concreto de este trabajo la medida de rigidez que nos compete es aquel donde se encuentra el detector SciCRT, que es aproximadamente de 8.24 GV.

Aquellas partículas que lleven menor energía que la rigidez umbral del punto en donde intentan entrar, son desviadas y terminan orbitando alguna línea de campo, por el contrario los RC cuya energía empata o supera la rigidez, atraviesan la magnetosfera sin desviarse de su trayectoria inicial.

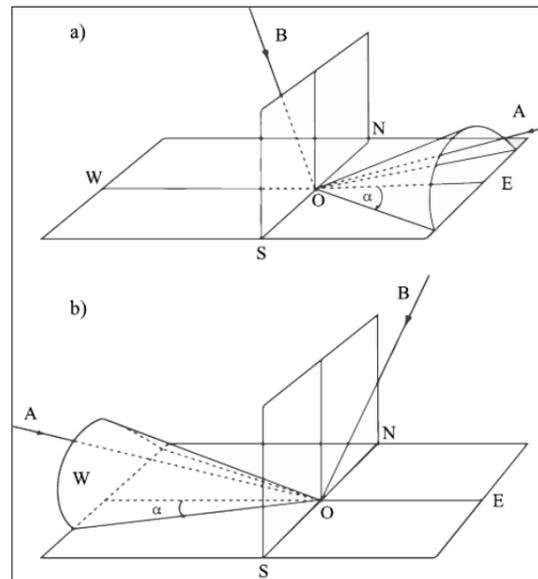


Figura 2.11: Diagrama de conos prohibidos para RC. Para partículas positivas (a) el cono abre al este y para negativas (b) hacia el oeste. Trayectorias \vec{AO} prohibidas y \vec{BO} permitidas. Tomada de [4].

Otro efecto producido por la presencia del campo magnético es el llamado **Efecto Este-Oeste**, el cual consiste en la existencia de direcciones prohibidas para los RC dependiendo de su carga eléctrica.

Esto acontece porque los RC de energía menor a la rigidez son desviados a cierta dirección dependiendo de su carga, pues la fuerza de Lorentz que resienten depende del signo de la carga.

El resultado de la configuración de la magnetosfera y la fuerza de Lorentz nos da que las zonas prohibidas tienen forma de conos (ver Figura 2.11), y que para partículas positivas, el cono se abre para el este y para negativas hacia el oeste. En otras palabras, las trayectorias para las positivas no pueden ser yendo de este a oeste y las negativas de oeste a este.

Sección 2.6.

Efectos de la atmósfera en los RC

Un último obstáculo que enfrentan los RC hasta llegar a la superficie es la atmósfera. En ella se encuentra una distribución heterogénea de diferentes elementos. Por tanto, su efecto no solo es no despreciable, sino que es de suma importancia en la producción de los chubascos explicados en la Sección 2.4.

De manera estadística, la presencia de la atmósfera nos incumbe en el conteo de partículas en la superficie mediante tres fenómenos principales. La presión, temperatura y humedad. Si bien los 3 deben ser tomados en cuenta para cualquier registro de datos, en este trabajo tomaremos a consideración únicamente la presión, ya que las variaciones por temperatura y humedad son despreciables [31]. Esto y razones metodológicas apremian a utilizar y, por ende, solo explicar los efectos de la presión sobre el conteo de RC.

2.6.1 Efecto Barométrico

Una presión atmosférica alta está atribuida, entre varios factores, a una gran densidad de partículas en el zenit del punto en donde se mida. Con eso en mente, es fácil entender que la presión y las variaciones de intensidad de los RC guardan una anticorrelación, es decir, a menor presión, mayor será el conteo de RC y a mayor presión, menor conteo. Es por esto que durante fenómenos climatológicos, donde la presión es modificada drásticamente, la intensidad de los RC varía considerablemente; por ejemplo, durante frentes, tormentas y ciclones.

Se tienen identificados 3 principales procesos en los que la presión modifica la intensidad de RC: la **Absorción**, la **Disminución**, y la **Generación** [28]. La **absorción** deriva de la pérdida de energía que presentan los RC al atravesar cierta cantidad de atmósfera. Una mayor presión nos indica una mayor densidad de partículas en el camino de los RC, por lo que la pérdida de energía es mayor y el conteo de estos a nivel de superficie disminuye. Asimismo, el proceso de **disminución** tiene lugar porque al aumentar la densidad atmosférica

(y con eso la presión), la probabilidad de que un RC primario colisione con una partícula atmosférica también aumenta. Con esto, es más probable que la formación de piones y muones se produzca a alturas más altas que el estándar, lo que expone a las partículas a más profundidad atmosférica y se resume en una disminución de los RC secundarios detectados a nivel de suelo. Estos dos procesos son de efecto negativos, pues al aumentar la presión disminuye la intensidad de los RC.

Por otro lado, la **generación** consiste en aprovechar el mismo fenómeno de mayor probabilidad de impacto, para ocasionar cascadas atmosféricas más prolíferas y resultar en un aumento en la detección de RC secundarios. Este fenómeno se considera positivo. Sin embargo, para alturas bajas, esta ganancia es despreciable ante los dos primeros procesos, por lo que al detectar los RC en superficie se considera al efecto barométrico como puramente negativo.

La consecuencia global de la componente barométrica sobre el flujo de muones en la superficie de la Tierra se describe mediante la ecuación 2.14 [?]:

$$N(P) = N(P_0) e^{\int_{P_0}^P \beta(P) dP} \quad (2.14)$$

El efecto consiste en un factor exponencial que depende de la presión *in situ* P , la presión de normalización P_0 y un coeficiente β , que se obtiene promediando varias medidas de presión de la ubicación del detector. β se conoce como el *coeficiente barométrico* y depende del valor de la presión *in situ*.

La relación que guarda β con el conteo de partículas y el cambio en la presión δP está dada por [?]:

$$\left(\frac{\delta N}{N}\right)_P = \beta \delta P \longrightarrow \text{Despejando } N \longrightarrow N = N_0 e^{\beta \delta P} \quad (2.15)$$

Usando la expresión de e^x como series de Taylor, y suponiendo cambios pequeños en la presión, podemos quedarnos con:

$$N = N_0 \left(1 + \beta(P - P_0) + \frac{\beta^2(P - P_0)^2}{2} + \frac{\beta^3(P - P_0)^3}{6} + \dots \right) \quad (2.16)$$

$$N \approx N_0(1 + \beta(P - P_0)) \implies \frac{N}{N_0} = (1 + \beta(P - P_0)) \quad (2.17)$$

O lo que es lo mismo:

$$\frac{\Delta N}{N_0} = \beta \Delta P \quad (2.18)$$

Entonces, como las variaciones de presión en las condiciones empleadas en este trabajo son del orden de $10^{-1}\%$ respecto a la presión P_0 , podemos usar la Ecuación 2.18 para calcular la β . El cálculo numérico de β , se realiza graficando el conteo normalizado de partículas del detector contra la presión normalizada sincrónica (ver Figura 2.12), se aplica una regresión lineal para obtener una recta que represente el conjunto de puntos y la pendiente de la recta será β .

La ecuación 2.14 se puede aproximar como la ecuación 2.19 [29], siempre y cuando $P - P_0 \ll P$; es decir, cuando las variaciones en la presión sean bajas:

$$N = N_0 e^{-\beta(P-P_0)} \quad (2.19)$$

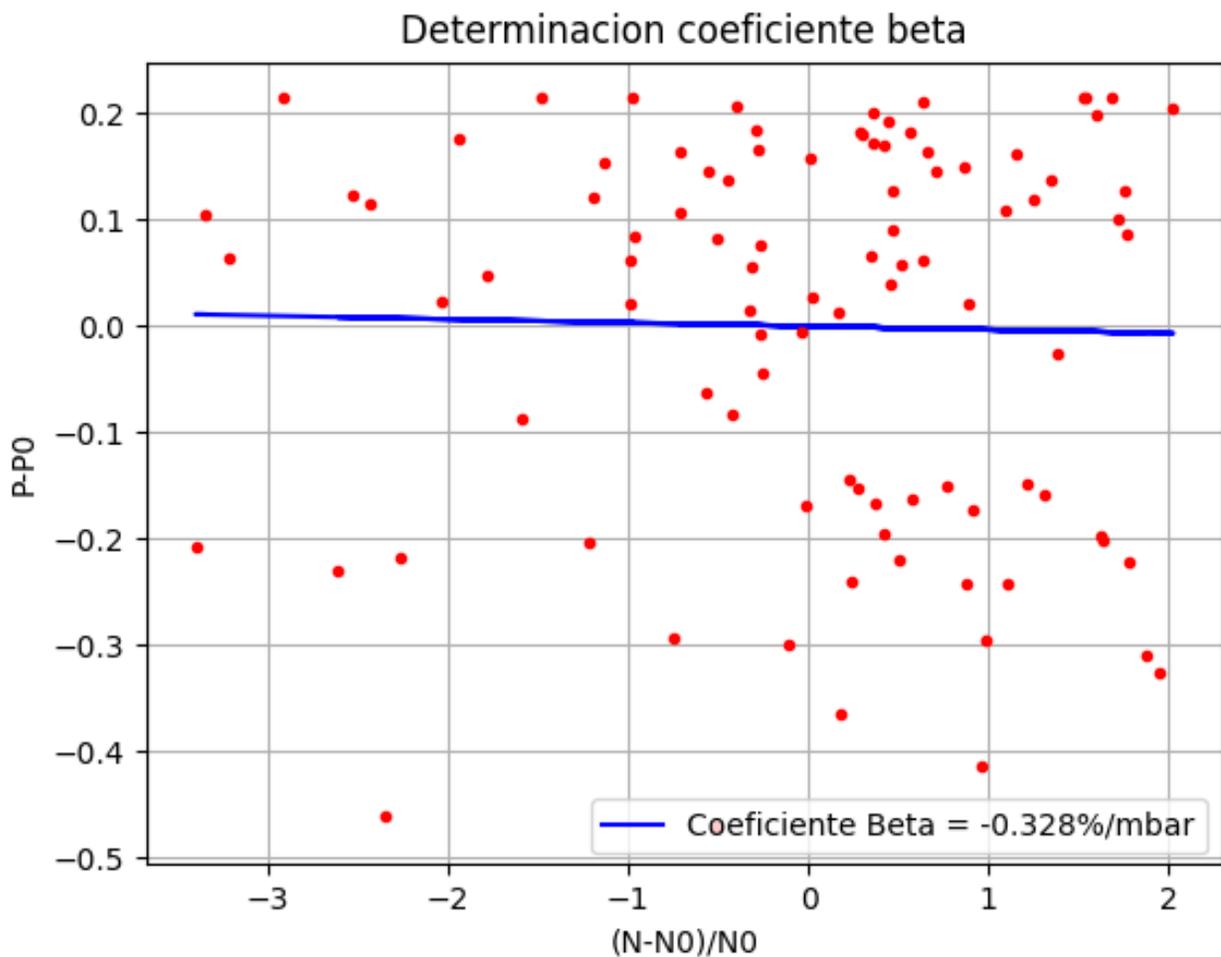


Figura 2.12: Gráfica de conteo normalizado de muones contra presión normalizada con regresión lineal de datos de presión para la TG del 20/12/15. La pendiente de la regresión, el coeficiente β , tiene valor de $-0.328\%/mbar$.

