



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

ESPECTROS DE ENERGÍA DE LOS EVENTOS DE
PARTÍCULAS ENERGÉTICAS SOLARES
DETECTADOS POR EL OBSERVATORIO DE RAYOS
CÓSMICOS DE LA CIUDAD DE MÉXICO

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

LICENCIADO EN CIENCIAS DE LA TIERRA

P R E S E N T A :

OSCAR BATALLA CRUZ

TUTOR

DR. LUIS XAVIER GONZÁLEZ MÉNDEZ

CIUDAD UNIVERSITARIA, CDMX, 2023





Universidad Nacional
Autónoma de México



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

Apellido paterno
Apellido materno
Nombre(s)
Teléfono
Universidad Nacional Autónoma de México
Facultad de Ciencias
Carrera
Número de cuenta

1. Datos del alumno

Batalla
Cruz
Oscar
5528967507
Universidad Nacional Autónoma de México
Facultad de Ciencias
Ciencias de la Tierra
315131815

2. Datos del tutor

Grado
Nombre(s)
Apellido paterno
Apellido materno

2. Datos del tutor

Dr
Luis Xavier
González
Méendez

3. Datos del sinodal 1

Grado
Nombre(s)
Apellido paterno
Apellido materno

3. Datos del sinodal 1

Dr
José Francisco
Valdés
Galicia

4. Datos del sinodal 2

Grado
Nombre(s)
Apellido paterno
Apellido materno

4. Datos del sinodal 2

Dra
María
Colín
García

5. Datos del sinodal 3

Grado
Nombre(s)
Apellido paterno
Apellido materno

5. Datos del sinodal 3

Dr
Oscar Gustavo
Morales
Olivares

6. Datos del sinodal 4

Grado
Nombre(s)
Apellido paterno
Apellido materno

6. Datos del sinodal 4

Dr
Pável Ulianov
Martínez
Pabello

7. Datos del trabajo escrito.

Título

Número de páginas
Año

7. Datos del trabajo escrito

Espectros de energía de los eventos de partículas energéticas solares detectados por el Observatorio de Rayos C6smicos de la Ciudad de M6xico

77 p
2023

«I have always longed to be part of the outward life, to be out there at the edge of things, to let the human taint wash away in emptiness and silence as the fox sloughs his smell into the cold unworldliness of water; to return to town a stranger. Wandering flushes a glory that fades with arrival.»

J.A. Baker, *The Peregrine*

«Those who contemplate the beauty of the earth find reserves of strength that will endure as long as life lasts. There is something infinitely healing in the repeated refrains of nature – the assurance that dawn comes after night, and spring after winter.»

Rachel Carson, *Silent Spring*

Este trabajo esta dedicado a mi madre, Esther, y a mi abuela, Libierth. Han sido el pilar que me mantiene caminando desde el inicio de mi vida, y nada sería de mi sin ustedes. Gracias, las amo desde lo más profundo de mi corazón.

Oscar Batalla

Agradecimientos

Quiero agradecer profundamente a mi asesor Luis Xavier González por todo el aprendizaje y apoyo brindado durante este proceso, al igual que a mi colega con la que compartí espacio durante este camino, Stephanie a.k.a epi, por las discusiones y aprendizajes a lo largo de estos años.

Igualmente, este trabajo no hubiera sido posible sin el apoyo y las conversaciones con Stepan Poluianov y Sergey Koldobskiy de la Universidad de Oulu, quienes estuvieron siempre disponibles para ayudarme y explicarme las cosas que me costaban trabajo entender, así como para ayudarme a sobreponerme a los desafíos que representa hacer una investigación científica y por siempre alentarme a seguir trabajando, además de ayudarme con algunos datos necesarios para realizar este proyecto.

Agradezco también a todos mis sinodales por tomarse el tiempo de revisar mi trabajo y por los valiosos consejos que fueron de muchísima ayuda.

Finalmente, agradezco de todo corazón a mis grandes amigos, al Dr. King, a Pablito, a Sunshine, al Dostoi y a toda la pandilla, así como a toda mi familia, que siempre han estado ahí alentándome para ser un mejor humano. Esta va por todos.

Índice general

Agradecimientos	IV
Resumen	1
Introducción	1
1. Los Rayos Cósmicos	4
1.1. Rayos Cósmicos Galácticos	5
1.2. Rayos Cósmicos Solares o Partículas Energéticas Solares (PES)	6
1.3. Rayos Cósmicos Anómalos	10
1.4. Variaciones de la radiación cósmica	11
1.5. Espectro de energía de los Rayos Cósmicos	14
1.6. Rayos Cósmicos en la Tierra	19
2. El Sol	23
2.1. Características y composición del Sol	23
2.2. El interior solar	24
2.3. Fotosfera	26
2.4. Cromosfera	27
2.5. Corona	28
2.6. El campo magnético heliosférico y el viento solar	29
2.7. El ciclo de actividad solar	30
2.8. Fulguraciones y eyecciones de masa coronal (EMC)	31
3. Monitor de neutrones, el detector estándar	35
3.1. Función de respuesta del monitor de neutrones	37
3.2. Monitor de Neutrones de la Ciudad de México (MN-CDMX)	39

4. Métodos	41
4.1. Búsqueda de los eventos	41
4.2. Análisis de los eventos	42
4.3. Espectro de energía	43
5. Resultados y Discusión	46
5.1. Evento del 24 de mayo de 1990	46
5.2. Evento del 4 de noviembre de 2003	53
5.3. Evento del 7 de septiembre de 2005	58
Conclusiones	62
Bibliografía	65

Resumen

En este estudio se analizaron los datos del monitor de neutrones de la Ciudad de México (MN-CDMX), el cuál es parte del Observatorio de Rayos C3smicos de la Ciudad de M3xico (ORC-CDMX), para buscar eventos de part3culas energ3ticas solares (PES) desde 1990 hasta la actualidad. Se identificaron tres eventos con incrementos significativos asociados con una fulguraci3n intensa (clase X). Adem3s, se calcul3 el espectro integral de energ3a para uno de los eventos mediante un m3todo innovador basado en los datos de la red mundial de monitores de neutrones. Los eventos son descritos y analizados en los cap3tulos 4 y 5 de este trabajo.

En los cap3tulos 1, 2 y 3 se desarrolla el marco te3rico que constituye la base de este estudio. Los temas tratados incluyen: las caracter3sticas de la radiaci3n c3smica y sus interacciones en el medio interplanetario (Cap3tulo 1); las caracter3sticas y composici3n del Sol y los procesos que se originan en su interior y en su atm3sfera (Cap3tulo 2); la descripci3n del ORC-CDMX y el funcionamiento del MN-CDMX (Cap3tulo 3). El 3ltimo cap3tulo incluye las conclusiones obtenidas tras el an3lisis de resultados de este proyecto, as3 como el trabajo que queda por hacer a partir de este an3lisis.

Introducción

La Tierra es constantemente bombardeada por partículas con un amplio rango de energía que vienen desde todas las direcciones y son llamadas rayos cósmicos (RC). Por otro lado, durante los eventos explosivos que ocurren en la atmósfera del Sol, como fulguraciones y eyecciones de masa coronal (EMC), se libera radiación electromagnética en todo el espectro y se aceleran partículas, principalmente por el mecanismo de reconexión magnética y por reacciones nucleares. Las partículas que son aceleradas son conocidas como partículas energéticas solares (PES) o rayos cósmicos solares (RCS). Junto con los rayos cósmicos galácticos (RCG), las PES son regularmente registradas por detectores y satélites fuera de la Tierra. Particularmente, cuando el Sol produce partículas que son suficientemente energéticas para atravesar el campo geomagnético y generar chubascos de partículas en la atmósfera, los eventos pueden registrarse a nivel de tierra, principalmente por la red mundial de monitores de neutrones, los cuales muestran un aumento en la tasa de conteo del detector. Estos eventos son llamados “Ground Level Enhancements” o “GLE” por sus siglas en inglés. Sin embargo, en este trabajo los llamaremos “Eventos de PES”. El registro de estos eventos ha permitido estudiar sus características, como los mecanismos de aceleración y el espectro de energía, lo que ha posibilitado, poco a poco, la comprensión de los procesos físicos que conciernen a estos eventos.

Así mismo, la ocurrencia de los eventos de PES tienen implicaciones en las condiciones del medio interplanetario, de la magnetosfera, atmósfera y de la superficie terrestre. Entonces, la importancia de estudiar los fenómenos de actividad solar radica en el impacto que pueden tener en la infraestructura y en los sistemas tecnológicos en la Tierra. En la tabla I se muestran los principales efectos de las PES en la tecnología en función de su energía.

El objetivo general de este trabajo es conocer las características de los eventos de PES registrados por el ORC-CDMX, calcular la variación en la tasa de conteo del MN-CDMX durante dichos eventos, además de entender bajo que circunstancias los eventos de PES son observados por el ORC-CDMX. El objetivo particular es

Tabla 1. Efectos principales de las PES en la tecnología. Tabla de [1]

Rango de Energía	Efecto
Protones <10 MeV	Efectos a largo plazo en materiales y en celdas solares como consecuencia de dosis acumulada (e.g. degradación de celdas solares)
Protones >10 MeV	Interacciones nucleares (e.g., ruido de fondo de sensores, ionización, daños por desplazamiento)
Protones >50 MeV Iones >10 MeV/nucleón	Interacciones nucleares (e.g., efectos en los dispositivos electrónicos de los satélites y en aviones debido a eventos esporádicos)

calcular el espectro integral de energía de los eventos, utilizando un método innovador y recientemente desarrollado. Dicho método utiliza una función de respuesta recién desarrollada y verificada con el uso de registros de varios monitores de neutrones y mediciones satelitales, y resulta ser un método sencillo y preciso para el estudio de los eventos explosivos del Sol.

Los Rayos Cósmicos

Los rayos cósmicos (RC) son, en su inmensa mayoría, partículas cargadas eléctricamente que bombardean la Tierra desde todas direcciones y son originadas en el espacio exterior. Los RC constituyen un amplio rango de energía, que va desde 10^3 hasta 10^{20} eV. Son comúnmente clasificados de acuerdo a su origen y a su energía como rayos cósmicos galácticos (RCG), rayos cósmicos solares (RCS) y rayos cósmicos anómalos (RCA), donde todos, a excepción de los RCG, son acelerados dentro de la heliosfera [2].

Los RC son originados y acelerados por distintos mecanismos y objetos. Por ejemplo, dentro del sistema solar, el Sol es una fuente capaz de acelerar partículas hasta 10^{11} eV. Se cree que la gran mayoría de RC, con energías de hasta 10^{17} eV, son acelerados dentro de la galaxia en remanentes de supernova [3]. Sin embargo, se piensa que en el caso de los RC de más altas energías ($E > 10^{17}$ eV), estos son acelerados por fuentes de origen extragaláctico, como cúmulos de galaxias y núcleos activos de galaxias. Hoy en día la cuestión de la aceleración de los RC es un tema de investigación y sigue siendo una pregunta abierta.

El estudio del origen de los rayos cósmicos no es una tarea fácil, pues al ser partículas cargadas, interactúan con los campos magnéticos que permean el universo, por lo que las trayectorias originales tienen una alta probabilidad de ser afectadas durante sus trayectorias hacia la Tierra. Sin embargo, es factible entender el origen de las partículas más energéticas debido a que pueden pasar desapercibidas a través de los campos magnéticos. Esto no se cumple para todo el rango de energía que constituye la radiación cósmica. Uno de los métodos indirectos para determinar el origen de los RC es el estudio y observación de los rayos gamma generados durante la interacción de la radiación cósmica con la materia interestelar, pues la radiación no

interactúa con los campos magnéticos y mantiene una trayectoria rectilínea desde su origen.

La composición de los rayos cósmicos, en general, consiste en un 98 % de nucleones, principalmente protones y partículas alfa, aunque también se hallan elementos más pesados. El 2 % restante está constituido por electrones, positrones y radiación electromagnética (rayos gamma) [4]. La componente nucleónica, en el rango de $10^8 - 10^{10}$ eV donde el flujo de rayos cósmicos tiene una mayor intensidad, consta de aproximadamente 87 % de protones, 12 % de partículas alfa y 1 % de elementos más pesados [4].

1.1. Rayos Cósmicos Galácticos

Los rayos cósmicos galácticos (RCG) son generados fuera de la heliosfera. Se cree que los más energéticos ($E > 10^{17}$ eV) podrían tener un origen extragaláctico. La composición de los RCG consiste principalmente en protones (núcleos de hidrógeno) con un 90 %. El 9 % está constituido por partículas alfa (núcleos de helio), mientras que el 1 % restante se compone de elementos más pesados, que van desde litio hasta hierro [5]. Como referencia, en la figura 1.1 se puede observar la abundancia relativa de RCG comparada con la abundancia de los elementos en el sistema solar. En la tabla 1.1 se muestran los porcentajes de abundancia en función del tipo de partícula y su carga. Se observa una diferencia significativa en las abundancias de elementos ligeros como consecuencia de las interacciones de los RC con la materia interestelar durante su trayecto hacia la heliosfera.

Los RCG tienen energías que van desde 10^{10} hasta 10^{16} eV, mientras los más energéticos pueden alcanzar energías de hasta 10^{20} - 10^{21} eV [6]. Los RCG son acelerados principalmente en remanentes de supernova, en las magnetosferas de los pulsares, por frentes de choque en el espacio interestelar y otros posibles objetos dentro de la galaxia [6].

El flujo de RCG es considerado constante en escalas de tiempo menores a 1 millón de años y también se considera isotrópico fuera de la heliosfera [5]. Sin embargo, cuando los RCG entran a la heliosfera, el flujo es afectado por el viento solar y el campo magnético heliosférico (CMH) generando variaciones en la intensidad y en la energía del flujo. Este fenómeno se conoce como modulación solar.

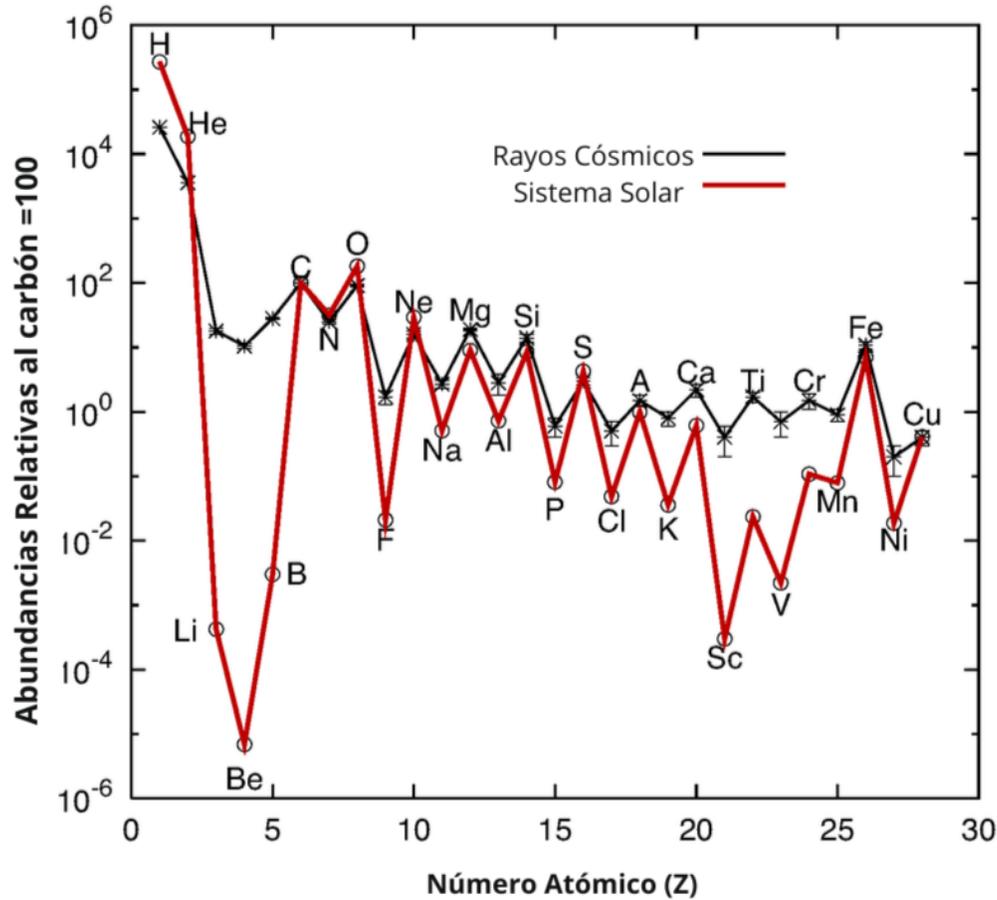


Figura 1.1. Abundancias relativas de los RCG comparado con la composición del sistema solar. Se puede observar una discrepancia en las abundancias de elementos ligeros como Li, Be y B. El aumento significativo de elementos ligeros en el flujo de RC es debido a las interacciones de los RC con la materia galáctica durante su trayectoria hacia el sistema solar, pues se someten a procesos de espalación. Imagen tomada de [7]

1.2. Rayos Cósmicos Solares o Partículas Energéticas Solares (PES)

Los rayos cósmicos solares (RCS), formalmente conocidos como partículas energéticas solares (PES), son partículas que se originan en el Sol durante los eventos explosivos como fulguraciones, frentes de choque interplanetarios y eyecciones de masa coronal, donde se aceleran partículas hasta velocidades y energías relativistas, i.e., 90% de la velocidad de la luz. Las PES comprenden un rango de energía que va desde aproximadamente 10 keV (energías no relativistas) hasta decenas de GeV [9]. La producción y aceleración de PES puede durar desde horas hasta algunos días, dependiendo la intensidad y las características del evento que las genera.

Regularmente las PES tienen energías por debajo de 1 GeV. Sin embargo, los eventos más energéticos pueden generar partículas que superan las decenas de GeV [9]. Las PES comprenden la parte de menor energía del espectro de radiación cósmica [10].

Tabla 1.1. Abundancias relativas de los RCG. El flujo integral es para energías $E \geq 2.5$ GeV/nucleón. Los datos de la tabla fueron tomados de [8] y [6].

Partícula/ Grupo	Carga	Flujo integral ($m^{-2}s^{-1}sr^{-1}$)	Porcentaje de abundancia	
			RCG	en el Universo
Protón	1	1300	93.1	90.7
Helio	2	88	6.3	9.0
L	3–5	1.9	0.10	3.9e-7
M	6–9	5.6	0.42	0.14
H	10–19	2.5	0.13	0.054
VH	20–30	0.7	0.05	2e-3
VVH	31–92	10e-4	2e-6	1e-6
electrones	1	13		
antiprotones	1	>0.1		

Así mismo, la intensidad de los eventos de PES pueden ser muy alta, alcanzando hasta 10^{14} [partículas/cm² s sr]. Esta intensidad es considerablemente mayor que la intensidad promedio de los RCG [5].

El tratar de entender el origen de los eventos de PES llevó a su clasificación en eventos impulsivos y graduales. Esta clasificación está en función de la duración del evento y del mecanismo de aceleración de las partículas. Como se observa en la figura 1.2, los eventos impulsivos son generalmente causados por fulguraciones y jets, mientras que los eventos graduales son usualmente causados por frentes de choque generados por eyecciones de masa coronal (EMC) [9]. Los dos tipos de eventos también presentan un perfil particular en los detectores (ver en figura 1.2).

Los eventos de PES presentan diferencias en la composición y abundancia de elementos e isótopos en función de sus características. La abundancia de elementos en el flujo de PES es un indicador de su origen, aceleración y mecanismo de transporte. Un descubrimiento interesante es que las abundancias promedio en eventos graduales de PES son una medida de las abundancias en la corona solar, las cuales son diferentes de las abundancias en la fotosfera [9]. Una de las diferencias principales de la abundancia de PES durante eventos graduales e impulsivos radica en el cociente ${}^3He/{}^4He$, que en eventos impulsivos puede ser >1 [9]. En la tabla 1.2 se muestran las abundancias promedio de PES durante eventos graduales.