Telescopio Centellador de Rayos Cósmicos

El instrumento que se usó para la recolección de los datos de muones fue el Telescopio Centellador de Rayos Cósmicos (SciCRT) (ver Figura 3.1), este se encuentra ubicado en el Observatorio de Rayos Cósmicos en Sierra Negra (ORC-SN). El ORC-SN se encuentra a una altitud de 4580 m.s.n.m. y a una rigidez umbral de 8.24 GV. Actualmente se encuentra bajo el manejo del equipo de RC del Instituto de Geofísica de la UNAM.

EL ORC-SN se encuentra en la cima del volcán extinto *Sierra Negra*, en el estado de Puebla. El vecino más cercano al ORC-SN es el Gran Telescopio Milimétrico (GTM), que se encuentra en la cima del mismo volcán, un poco más distante se encuentra el Observatorio de Rayos Gamma HAWC. Aunque justo a lado de Sierra Negra se encuentra el imponente Pico de Orizaba, el punto más alto de México, Sierra Negra ocupa el 5to puesto en ese *ranking*. Esto último junto con su ubicación geográfica, lo hacen un lugar apto para la investigación en astrofísica y clima espacial.

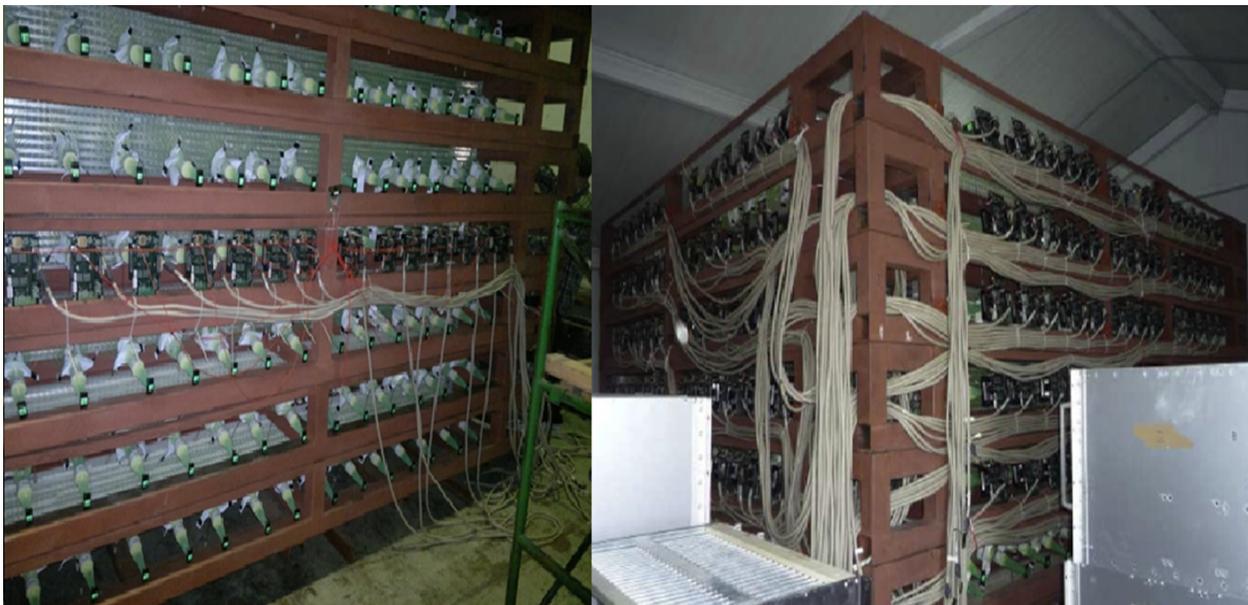


Figura 3.1: Foto del SciCRT dentro del ORC-SN. A la izquierda el Super Block 3. A la derecha, los bloques superiores e inferiores en coincidencia electrónica, sirven para detectar muones.

Sección 3.1.

Historia

El SciCRT lleva funcionando en el ORC-SN desde 2014, pero esa no fue la primera vez que se utilizó. Originalmente fue utilizado en el experimento *KEK to Kamioka* (K2K), el cual unió los esfuerzos del *La Organización de Investigación de Aceleradores de Alta Energía* (KEK) y el *Observatorio Kamioka*, ambas instituciones japonesas, para verificar las oscilaciones observadas en la señal de neutrinos atmosféricos con un haz bien controlado y comprendido. El SciCRT, conocido como *Scintillator Bars* (SciBar) en sus épocas niponas, operó hasta el 2004 en el experimento K2K.

Luego, pasó a formar parte del Booster de Fermilab hasta el 2011, para después mudarse al Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica (INAOE). Durante su breve estancia en el INAOE, el SciCRT recibió su calibración inicial en el 2012. Posteriormente, se subió al volcán Sierra Negra, sitio en el que sigue en operación desde el 2014.

Si bien el propósito original del SciCRT era el de detectar neutrinos, con el paso de los años ha sido modificado hasta el día de hoy, donde sus funciones principales son las de detectar muones y hadrones atmosféricos. Estas funciones nos permiten monitorear 2 componentes de los RC, lo que a su vez nos concede un estudio más dinámico del clima espacial. El SciCRT forma parte de la Red Global de Detectores de Muones, red que nos permite tener un monitoreo más extenso del clima espacial en tiempo real.

Sección 3.2.

Estructura

El centelleo es la propiedad de algunos materiales de emitir fotones cuando pasa a través de él radiación ionizante. El mecanismo de funcionamiento de este fenómeno reside en que los átomos del material centellador absorben una fracción de la energía de la partícula incidente entrando en un estado de excitación. Al decaer del estado de excitación emiten un fotón que posteriormente se puede detectar [37].

En esencia, el SciCRT es un conjunto de 14,848 barras centelladoras con Fibras de Longitud de Onda Cambiante (WLS). Tiene una base de 3m x 3m y una altura de 1.8m, y está dividido en 8 secciones llamadas *Super Blocks* (SBs). Cada SB consta de 8 placas de barras centelladoras, donde cada placa tiene 2 capas perpendiculares para representar las coordenadas SciCRT. Las placas que representan las coordenadas X (placas inferiores) e Y (placas superiores) consisten de 116 y 118 centelladoras respectivamente. Cada barra centelladora tiene cara de 2.5cm x 1.3cm y un largo de 3m. A su vez, cada barra cuenta con un hueco cilíndrico de 1.8cm de diámetro en donde se encuentra la WLS. Cada fibra WLS tiene un diámetro de 1.5cm. Detalles visuales de los componentes reportados en la Figura 3.2.

El SciCRT es capaz de desempeñar funciones tanto de trazador como de blanco de RC secundarios, ya que la trayectoria de las partículas incidentes puede ser rastreada midiendo su deposición de energía dentro del telescopio. Esto mejora las capacidades de identificación de partículas y el rechazo de partículas de fondo.

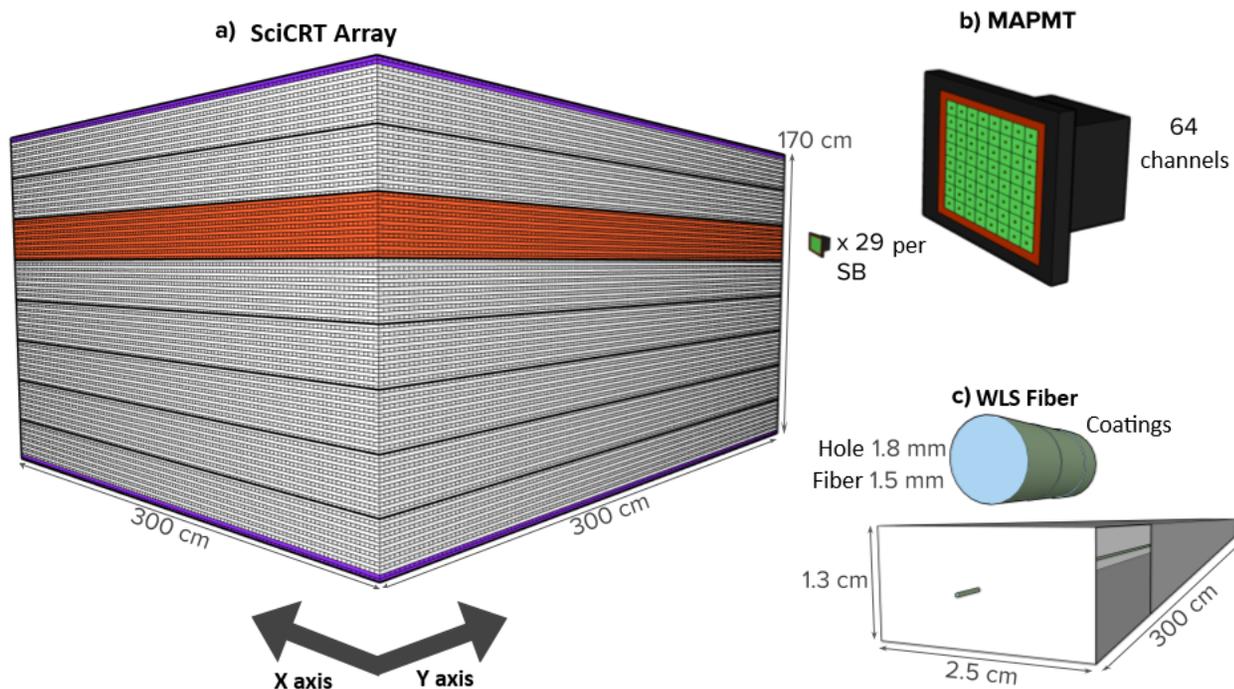


Figura 3.2: Diagrama del SciCRT y componentes. a) Estructura general del SciCRT, se resaltan de morado las capas de centelladoras que se utilizan para la detección de muones. Y de naranja el SB encargado de la detección de neutrones. b) Foto multiplicador Multi Ánodo (MAPMT), en la sección verde se conectan las barras. c) Arriba se observa una de las fibras utilizadas dentro de las centelladoras, y abajo se encuentra un corte transversal de una barra centelladora. Tomada de [32].