Cuando las PES tienen la energía suficiente para atravesar el campo geomagnético e iniciar una cascada de partículas en la atmósfera, tal que pueda ser registrada en los detectores a nivel de tierra, estos eventos son llamados “Ground Level Enhancements” (GLE). La energía mínima que requieren las partículas para atravesar el campo geomagnético varía en función de la latitud y es llamada rigidez umbral.

Los GLE están caracterizados por un incremento súbito en la intensidad del flujo de RC en los detectores, principalmente en monitores de neutrones. Según la definición de GLE de Poluianov et al. [12], el evento debe ser registrado en al menos dos monitores de neutrones a diferentes alturas y localidades, incluyendo uno que se encuentre al nivel del mar. En algunas ocasiones, los incrementos son mayores a

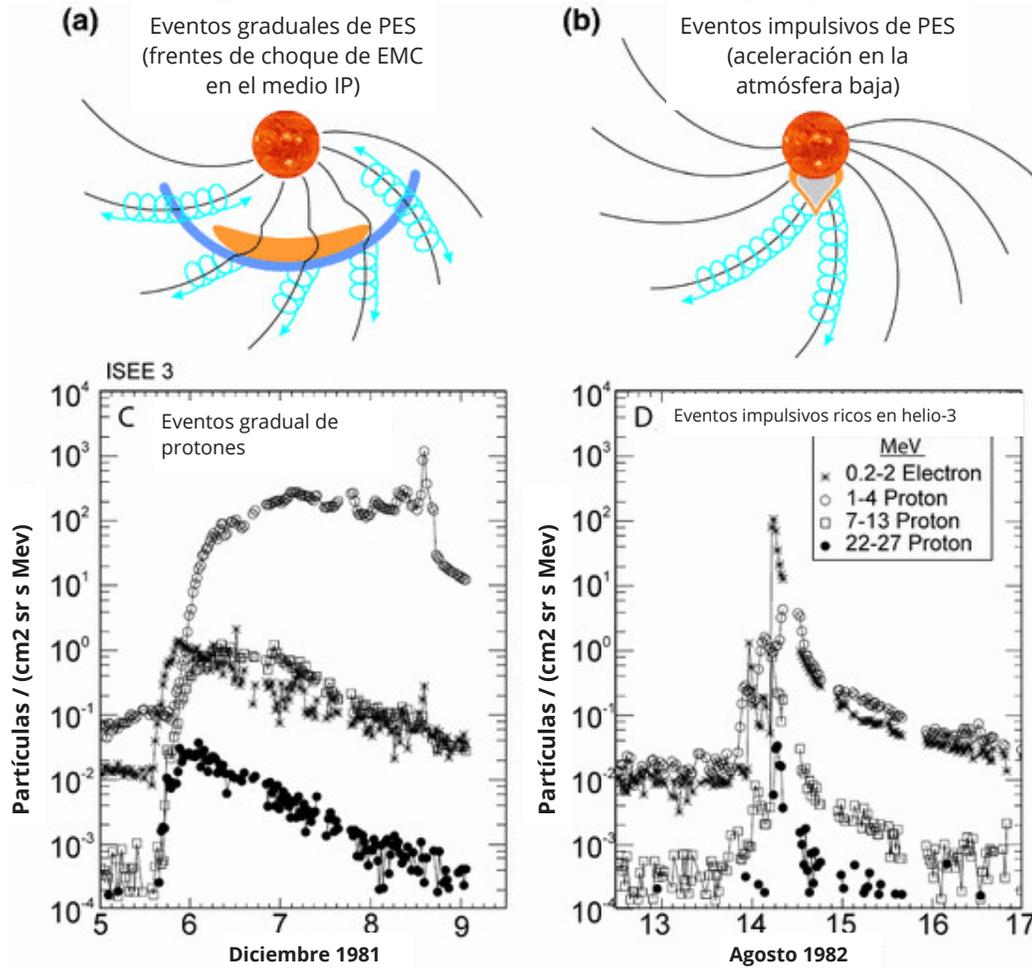


Figura 1.2. En el panel de la izquierda se muestra un evento gradual y en la derecha un evento impulsivo, determinando por el mecanismo de aceleración de las PES. En los paneles de abajo se muestran los perfiles de PES típicos para ambos eventos. Imagen tomada y modificada de [11].

un 100% comparados con la intensidad promedio. Un ejemplo particular es el del GLE#5 ocurrido el 23 de febrero de 1956, siendo el evento más intenso registrado, mostrando un incremento relativo de hasta 5000% en la tasa de conteo de los monitores de neutrones como se muestra en la figura 1.3. Hasta el día de hoy, 73 GLE han sido oficialmente registrados. Toda la información disponible sobre estos eventos se puede consultar en <https://gle.oulu.fi/#/>.

Durante los eventos de PES también los satélites y detectores en el espacio muestran una respuesta, no solo de las partículas sino también de la radiación electromagnética que es emitida durante los eventos.

La ocurrencia de los eventos de PES es irregular en el tiempo y dependen del ciclo de actividad solar, pues tienen mayor probabilidad de ocurrir durante las fases de mayor actividad, i.e., fase ascendente, máxima y descendente del ciclo solar, cuando hay mayor ocurrencia de fulguraciones y eyecciones de masa coronal [2].

Tabla 1.2. Abundancias promedio de PES durante eventos graduales y abundancias promedio en la fotosfera. Tabla tomada de [9].

	Z	Fotosfera [O=1000]	PES referencia [O=1000]
H	1	$(2.04 \pm 0.05) \times 10^6$	$(\sim 1.57 \pm 0.22) \times 10^6$
He	2	$(1.74 \pm 0.04) \times 10^5$	$57,000 \pm 3000$
C	6	550 ± 63	420 ± 10
N	7	138 ± 16	128 ± 8
O	8	1000 ± 115	1000 ± 10
Ne	10	174 ± 40	157 ± 10
Na	11	3.55 ± 0.33	10.4 ± 1.1
Mg	12	81 ± 8	178 ± 4
Al	13	5.75 ± 0.40	15.7 ± 1.6
Si	14	66.1 ± 4.6	151 ± 4
P	15	0.525 ± 0.036	0.65 ± 0.17
S	16	26.9 ± 1.9	25 ± 2
Cl	17	0.65 ± 0.45	0.24 ± 0.1
Ar	18	5.1 ± 1.5	4.3 ± 0.4
K	19	0.22 ± 0.14	0.55 ± 0.15
Ca	20	4.47 ± 0.41	11 ± 1
Ti	22	0.182 ± 0.021	0.34 ± 0.1
Cr	24	0.89 ± 0.08	2.1 ± 0.3
Fe	26	64.6 ± 6.0	131 ± 6
Ni	28	3.39 ± 0.31	6.4 ± 0.6
Zn	30	0.074 ± 0.009	0.11 ± 0.04

Una forma común de clasificar o caracterizar la intensidad de los eventos de PES, es de acuerdo al flujo integral de partículas con energías >30 MeV liberado durante el evento [5]. El conocimiento de la rigidez umbral (energía mínima que requiere una partícula para ser detectada) es fundamental para poder estimar el espectro energético y de rigidez de los eventos [5].

De la mano con los eventos de PES, hay un interés particular en los neutrones solares, pues son indicadores de interacciones entre iones energéticos, desde 20 MeV/nucleón, en la atmósfera solar. Cuando los neutrones no logran escapar de la atmósfera solar pueden ser detectados a partir de las observaciones de la línea de emisión rayos gamma en 2.223 MeV, característica del proceso de captura de neutrones [10], aunque otras líneas de emisión específicas también implican la interacción de neutrones con la materia. Los neutrones que logran escapar pueden ser detectados a partir de mediciones directas por satélites, por decaimiento de protones y electrones o por la detección en tierra por monitores de neutrones [10]. Entonces, los neutrones solares son importantes porque su detección en la superficie de la Tierra indica que los iones fueron acelerados hasta energías de \approx GeV. El estudio de los neutrones solares ofrece la oportunidad de investigar los mecanismos de aceleración de las partículas durante las fulguraciones y eventos explosivos en el Sol, pues poseen información crucial sobre el sitio de aceleración [14]. En la tabla [1.3] se muestran las diferencias principales entre

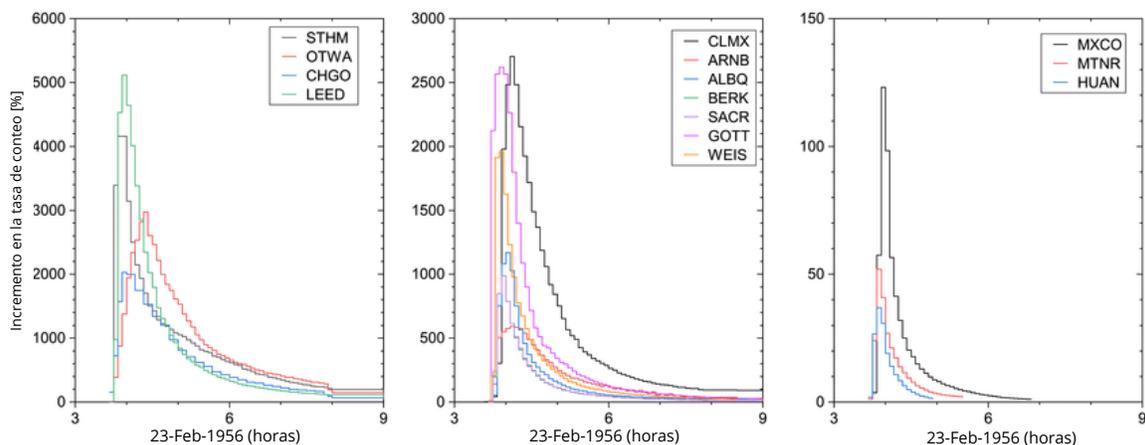


Figura 1.3. Incremento porcentual en la tasa de conteo de las estaciones disponibles de monitores de neutrones debido al evento GLE ocurrido el 23 de febrero de 1956, el más intenso jamás registrado. Las abreviaturas en los 3 paneles (e.g., STHM, CLMX, MXCO) son los nombres de las estaciones de MN. Imagen modificada de [13].

los incrementos que se observan en los detectores en la superficie terrestre debido a protones y a neutrones.

Tabla 1.3. Diferencia principales entre incrementos generados por neutrones solares y por iones durante los eventos explosivos en el Sol. La tabla fue tomada de [14].

Tipo	Amplitud	Duración	Anisotropía	Espectro de energía
Protones	>270 %	Algunas horas	100 %	Cambios significativos en el tiempo
Neutrones	<25 %	Minutos	No siempre	Más estable

1.3. Rayos Cósmicos Anómalos

Los rayos cósmicos anómalos (RCA) son partículas cargadas que difieren en energía y composición de los RCG y PES. Se piensa que son generados cuando los átomos neutros interestelares se acercan al límite de la heliosfera, donde son ionizados y posteriormente acelerados en el viento solar [15]. Sin embargo, esta idea fue cuestionada cuando el Voyager 1 observó que la intensidad de los RCA seguía aumentando aún fuera de la heliosfera [2].

Los RCA son comúnmente observados en el rango desde 10 hasta 100 MeV [15], pero sus energías pueden ser muy variables en función de las condiciones del medio interplanetario y de la actividad solar.

El espectro de energía de los RCA está determinado por procesos heliosféricos y es más suave comparado con el espectro de los RCG. Su composición consiste en átomos completamente ionizados de hidrógeno, helio, nitrógeno, oxígeno, neón y argón y su intensidad no es muy variable en el tiempo [2].

El mecanismo de aceleración de los RCA aún no es del todo conocido y representa uno de los temas más debatidos en esta área. Si bien, varios mecanismos han sido propuestos, aún se requieren más observaciones y modelos son necesarios para entender dicho mecanismo [15]. El estudio de los RCA es fundamental para la comprensión de las interacciones del viento solar con el entorno galáctico y el medio interestelar.

1.4. Variaciones de la radiación cósmica

El flujo de rayos cósmicos no es constante dentro de la heliosfera y es afectado por varios factores. Uno de los factores más importantes son los efectos producidos por la modulación solar, que ocurre cuando los RCG (decenas de GeV) entran en la heliosfera y sus trayectorias se ven afectadas por el campo magnético interplanetario (CMI) y el viento solar. Además, la modulación solar genera variaciones globales temporales en la intensidad y energía del flujo de RCG en función de su posición [15] y del ciclo promedio de 11 años de actividad solar. En la figura 1.4 se observa la anticorrelación entre la intensidad de RC y la actividad solar.

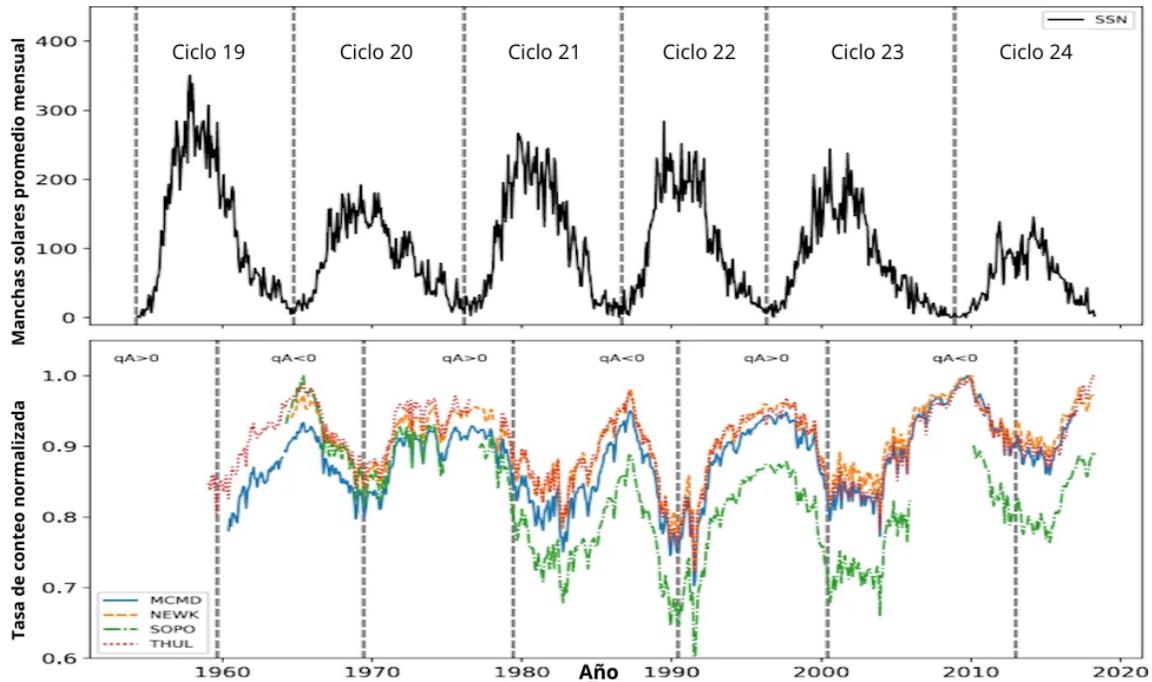


Figura 1.4. Anticorrelación entre la actividad solar y el flujo de RC desde el ciclo solar 19 hasta el 24. La imagen de arriba corresponde al número de manchas solares desde el inicio del ciclo solar 19. La imagen de abajo corresponde a la tasa de conteo de RC medido por diferentes estaciones de monitores de neutrones, i.e., MCMD, NEWK, SOPO Y THUL. Imagen modificada de [16].

Cuando los RCG entran a la heliosfera se difunden debido a las irregularidades del CMI, son acarreados a través de los gradientes del campo magnético y de la hoja de corriente heliosférica y son transportados por el viento solar, perdiendo energía durante todos estos procesos [17].

Variaciones de corto periodo observables en la Tierra que surgen como consecuencia de las irregularidades del CMI son los decrecimientos Forbush y la variación diurna. Los eventos Forbush son decrementos súbitos en la intensidad de la radiación cósmica tras un aumento en la actividad solar, comúnmente seguido de una eyección de masa coronal (EMC). Durante estos eventos la intensidad de los rayos cósmicos registrada en los monitores de neutrones puede verse reducida hasta en 10% y, en casos extremos, hasta en 30% [8]. Los decrecimientos Forbush están caracterizados por una lenta y gradual recuperación de la intensidad de rayos cósmicos con duración de días a semanas tras el decrecimiento inicial. Estos suelen estar asociados a tormentas geomagnéticas, que son perturbaciones temporales de la magnetosfera terrestre.

Por otro lado, la variación diurna surge como consecuencia de la modulación de los RC por su interacción con el CMI mediante los procesos de difusión y convección [18]. El proceso de convección se refiere al proceso de transporte de plasma o gas en presencia de un campo magnético. En la heliosfera este proceso es impulsado por el viento solar, que arrastra consigo al CMI ocasionando que los RC que ingresan a la heliosfera sean transportados hacia afuera con respecto al Sol. El proceso de difusión ocurre cuando los RC que ingresan a la heliosfera experimentan desviaciones y dispersiones de su trayectoria original al interactuar con las fluctuaciones presentes en el CMI. Las dispersiones ocurren en todas las direcciones debido a que, en principio, las fluctuaciones del CMI están distribuidas de forma homogénea [8]. La suma de todas las dispersiones da lugar al proceso de difusión.

La suma de estos dos procesos provoca una dirección preferencial del flujo de RC cercano a las 18 horas en tiempo local, de acuerdo con [8] [18] [19]. Sin embargo, el máximo del flujo registrado en cada estación es sumamente variable y depende de las condiciones del medio interplanetario. En la figura 1.6 se observa la variación diurna promedio en diferentes monitores de neutrones y en la figura 1.5 se observa la representación de la variación diurna como el balance los procesos difusión-convección. Para el monitor de neutrones de la Ciudad de México, la variación diurna promedio es del 0.7% [19].

Los procesos de transporte de los RC en la heliosfera pueden ser descritos de la manera más simple por una ecuación de Fokker-Planck, descrita en [21] de la siguiente manera:

$$\frac{\partial W}{\partial t} + \frac{\partial}{\partial x_i}(W v_i) - \frac{\partial}{\partial x_i} \left(\kappa_{i,j} \cdot \frac{\partial W}{\partial x_j} \right) \quad (1.1)$$

En la ecuación 1.1, $W(x_i, t)$ representa la función de distribución de probabilidad clásica de la partícula, $\kappa_{i,j}$ representa el tensor de difusión definido tal que $\kappa_{i,j} \cdot \frac{\partial W}{\partial x_j}$ es el flujo de partículas en el marco de referencia que se mueve con las irregularidades del CMI que producen la dispersión [21]. El término v_i representa la velocidad con la que se mueven las irregularidades del CMI, de modo que en el marco de referencia fijo hay un flujo de partículas adicional de origen convectivo ($W v_i$). La ecuación 1.1 fue llamada “ecuación de difusión” por Eugene Parker [21]. Una descripción completa de los procesos de modulación puede ser bastante compleja, pues considera muchos factores de medio interplanetario. Una de las aproximaciones más utilizadas para

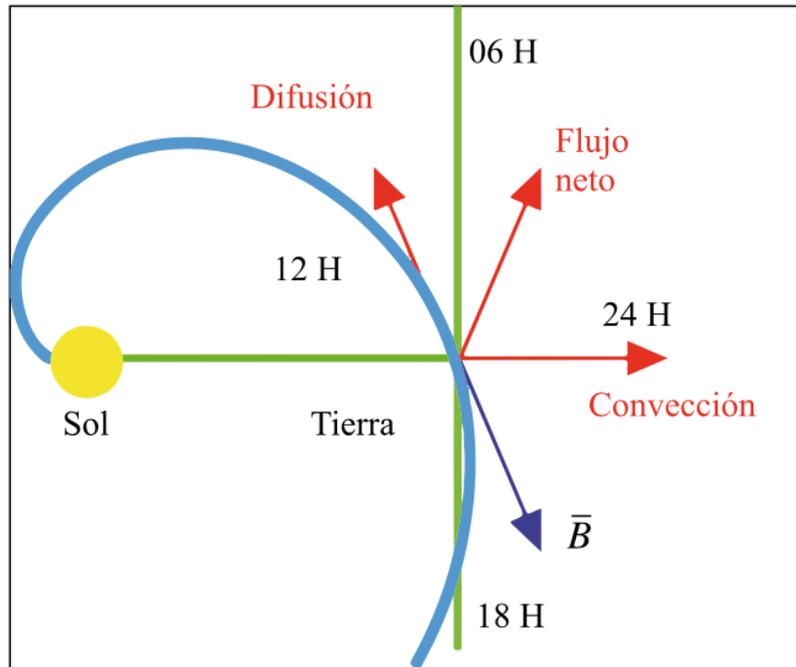


Figura 1.5. Variación diurna representada como el balance entre la convección y la difusión. Imagen de [8].

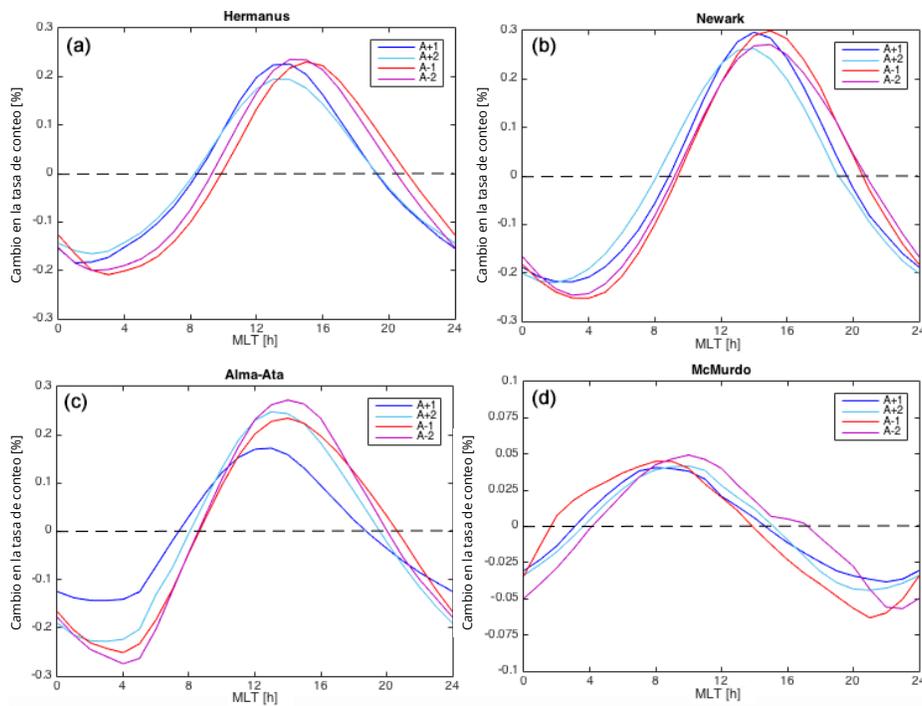


Figura 1.6. Cambio porcentual en la tasa de conteo en distintas estaciones de MN debido a la variación diurna. Imagen modificada de [20].

describir dichos procesos es la aproximación de campos de fuerza, que describe la modulación mediante un sólo parámetro [17], usualmente denotado como ϕ .

1.5. Espectro de energía de los Rayos Cósmicos

El espectro de energía de los rayos cósmicos es usualmente representado por una ley de potencias de la siguiente manera:

$$J_p(E) = A_p \cdot E^{-\gamma_p} \quad (1.2)$$

La ecuación [1.2] es válida a través de todo rango de energía que constituye la radiación cósmica [22]. Sin embargo, el valor del índice espectral γ_p varía a través del espectro y, por ende, lo caracteriza. En la figura [1.7] se muestra un esquema general del espectro de energía de RCG. Alrededor de 3×10^{15} eV el índice espectral cambia de $\gamma_p = -2.7$ a $\gamma_p = -3.1$. Esta transición es conocida como la rodilla del espectro. Alrededor de 4×10^{18} eV el índice presenta otro cambio, volviendo a un valor de $\gamma_p = -2.7$. Esta transición se conoce como el tobillo del espectro.

Para explicar el cambio que se observa en la rodilla del espectro se han hecho algunas propuestas. Por ejemplo, en [23] se menciona que puede ser debido a efectos de propagación en la galaxia. Por otro lado, en [24] se menciona que dicho cambio ocurre como consecuencia de procesos de re-aceleración en frentes de choque galácticos. No obstante, la cuestión de los procesos de aceleración primaria es un tema de continua investigación. En la tabla [1.4] se muestra el origen y mecanismo de los rayos cósmicos en función de su energía.

El cambio del índice espectral alrededor de 4×10^{18} eV, correspondiente al tobillo del espectro, ha sido asociado con una componente de origen extragaláctico [25]. Para esta componente se han propuesto diversas fuentes de aceleración extragaláctica, como cúmulos de galaxias y radio-galaxias.

El aplanamiento que se observa en la zona de bajas energías ($\leq 10^{10}$ eV) refleja la influencia del Sol en la propagación de los rayos cósmicos por los procesos de modulación solar [8].

Tabla 1.4. Origen y aceleración de los rayos cósmicos en función de su energía. Todos los datos de la tabla fueron obtenidos de [26], a excepción del origen y clasificación para $E \leq 10^{11}$ eV, que se agregó para conveniencia de este trabajo.

Energía [eV]	Clasificación de RC; Origen y mecanismo de aceleración
$E \leq 10^{11}$	RCG y PES Origen galáctico y heliosférico, en este rango se encuentran las PES, aceleradas en fulguraciones y EMC. En estas energías las partículas están sujetas a los procesos de modulación solar.
Debajo de la rodilla $E < 3 \times 10^{15}$	RCG Origen galáctico, acelerados en frentes de choque de remanentes de supernova
Encima de la rodilla $3 \times 10^{15} < E < \approx 10^{18}$	RCG Origen galáctico, re-aceleración en frentes de choque galácticos
Encima del tobillo $E \geq \approx 10^{18}$	RC extragalácticos Probablemente acelerados en frentes de choque extragalácticos

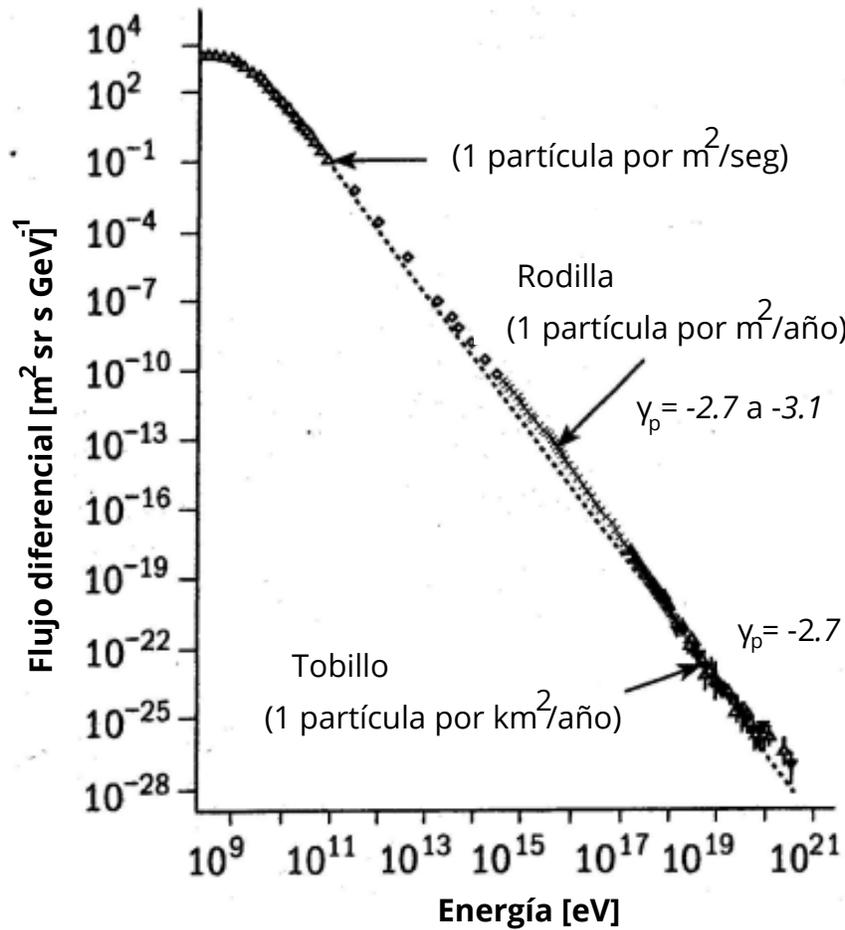


Figura 1.7. Espectro de energía de los rayos cósmicos y los cambios de valor del índice espectral. El espectro de energía de RCG abarca alrededor de 11 órdenes de magnitud. Imagen modificada de [7]

A diferencia del espectro de RCG que muestra una forma relativamente constante y un flujo isotrópico, el espectro que generan las PES es muy variable y presenta características únicas en cada evento.

El espectro de PES es usualmente aproximado como una ley de potencias en función de la energía o de la rigidez (1.3) similar al espectro de RCG. En algunas ocasiones se aproxima como ecuación exponencial del tipo 1.4. En 1.3 y 1.4 los parámetros A_p y R_0 son constantes.

$$\frac{dJ_p(E)}{dE} = A_p \cdot E^{-\gamma_p} \quad (1.3)$$

$$J_p(R) = A_p \cdot e^{\frac{-R}{R_0}} \quad (1.4)$$

La expresión [1.5](#) es útil para poner el espectro de energía en términos de la rigidez magnética o de la energía, según sea el caso. Z_i y A_i representan la carga y el número de masa de partículas del tipo i respectivamente. $E_0 = 0.938$ GeV es la energía en reposo de un protón, que a su vez se define como $E_0 = m_0c^2$ y representa la energía que equivale a la masa de una partícula en reposo en un marco de referencia inercial.

$$E(R) = \sqrt{\left(\frac{Z_i}{A_i} R\right)^2 + E_0^2} - E_0, \quad (1.5)$$

El espectro de PES no es constante y solo puede ser observado en la Tierra cuando hay algún evento de actividad solar que aumente la intensidad de las PES, haciendo posible su observación en los MN. Las PES tienen energías significativamente menores que los RCG, pues alcanzan hasta 10^{11} eV. La figura [1.8](#) muestra una comparación general del espectro de RCG y de algunos eventos particulares de PES.

La detección de los eventos de PES es más notable en zonas polares donde la configuración del campo magnético permite la entrada de partículas con menor energía. En general, las PES serán observadas en cualquier estación de MN únicamente si su energía es mayor a la rigidez umbral del sitio.

Por otro lado, en la figura [1.9](#) se muestra el espectro común de RCG en el mínimo y en el máximo de actividad solar comparado con algunos eventos de PES (23/02/1956, 04/08/1972 y 20/01/2005), donde algunos presentan un espectro “suave” o “blando” y otros un espectro “duro”. Un evento con un espectro “duro” sobresale del espectro de RCG en la región de altas energías (>1 GeV). Esto quiere decir que hay una mayor producción de partículas energéticas capaces de iniciar un chubasco atmosférico y hay mayor probabilidad de que el evento sea detectado por la red mundial de detectores de neutrones, i.e, el registro de un GLE. Por otro lado, los eventos que presentan un espectro suave no presentan un aumento significativo en el rango detectable de los MN y tampoco generan una cantidad notable de isótopos cosmogénicos. Los eventos con espectro “suave” muestran un aumento significativo en la región de baja energía (cientos de MeV/nucleón) y pueden ser registrados por los detectores en el espacio. En la figura [1.9](#) se observa que el evento del 4 de agosto de 1972 tiene un espectro suave comparado con los eventos del 20 de enero de 2005 y del 23 de febrero de 1956, pues en estos últimos, hay una producción mayor de partículas en el rango de energía detectable para los MN. El evento del 23 de febrero de 1956 ha sido el evento de PES más intenso observado directamente, en este evento la producción de partículas rebasó energías >10 GeV.

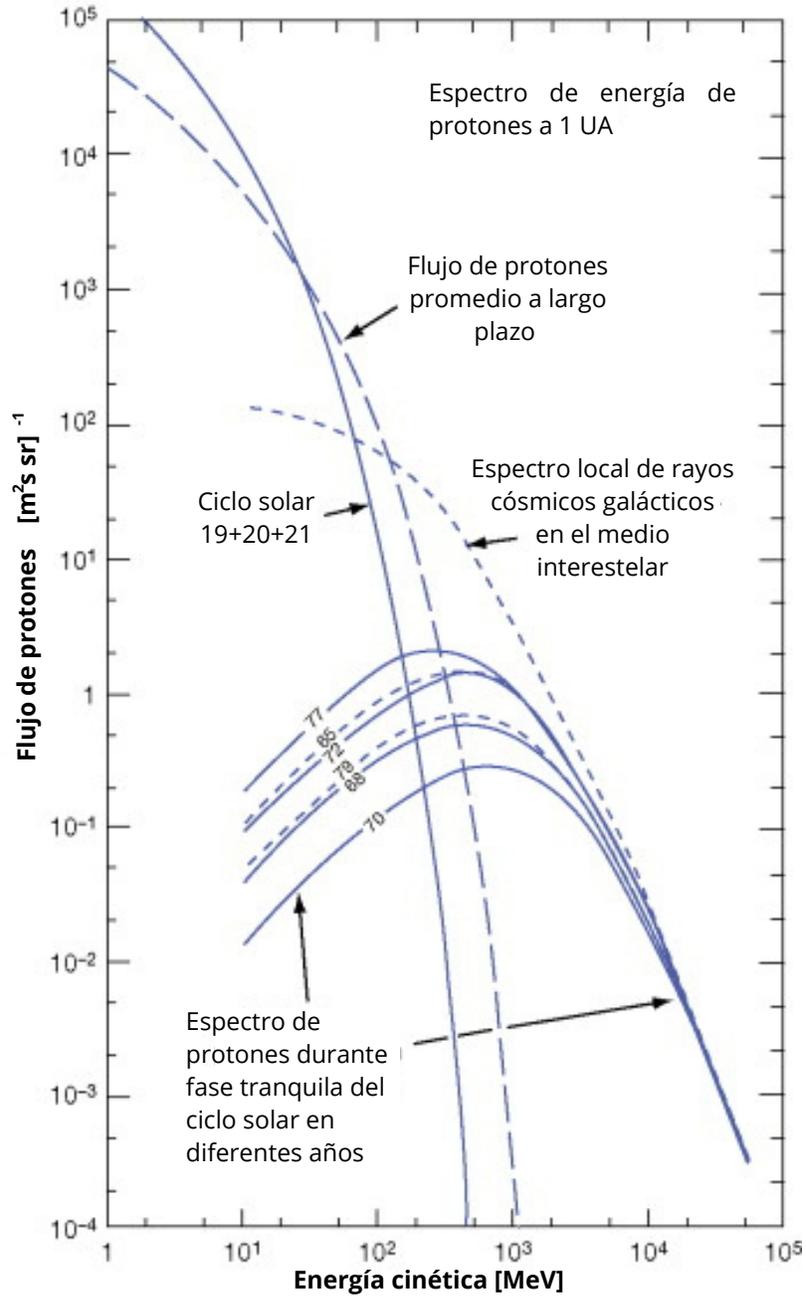


Figura 1.8. Espectro local interestelar de RCG contra espectro de PES durante el ciclo solar 19,20 y 21. En la figura se muestran los últimos dos dígitos del año. Así mismo, se observan espectros durante la fase de moderada actividad, promediados durante un periodo largo de tiempo. Imagen obtenida de [27].

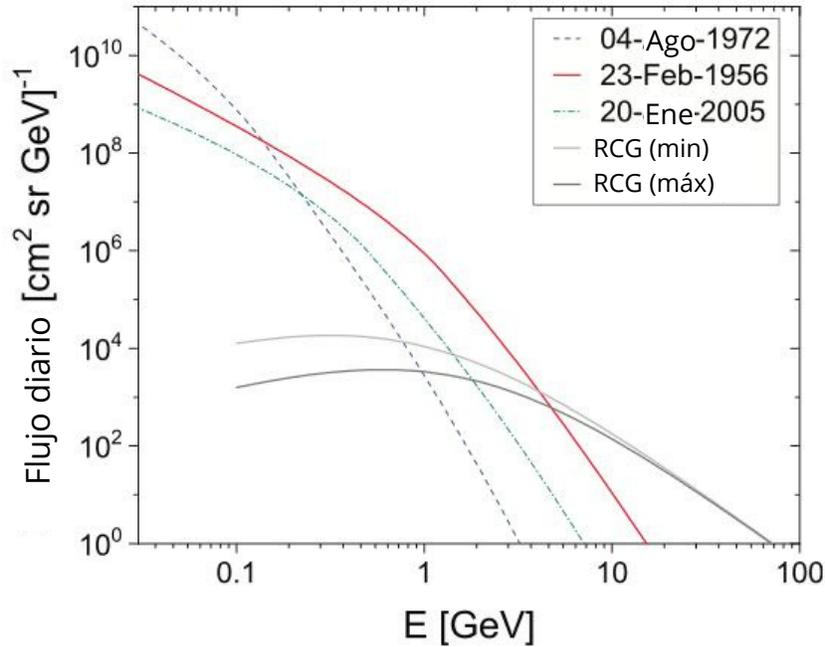


Figura 1.9. Flujo diferencial de eventos representativos de PES comparados con el espectro de RCG. Se muestra el espectro de los eventos de PES ocurridos el 4 de agosto de 1972, el 20 de enero de 2005 y el 23 de febrero de 1956, donde el primero presenta un espectro suave y los últimos dos un espectro duro de acuerdo con la reconstrucción de [28]. También se muestra el espectro de RCG durante el máximo y el mínimo de actividad solar. Imagen de [5].

En algunas ocasiones, el espectro de PES presenta una estructura temporal con dos picos, con un pulso inicial rápido, altamente anisotrópico que puede contener partículas con una rigidez de hasta 20 GV, seguido de un aumento más gradual y menos anisotrópico [29]. La primera componente es conocida como componente “rápida-inmediata” y la segunda es conocida como la componente “retardada”. Son usualmente designadas como “prompt” y “delayed components” en la literatura.

1.6. Rayos Cósmicos en la Tierra

Tanto el campo magnético terrestre (CMT) como la atmósfera terrestre actúan como escudos ante el bombardeo exterior de partículas y de radiación. Por un lado, los campos magnéticos desvían las trayectorias originales de las partículas cargadas, mientras que, por el otro, en la atmósfera interactúan con la materia generando reacciones que producen partículas secundarias en función de la energía de la partícula primaria.

Con la finalidad de saber qué partículas podrán alcanzar la atmósfera y probablemente ser detectadas, se define la rigidez umbral. Dicho concepto se relaciona íntimamente con la rigidez magnética, que representa una medida del momento de las partículas por unidad de carga y su resistencia a ser desviadas por un campo magnético. Matemáticamente, la rigidez magnética se define como el producto del momento de la partícula (p) y la velocidad de la luz (c) entre la carga (q) (1.6).

$$R = \frac{pc}{q} \quad (1.6)$$

Una primera aproximación empírica al valor de la rigidez umbral está dada por la expresión [1.7], donde la rigidez (GV) está en función de la latitud geomagnética θ y del ángulo entre la velocidad de las partículas entrantes y el este geomagnético ϕ . Sin embargo, cuando $\phi = 0$, la expresión queda como $R_{um} = 15(\cos\theta)^4$ y es llamada rigidez umbral vertical [30]. Este valor se define de tal manera que toda partícula con una rigidez mayor a R_{um} para un valor dado de θ podrá alcanzar la atmósfera. Por el contrario, para partículas con una rigidez menor a R_{um} , se considera que serán desviadas por el campo magnético [5]. Entonces, el valor de la rigidez umbral representa la energía mínima que necesita una partícula para atravesar el campo geomagnético y ser detectada en la Tierra.

$$R(\phi, \theta) = 60 \left(\frac{1 - \sqrt{1 - \cos\phi \cos^3\theta}}{\cos\phi \cos\theta} \right) \quad (1.7)$$

La rigidez umbral es mínima en las zonas polares y máxima en el ecuador debido a que, a grandes escalas, el CMT presenta una configuración dipolar. Por lo tanto, las líneas de campo en las zonas polares son abiertas y permiten el paso de las partículas, a diferencia del ecuador, donde las líneas son cerradas, como se muestra en [1.10].