Más en concreto, solo dos SBs son empleados para detectar muones, estos bloques son el primero (SB1) y el último (SB8), es decir, el más bajo y el más alto. Las placas dedicadas a la detección de muones, la 27 y la 28, se localizan en la parte superior del SB1 y en la parte inferior del SB8, respectivamente, como sistema de coincidencia.

Dado que los muones pueden atravesar todo el detector sin interactuar, sólo se registra un evento si se recibe una señal de disparo de los 4 canales que conforman las placas 27 y 28. Las partículas neutras, como los neutrones y los rayos γ , no ionizan el plástico y, por tanto, no generan luz de centelleo directamente; en su lugar, los neutrones deben producir un protón de retroceso que, a continuación, ionizará el medio, mientras que los fotones necesitan crear un par electrón-positrón mediante el cual se consigue la ionización [32]. Así se sabe que no se están teniendo falsos positivos ni por contar doble algún evento, ni por confundir la trayectoria de una γ por el de un hadrón.

Además, en dos laterales continuos del detector, grupos de 64 WLS se conectan a un Foto multiplicador Multi Ánodo (MAPMT). Mientras que de los otros dos lados extremos, las fibras WLS son recubiertas de pintura blanca. Todas estas medidas, junto con la consideración de que la longitud de atenuación de las fibras WLS (350cm) es mayor a las dimensiones del detector, nos permiten tener un sistema de detección confiable.

3.2.1 Adquisición de datos

La base de la adquisición de datos son los MAPMTs, pues cada uno de ellos está unido a una Tarjeta de Front-End (FEB). Luego, se juntan juegos de 8 FEBs y son conectados a una Tarjeta de Adquisición de Datos (DAQ), para que después las DAQs sean conectadas a unas Tarjetas de Disparo (TB).

La función de las FEBs es multiplexar la altura del pulso de cada ánodo de los 64 que se incorporan al MAPMT, y así aumentar la rapidez de la señal de disparo. Entre la unión de los juegos de FEBs y la DAQ se encuentran tanto un amplificador de línea, como un convertidor ADC para transformar a digital la señal analógica multiplexada. Luego, las TBs son las que dan la señal en caso de que un evento sea detectado. Para que un suceso sea registrado como evento se debe cumplir que en las placas, ya sean superiores o inferiores, de cada dirección de las capas de barras centelladoras exista una señal de disparo.

De manera más aterrizada a las capas de muones (SB1 y SB8), sus 464 barras centelladoras están conectadas a 8 juegos de MAPMTs y FEBs, los cuales están unidos a una DAQ independiente de los demás SB. El criterio para dictaminar que un suceso sea considerado evento es que haya una señal de disparo proveniente de las 4 láminas que componen ambos SBs. El umbral de energía fijado para el canal de muones es de 0.7 MeV.

Sección 3.3.

Formato de los datos

Los datos del SciCRT se registran en archivos que abarcan 20 minutos de eventos. Cada uno de estos archivos tiene un *peso* del orden de cientos de megabytes (entre 400 a 600 MB), pues son conformados por cientos de miles de líneas de información. Cada línea representa un evento detectado. Una consecuencia del gran peso de los archivos es que tras adjuntar los 20 minutos de eventos, el sistema tarda 5 minutos en compilar y subir los archivos al servidor, y en estos 5 minutos los eventos no se están guardando. Es decir, cada 20 minutos existe un hueco de 5 minutos en los datos.

Cada archivo está etiquetado por la hora, en UTC, a la que se empezó a contar los eventos. Para comprender mejor la estructura del archivo se puede explicar el aspecto que tiene cada línea, o evento de los datos. La primera y última línea de cada archivo están incompletas pues es donde ocurre el corte de datos. Cada línea consta de 270 columnas las cuales se dividen en 5 categorías:

Columna 1: Número del evento en ese lapso de tiempo, es decir, en cada archivo se empieza con 1 y se termina en el número del último evento en esos 20 minutos.

Columnas 2-5: Banderas que nos dan ubicación de donde se detectó el evento en el detector.

Columnas 6-261: 256 canales ADC que nos dan información sobre la energía de la partícula detectada.

Columnas 262-269: Banderas que nos indican que la electrónica estuvo bien sincronizada en la detección. Para considerarse sincronizada las 8 columnas deben tener el mismo número.

Columna 270: Bandera “-999” que indica el final de la línea.

Tomando en cuenta que una TG puede tardar en promedio de 4 a 10 días y que cada archivo solo nos da 20 minutos de conteos, en promedio por TG se debieron utilizar entre 500 a 1500 archivos por canal. En otras palabras, alrededor de 500 gigabytes de información. Para toda esa *data* se desarrollaron códigos en Python3 donde se trataron conjuntos de archivos por TG y se obtenía al final el número de conteo de muones por hora. La estructura de los códigos será tratada con más énfasis en la Sección 5.

```
01 22 00 01 573649 01 02 03 04 2018 1993 2073 2033 2019 1986 2063 2025 2035 2010 2055 2008 2012 2014
2076 2041 2019 2001 2084 2019 2009 2000 2080 2023 2008 1984 2077 2020 2019 1986 2071 2032 1997 2000
2063 2016 2018 1991 2078 2016 2033 2006 2076 2020 2017 1998 2068 2031 2019 2005 2073 2014 2020 2004
2072 2020 2009 1993 2069 2014 2012 1983 2068 2017 2011 1998 2071 2015 1991 1991 2077 2009 2007 2000
2066 2012 1995 2588 2073 2018 2015 2005 2068 2033 2014 1999 2075 2016 1994 2019 2078 2028 2003 1995
2060 2030 2006 2001 2059 2019 2002 1998 2077 2024 2009 1997 2065 2016 2013 2004 2064 2013 2008 2011
2076 2025 2017 2009 2068 2015 2006 1995 2072 2023 2017 1972 2065 2027 1999 2025 2134 2032 2006 2017
2502 2030 2005 2020 2071 2011 2000 2026 2077 2036 2003 2028 2063 2036 1988 2017 2068 2027 1991 2017
2064 2033 1996 2033 2083 2025 2005 2028 2063 2023 1992 2034 2066 2034 1988 2023 2149 2025 2005 2031
2056 2028 1998 2040 2070 2039 1992 2028 2071 2030 1989 2032 2064 2042 2004 2035 2063 2038 2002 2037
2058 2032 1998 2037 2052 2034 2003 2042 2066 2033 1993 2030 2075 2035 1986 2034 2066 2021 2003 2040
2061 2031 2009 2036 2065 2019 2006 2025 2064 2026 1999 2041 2067 2023 1997 2041 2065 2029 2001 2035
2070 2031 2005 2039 2069 2036 1993 2049 2055 2036 1989 2028 2059 2033 2006 2035 2066 2032 2002 2033
2074 2029 3 3 3 45218 45218 45218 45218 -999
```

Figura 3.3: Fragmento de un archivo de datos del SciCRT.

Tormentas Geomagnéticas (TG)

Podemos entender a las **Tormentas Geomagnéticas** (TG) como perturbaciones prolongadas, con duración desde unas horas hasta varios días, del campo magnético terrestre. Una de sus características más notorias es el descenso del orden de algunas decenas a centenas de nanoteslas (nT) de la intensidad del campo magnético.

Usualmente el campo magnético de un objeto es referido como \vec{B} ; sin embargo, existe una “componente” del campo magnético que se refiere a su *intensidad*, representa la contribución de las corrientes libres a la magnetización de un medio y se mide en amperes/metro en vez de teslas. Este campo \vec{H} guarda una relación con el campo \vec{B} como:

$$\mathbf{H} = \frac{1}{\mu_0} \mathbf{B} - \mathbf{M} \quad (4.1)$$

Como es notorio de la ec. 4.1 si el medio es el vacío, \vec{M} (Vector de magnetización) = 0 *ergo* $\vec{B} = \vec{H}$. En el caso del campo geomagnético se tiene a la atmósfera junto con su gran cantidad de partículas ionizadas, por lo que no se puede ignorar la contribución de las corrientes libres y es más propio guiarse de las mediciones de \vec{H} que de \vec{B} .

Sección 4.1.

Fases

Las TG no son fenómenos que sean instantáneos y somos capaces de discernir entre varias etapas que las conforman. Existen 4 *fases* marcadas, las cuales son:

Ascenso súbito: En esta etapa, la componente H del campo magnético terrestre sufre de un incremento considerable en poco tiempo, pues el incremento puede ser desde decenas hasta una centena de nanoteslas en un lapso de apenas unos minutos. El origen de este incremento viene del aumento de movimiento, en dirección a la Tierra, de la corriente de la magnetopausa. Este fenómeno es más notorio en regiones ecuatoriales [3].

Fase inicial: Es un periodo en el que la componente H se encuentra por encima de valores estándar, su duración va desde decenas de minutos a varias horas.

Fase principal: Tras el lapso de la fase inicial, la corriente de anillo se opone a la corriente de la magnetopausa y la componente H desciende rápidamente, lo que indica la fase principal de la TG. El descenso hace que H llegue a valores negativos, que dependiendo de la intensidad de la TG, puede ser de apenas unas unidades debajo del 0, hasta centenas negativas de nanoteslas[3].

Fase de recuperación: Tras cierto tiempo, H deja de decaer y empieza a recuperarse hasta llegar a valores pre-tormenta, a este tiempo de restablecimiento se le conoce como fase de recuperación. El tiempo promedio de recuperación es desde algunas horas hasta algunos días.

4.1.1 EMC vs RIC

Las anteriores 4 fases no están presentes en todas las TG; de hecho, las tormentas pueden tener diferentes perfiles dependiendo de la intensidad del fenómeno que las originaron. Las TG únicamente se presentan por el impacto de EMC, RIC o una combinación de ambas. En la Figura 4.1 podemos ver las principales diferencias entre las TG producidas por ambos eventos.

La primera diferencia notoria es la ausencia de ascenso súbito en la tormenta por RIC. Esto sucede porque en el caso de la segunda no se impacta a la magnetopausa con una presión capaz de cambiar la dirección de la corriente de la magnetopausa para aumentar drásticamente la componente H. Sin embargo, esta no es una característica exclusiva de las TG por RIC, sino de las TG en general.

Otra diferencia destacable es la disparidad en el valor mínimo de H, pues en el caso de las TG por EMC tienden a ser más intensas que las de RIC. De lo anterior surge que la fase de recuperación de las RIC sean más planas y con menos pendiente que las de EMC.

Los tiempos en los que son causadas estas tormentas son otra característica desigual, pero que no es posible distinguir desde la imagen. Durante un máximo de actividad solar las EMC son muy comunes y por ende, varias de estas terminan siendo geoeffectivas, generando mayor frecuencia de TG por EMC. Por otro lado, cuando el Sol se encuentra en un mínimo, las EMC son escasas y terminan siendo las RIC las principales causantes de TG.

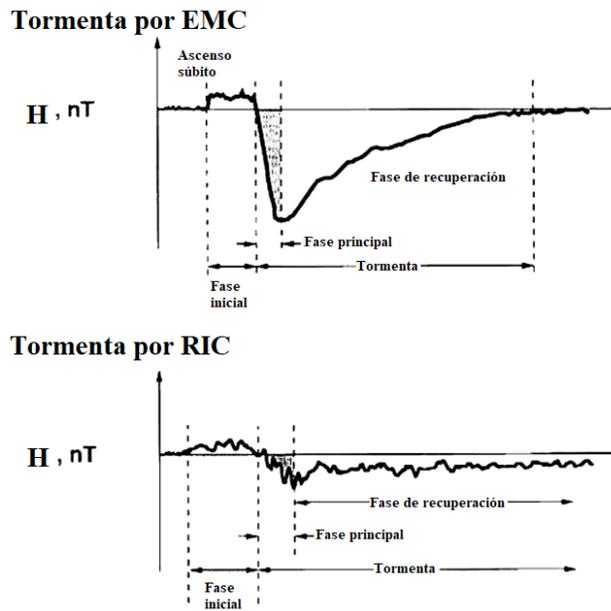


Figura 4.1: Niveles de componente H durante TG debidas a EMC (arriba) y a RIC (abajo), en ambas situaciones se señalan las fases de las TG. Tomada de [33].

Sección 4.2.

Dinámica en magnetosfera

Estudiar los procesos que afectan la magnetosfera terrestre durante una TG es de suma importancia para entender las variaciones generadas por el VS, pues éste propicia efectos MHD en la configuración del campo magnético terrestre. En la Figura 4.2 tenemos el diagrama de la magnetosfera en diferentes momentos señalados con números. Lo primero que sucede es el impacto del viento solar, que viene acompañado con una onda de choque, con la magnetofunda.

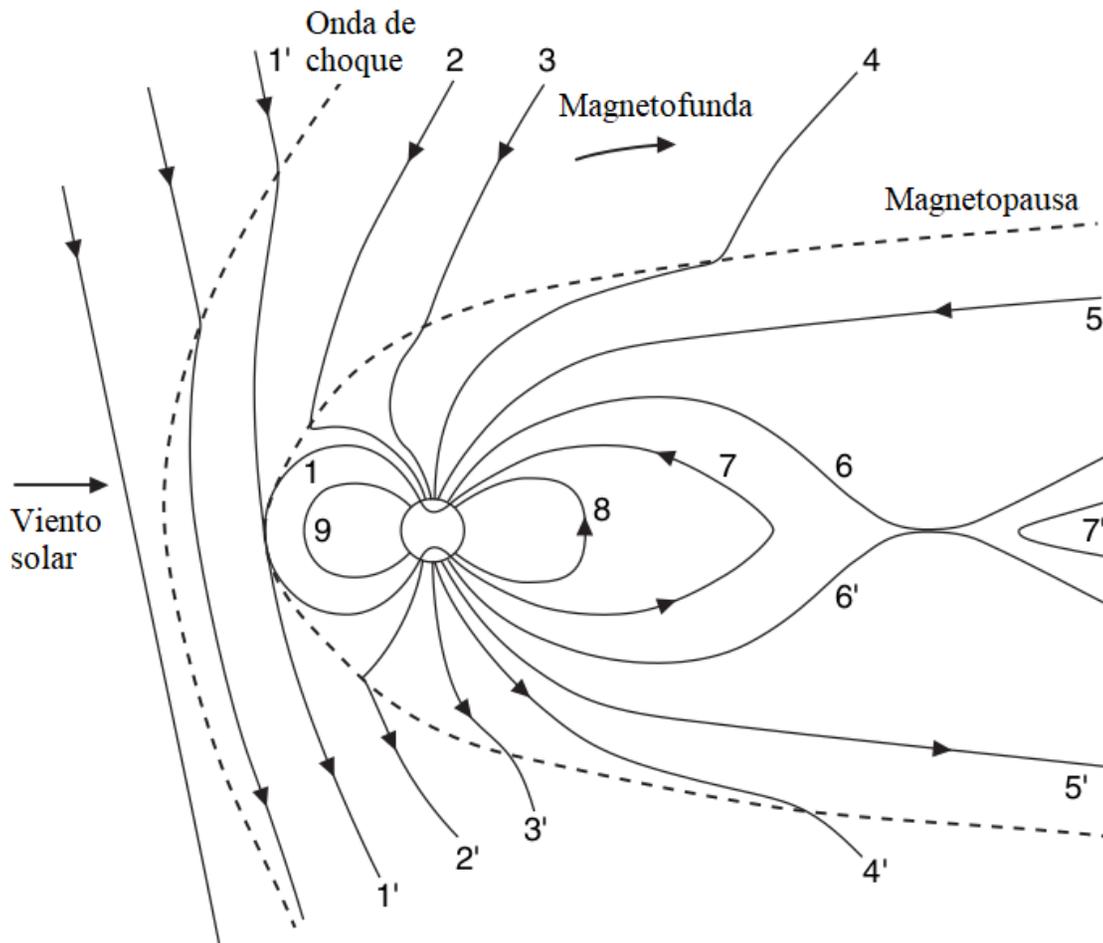


Figura 4.2: Diagrama de la magnetosfera terrestre con una TG en proceso. Tomada de [3].

Posteriormente, nos concentramos en las líneas de campo del plasma como de la Tierra. Primero, la línea de campo del plasma (1'), choca con una línea de campo de la Tierra (1). Para que exista una reconexión magnética, las polarizaciones de las líneas tienen que ser opuestas, así que si las líneas de la Tierra apuntan al norte, las líneas del plasma apuntarán hacia el sur en este ejemplo.

Después de la interacción de las líneas, éstas se *parten* y aparecen 2 nuevas líneas, cada una con un extremo en un polo de la Tierra y el otro extremo en el VS. Debido a la dirección del VS, las líneas se mueven en dirección contraria al Sol, como se ve en las líneas 2 y 2', 3 y 3', y 4 y 4'. Tras ser arrastradas, se empiezan a aglomerar en una región de forma cilíndrica llamada la magnetocola, formada por dos lóbulos, cada uno unido a un polo terrestre y separados por una hoja de plasma. Esta hoja es mucho más densa que el resto de la magnetocola y contiene una corriente llamada corriente neutra, que es la encargada de separar los campos de ambos lóbulos.

Además de la interacción magnética, también tenemos una eléctrica, la cual obliga a los tubos de flujo de la hoja de plasma a moverse en dirección a la Tierra, este proceso se llama convección. Cuando las líneas de campo ya son parte de la magnetocola (5 y 5') sufren el proceso de convección hacia la hoja central de plasma (6 y 6'). Terminan por reconectarse y formar 2 nuevas líneas de campo (7 y 7'), mientras la 7 se dirige hacia la Tierra y tiene ambos extremos en los polos terrestres, la 7' tiene ambos extremos en el viento solar y le acompaña en el resto de su recorrido. Finalmente, al avanzar más hacia la Tierra, la línea (8) se convierte básicamente en una línea normal del campo magnético terrestre.

Sección 4.3.

Índices geomagnéticos

Como hemos visto en todo este capítulo, la interacción Sol-Tierra influye mucho en la situación de la magnetosfera. Cambios en la magnetopausa, corrientes de anillo y de Chapman-Ferraro son algunos de los puntos a tomar en cuenta en estas interacciones. Sin embargo, a nivel práctico, nosotros percibimos cambios más notorios en la componente H del campo magnético terrestre. Y es por esto que para definir índices que nos faciliten el entendimiento del clima espacial, nos basamos en esa componente.