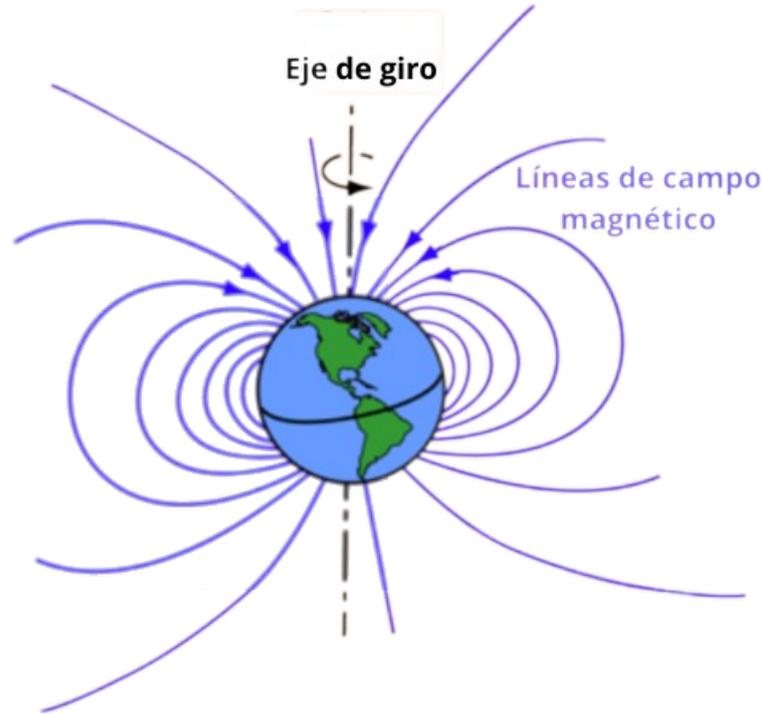


Figura 1.10. Representación de la configuración dipolar del campo geomagnético. La imagen fue obtenida de <http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/magnetic/MagEarth.html>

El valor de rigidez umbral en la Tierra varía entre ≈ 0 y 15 GV. Por ejemplo, en la Ciudad de México la rigidez umbral es de 8.2 GV, mientras que en el sector de Terre Adélie en Antártida la rigidez es de 0 GV. En la figura 1.11 se muestra un mapa con la variación de la rigidez umbral en función de la latitud.

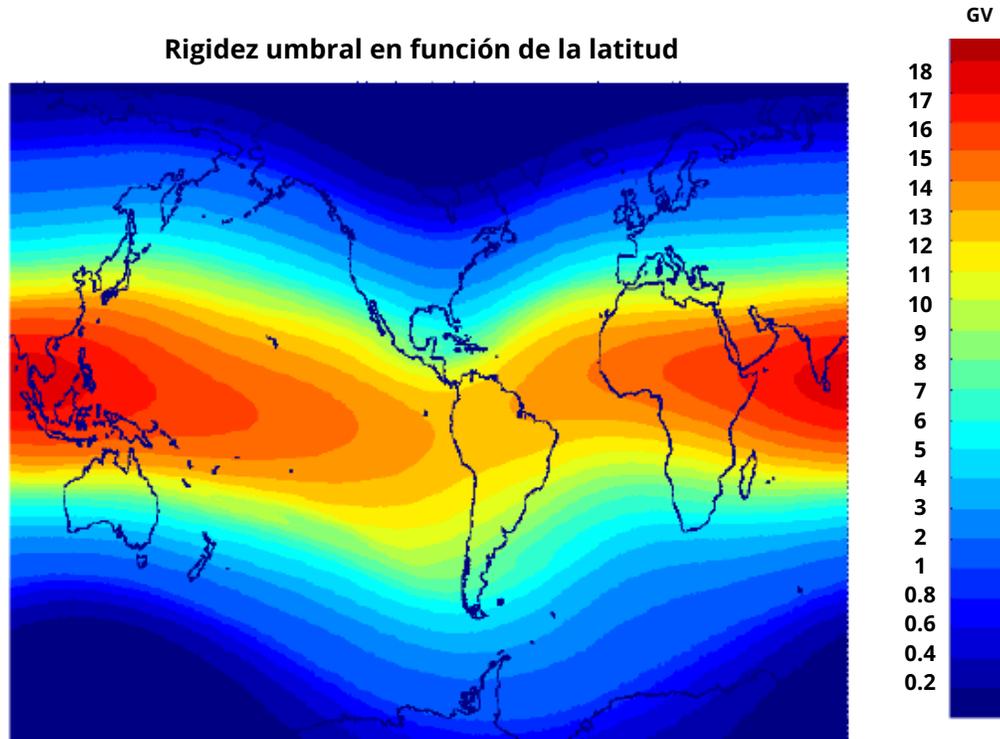


Figura 1.11. Variación latitudinal de la rigidez umbral en la Tierra, [GV]. Imagen tomada de [31]

Cuando las partículas tienen energías mayores a R_{um} para un valor de θ dado, llegarán e interactuarán con la atmósfera terrestre, generando lo que se conoce como chubascos o cascadas atmosféricas. El tamaño de la cascada atmosférica estará determinado por la energía de la partícula primaria que interactúa en la atmósfera.

Un esquema simplificado de un chubasco atmosférico generado por un rayo cósmico primario se puede observar en la figura 1.12. Los chubascos atmosféricos se dividen en tres componentes principales:

- Componente electromagnética. Esta componente consiste en electrones (e^-), positrones (e^+) y fotones (γ).
- Componente muónica. Esta componente consiste únicamente en muones μ
- Componente hadrónica. Consiste principalmente en protones (p), neutrones (n), fragmentos nucleares, piones (π) y kaones (κ) cargados y neutros.

Un chubasco atmosférico consiste de un núcleo de hadrones (protones p , neutrones n , piones π^0 , π^+ , π^- y kaones K^0 , K^+ , K^-) que continuamente aportan a la componente electromagnética a través del decaimiento de los piones neutros π^0 en fotones

gamma γ , que a su vez generan una sub-cascada a partir del proceso de producción de pares, donde si los fotones son suficientemente energéticos, decaerán en un par electrón-positrón (e^- , e^+) al estar cerca de un núcleo atómico [32]. Los electrones y positrones generados decaerán posteriormente en fotones nuevamente a partir del proceso de bremsstrahlung (radiación de frenado). Por otro lado, los piones y kaones cargados ($\pi^{+/-}$, $K^{+/-}$) decaen y aportan a la componente muónica. Los piones y kaones cargados decaen en muones μ de la misma carga que la partícula original y en neutrinos ν . Debido a la rápida multiplicación de las cascadas electromagnéticas, los electrones y los positrones son las partículas más abundantes en las cascadas [32].

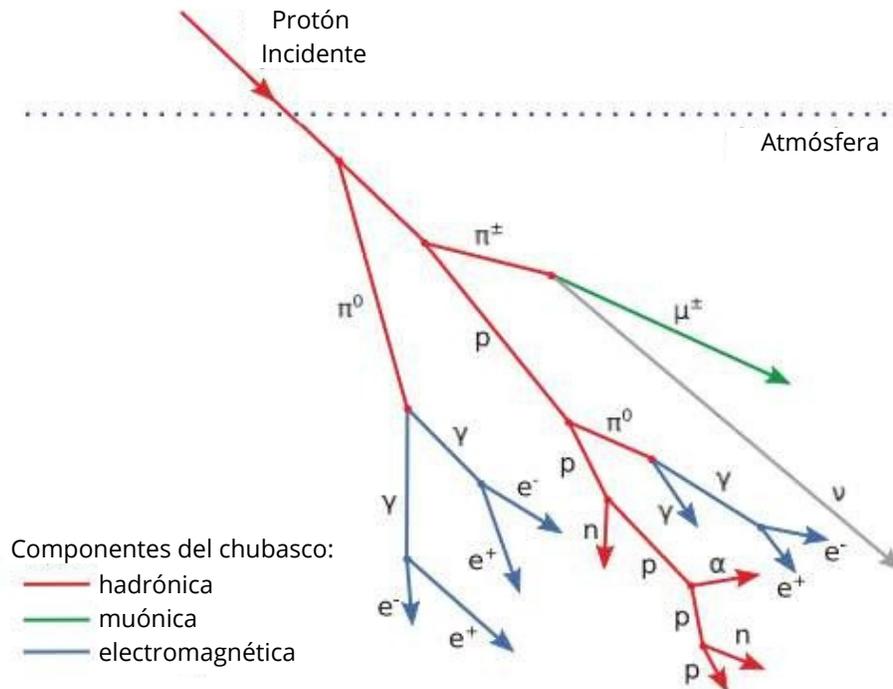


Figura 1.12. Esquema simplificado de las componentes de un chubasco atmosférico. Imagen modificada de [5].

La componente hadrónica de las cascadas atmosféricas es medida por los monitores de neutrones en la Tierra, mientras que la componente muónica es medida por detectores de muones [5].

CAPÍTULO 2

El Sol

En este capítulo se abordan las características del Sol y los procesos físicos que generan la aceleración de partículas y radiación a través del medio interplanetario.

El Sol es la estrella más cercana a la Tierra y representa la fuente de energía principal para todo el sistema solar. Además representa un componente principal para la vida en la Tierra, ya que la energía solar es esencial en diversos procesos bioquímicos fundamentales para el desarrollo de la vida. El Sol tiene gran influencia en el clima en la Tierra. Las variaciones temporales en la emisión de energía afectan el balance energético de la Tierra y tienen un efecto directo en la química estratosférica [33]. Asimismo, la actividad solar tiene repercusiones directas en las actividades humanas, como afectaciones en los sistemas de telecomunicación y en los satélites que orbitan la Tierra [8].

2.1. Características y composición del Sol

Por todos los procesos que suceden en él, el Sol representa el laboratorio astrofísico más grande al que la humanidad tiene acceso. Debido a su cercanía, es posible obtener información de los procesos de altas energías que suceden bajo condiciones que difícilmente pueden ser igualadas en laboratorios en la Tierra.

En el esquema general de la clasificación estelar, el Sol es una estrella en secuencia principal tipo G2-V, de acuerdo a la clasificación espectral [34]. En la tabla 2.1 se muestran las características físicas principales del Sol. En el caso de la composición química solar, consiste en 92.1 % de hidrógeno, 7.8 % helio y 0.1 % de elementos más pesados, principalmente C, N, O, Ne, Mg, Si, S y Fe [2]

Tabla 2.1. Propiedades principales del Sol. Tabla de [35].

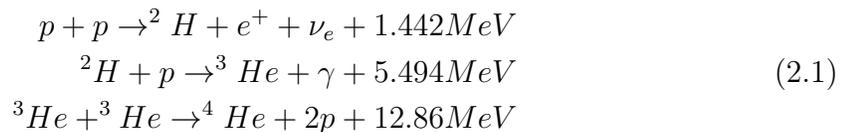
Parámetro	Símbolo	Valor
Distancia Sol-Tierra	UA	$1.496 \cdot 10^{13}$ cm
Radio	R_S	$6.960 \cdot 10^{10}$ cm
Masa	M_S	$1.9889 \cdot 10^{33}$ g
Densidad promedio	ρ_S	1.408 g/cm ³
Luminosidad	L_S	$3.844 \cdot 10^{33}$ erg/s
Temperatura efectiva	T_e	5778 K

2.2. El interior solar

La única forma de obtener información experimental del interior del Sol es a través de la observación de neutrinos solares. Entonces, para entender su interior se deben hacer consideraciones teóricas basadas en leyes físicas, como la conservación de la energía y de la masa, el equilibrio hidrostático, y algunas suposiciones sobre la composición química y el efecto de las fuerzas magnéticas [36] en conjunto con las observaciones.

Esto da paso al establecimiento de modelos que son sumamente útiles para el estudio de los procesos físicos que tienen lugar dentro de las estrellas, en general, y del Sol, en particular. Sin embargo, debe tomarse en cuenta que es muy complicado incluir todas las consideraciones. Por ejemplo, la teoría del interior estelar predice de manera exitosa el diagrama de Hertzsprung-Rusell (HR) [36], el cual explica la relación entre la luminosidad de las estrellas y la temperatura efectiva. El diagrama HR se muestra en la figura 2.1.

La energía del Sol proviene de las reacciones químicas que suceden en su núcleo, donde las temperaturas alcanzan hasta $15 \cdot 10^6$ K [2]. La reacción nuclear principal es la conversión de hidrógeno en helio a través de lo que se conoce como cadena protón-protón. En 2.1 se muestra dicho proceso.



En la primera reacción de la cadena protón-protón, dos protones p interactúan para formar un núcleo de deuterio ${}^2\text{H}$, un positrón e^+ y un neutrino ν_e . La energía indicada en la derecha es la suma de la energía cinética promedio de las partículas producidas durante la reacción, indicando la diferencia de masa entre las partículas antes y después de la colisión [35]. En la segunda reacción el núcleo de deuterio ${}^2\text{H}$ interactúa con un protón, formando un núcleo de helio-3 (${}^3\text{He}$), un rayo gamma (γ) y 5.494 MeV de energía. Finalmente en la tercera reacción, dos núcleos de helio-3

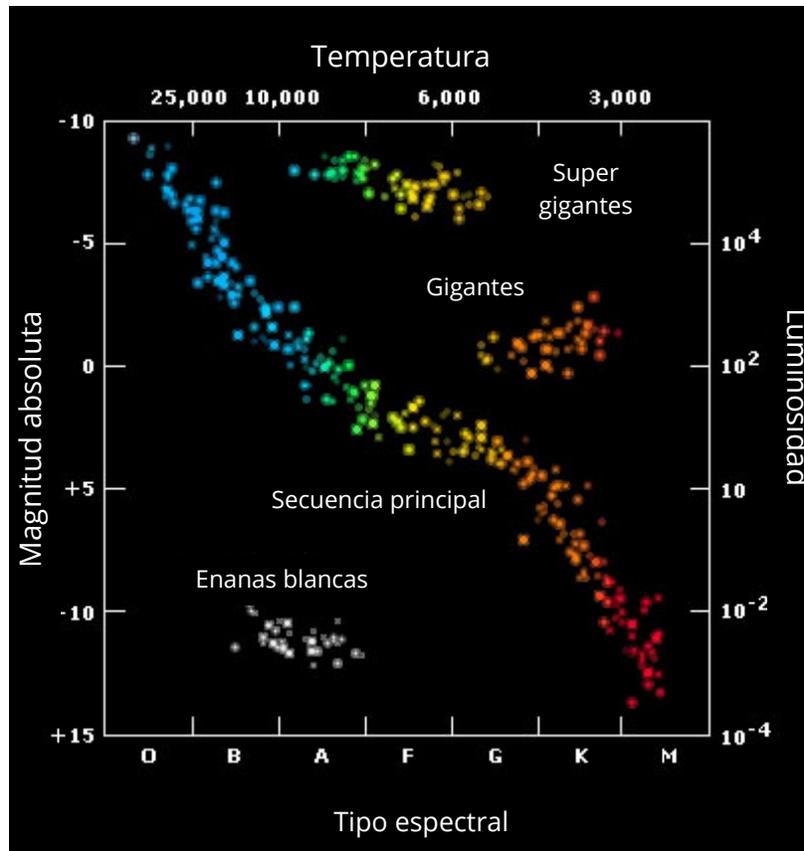


Figura 2.1. Diagrama de Hertzsprung-Russell. Imagen modificada de <https://sci.esa.int/web/education/-/35774-stellar-radiation-stellar-types?fbbodylongid=1703>

interaccionan para formar el núcleo de helio-4 (${}^4\text{He}$), liberando dos protones p y 12.86 MeV de energía cinética. Al final de este conjunto de reacciones 26.732 MeV de energía son liberados en forma de energía cinética y rayos gamma γ . En total, la cantidad de energía liberada durante la fusión de hidrógeno en helio corresponde a 2.8% de la masa del protón [35].

La forma en la que se transporta la energía generada como consecuencia de las reacciones nucleares, desde el núcleo hasta la superficie, varía con el radio solar. Entonces, en función de los mecanismos de transporte de energía, el interior del Sol se divide en zona convectiva, zona radiativa y núcleo.

Una vez que se libera energía tras las reacciones termonucleares, la difusión de la radiación representa la forma de transporte de energía principal en la parte más interna del Sol, donde fotones con energías del orden de keV son dispersados, absorbidos y reemitidos. Al llegar al 70% del radio solar ($0.7R_S$), el gradiente de temperatura incrementa, tal que la convección se vuelve el proceso más eficiente de transporte [34]. En la figura 2.2 se muestran los mecanismos de transporte en función del radio, así como el espectro de irradiancia del Sol.

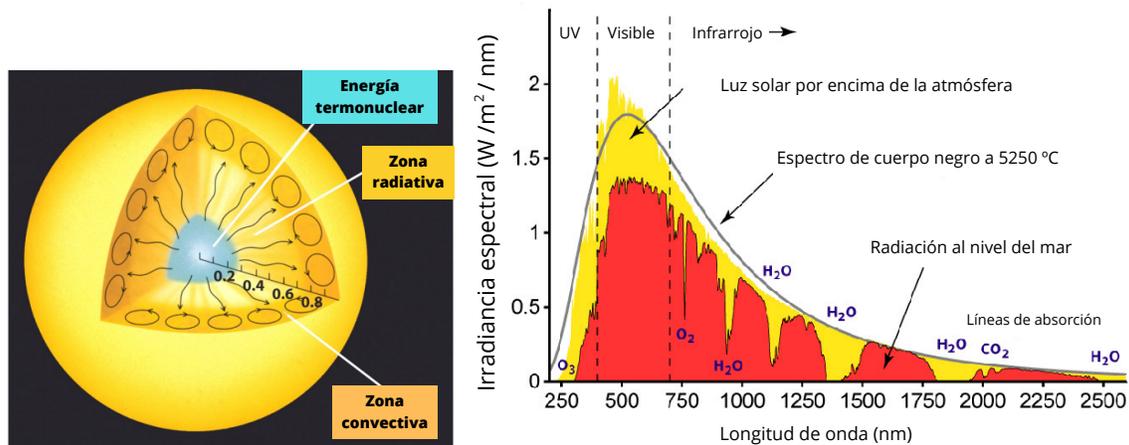


Figura 2.2. En el panel de la izquierda se muestra el mecanismo de transporte de energía en el interior del Sol en función del radio. En el panel de la derecha se muestra el espectro de irradiancia del Sol desde 250 hasta 2500 nm. Imágenes modificadas de [37] y [38].

Por otro lado, la atmósfera solar se divide en fotosfera, cromosfera y corona, y sus características se abordan en las secciones siguientes.

2.3. Fotosfera

La fotosfera corresponde a la capa más superficial del Sol, visible a simple vista, donde los fotones pueden escapar directamente hacia el medio interplanetario. Se considera como la superficie del Sol y constituye la capa más baja de la atmósfera solar. La temperatura efectiva del Sol, de 5778 K, ha sido derivada precisamente del flujo solar total característico de la fotosfera [35].

El plasma que constituye la fotosfera está sólo parcialmente ionizado, y contiene alrededor de 0.001 electrones por átomo de hidrógeno a una temperatura fotosférica de 6400 K [2]. Bajo dichas condiciones, se dice que el campo magnético se encuentra “congelado” en el gas, lo que permite que el plasma y el campo magnético sean transportados en conjunto hacia el medio interplanetario.

En la fotosfera hay estructuras que son observables y reflejan los procesos que suceden en el interior. Una de las estructuras visibles es la granulación, que se forma como consecuencia de los movimientos de convección del gas en las capas debajo de la fotosfera. Los gránulos tienen un tamaño entre 150 y 2500 km, la mayoría alrededor de los 1100 km de diámetro [39].

Las manchas solares son otras estructuras que se observan en la fotosfera. Estas estructuras corresponden a zonas donde afloran los campos magnéticos más intensos (hasta 2000-3000 G), y son consideradas como los principales indicadores de la actividad solar [2]. En periodos de intensa actividad solar, se observa una mayor cantidad de manchas solares, indicando una estructura más caótica del campo magnético solar. En la figura 2.3 se observa la incidencia de manchas solares en función del tiempo y de la latitud del Sol a lo largo del ciclo de actividad solar.