Dos ejemplos de índices muy utilizados en la actualidad son los siguientes:

K: Se trata de un índice cuasi-logarítmico local que cuantifica la variación de la componente horizontal del campo magnético terrestre durante lapsos de 3 horas. La escala tiene valores del 0 al 9, siendo 9 una TG extrema. El índice se estima comparando la suma del máximo positivo y negativo de desviaciones durante el lapso de 3 horas y comparándolo con lo que sería la intensidad del campo en un día *tranquilo*. Se considera un índice local pues para un mismo índice K, observatorios a diferentes latitudes observan diferentes fluctuaciones; por ejemplo, para un índice de K=9 en latitudes de 21° se corresponde a una fluctuación de 300 nT, mientras que en latitudes de 69° es de 1500 nT [34]. Este índice, aunque es uno de los más usados no será el que empleemos en esta tesis.

Disturbance Storm Time (Dst): Muestra el efecto de la corriente de anillo ecuatorial que fluye a grandes altitudes globalmente y de manera simétrica hacia el oeste. Se monitorea esa corriente pues es la causante de la reducción de la componente H del campo geomagnético durante la fase principal de las TG. Para eliminar las tendencias de cambio secular anual, se realizan cada hora análisis de las variaciones en la componente H desde un conjunto mundial de observatorios de baja latitud. Para transformar las variaciones residuales a sus equivalentes ecuatoriales, se utiliza un factor de coseno de la latitud y para aislar el término Dst que será utilizado, se emplea un análisis armónico [35]. Este será el índice que se usará en el análisis de este trabajo dado que la ubicación del SciCRT nos permite usar el Dst sin consideración extra alguna.

K_{Mex} : Este índice mide la intensidad de las variaciones del campo magnético terrestre en intervalos de 3 horas para México y se mide con base en el cálculo de las estaciones geomagnéticas de Coeneo, Iturbide y Teoloyucan. Los datos y cálculos son en tiempo cuasi real y es manejado por el Servicio de Clima Espacial México (SCiESMEX) a partir de 2022.

ΔH : Mide las variaciones temporales de la componente horizontal del campo geomagnético para México. Estas variaciones, en general, se deben al ingreso de partículas cargadas provenientes del espacio exterior al ambiente espacial terrestre. El cálculo del índice ΔH se realiza por las estaciones geomagnéticas de Coeneo, Iturbide y Teoloyucan. Los datos y cálculos son en tiempo cuasi real y es manejado por el Servicio de Clima Espacial México (SCiESMEX) a partir de 2022.

Sección 4.4.

Rigidez umbral durante TG

Como vimos en la Sección 2.5.2, la rigidez umbral es de suma importancia para entender el porqué se registran las partículas en nuestros detectores, además de entender como la rigidez umbral se modifica durante TG, lo que nos ayudará a interpretar mejor los resultados que podamos obtener en este estudio.

La rigidez umbral ha demostrado ser influenciada con las variaciones de la intensidad del campo geomagnético, de tal manera que se le puede relacionar igualmente a la corriente de anillo. Típicamente durante una TG, sobretodo en su fase principal, la corriente de anillo aumenta por los mecanismos discutidos en la Sección 4.1, lo que se resume en un decrecimiento del índice Dst y, en algunos casos, de la rigidez umbral del sitio en cuestión.

Análisis de eventos

Las tormentas elegidas en el lapso del 2015 al 2022 fueron 5 y son las reportadas en la Tabla 5.1. Cabe mencionar que por la complejidad del manejo del SciCRT, muchas veces no se empataron datos registrados por el detector y ocurrencia de tormentas geomagnéticas. En cada caso se especifica en qué fecha se registró la mayor perturbación del campo magnético, así como cual fue el menor índice Dst, en nanoteslas, durante la TG; además, su clasificación por intensidad y el fenómeno que la originó.

#TG	Fecha de mayor perturbación	Índice Dst mínimo (nT).	Clasificación	Perturbación origen
1	20/12/2015	-166	Intensa	EMC
2	01/01/2016	-116	Intensa	EMC
3	28/05/2017	-125	Intensa	EMC
4	26/08/2018	-175	Intensa	EMC
5	14/03/2022	-86	Moderada	EMC/RIC

Tabla 5.1: Tormentas geomagnéticas analizadas en este trabajo, con datos de fecha de máxima afectación, Dst, clasificación y qué perturbación les dio origen.

Las fechas de duración de las TG se muestran en la Tabla 5.2, en donde todos los tiempos están en UTC.

#TG	Ascenso súbito (si hubo)	Inicio fase principal	Mayor perturbación	Fin fase de recuperación
1	19/12/15 19:00	20/12/15 03:00	20/12/15 23:00	22/12/15 24:00
2	No aplica	31/12/15 13:00	01/01/16 01:00	02/01/16 24:00
3	27/05/2017 16:00	27/05/2017 24:00	28/05/2017 08:00	29/05/2017 24:00
4	25/08/2018 08:00	25/08/2018 18:00	26/08/2018 07:00	28/08/2018 24:00
5	13/03/2022 10:00	13/03/2022 11:00	14/03/2022 05:00	18/03/2022 15:00

Tabla 5.2: Fechas y horas de las TG analizadas. Tiempos en UTC.

Como es notorio desde la Tabla 5.1, las TG seleccionadas fueron de una clasificación Intensa, o bien Moderada, pero con un Dst cercano a -100 nT. Esta selección es la conjunción

entre las tormentas más intensas que se presentaron desde el 2015 hasta el 2022, junto con la base de datos de la que se disponía respecto a conteo de muones y datos de presión *in situ* para la corrección de las mediciones.

Los datos crudos del SciCRT fueron descomprimidos, el número de conteos en lapsos de 20 minutos fueron recolectados y administrados con códigos desarrollados para su manejo adecuado, lo que se explica en la Sección 3.3, para posteriormente realizar el símil entre los dos canales de conteos y sumar los registros para trabajar con los datos por hora. El manejo de los datos se desarrolló con base en códigos escritos en python, donde se automatizó una búsqueda del conteo máxima entre los canales 27 y 28 sincrónicos. Para este procedimiento se asume que los muones que fueron detectados en el SB superior, serán detectados igualmente en el SB inferior, asegurando que fueron muones los que dejaron señal en cada bloque.

La estandarización de los datos a una hora corresponde a la frecuencia de datos reportados del índice Dst por El Centro de Análisis de Datos de Geomagnetismo y Magnetismo Espacial en Kyoto, Japón. Después de administrar los datos de muones por hora correspondientes al tiempo de las TG, se procede a aplicar la Corrección Barométrica (BC) mostrada en la Sección 2.6.1, junto con datos de la presión atmosférica del ORC-SN correspondiente al tiempo de cada TG estudiada.

Por último, se les hace un tratamiento estadístico a los datos, aplicando una Media Móvil Simple (SMA) para reducir picos y oscilaciones abruptas que pudieran tener nuestros datos. Finalmente, se graficaron las variaciones de muones junto con los registros del índice Dst para cada TG analizada y se muestran en la siguiente sección. Las siguientes figuras se dividen en 2 gráficas cada una. La gráfica superior representará la medida del índice Dst a cada hora en nanoteslas, mientras la gráfica de abajo representa el conteo de muones por hora durante la duración de la TG. De la gráfica inferior, la línea gris son los datos en crudo y la verde son los datos con todas sus correcciones y tratamientos correspondientes.

Desde la descompresión de archivos, hasta las gráficas finales fueron realizados mediante códigos en Python. La dinámica principal de estos códigos fue:

1. Descompresión y eliminación de archivos comprimidos.
2. Lectura de archivos descomprimidos, extracción de información sobre conteos, así como fecha y hora de detección e impresión a archivos ligeros (*peso* \approx 50KB/TG).
3. Eliminación de archivos descomprimidos.
4. Corrección por presión y tratamiento estadístico a los datos en los archivos ligeros.
5. Graficación de los datos finales

Finalmente, debido a que los registros en crudo de muones tienen pesos de aproximadamente 150 MB por canal y mantienen frecuencias de 10 milisegundos, el manejo de los registros se hace con base en códigos y requiere tiempo máquina y programación. De esta forma, conocer el *esfuerzo* computacional que requieren estos análisis es de vital importancia

para entender algunos puntos en la Sección 7; de este modo, se reportan algunos datos destacados de la PC usada para los análisis en la Tabla 5.3. Igualmente, los tiempos promedio de cómputo para una TG en la Tabla 5.4 .

Componente	Descripción
Procesador	Intel i7-7700 CPU @ 3.60GHz × 8
Almacenamiento	1TB HDD
RAM	16GB DDR4
Memoria externa auxiliar	2TB HDD

Tabla 5.3: Componentes y descripción de la computadora empleada para el tratamiento de los datos de las TG.

Fase	Duración promedio [horas]
Adquisición de datos del servidor	1
Descompresión y eliminación de archivos comprimidos	2.5
Lectura, extracción de información, e impresión	3.5
Tratamiento estadístico, corrección y graficación	0.1
Tiempo total empleado \approx 7 horas	

Tabla 5.4: Tiempos empleados para el tratamiento de los datos de una TG.

Resultados

Entre las 5 TG analizadas, por cuestiones de contaminación de datos, no fue posible encontrar una variación contundente en el conteo de muones durante las TG de 2015 a 2018. Las gráficas correspondientes a las TG 1, 2, 3 y 4 de la Tabla 5.1 son las Figuras 6.1, 6.2, 6.3 y 6.4 respectivamente. Todas estas gráficas incluyen los datos con SMA aplicado.

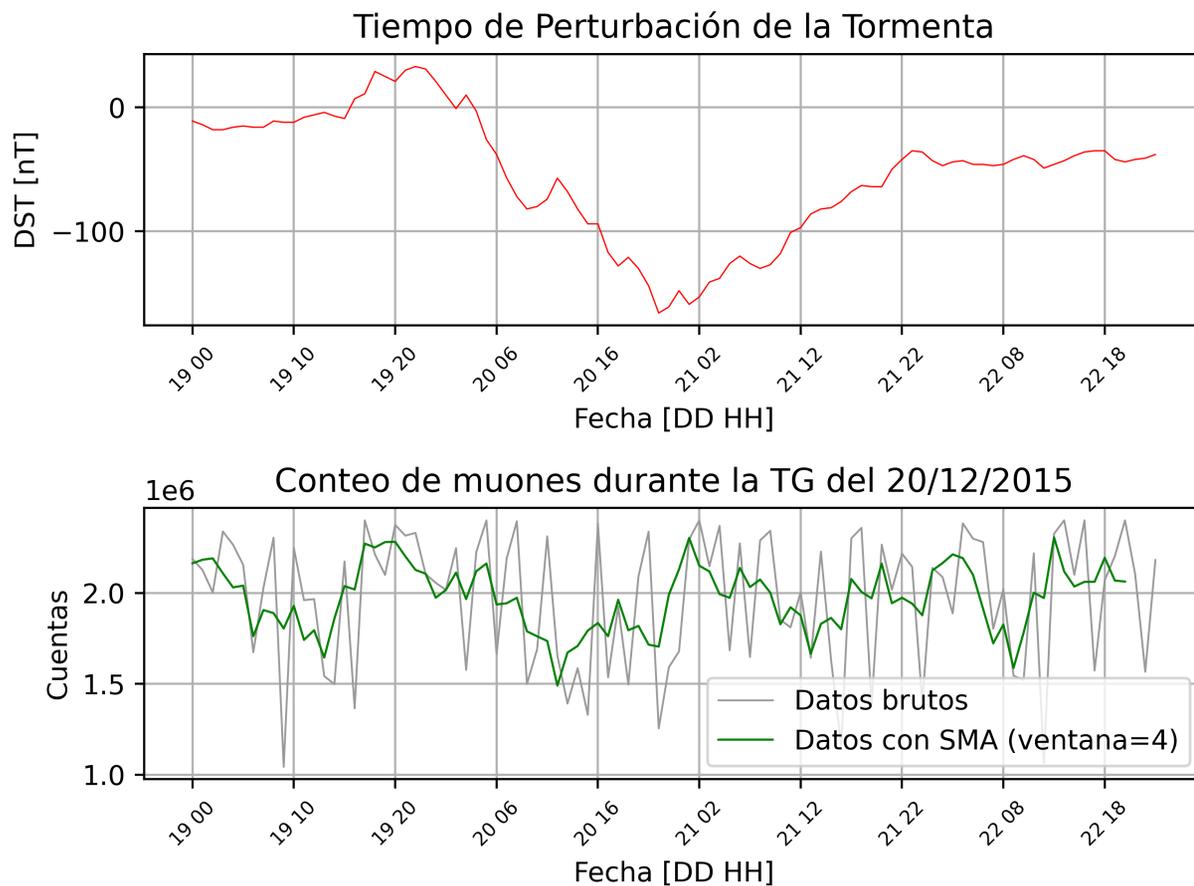


Figura 6.1: Tormenta del 20/12/2015. Se muestra el perfil del índice Dst (arriba) y el conteo de muones abajo. Los datos en crudo se muestran en gris y los datos corregidos y tratados con SMA en color verde.

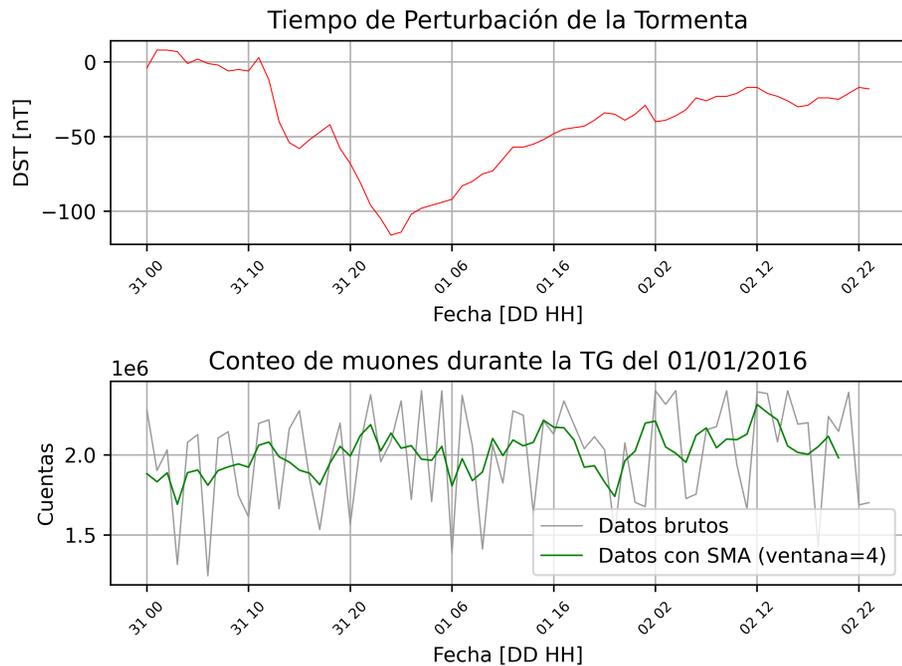


Figura 6.2: Tormenta del 01/01/2016. Se muestra el perfil del índice Dst (arriba) y el conteo de muones abajo. Los datos en crudo se muestran en gris y los datos corregidos y tratados con SMA en color verde.

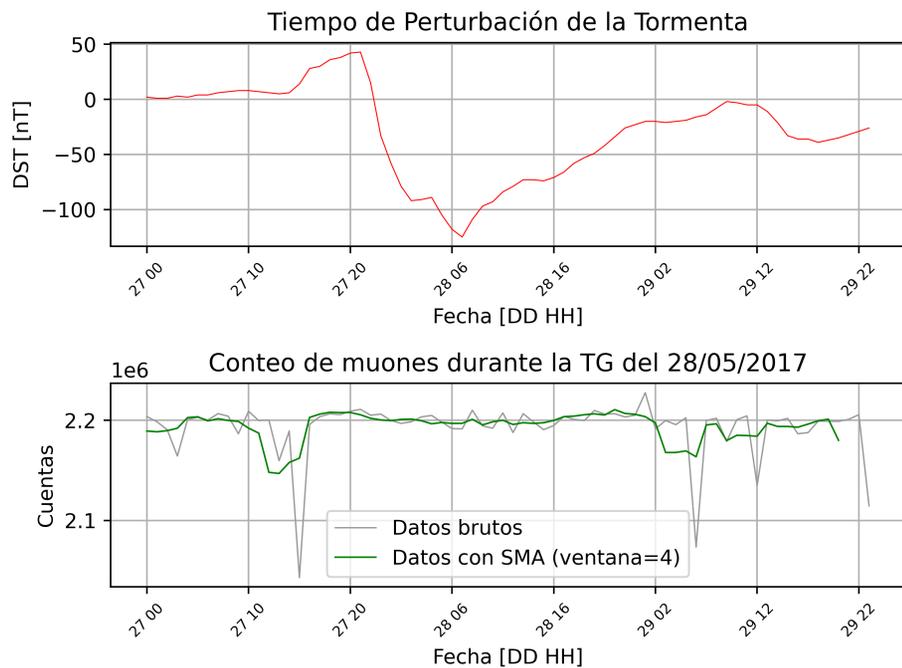


Figura 6.3: Tormenta del 28/05/2017. Se muestra el perfil del índice Dst (arriba) y el conteo de muones abajo. Los datos en crudo se muestran en gris y los datos corregidos y tratados con SMA en color verde.

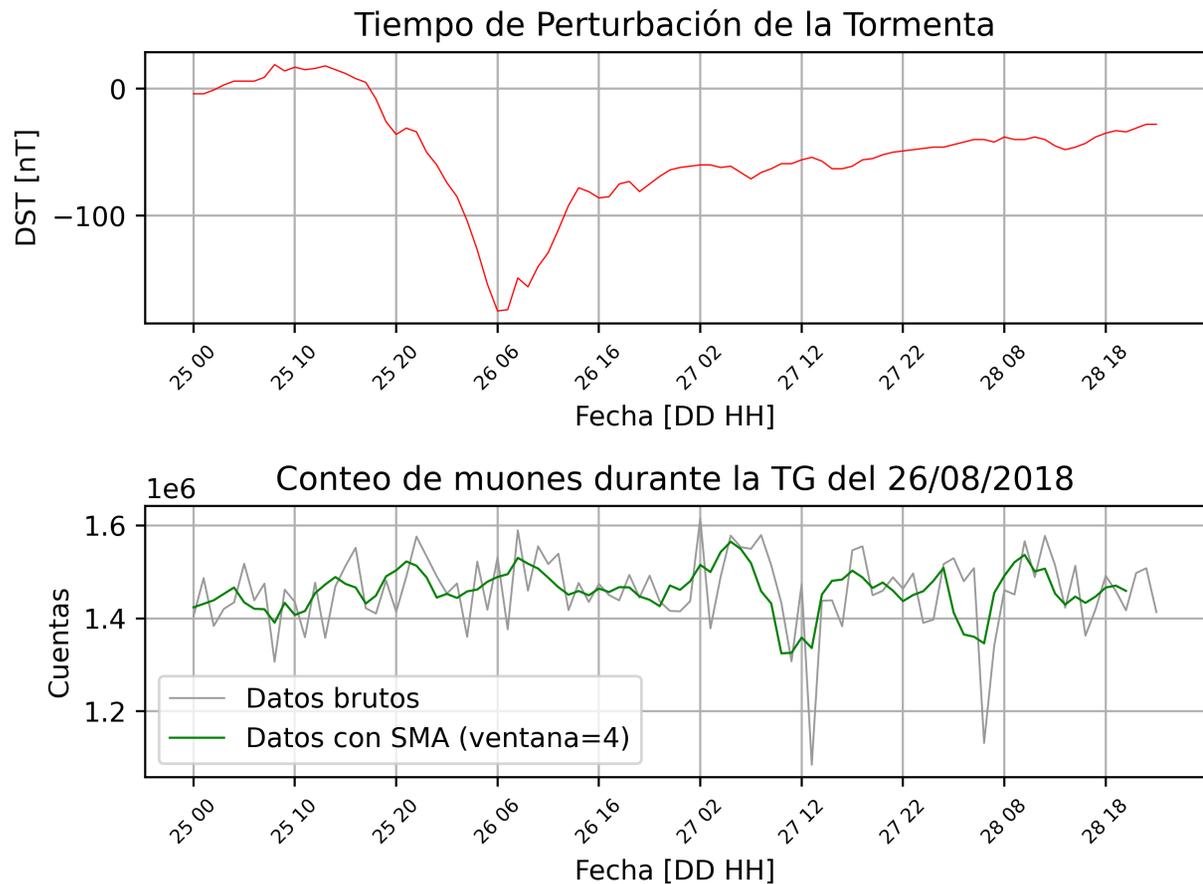


Figura 6.4: Tormenta del 26/08/2018. Se muestra el perfil del índice Dst (arriba) y el conteo de muones abajo. Los datos en crudo se muestran en gris y los datos corregidos y tratados con SMA en color verde.