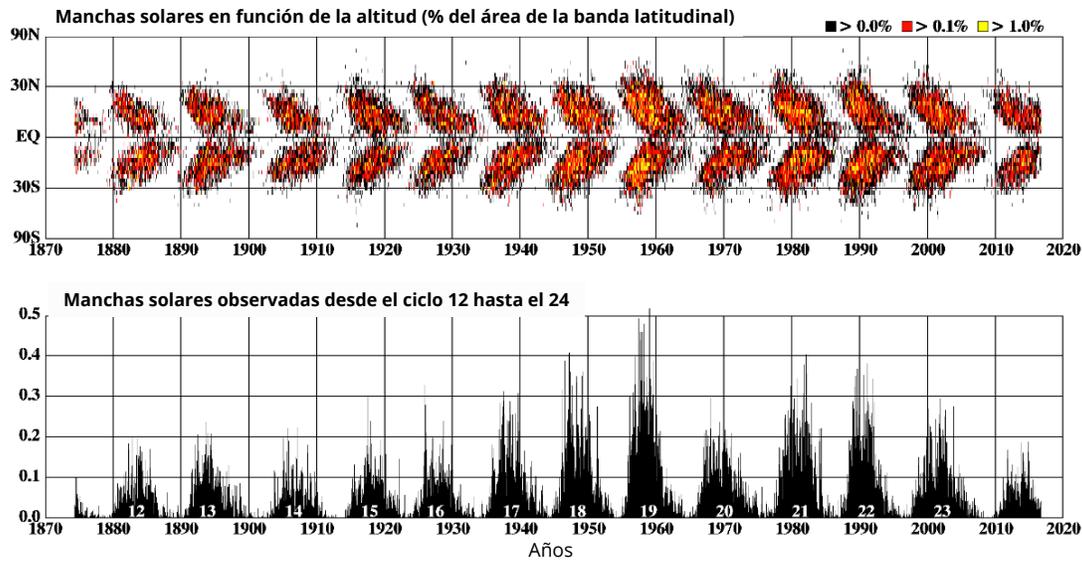


Figura 2.3. Diagrama de mariposa. Se muestra la famosa aparición de las manchas solares en función de la latitud a lo largo del ciclo solar de 11 años. En el panel de abajo se muestra la incidencia diaria de manchas solares por área en los diferentes ciclos de actividad solar desde la década de 1880 hasta el ciclo solar 24. Imagen modificada de <https://solarscience.msfc.nasa.gov/SunspotCycle.shtml>

Una mancha solar individual está constituida por una zona central oscura, llamada umbra, rodeada por una zona ligeramente más brillante, conocida como penumbra. La ausencia de brillo en las manchas solares se atribuye a que el intenso campo magnético no permite el transporte de calor eficientemente. Por eso, en estas zonas se emite alrededor del 20 % de la radiación solar promedio en la superficie y tiene una temperatura significativamente menor que en los alrededores [2]. El tamaño de las manchas solares oscila entre 3600 y 50,000 km, y su aparición puede durar semanas y hasta algunos meses [2].

2.4. Cromosfera

La cromosfera es la capa de la atmósfera solar situada por encima de la fotosfera, se encuentra entre 400 y 2100 km por encima de la superficie. La temperatura en esta capa varía entre 3700 y 7700 °C [40]. La cromosfera se caracteriza por un aumento de temperatura al aumentar la distancia al Sol, a diferencia de las capas del interior solar, donde la temperatura es máxima en el núcleo y disminuye conforme aumenta el radio.

Entre la cromosfera y la corona, existe una zona conocida como zona de transición. Es una zona de ≈ 100 km de espesor donde ocurre un aumento abrupto de 7700 a 500,000 °C [40].

La cromosfera representa una interfase muy compleja y crucial entre la fotosfera y el espacio interplanetario que aún no se comprende bien [41].

2.5. Corona

La corona solar es la capa más externa de la atmósfera solar, que se extiende millones de kilómetros sobre la cromosfera, dando origen al viento solar.

Existe un aumento de temperatura en la corona que se debe, probablemente, a la absorción de ondas de Alfvén, plasma generado en el interior del Sol. La capa más superficial de la corona se evapora para convertirse en el viento solar, saliendo de la superficie del Sol con velocidades entre 400-800 km/s [9]. En la corona se observan tres zonas: (1) regiones activas, (2) regiones de Sol tranquilo y (3) hoyos coronales [2]. En la figura 2.4 se observa la estructura de los hoyos coronales durante el mínimo solar y las regiones activas durante el máximo solar.

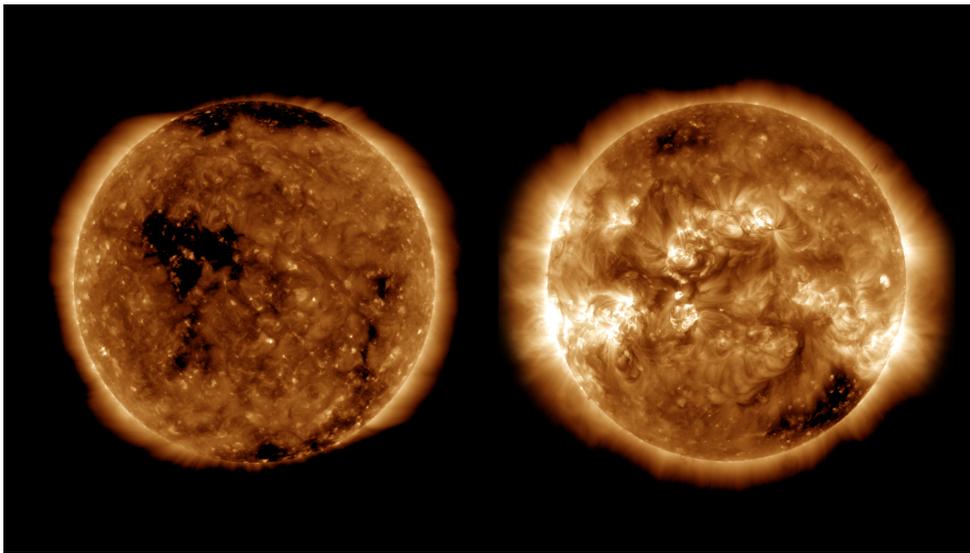


Figura 2.4. En el panel de la izquierda se muestra el Sol durante el mínimo solar (octubre 2019), dónde se observan los hoyos coronales. En el panel de la derecha se observan las regiones activas de Sol durante el máximo de actividad solar (abril de 2014). Imagen de <https://www.nasa.gov/feature/goddard/2020/how-scientists-around-world-track-solar-cycle-sunspots-sun>

Las regiones activas de la corona están caracterizadas por zona de intenso campo magnético, visibles como grupos de manchas solares en la fotosfera. Estas regiones activas están generalmente formadas por líneas de campo magnético cerradas. Debido a la permanente actividad magnética (e.g., reconfiguraciones magnéticas, emergencia de tubos de flujo magnético y reconexión magnética), los procesos como calentamiento del plasma, fulguraciones y eyecciones de masa coronal están asociados a las regiones activas [2].

Por otro lado, los hoyos coronales son regiones con líneas de campo magnético abiertas que funcionan como conductos para el plasma caliente, permitiendo su salida, y son la fuente del viento solar rápido. Debido a esto, los hoyos coronales lucen más oscuros que las regiones de Sol quieto, donde el plasma permanece atrapado [2]. El término de regiones de Sol quieto se utiliza para distinguir las zonas de la corona que no pertenecen a las regiones activas u hoyos coronales.

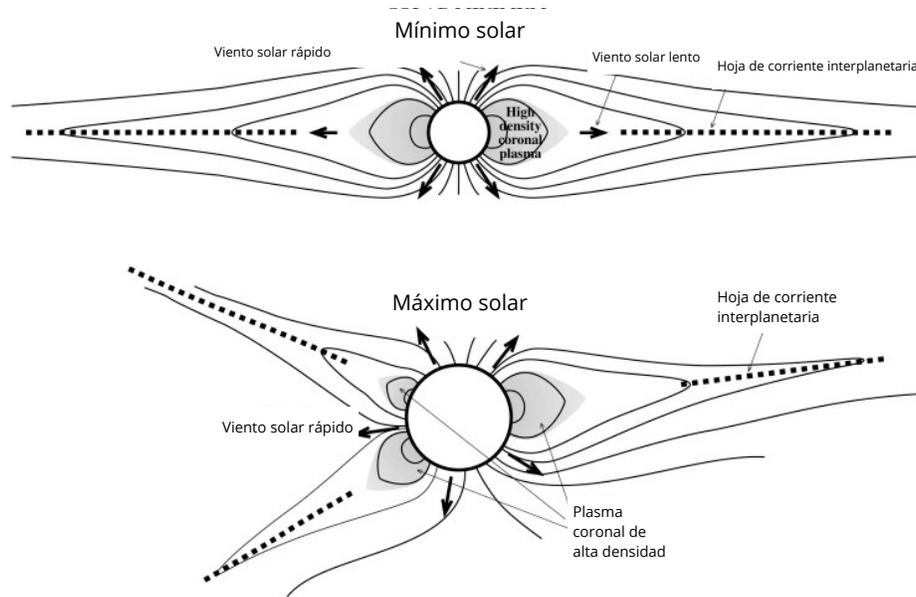


Figura 2.5. Estructura del campo magnético coronal en tiempos de baja actividad solar y durante periodos de máxima actividad solar. Imagen modificada de [43].

2.6. El campo magnético heliosférico y el viento solar

El Sol está gobernado por un intenso campo magnético, el cual dicta el ciclo de actividad solar, y por lo tanto, es la causa de diversos fenómenos relacionados con la actividad solar. El campo magnético solar tiene una fuerza magnética de $B \approx 10^5$ G en la tacoclina, región límite entre la zona radiativa y la zona convectiva [2], donde campos magnéticos con propiedades boyantes se generan, produciendo bucles que suben por la zona convectiva hasta emerger en la fotosfera como manchas solares [9].

Mucho de lo que se sabe sobre el campo magnético solar, se infiere de las observaciones del campo magnético fotosférico, donde el campo es muy heterogéneo. A partir de modelos de dos dimensiones del campo magnético fotosférico se hacen extrapolaciones para estimar la estructura tridimensional del campo magnético coronal a lo largo del ciclo solar.

Durante tiempos de baja actividad solar, la estructura del campo magnético solar es dipolar. Sin embargo, debido a la rotación diferencial del Sol, las líneas de campo son arrastradas dando origen a configuraciones más complejas del campo magnético, como se muestra en la figura 2.5. El campo magnético solar retoma su estructura dipolar tras aproximadamente 11 años, pero con la polaridad invertida. El campo magnético solar, por lo tanto, retoma su topología original cada 22 años aproximadamente.

Por esto, la estructura del campo magnético solar controla la dinámica y la topología de los fenómenos de actividad solar [42]. Las características del ciclo magnético y de actividad solar se revisan en la siguiente sección.

Por otro lado, el viento solar es un gas ionizado, llamado plasma, que permea el espacio interplanetario. Dicho plasma está compuesto principalmente por electrones y protones, pero también hay partículas α y otras especies con abundancias mínimas. El viento solar es muy variable en función de la actividad solar, pero en promedio, a

la altura de la Tierra (1 UA) el viento solar tiene una densidad de 8 protones/cm³, una velocidad de 440 km/s y una temperatura de 1.2×10^5 K [44].

El plasma que conforma el viento solar es un excelente conductor de calor y también de electricidad. Debido a la alta conductividad, el campo magnético está “congelado” en el viento solar. Es de esta manera como el campo magnético heliosférico (CMH) se expande junto con el viento solar a través del medio interplanetario [44].

El viento solar junto las líneas de campo magnético salen en dirección radial de la superficie del Sol. Sin embargo, debido a la rotación del Sol, las líneas de campo magnético en el plano ecuatorial adquieren una simetría espiral. Esta simetría de las líneas de campo es conocida como espiral de Parker en honor a Eugene Parker, quien diseñó en 1958 un modelo revolucionario sobre la dinámica de la corona solar. En su modelo, Parker sugirió que la corona no podía permanecer en equilibrio hidrostático a grandes distancias del Sol, más bien debía estar en continua expansión hacia el medio interplanetario, llamando justamente viento solar a dicha expansión.

Como se observa en la figura 2.6, la inclinación de las líneas de campo relativa a la dirección radial depende de la distancia heliocéntrica y de la velocidad del viento solar [44]. A la altura de la Tierra, la inclinación promedio es de 45° relativa a la dirección radial Tierra-Sol.

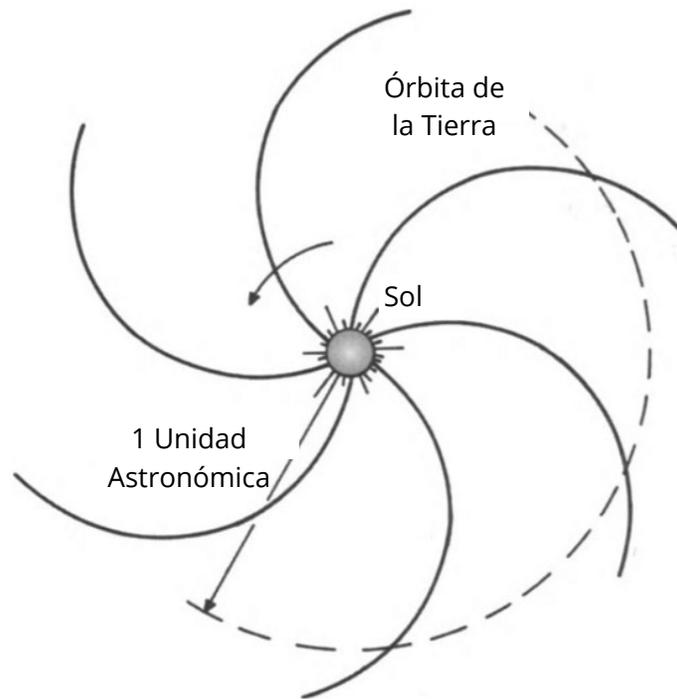


Figura 2.6. Espiral de Parker sobre el plano ecuatorial del Sol. Imagen modificada de [45].

2.7. El ciclo de actividad solar

Como se mencionó en la sección pasada, el campo magnético solar modifica su topología como consecuencia de la rotación diferencial del Sol. La modificación topológica es periódica y vuelve a su disposición original cada 22 años. El ciclo de activi-

dad solar está caracterizado por la aparición y consecuente desaparición de manchas solares en la fotosfera como consecuencia de la modificación topológica del campo magnético solar.

Durante la fase de máxima actividad solar, además de una mayor cantidad de manchas solares, hay un aumento en las emisiones de radiación en el extremo UV y X, produciendo efectos dramáticos en la atmósfera terrestre, al aumentar la temperatura y la densidad atmosférica [46]. Una mayor actividad solar también implica mayor ocurrencia de fulguraciones y eyecciones de masa coronal (EMC). Por lo tanto, durante la fase de máxima actividad hay mayor ocurrencia de eventos de partículas solares detectados en la Tierra, así como mayor ocurrencia de tormentas geomagnéticas. En la figura 2.7 se observa la polaridad y estructura del campo magnético del Sol durante el ciclo solar de 11 años.

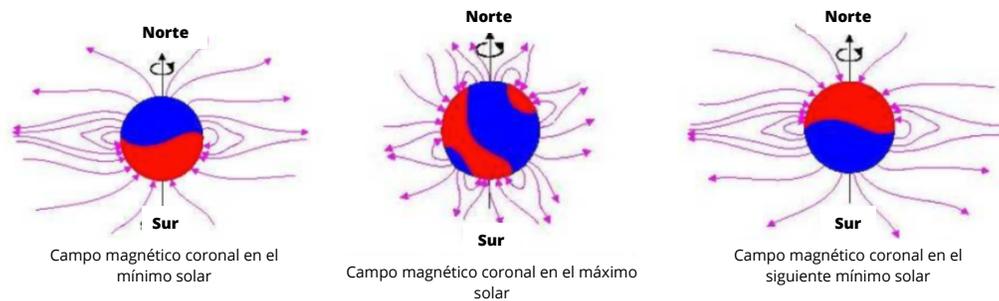


Figura 2.7. Modificación de la configuración del campo magnético a través del ciclo de actividad solar. Imagen modificada de <https://engineerforspace.com/2021/11/03/what-is-solar-cycle/>.

2.8. Fulguraciones y eyecciones de masa coronal (EMC)

El 1 de septiembre de 1859, Carrington y Hodgson reportaron las primeras observaciones de una fulguración solar en luz-visible. Durante sus observaciones, Carrington notó un destello con una duración de cinco minutos aproximadamente, mientras Hodgson notó además una perturbación magnética de manera casi inmediata [46].

Las fulguraciones solares, también llamadas ráfagas, son las explosiones más fuertes en la atmósfera solar, impulsadas por la liberación súbita de energía magnética almacenada en zonas activas del Sol [5]. El mecanismo por medio del cual se libera energía durante las fulguraciones aún no se comprende muy bien. Sin embargo, el mecanismo más aceptado es la reconexión magnética. Una mirada esquemática al proceso de reconexión magnética se puede observar en la figura 2.8. La reconexión magnética se entiende como un proceso de ruptura y reconfiguración de líneas de campo que están en dirección opuesta, durante el cuál se libera una gran cantidad de energía. La energía magnética previamente acumulada es liberada y transformada en energía cinética y térmica, provocando la aceleración de partículas. Una vez que las partículas son aceleradas como consecuencia de la energía liberada durante el proceso de reconexión, colisionan e interactúan con núcleos atómicos. Dichas colisiones provocan la eyección de partículas subatómicas como neutrones, piones y muones.

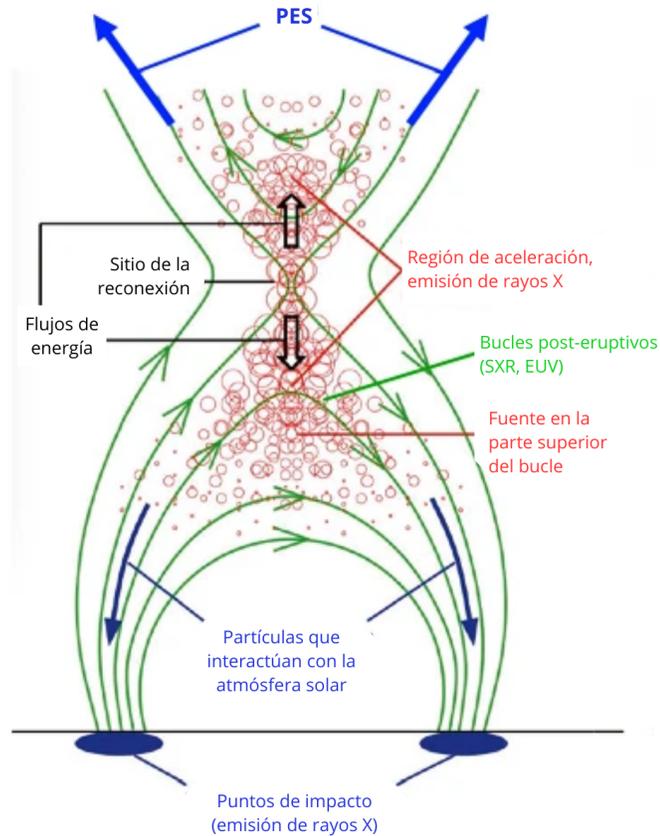


Figura 2.8. Esquema simplificado de la reconexión magnética durante una fulguración. Imagen modificada de [47].

Los neutrones que son generados en estas interacciones, pueden volver a interactuar y colisionar con otros núcleos provocando una cascada de reacciones nucleares, que generan más neutrones, rayos gamma, electrones y positrones.

Las fulguraciones son usualmente clasificadas en función de su pico de intensidad de rayos X en la banda de 0.1 a 0.8 nm del satélite GOES. La escala de clasificación de fulguraciones es logarítmica, esto significa que cada clase difiere por un orden de magnitud. Las clases son A, B, C, M y X, siendo la clase X la más intensa. En la tabla [2.2] se observa la magnitud de cada clase en unidades de $[W/m^2]$. Cada clase tiene 9 subdivisiones, por ejemplo, las fulguraciones tipo A van desde A1 hasta A9, posteriormente sigue de B1 a B9 y así sucesivamente. Sin embargo, se han registrado fulguraciones tan intensas como la fulguración clasificación X28 que ocurrió el día 4 de noviembre de 2003. Este evento se muestra en la imagen [2.9].