La Figura 6.5 muestra la TG de marzo de 2022, donde se observa que el comportamiento fue distinto a las anteriores. Para esta TG, después de aplicar el SMA se observa una caída en las cuentas de muones, que corresponde con el mínimo valor del índice Dst de la TG. El hueco que se observa en la gráfica, desde la madrugada del 11/03/2022 hasta el medio día del 12/03/2022, se debió a una falla interna en el sistema de adquisición de datos del SciCRT, la cual fue detectada y solucionada a tiempo para poder registrar las variaciones en el flujo de muones para este evento.

Con el fin de visualizar mejor la variación del conteo, la Figura 6.6 muestra el porcentaje de variación en el conteo de muones contra tiempo. Para esta gráfica se procesaron los datos brutos, se les aplicó corrección por presión y finalmente una SMA.

Para la gráfica en la Figura 6.6, el valor normalizado de variación de cuentas de muones a 0 está dado por el promedio de cuentas de dos días anteriores a la TG, donde se tuvo un comportamiento estable en la detección de estas partículas.

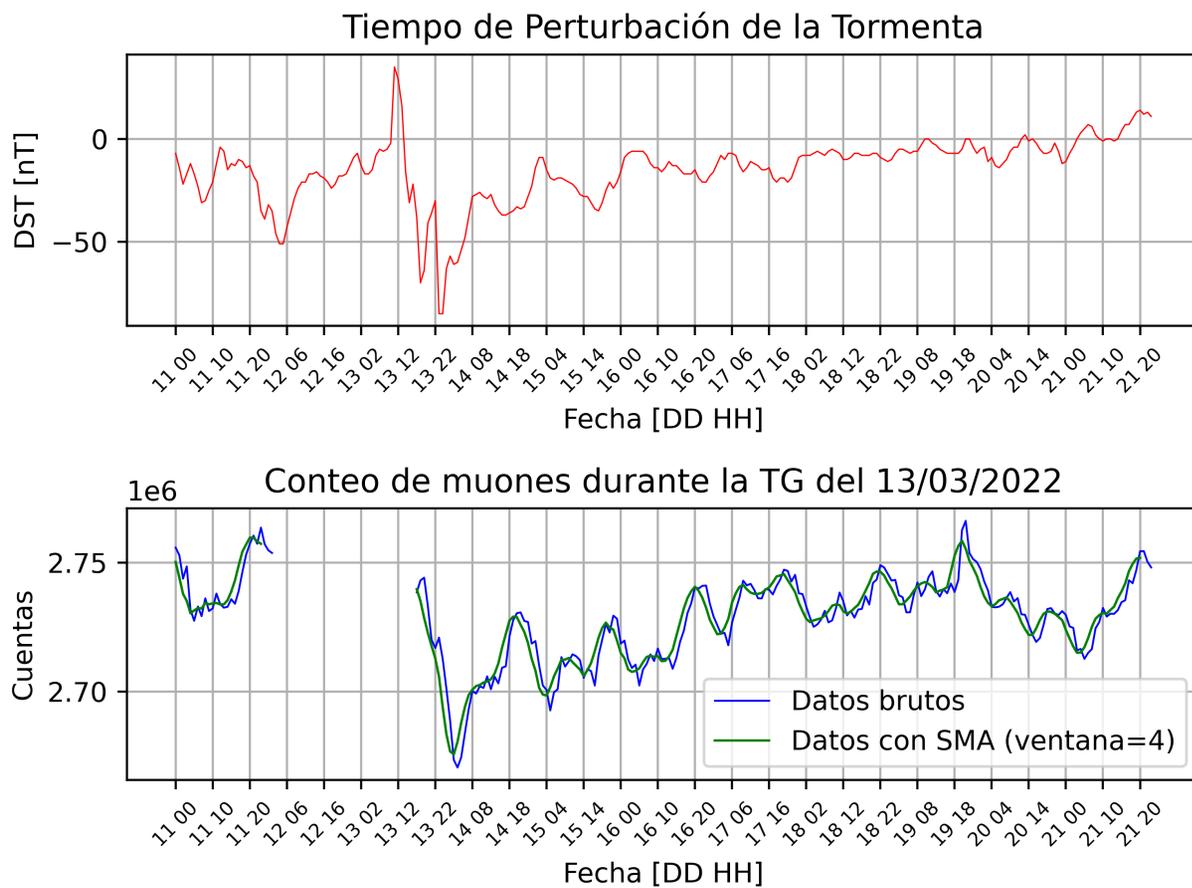


Figura 6.5: Tormenta del 13/03/2022. Gráfica del índice Dst (arriba), y de conteo de muones (abajo) con datos en bruto (azul) y con SMA (verde).

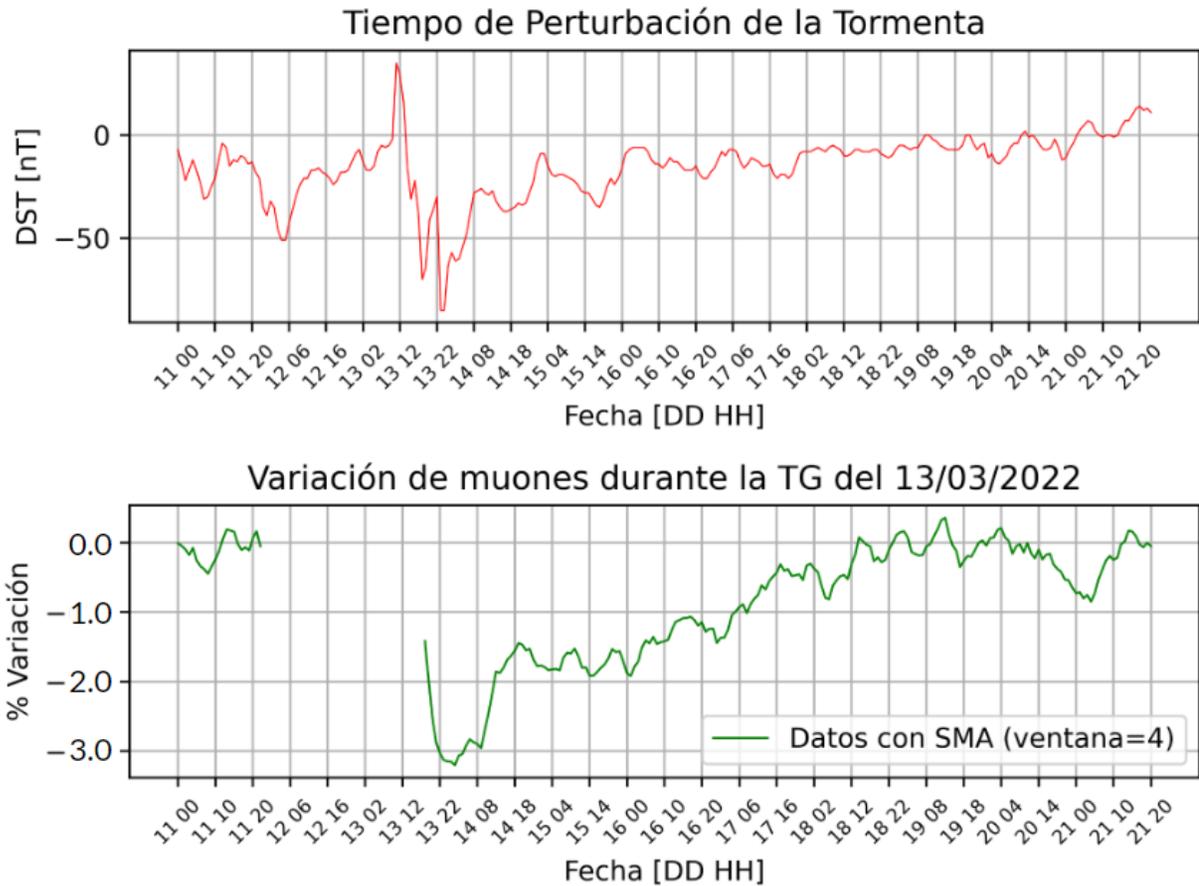


Figura 6.6: Tormenta del 13/03/2022. Gráfica del índice Dst (arriba), y de porcentaje de variación en el flujo de muones (abajo) con datos en bruto (azul) y con SMA (verde).

Se observa que inmediatamente *regresando* del hueco en los datos, se encuentra una caída en las cuentas de muones, conocido como decrecimiento Forbush. Este decrecimiento tuvo un valor “máximo” -3.1% a las 05:00 horas del 14/03/22. Y una recuperación total del conteo al valor normalizado poco después del mediodía del 18/03/22. Por tanto, para la componente muónica, la fase de recuperación de esta TG tuvo una duración de aproximada de 4 días.

Conclusiones

En este trabajo, se llevó a cabo un análisis exhaustivo del flujo de muones registrados por el Telescopio Centellador de Rayos Cósmicos (SciCRT) en Sierra Negra, con el objetivo principal de detectar y caracterizar cualquier variación significativa. A través de la implementación de rigurosos métodos de medición, programación, tratamiento de datos en función de las Tormentas Geomagnéticas Moderadas e Intensas de 2015 a 2022 y análisis estadístico, se logró identificar y confirmar la presencia de variaciones en el conteo de manera concluyente. Estas variaciones revelan la complejidad del comportamiento del flujo de partículas bajo diferentes condiciones y entornos.

Los resultados respaldan la hipótesis inicial de que el conteo de muones exhibe variaciones en función a las Tormentas Geomagnéticas, lo que subraya la importancia de un monitoreo continuo y detallado para comprender completamente la dinámica de su flujo.

El SciCRT no solo es capaz de detectar variaciones en el conteo de muones, además, como se muestra en la Sección 3.3, nos brinda información acerca de trayectoria y energía de la partícula detectada. Esta integridad de la información trae consigo un gran volumen de datos, los cuales, como se indicó en el Capítulo 5, llevan una cantidad de tiempo considerable para trabajar con ellos. Además, por la cantidad y calidad de la información que es capaz de reportar el SciCRT, se recomienda el uso de datos de este telescopio para fines diferentes a los aquí trabajados, ya que es importante resaltar que de las cinco TG analizadas, solo una mostró una variación, conocida como decrecimiento Forbush.

El tiempo y recursos empleados para realizar análisis con los datos de este telescopio supera con creces los que otros equipos requieren para efectuar un estudio similar. Por ejemplo, el Observatorio de Rayos Cósmicos de la Ciudad de México (ORC-CDMX) cuenta con el Telescopio de Muones de la Ciudad de México (TM-CDMX), usado para estudiar el clima espacial de la CDMX y cuyos archivos *pesan* varios órdenes de magnitud por debajo de los producidos por el SciCRT. Así, es aconsejable emplear los datos del SciCRT para trabajos que requieran de lecturas de posición y/o energía de las partículas incidente; por ejemplo, eventos de Partículas Energéticas Solares (SEP).

Por otro lado, el SciCRT posee un potencial no explotado. Tal como fue explicado en la Sección 3.3, los datos del telescopio poseen huecos de datos cada vez que se cargan los archivos de lecturas al servidor. Si bien la cantidad de información omitida es reducida en comparación con toda la que nos proporciona el equipo, es indiscutible que con actualizaciones pertinentes al SciCRT se podrían reducir drásticamente los huecos.

La medida que aquí se sugiere para el equipo es la actualización de *hardware*, como las tarjetas FEB, DAQ y TB, así como un nuevo sistema de adquisición de datos y programas propios para su manejo posterior. Con este reemplazamiento y actualización, la capacidad del telescopio para tratar con sus propios datos sería más apropiada y se podrían eliminar los huecos, o al menos reducir tanto su frecuencia como su duración.

Referencias

- [1] Moldwin, M. (2008). *An Introduction to Space Weather*. Cambridge: Cambridge University Press. doi:10.1017/CBO9780511801365
- [2] Gaisser, T., Engel, R., & Resconi, E. (2016). *Cosmic Rays and Particle Physics* (2nd ed.). Cambridge: Cambridge University Press. doi:10.1017/CBO9781139192194
- [3] Baker, D. (2005). Introduction to Space Weather. *Space Weather: The Physics Behind a Slogan*. pp.3-20. Springer Berlin. doi:10.1007/b100037
- [4] Cordero, M. et al. (2013). *Introducción a la Física Espacial*. México. UNAM. 320p.
- [5] National Aeronautics and Space Administration (NASA). (2014). *Three X-class flares erupted from the left side of the sun June 10-11, 2014*. NASA Image gallery.
- [6] Perea, S. (2021). *Firmas de las afectaciones al Clima Espacial con base en el Observatorio de Rayos Cósmicos en Sierra Negra* [Tesis de maestría, UNAM]. TESIUNAM.
- [7] Webb, D.F. & Allen, J.H. (2004). *Spacecraft and Ground Anomalies Related to the October-November 2003 Solar Activity*. Space Weather pp.2.
- [8] Youngblood, Allison, et al. (2019). EUV observations of cool dwarf stars. Astro2020 Science White Papers. American Astronomical Society.
- [9] Manda, M., Korte, M., Yau, A., & Petrovsky, E. (Eds.). (2019). *Geomagnetism, Aeronomy and Space Weather: A Journey from the Earth's Core to the Sun* (Special Publications of the International Union of Geodesy and Geophysics). Cambridge: Cambridge University Press. doi:10.1017/9781108290135
- [10] Jian, Lan & Russell, C. & Luhmann, J. & Skoug, R. & Steinberg, J. (2008). *Stream Interactions and Interplanetary Coronal Mass Ejections at 0.72 AU*. Solar Phys. 249. 85-101. 10.1007/s11207-008-9161-4.
- [11] Kampert, K. H., Antoni, T., Apel, W. D., Badea, F., Bekk, K., Bercuci, A., ... & Zargomski, S. (2004). *Cosmic Ray Energy Spectra and Mass Composition at the Knee—Recent Results from KASCADE*. Nuclear Physics B-Proceedings Supplements, 136, pp. 273-281.
- [12] R. Aloisio et al. (2007). *A dip in the UHECR spectrum and the transition from galactic to extragalactic cosmic rays*, Astropart. Phys. 27. pp. 76.

-
- [13] Dorman, L. I.(2013). *Cosmic rays in the Earth's atmosphere and underground*. Vol. 303. Springer Science & Business Media.
- [14] Tu, C.-Y., Zhou, C., Marsch, E., Xia, L.-D., Zhao, L., Wang, J.-X., & Wilhelm, K. (2005). *Solar Wind Origin in Coronal Funnels*. Science (Vol. 308, Issue 5721, pp. 519–523). American Association for the Advancement of Science (AAAS). <https://doi.org/10.1126/science.1109447>
- [15] Mewaldt, R. A., Selesnick, R. S., & Cummings, J. R. (2013). *Anomalous Cosmic Rays: The Principal Source of High Energy Heavy Ions in the Radiation Belts*. Radiation Belts: Models and Standards Geophysical Monograph Series, pp. 35–41.
- [16] Miroshnichenko, L.(2014). *Solar cosmic rays: Fundamentals and applications*. Vol. 405. Springer.
- [17] Price, P.B.(1973). A cosmochemical view of cosmic rays and solar particles. Space Sci Rev 15, pp. 69–88. <https://doi.org/10.1007/BF00172437>
- [18] Protheroe, R. J. & Clay, R. W. (2004). *Ultra High Energy Cosmic Rays*, Publications of the Astronomical Society of Australia, vol. 21, no. 1, pp. 1–22. doi:10.1071/AS03047.
- [19] Sakurai, K.(1979). Chemical Composition of Solar-Flare Particles and Related High-Energy Phenomena. International Cosmic Ray Conference. Vol.14, p. 220.
- [20] Geiss, J., Gloeckler, G., & Von Steiger, R. (1995). *Origin of the solar wind from composition data*. Space Science Reviews (Vol. 72, Issues 1–2, pp. 49–60). Springer Science and Business Media LLC. <https://doi.org/10.1007/bf00768753>
- [21] Smart, D. F., & Shea, M. A. (1985). *Handbook of geophysics and the space environment*. Air Force Geophysics Laboratory, Air Force Systems Command, United States Air Force.
- [22] Pierre Auger, P. Ehrenfest, R. Maze, J. Daudin, y Robley A. Fréon (1939). *Extensive Cosmic-Ray Showers*. Rev. Mod. Phys. 11 (3-4). p. 288-291.
- [23] Zilles, A. (2017). *Introduction to Cosmic Rays and Extensive Air Showers*. Emission of Radio Waves in Particle Showers (pp. 1–13). Springer International Publishing. https://doi.org/10.1007/978-3-319-63411-1_1
- [24] Astrophysics and Cosmology. Physics Letters B. Volume 667. Issues 1–5. 2008. Pages 212-260. ISSN 0370-2693. <https://doi.org/10.1016/j.physletb.2008.07.028>.
- [25] Mollerach, S., & Roulet, E. (2018). *Progress in high-energy cosmic ray physics*. Progress in Particle and Nuclear Physics, 98, 85-118.
- [26] Ross, E., & Chaplin, W. J. (2019). *The behaviour of galactic cosmic-ray intensity during solar activity cycle 24*. Solar physics, 294(1), 8.
- [27] Russell, C. T. (2004). *Outer planet magnetospheres: A tutorial*. Advances in Space Research,33(11), 2004-2020.
- [28] Dorman, L.I.(1974). *Cosmic Rays, variations and space observations*. North-Holland Publishing Company.

- [29] Barrantes, M. and Valdés-Galicia, J. F. and Musalem, O. and et. al. (2018). *Atmospheric corrections of the cosmic ray fluxes detected by the Solar Neutron Telescope at the Summit of the Sierra Negra Volcano in Mexico*. Geofisica Internacional. Vol. 57-4. pp. 253-275.
- [30] Labrenz, J. (2014). *Radiation Field in Low Earth Orbit: Measurements from MATROSHKA DOSTEL onboard ISS*. <https://doi.org/10.13140/RG.2.2.11166.18246>
- [31] J. Newton-Bosch, L.X. González, et.al.(2023). *Atmospheric electric field effects on cosmic rays detected by the Solar Neutron Telescope at Sierra Negra*. Journal of Atmospheric and Solar–Terrestrial Physics 253. 106156.
- [32] Monterde-Andrade, F. González, L.X. et.al.(2024). *Detection Response of the Active Components of the SciBar Cosmic Ray Telescope at Sierra Negra*. The European Physical Journal C.
- [33] Tsurutani, B. et al.(2006). *Corotating solar wind streams and recurrent geomagnetic activity: A review*. Journal of Geophysical Research. 111. 10.1029/2005JA011273.
- [34] Davies, Kenneth & Institution of Electrical Engineers. (1990). *Ionospheric radio / Kenneth Davies*. London : Peregrinus on behalf of the Institution of Electrical Engineers
- [35] U.S. Department of Commerce. (s.f.). Disturbance Storm-Time (Dst) indices — NCEI. <https://www.ngdc.noaa.gov/stp/geomag/Dst.html>
- [36] Homola, P. (2004). *Was the Highest Energy Cosmic Ray a Photon?*, Acta Physica Polonica B, vol.35, no.6, p.1893. doi:10.48550/arXiv.astro-ph/0407341.
- [37] Leo, W. R. (1994). *Techniques for Nuclear and Particle Physics Experiments*. Springer Berlin Heidelberg. <https://doi.org/10.1007/978-3-642-57920-2>