Por otro lado, las EMC son erupciones de plasma y campo magnético provenientes de la atmósfera solar, que implican regiones cerradas de campo magnético solar que son expulsadas hacia el medio interplanetario [48]. Las regiones mencionadas producen ondas de choque en el medio interplanetario que tienen consecuencias directas sobre el flujo local de RC. Este hecho relacionado con las partículas energéticas ayuda a identificar las EMC en el medio interplanetario. Cuando se registra un flujo de

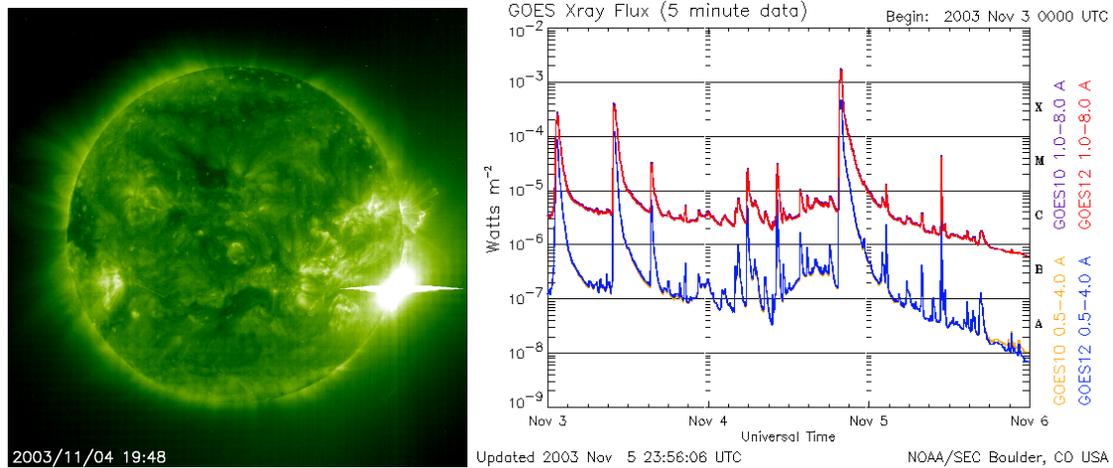


Figura 2.9. Fulguración más fuerte en la historia reciente, ocurrida el 4 de noviembre de 2003. En el panel de la izquierda se muestra el destello generado por la fulguración clase X28 vista en el UV. El panel de la derecha muestra la saturación de rayos X en los diferentes canales del GOES. Las imágenes fueron tomadas de la página oficial del SOHO <https://soho.nascom.nasa.gov/>, y de la página oficial de la NOAA, disponible en <https://www.swpc.noaa.gov/products/goes-x-ray-flux>

Tabla 2.2. Clasificación de las fulguraciones de acuerdo con el pico de intensidad de rayos X registrado por GOES.

Clase	Intensidad [W/m^2]
A	10^{-8}
B	10^{-7}
C	10^{-6}
M	10^{-5}
X	10^{-4}

partículas energéticas junto a una onda de choque, se le conoce como “decrecimiento Forbush” [48].

El decrecimiento Forbush es formalmente descrito como un decremento súbito en el flujo de RC de entre 3 y 20 % por periodos de tiempo de minutos a horas, seguido por una recuperación gradual hacia la intensidad previa, donde tal disminución se debe principalmente al barrido de las partículas por el viento solar [49]. En la figura 2.10 se observa la típica firma de un decrecimiento Forbush. Mayor detalle sobre los decrecimientos Forbush se puede consultar en [1.4].

Las velocidades de las EMC van desde algunas decenas de km/s hasta aproximadamente 2000 km/s y la velocidad promedio es de 400 km/s. Por otro lado, la masa eyectada durante estos eventos está típicamente entre 10^{15} y 10^{16} g [48]. Durante el mínimo de actividad solar, la tasa de ocurrencia de las EMC es de aproximadamente 0.25 EMC/día, mientras que en el máximo solar la tasa de ocurrencia es de 2.5-3 EMC/día [48].

Tanto las fulguraciones como las EMC son eventos que convierten la energía mag-

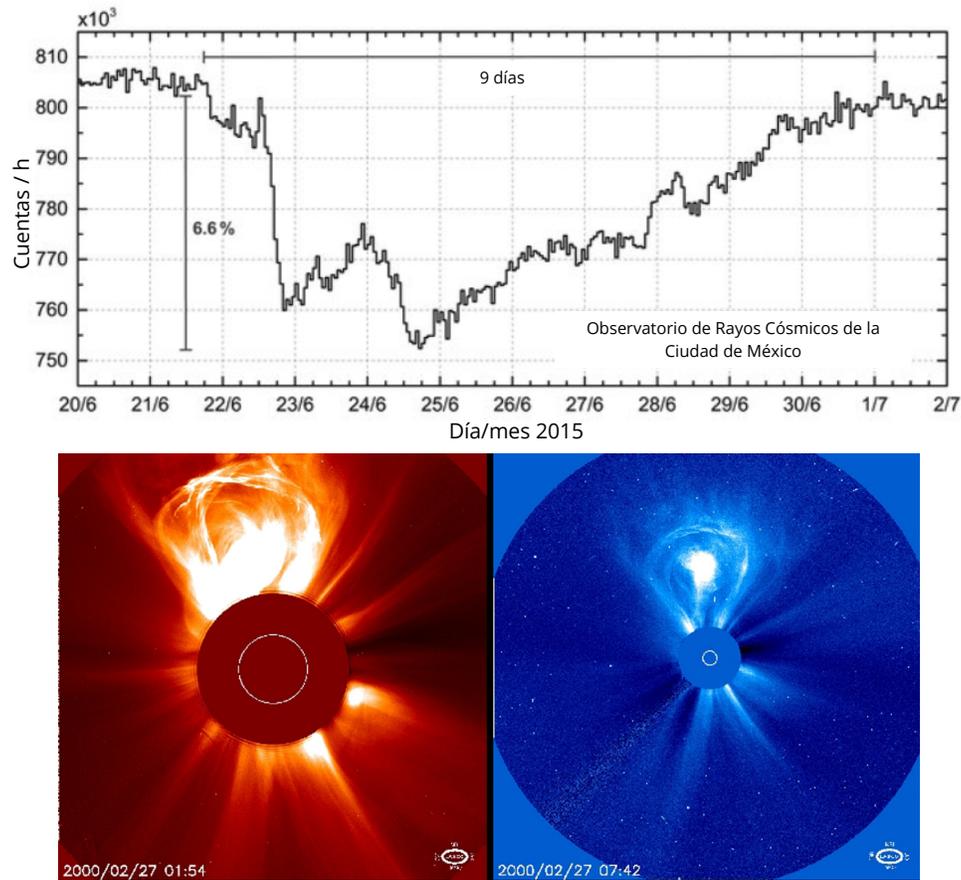


Figura 2.10. Típico perfil de un decrecimiento Forbush. En el panel superior se muestra el decrecimiento ocurrido el 22 de junio de 2015. Se observa un decrecimiento repentino y la consecuente recuperación gradual, con una duración de unos días. En el panel inferior se muestra la ocurrencia de una eyección de masa coronal (EMC). Imagen modificadas de [50] y [38].

nética almacenada en la corona solar en calor y en energía cinética del plasma. Por esto, estos fenómenos son considerados como los principales responsables de la aceleración de las PES y de la ocurrencia de tormentas solares [5].

Monitor de neutrones, el detector estándar

Los monitores de neutrones (MN) son instrumentos fundamentales y por excelencia utilizados para el monitoreo de las variaciones de la radiación cósmica y los eventos de PES. La primera versión de un monitor de neutrones fue diseñada en la década de 1950, conocida como IGY. Después, en 1964, el diseño se mejoró y nació el conocido NM64, actualmente considerado el detector estándar [5]. El NM64 fue diseñado por Hugh Carmichael en los laboratorios Chalk River (Canadá). Tiene una capacidad de conteo muy alta (hasta 750,000 cuentas/hora) y puede registrar partículas con energías que van desde 0.5 hasta 20 GeV [51]. Las componentes principales del NM64 son el reflector, el productor, el moderador y los contadores proporcionales [51]. En la figura 3.1 se pueden observar dichos componentes.

Los contadores proporcionales están rellenos de trifloruro de boro BF_3 enriquecido al 96 % con ^{10}B . Cada tubo está cubierto por una capa de polietileno y de plomo que fungen como moderador y productor respectivamente. El moderador desacelera a los neutrones antes de llegar al productor. En este último, los neutrones interactúan con el plomo generando reacciones nucleares que a su vez dan como resultado neutrones de evaporación de baja energía, aumentando la probabilidad de que sean detectados en los contadores proporcionales [52]. La capa de polietileno que está por encima de los tubos (reflector) refleja los neutrones producidos en el MN [53].

La reacción que tiene lugar dentro de los contadores proporcionales está dada por:



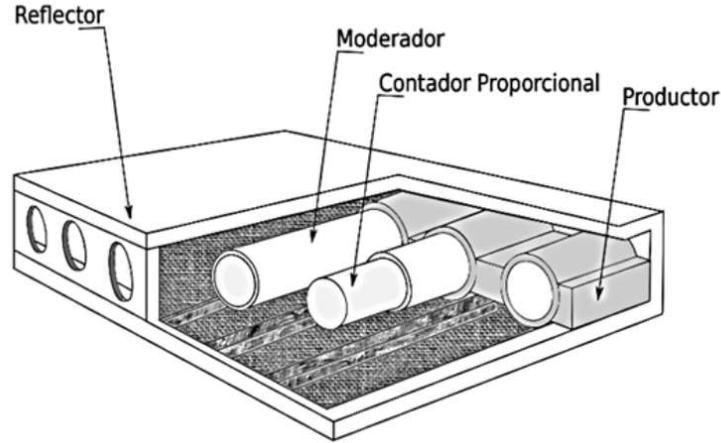


Figura 3.1. Diagrama general de las partes principales de un MN64. Imagen recuperada de la tesis de [?].

Los núcleos de litio y helio producidos son recolectados en un cátodo, generando una corriente eléctrica que puede ser medida. Estos procesos representan el 77 % de los pulsos detectados en el MN, mientras el 15 % son producidos por protones, el 7 % por muones negativos suaves y el 1 % restante por piones y otras partículas inestables [51].

Únicamente los detectores en el espacio tienen la capacidad de medir el espectro de energía y las características fundamentales de los rayos cósmicos. Las partículas que son detectadas en la Tierra son en realidad productos secundarios de la radiación primaria, que son continuamente generados tras interacciones con la materia atmosférica. La formación de las cascadas atmosféricas se discutió en la sección de rayos cósmicos en la Tierra. La tasa de conteo teórica de un monitor de neutrones está dada por la expresión 3.2, obtenida de [5], donde l es la ubicación geográfica del monitor, h es la altitud, y t es el tiempo. La sumatoria se hace sobre el tipo de rayos cósmicos primarios i . El término $R_i(P, l, \omega)$ es la función de transición magnetosférica de una partícula tipo i ; $Y_i(P, h, \omega)$ es la función de respuesta específica de cada monitor de neutrones; $J_i(P, t)$ es el espectro de energía/rigidez de los rayos cósmicos primarios afuera de la atmósfera y magnetosfera de la Tierra.

$$N(h, l, t) = \sum_i \int_0^\infty \int_{2\pi} R_i(P, l, \omega) \cdot Y_i(P, h, \omega) \cdot J_i(P, t) \cdot d\omega \cdot dP \quad (3.2)$$

Hoy en día existe una red mundial de MN, formada por más de 50 estaciones alrededor del mundo a diferentes altitudes. La lista de estaciones que conforman la red mundial de MN puede ser consultada en <https://www.nmdb.eu/>. En la figura 3.2 se observa el mapa con todas las estaciones de monitores de neutrones del mundo.

La ventajas de tener una red mundial de MN son muchas. La tasa de conteo de estos detectores es bastante alta comparada con los detectores en el espacio, por esto es posible observar pequeños cambios y variaciones en la intensidad de los RC, a

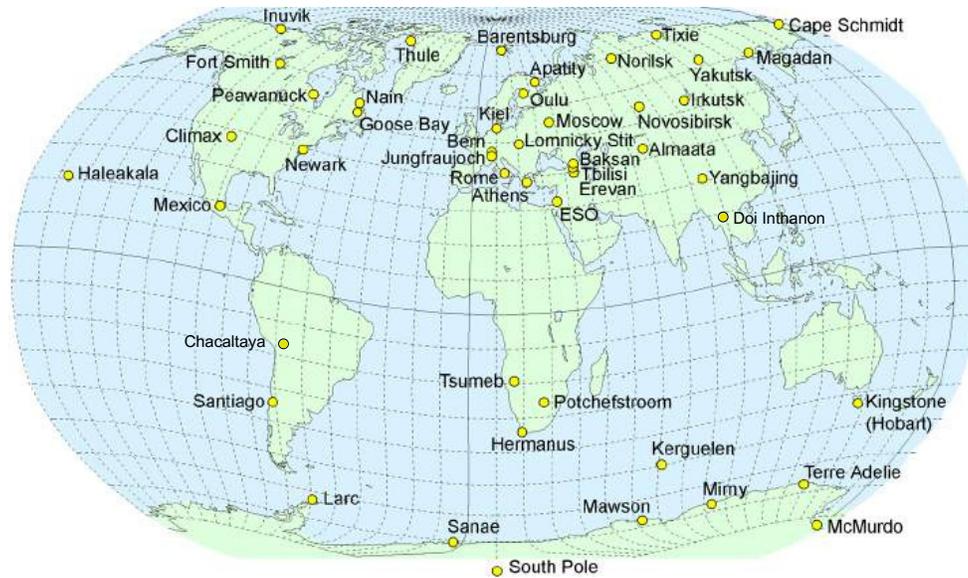


Figura 3.2. Estaciones de monitores de neutrones que hay alrededor del mundo. Imagen modificada de https://www01.nmdb.eu/public_outreach/en/06/.

diferencia de los detectores en el espacio, que usualmente se saturan cuando sucede algún evento de actividad solar que produzca gran cantidad de PES.

Por otro lado, debido a la configuración del campo geomagnético, las especificaciones dadas por la rigidez umbral (que varía con la latitud) y los conos de aceptación (conjunto de trayectorias permitidas para las partículas en un sitio dado de la superficie de la Tierra), permiten la caracterización del flujo de partículas cargadas que llegan a la Tierra en términos de dichos parámetros. Entonces, la existencia de esta red de detectores es una herramienta única que permite el estudio de la radiación cósmica como un solo gran detector con resolución direccional y de energía.

3.1. Función de respuesta del monitor de neutrones

Para realizar un estudio adecuado de las características de la radiación cósmica primaria desde la Tierra, es importante conocer la eficiencia real del detector, así como considerar las interacciones que sufre la radiación cósmica primaria en la atmósfera, donde se generan chubascos de partículas secundarias que son eventualmente registradas. Estos dos factores son considerados dentro de la llamada función de respuesta, necesaria para calcular la tasa de conteo teórica de un monitor de neutrones. La relación entre la función de respuesta y la tasa de conteo se observa en la ecuación 3.3, que representa una versión simplificada de la expresión 3.2.

En 3.3, el factor $\left(\frac{-dN}{dP}\right)$ se conoce como la respuesta diferencial del monitor de neutrones, y es el producto entre el espectro de rayos cósmicos primarios y la función de respuesta $(J_i(P) \cdot Y_i(P, h))$. Al integrar la respuesta diferencial desde la rigidez umbral P_c hasta infinito, se obtiene la tasa de conteo del monitor. En la figura 3.3 se observa la típica forma de la respuesta diferencial y de la función de respuesta.

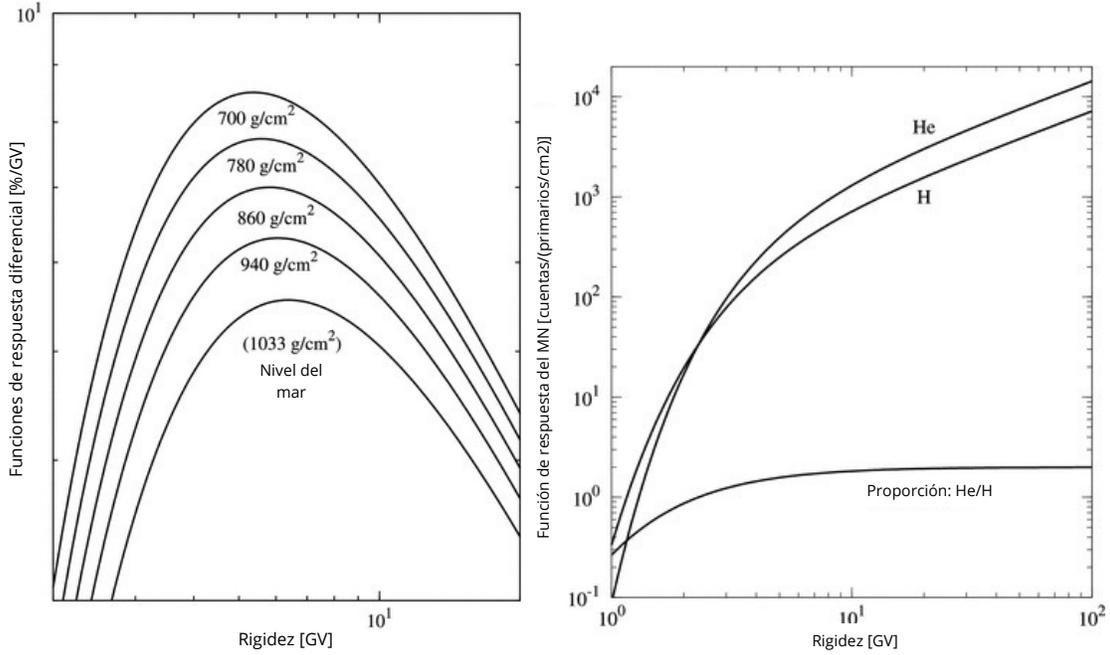


Figura 3.3. En el panel de la izquierda se muestra la respuesta diferencial del monitor de neutrones en función de la rigidez para diferente profundidad atmosférica, tomada de [54]. En el panel de la derecha se muestra la función de respuesta obtenida por [55].

$$N(P_c, h) = \sum_{i=p,\alpha}^{\infty} \int_{P_c}^{\infty} \left(\frac{-dN}{dP} \right) \cdot dP = \sum_{i=p,\alpha}^{\infty} \int_{P_c}^{\infty} J_i(P) \cdot Y_i(P, h) dP, \quad (3.3)$$

La función de respuesta indica entonces la relación entre las partículas primarias que llegan a la atmósfera y las que son detectadas, y es única para cada monitor de neutrones.

Existen varios métodos que han sido utilizados para determinar la función de respuesta. Por ejemplo, mediante el uso del código de Monte-Carlo, con el cual es posible simular las interacciones atmosféricas y la respuesta del monitor bajo condiciones específicas. Posteriormente, con las simulaciones resultantes, la función de respuesta es calculada. Trabajos que han utilizado dicho método son [56] y [57], entre muchos otros. La función de respuesta ha sido calculada también utilizando observaciones empíricas de la variación del flujo de rayos cósmicos en función de la latitud (e.g. [54], [55] y [58], entre otros). En la figura 3.4 se observan las mediciones empíricas obtenidas en [58].

Hoy en día existen funciones de respuesta actualizadas y verificadas utilizando simulaciones de muy alto nivel y mediciones del espectro de RC directamente en el espacio para comparar el valor esperado de la tasa de conteo con el registrado directamente por los MN (e.g. [59]). En conclusión, la función de respuesta es fundamental para la comprensión de los procesos que ocurren como consecuencia de la interacción de la radiación cósmica con la atmósfera y para entender la estabilidad y limitaciones de los monitores de neutrones.

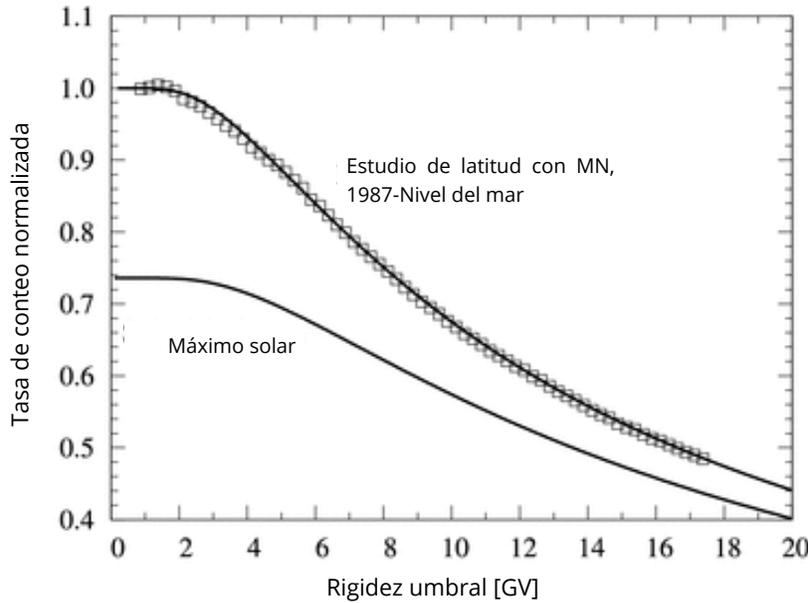


Figura 3.4. Mediciones empíricas del flujo de rayos cósmicos en función de la latitud a nivel del mar presentadas en [58] y en [54]. La línea de abajo representa la tasa de conteo típica durante el máximo solar.

3.2. Monitor de Neutrones de la Ciudad de México (MN-CDMX)

El MN-CDMX está ubicado en Ciudad Universitaria en las coordenadas 19.33° N, 260.82° E a 2274 m.s.n.m, y forma parte del Observatorio de Rayos Cósmicos de la Ciudad de México (ORC-CDMX), llamado “Javier Alejandro Otaola Lizarzaburu” en honor a quien garantizó el funcionamiento del MN-CDMX [51]. El ORC-CDMX forma parte de una gran red de observatorios cuya finalidad es estudiar la radiación cósmica y sus componentes. El ORC-CDMX consta del monitor de neutrones y de un telescopio de muones, y es manejado por el grupo de Rayos Cósmicos del Instituto de Geofísica de la UNAM.

El MN de la Ciudad de México consta de 6 contadores proporcionales (6NM-64) y está en continua operación desde 1990. La rigidez umbral en su ubicación es de 8.2 GV. Funciona las 24 horas los 365 días del año: los datos del monitor en tiempo real pueden ser consultados en <http://www.cosmicrays.unam.mx/>.

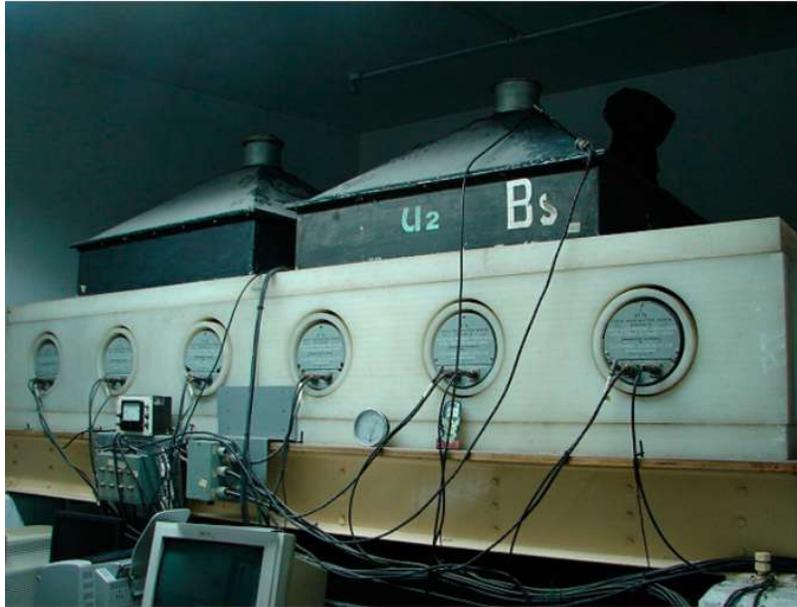


Figura 3.5. MN-CDMX, instalado dentro del Observatorio de Rayos C3smicos de la Ciudad de M3xico (ORC-CDMX). Imagen tomada de la tesis de [51](#).

Métodos

El proceso de búsqueda y análisis de los eventos de PES puede ser resumido en las siguientes etapas: (1) Compilación de las fulguraciones más intensas ocurridas desde 1990 en una lista; (2) Búsqueda de incrementos estadísticamente significativos ($>2\sigma$) en la base de datos del monitor de neutrones de la Ciudad de México asociadas a las fulguraciones listadas; (3) Selección de candidatos a partir de los incrementos significativos que sean observados en el MN-CDMX; (4) Análisis sistemático de los candidatos, corroborando los incrementos con otros monitores de neutrones en diferentes latitudes y con datos de satélites; (5) Estimación del flujo de PES registrado en el MN-CDMX y del fondo de rayos cósmicos. La estimación de dichos parámetros son necesarios para el cálculo del espectro integral de energía de los eventos mediante el método propuesto y descrito en la siguiente sección.

4.1. Búsqueda de los eventos

Tras la compilación de las fulguraciones más intensas que han ocurrido desde 1990 (de acuerdo con la clasificación convencional basada en el pico de intensidad de rayos-X medido por GOES), el siguiente paso fue el análisis de datos del monitor de neutrones de la Ciudad de México para encontrar incrementos significativos que presentaran correlación con la fulguración correspondiente. Los eventos que mostraron respuesta en el MN-CDMX fueron seleccionados como candidatos. Los eventos seleccionados fueron sistemáticamente analizados, los incrementos fueron corroborados con la respuesta de otros monitores de neutrones (i.e., OULU, MOSCU, TERA, SOPO y ROME), así como con el flujo de protones con energías mayores a 30 y 60 MeV proporcionado por la interfaz OMNIWeb, disponible en <https://omniweb.gsfc.nasa.gov>.

Para corroborar los incrementos, se tomó en cuenta también la ubicación de la fulguración en el disco solar para examinar si era factible que partículas cargadas hayan sido aceleradas en dirección de la Tierra, y que por lo tanto, pudieran ser detectadas.

Después de realizar el análisis anterior, los candidatos seleccionados fueron los eventos ocurridos en los días 24 de mayo de 1990, correspondiente al GLE#48, 7 de septiembre de 2005 y 4 de noviembre de 2003, que corresponde al GLE#67.

En la tabla 4.1 se muestra la lista de fulguraciones que fue analizada en este trabajo. Los candidatos seleccionados están marcados con rojo. La lista fue obtenida de <https://www.spaceweatherlive.com/>.

Tabla 4.1. Fulguraciones más intensas desde 1990

Fecha	Clasificación	Fecha	Clasificación
04/11/2003	X28+	29/10/2003	X10
02/04/2001	X20.0	25/01/1991	X10.0
28/10/2003	X17.2	09/06/1991	X10.0
07/09/2005	X17	22/03/1991	X 9.4
15/04/2001	X14.4	06/11/1997	X 9.4
01/06/1991	X12.0	24/05/1990	X 9.3
04/06/1991	X12.0	06/09/2017	X 9.3
06/06/1991	X12.0	05/12/2006	X 9.0
11/06/1991	X12.0	02/11/1992	X 9.0
15/06/1991	X12.0		

4.2. Análisis de los eventos

Para los tres eventos seleccionados, se calculó el fondo de rayos cósmicos (N_{RCG}), el flujo integral máximo de partículas detectadas por el MN-CDMX durante el evento (F_{MAX}) y el porcentaje del máximo incremento respecto a (N_{RCG}).

Los sucesos más importantes de cada evento fueron acomodados en tablas para determinar su perfil temporal, en ellas se muestra el tiempo de inicio y final de la fulguración, de la emisión de radiación y la hora de producción y detección de las partículas.

El fondo de RCG se aproximó como un polinomio de tercer grado tomando los datos dos horas antes y dos horas después del evento, es decir, sin tomar en cuenta el incremento registrado en el detector. El flujo integral máximo de PES se calculó como el área debajo de la curva que representa el flujo de partículas detectadas por el MN-CDMX (N_{PES}) y por encima de la curva que representa el fondo de RCG durante el evento (N_{RCG}). Dado que la resolución de los datos de rayos cósmicos que

se utilizaron fue de 5 minutos, el flujo se puede aproximar como sumas de Riemann de acuerdo a la expresión [4.1](#), donde $N(t_i) = N_{PES} - N_{RCG}$ y $\Delta t = 5 \text{ min}$.

$$F_{MAX} = \int_a^b N(t)dt \approx \sum_i^n N(t_i)\Delta t \quad (4.1)$$

Con la finalidad de corroborar que los incrementos fueran estadísticamente significativos, se calculó la desviación estándar (σ) del polinomio de grado 3 que representa el fondo de rayos cósmicos (N_{RCG}) mediante la ecuación [4.2](#), donde el tamaño de la muestra (N) representa los valores del fondo de RCG (N_{RCG}) dos horas antes y dos horas después del evento, (μ_{RCG}) es la media de N_{RCG} y x_i es el i -ésimo elemento de N_{RCG} . Dada la desviación estándar (σ), todo incremento mayor a 2σ es estadísticamente significativo.

$$\sigma = \sqrt{\frac{1}{N} \sum_{i=1}^N (x_i - \mu_{RCG})^2} \quad (4.2)$$

Se calculó el incremento máximo (I_{max}) en el monitor de neutrones debido a PES respecto al fondo (N_{RCG}) en unidades porcentuales y en unidades de desviación estándar σ a partir de las ecuaciones [4.3](#) y [4.4](#), donde N_{max} es el incremento máximo registrado debido a PES, μ_{RCG} es la media de N_{RCG} y σ es la desviación estándar de N_{RCG} .

$$I_{max}(\%) = \frac{N_{max} - \mu_{RCG}}{\mu_{RCG}} \cdot 100 \quad (4.3)$$

$$I_{max}(\sigma) = \frac{N_{max} - \mu_{RCG}}{\sigma} \quad (4.4)$$

4.3. Espectro de energía

Para los eventos seleccionados, se buscó calcular el espectro de energía, a partir del método inicialmente publicado en [60](#) y eventualmente retomado y mejorado en [61](#). Dicho método se basa en los incrementos registrados por la red mundial de monitores de neutrones (MN) y en principio está diseñado para calcular el espectro de energía de los eventos GLE. Este método está en función de dos parámetros: la rigidez efectiva R_{eff} y el factor de escala K_{eff} . La rigidez efectiva es un parámetro definido para cada monitor de neutrones, y representa un valor tal que el flujo integral de partículas primarias por encima del límite definido por R_{eff} es aproximadamente proporcional al flujo registrado en el detector. El factor de escala K_{eff} es un parámetro característico de cada monitor de neutrones y no depende de la forma del espectro, por lo tanto es independiente de las características del evento. De acuerdo con este método, el flujo total de PES registrados en un MN determinado está dado por [4.5](#).

$$F_{PES_i}(> R_{eff_i}) = \left(\frac{N_{PES_i}}{N_{RCG}} \right) \cdot N_{RCG} \cdot K_{eff} \quad (4.5)$$

Donde el primer término $\left(\frac{N_{PES_i}}{N_{RCG}}\right)$ es un valor obtenido experimentalmente y representa el incremento relativo en el conteo de rayos cósmicos debido a PES durante el evento y sus unidades son [% h]. El segundo término (N_{RCG}) es la tasa de conteo teórica, que en general, esta dada por la ecuación [4.6](#).

$$N_{RCG}(h) = \sum_{i=p,\alpha} N_i(h) = \sum_{i=p,\alpha} \int_{E_i(R_{gm.cut})}^{\infty} J_i(E) \cdot Y_i(E, h) dE, \quad (4.6)$$

En este caso, i indica el tipo de partículas de interés, ya sean protones (p) o partículas alfa (α), que también representan adecuadamente elementos más pesados. Las unidades de $\left(\frac{N_{PES_i}}{N_{RCG}}\right)$ son [partículas /cm² · s]. Posteriormente, $J_i(E)$ [partículas/sr m² GeV] indica el espectro diferencial de rayos cósmicos i cerca de la Tierra, la expresión está dada por [4.7](#).

$$J_i(E) = J_{LIS,i} \left(E + \frac{Z_i}{A_i} \phi \right) \frac{E(E + 2E_0)}{\left(E + \frac{Z_i}{A_i} \phi \right) \left(E + \frac{Z_i}{A_i} \phi + 2E_0 \right)} \quad (4.7)$$

Donde $J_{LIS,i}$ representa el espectro local interestelar de rayos cósmicos. En este trabajo se utilizó la parametrización hecha por [62](#), basada en mediciones reales por las misiones Voyager y AMS-02. El parámetro ϕ [GV] es la modulación solar en un tiempo determinado. Los valores de ϕ desde 1936 pueden ser consultados en <https://cosmicrays.oulu.fi/phi/phi.html>.

$Y_i(E, h)$ [cnt m² sr] representa la función de respuesta del monitor de neutrones para partículas de tipo i , E es la energía cinética [GeV], y h es la profundidad atmosférica [g/cm²]. h está determinado por la altitud a la que se encuentran los monitores de neutrones.

En [4.6](#), el límite de integración inferior $E_i(R)$ está definido en términos de la rigidez umbral en cada estación R [GV]. El tercer término de [4.5](#) (K_{eff}), representa un valor constante para cada monitor de neutrones. Los valores para K_{eff} en función de la rigidez efectiva (R_{eff}) y para estaciones específicas están publicados en [61](#).

Este método permite el cálculo del espectro de energía, aproximando la tasa de conteo de manera teórica: de esa forma se evitan los problemas al tomar en cuenta factores externos como el material del que está hecha cada estación o el número de tubos con el que cuenta cada monitor. La función de respuesta utilizada durante el cálculo fue desarrollada por Mishev et al. [59](#). En dicho trabajo, se toma en cuenta el desarrollo de la cascada atmosférica, la geometría y la eficiencia de los monitores de neutrones, específicamente para el tipo 6NM64 estándar.

Una vez que se obtuvieron los flujos en cada una de las estaciones de monitores de neutrones estudiadas, para la parte de baja energía del espectro (< 1 GV), los valores del flujo integral de protones fueron calculados a partir de los datos proporcionados por la interfaz OMNIWeb (<https://omniweb.gsfc.nasa.gov/form/dx1.html>). En esta misma fuente se facilitan los datos del flujo promedio por hora para los canales de energía de >30 y >60 MeV.

Cada valor de flujo integral representa un valor puntual de energía o rigidez. A partir de un conjunto de valores de flujo integral para diferentes valores de energía o

rigidez se construyó el espectro de energía para un evento. Finalmente, se ajustó una curva del tipo [4.8](#) y se estimó el índice γ que caracteriza al espectro.

$$F_0 \cdot R^{-\gamma} \tag{4.8}$$

Resultados y Discusión

5.1. Evento del 24 de mayo de 1990

La fulguración X9.3 que ocurrió el 24 de mayo de 1990 causó un evento de PES que fue registrado por la red mundial de monitores de neutrones. Dicha fulguración ocurrió en la región activa NOAA 6063, N36 W76 en el disco solar, y se observó desde las 20:46 hasta las 21:45 UT [63]. El sitio de la fulguración en el limbo oeste del disco solar implica una buena conexión de las líneas de campo magnético del Sol con la Tierra. La velocidad del viento solar desde la zona de la fulguración hacia la Tierra estuvo en el rango de 430-520 km/s de acuerdo con [64] y las referencias dentro de dicho trabajo. Durante este evento se observó un primer incremento en el flujo de partículas en el canal de 110 a 500 MeV del satélite GOES a las 21:05 UT, mientras que en el canal de 327-485 MeV del satélite IMP-8 se registró a las 21:06 UT. Alrededor de las 21:02 UT el incremento comenzó a ser registrado por los monitores de neutrones. Sin embargo, en el Observatorio de Rayos Cósmicos de la Ciudad de México el pico máximo se registro a las 20:50 UT, siendo registrado junto al menos otros seis monitores, alrededor de 15 minutos previo al primer incremento registrado en el resto de detectores de partículas, tanto en la superficie como en la magnetosfera. En la figura 5.1 se observa la respuesta registrada por el MN-CDMX sobrepuesta a las observaciones del flujo de rayos X de 1 a 8 Å registrado por GOES. El incremento máximo en el MN-CDMX fue de 4.96σ respecto al fondo de RCG (N_{RCG}).

En las figuras 5.2 y En 5.3 se observa el desfase en la respuesta registrada por el MN-CDMX comparada con cuatro diferentes MN en distintas latitudes.

El análisis y las características de este evento han sido publicados en varios trabajos, (e.g. [65], [64], [63]), donde se presentan observaciones de la red mundial de

monitores de neutrones, en telescopios de neutrones (TNS) y de rayos gamma. El incremento desfasado observado en el MN-CDMX, fue atribuido a neutrones solares.

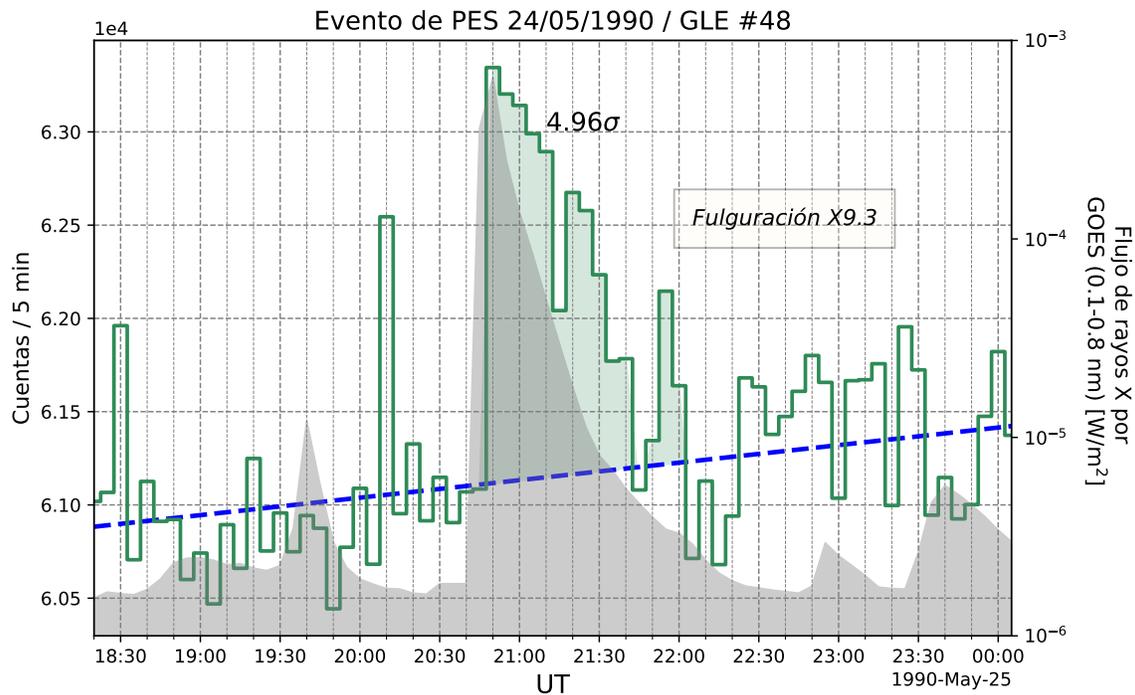


Figura 5.1. Evento del 24 de mayo de 1990 visto por el MN-CDMX. La curva gris sombreada representa las observaciones de rayos X de 0.1 a 0.8 nm por GOES. La línea azul representa el fondo de RCG (N_{RCG}), aproximado con un polinomio de grado tres. El incremento máximo fue de 4.96σ respecto con N_{RCG} , siendo σ la desviación estándar de N_{RCG} . El área sombreada con verde representa el flujo integral máximo de neutrones registrados durante este evento. Los datos del flujo de rayos X fue obtenido de <https://www.ncei.noaa.gov/data/goes-space-environment-monitor/access/avg/>.

En la tabla 5.1 se muestra la evolución temporal de las observaciones más importantes de este evento. En la parte inferior de la tabla 5.1 se muestran los parámetros que fueron observados en la Ciudad de México y calculados en este trabajo. F_{MAX} corresponde al flujo integral máximo de neutrones registrado por el MN-CDMX; N_{PES} es la variación máxima en la tasa de conteo con respecto al fondo de RCG (N_{RCG}).

Este evento presentó una estructura temporal con dos picos a energías de 100 MeV [63]. El primer pico fue inicialmente observado en el canal de 75-95 MeV de rayos γ a las 20:47 UT. La producción de neutrones de alta energía en el Sol inició a las 20:48 UT. Por otro lado, la emisión de protones solares de bajas energías fue registrado en el medio interplanetario por primera vez a las 20:52 UT, mientras que para energías >1 GeV, se observó a las 20:54 UT [65]. Tras el análisis de las emisiones de la fulguraciones en el rango de las microondas y en el óptico, en [64] se concluyó que los neutrones de alta energía fueron producidos por protones relativistas atrapados en bucles magnéticos.

Frecuentemente, los eventos de PES pueden interpretarse mediante dos compo-

nentes que son generadas por: (1) las partículas aceleradas en el sitio de la fulguración y (2) las partículas aceleradas por el frente de choque interplanetario [63].

Tabla 5.1. Resumen del evento del 24 de mayo de 1990. Los datos en la tabla se obtuvieron de [65], [64] y [63].

Evento del 24/05/1990, GLE#48	
Evento	Tiempo [UT]
Primera emisión de rayos X y microondas	20:46
Comienzo de evento de rayos γ (75-95 MeV)	20:47
Comienzo de producción de neutrones en el Sol	20:48
Ráfagas de radio tipo IV	20:48-21:59
Comienzo de emisión de protones de baja energía	20:52
Comienzo de emisión de protones ($E > 1$ GeV)	20:54
Término de producción de neutrones en el Sol	20:54
Ráfagas de radio tipo II	21:00-21:07
Primer incremento de protones (110-550 MeV)	>21:05
Primer incremento de protones (327-485 MeV)	21:06
Parámetros observados en CDMX	
F_{MAX} [$1/m^2$] = 1.74×10^4	
N_{RCG} [1/5 min] = $6.12 \times 10^4 \pm 448.93$	
N_{PES} [%] = 3.5	
N_{PES} [σ] = 4.96	

En Debrunner et al. [65] describen el evento en tres fases principales: Una primera fase impulsiva acompañada de un flujo de rayos- γ y neutrones con energías > 200 MeV; la segunda fase más lenta en la que los protones solares fueron acelerados a través del medio interplanetario, a su vez produciendo piones y neutrones; la última fase es el momento en que los protones fueron inyectados y acelerados al medio interplanetario y posteriormente detectados por IMP-8, GOES y la red mundial de monitores de neutrones. También en [65] se concluye que el espectro de rayos γ durante la fase inicial fue muy variable, presentando dos picos. La emisión integral de neutrones solares fue una de las más altas medidas (3.5×10^{30} sr^{-1} para neutrones con $E > 100$ MeV). También, calcularon la evolución temporal del espectro de energía de neutrones, estimando índices espectrales de 2.9 ± 0.1 de 20:48 a 20:49 UT, y de 4.25 ± 0.15 después de las 20:49 UT, mientras que el índice para el espectro de rayos γ con energías > 500 MeV se estimó entre 2.5-3. En el caso de los protones, se mostró una fuerte anisotropía con incrementos de hasta 47%, estos fueron observados por las estaciones de MN con la rigidez más baja, específicamente aquellas que tienen conos de aceptación orientados con la dirección del campo magnético interplanetario [66].

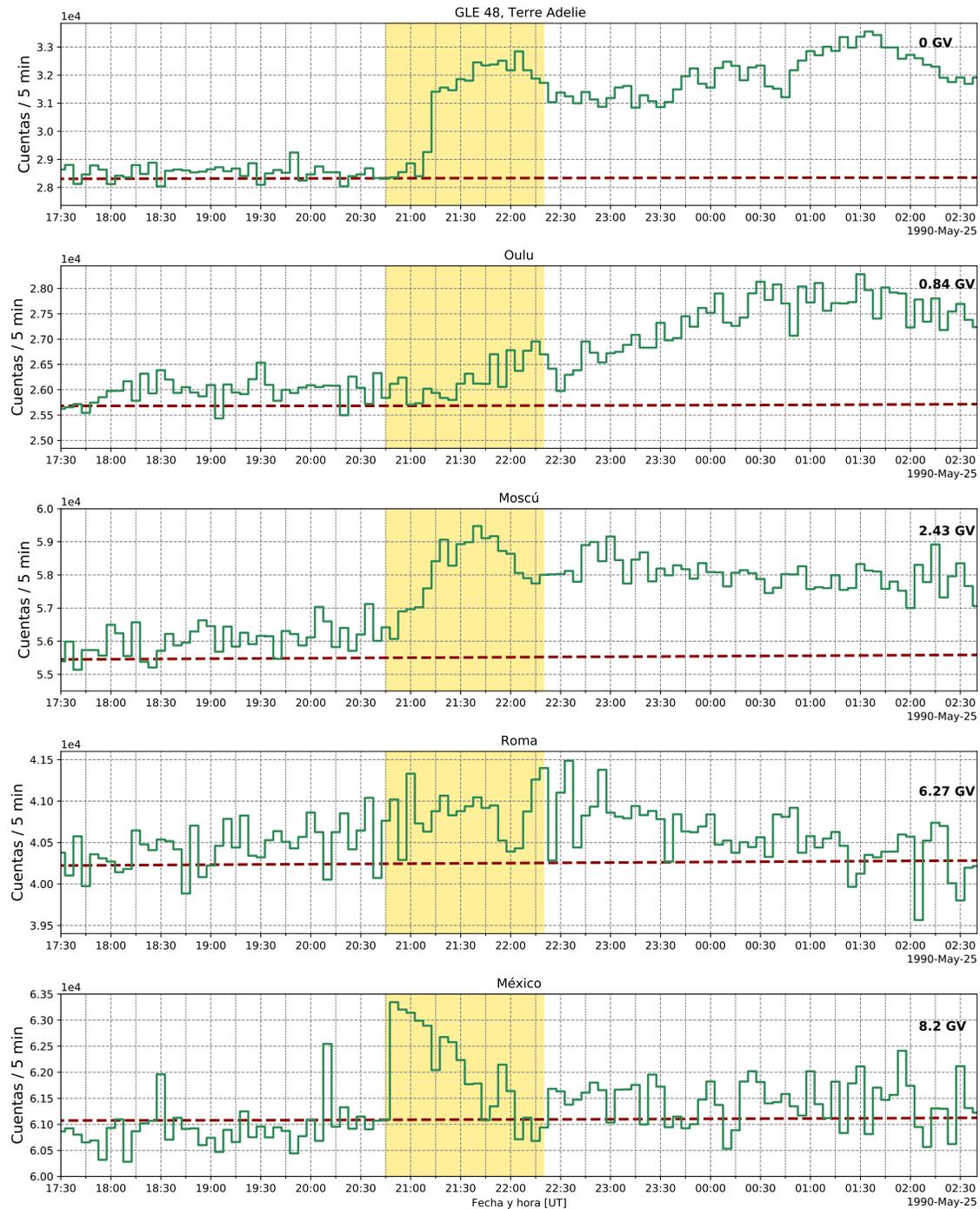


Figura 5.2. Respuesta observada en estaciones de MN con diferente rigidez umbral. Se muestran las estaciones de Terre Adelle (TERA), Oulu (OULU), Moscú (MOSC), Roma (ROME) y México (MXCO). Durante este evento la red mundial de monitores de neutrones mostró una respuesta significativa ante partículas cargadas, siendo registradas por estaciones localizadas en diferentes latitudes y alturas. La barra amarilla en las gráficas representa la duración de la fulguración asociada al evento. La línea roja representa el fondo de RCG (N_{RCG}) para cada estación. Datos obtenidos del Neutron Monitor Database <https://www.nmdb.eu/nest/index.php> y de <https://www.ncei.noaa.gov/data/goes-space-environment-monitor/access/avg/>

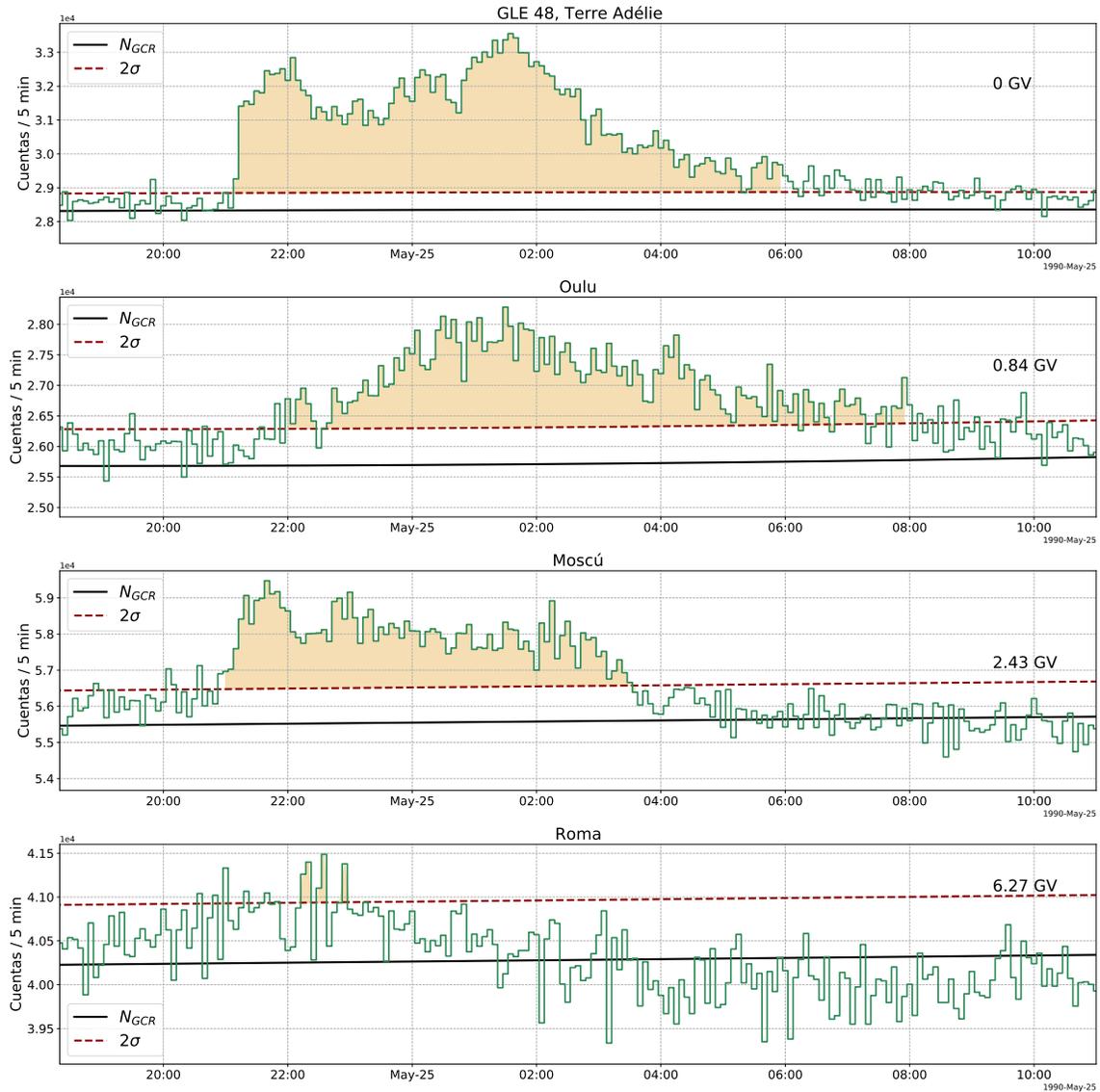


Figura 5.3. Flujo integral calculado para estaciones de MN con diferente rigidez umbral. La zona sombreada con naranja representa el flujo integral registrado en cada estación durante el evento. Dicho flujo fue utilizado para calcular el espectro integral de energía con el método de Koldobskiy et al. [61]. La línea sólida negra corresponde al fondo de RCG (N_{RCG}) y la línea roja punteada son 2σ respecto a N_{RCG} .

El espectro de energía calculado en este trabajo se muestra en [5.4]. El método que se utilizó para el cálculo fue tomado del trabajo de Koldobskiy et al. [61] y está descrito a detalle en la metodología. Para la estimación del espectro, se utilizó el flujo medido por las estaciones mostradas en [5.3]. Para extender el espectro a energías < 500 MeV se utilizó el flujo integral de protones medido por GOES-6 para los canales de energía que corresponden a 10, 30, 50, 60, 100, 336, 395 y 486 MeV. Para energías > 300 MeV estimó un índice espectral $\gamma=3.65$ tras haber ajustado una función tipo $F_0 \cdot R^{-\gamma}$. Inicialmente, se buscaba utilizar el flujo registrado por el MN-CDMX como punto de

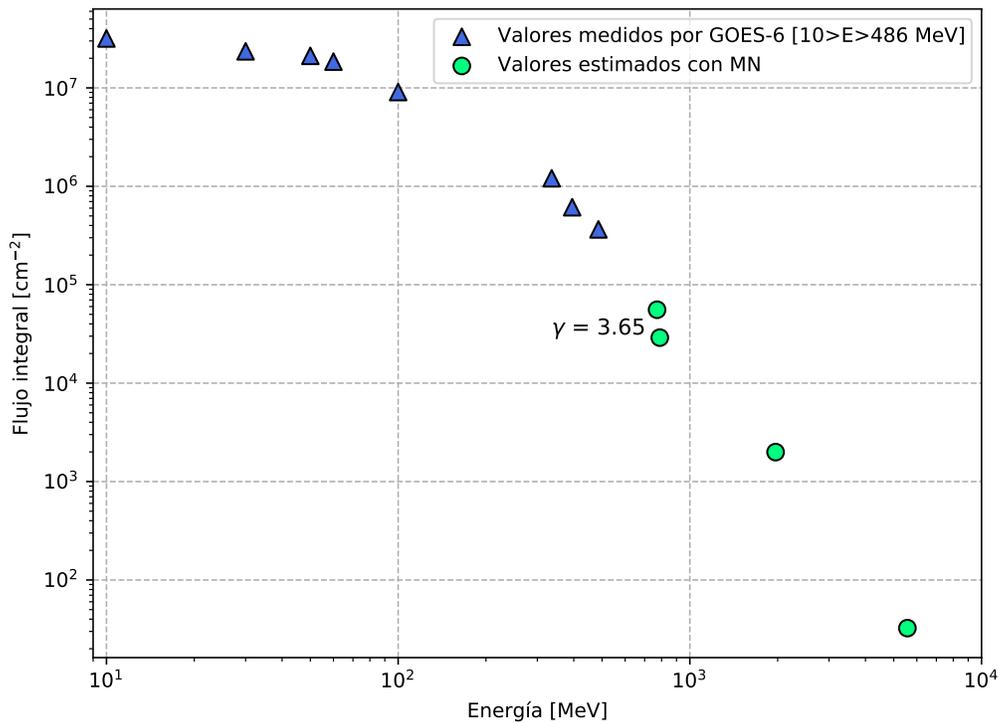


Figura 5.4. Espectro integral de energía para el evento del 24 de mayo de 1990 utilizando el método de [61]. Para energías mayores a 300 MeV se obtuvo un índice espectral de $\gamma=3.65$. En la metodología se describe el proceso para calcular el espectro. Los triángulos azules corresponden a valores directamente medidos por GOES-6 para energías de 10, 30, 50, 60, 100, 336, 395 y 486 MeV. Los puntos verdes son el flujo integral calculado directamente a partir de la respuesta de los MN.

más alta energía en el espectro. Sin embargo, debido a que el método utilizado está basado en la rigidez umbral y que los registros observados en la Ciudad de México fueron atribuidos a neutrones solares, no fue posible incluir el flujo integral del MN-CDMX en el espectro.

De las estaciones con mayor rigidez umbral, en el MN de Roma es donde parece haber un ligero incremento. Por esto, dicha estación se utilizó como punto de más alta energía en el espectro (6.27 GV). Es importante mencionar que los incrementos en la tasa de conteo no son del todo evidentes y determinar con precisión los incrementos que corresponden a PES observando el perfil de la tasa de conteo en los MN es complicado debido a que, como se observa en la figura 5.3, los incrementos en cada estación muestran un perfil distinto. Los perfiles de Terre Adélie y Moscú son parecidos y un primer incremento repentino y concordante es notable en ambas estaciones. En Oulu se muestra un incremento más gradual y no se observa el primer pico que se observa en Terre Adélie y en Moscú. Por dicha razón, para el cálculo del espectro en

este trabajo se consideró que los incrementos mayores a 2σ respecto al fondo de RCG (N_{RCG}) corresponden a PES. En Roma se muestran algunos incrementos mayores a dicho umbral durante el periodo que corresponde a la fulguración, y dichos incrementos fueron utilizados para estimar el espectro, pero también se realizó el cálculo sin considerar el flujo observado en Roma para ver si el índice espectral cambiaba de manera significativa.

El índice espectral considerando a Roma para energías >300 MeV fue de 3.85. El espectro sin considerar a Roma (rigidez umbral máxima de 2.43 GV) fue de 3.65.

En el trabajo de Torsti et al. [63] se calculó la evolución temporal del espectro diferencial de energía de protones obteniendo valores de γ entre 4 y 4.6. En este trabajo se obtuvo el flujo integral durante todo el evento obteniendo un valor de $\gamma = 3.65$ para energías >300 MeV.

5.2. Evento del 4 de noviembre de 2003

El periodo de octubre-noviembre de 2003, durante la máxima fase del ciclo solar 23, es recordado por las más de cuarenta eyecciones de masa coronal, ocho fulguraciones clase X y cinco eventos de PES que ocurrieron en dos grandes grupos de manchas solares [67]. Los eventos acontecidos durante tal periodo son popularmente conocidos como eventos de Halloween. Este periodo representa una etapa de actividad solar inusualmente alta que generó una breve reducción de la capa de ozono de alrededor del 40 % en el hemisferio sur, probablemente como consecuencia del aumento en la producción de compuestos nitrogenados (NOx) e hidrogenados (HOx) [68].

Esta serie de eventos fueron registrados por satélites y por detectores a nivel de tierra, incluyendo la red mundial de monitores de neutrones. Las fulguraciones ocurridas el 28 y 29 de octubre, así como el 2 de noviembre, corresponden a los GLE #65, #66 y #67 sucesivamente. En la tabla 5.2 se listan las fulguraciones que ocurrieron en este periodo. Se muestra el tiempo de inicio (UT), la magnitud, las coordenadas en el disco solar y la intensidad máxima de protones con energías >10 MeV.

La fulguración ocurrida el 4 de noviembre de 2003 es la más intensa que ha sido registrada por GOES desde su funcionamiento [69]. Sin embargo, dicha fulguración no causó un incremento significativo en la red mundial de monitores de neutrones, únicamente en la Ciudad de México. La respuesta registrada en diferentes MN, incluyendo el MN-CDMX, se muestra en la figura 5.6. Fue de clase X28+, aunque se cree que fue incluso mayor, pues los canales de detección se saturaron. Este evento fue inicialmente observado a las 19:29 UT. Las coordenadas de la fulguración en el disco solar fueron S19 W83, correspondiente a la región activa NOAA 10486 [70]. La intensidad máxima para protones con energías >10 MeV fue de 303 [$1/\text{cm}^2 \text{ sr s MeV}$] medido por GOES-11. En el satélite INTEGRAL se observaron flujos de rayos X y de rayos γ alrededor de las 19:42 UT, sugiriendo que la producción de neutrones y la emisión de rayos γ ocurrió al mismo tiempo [70].

En la figura 5.5 se observa la respuesta del MN-CDMX sobrepuesto a las observaciones del flujo de rayos x de 0.1 a 0.8 nm por GOES. El incremento máximo fue de 2.89σ respecto al fondo de RCG (N_{RCG}). En la figura 5.2 se muestra el perfil temporal de las observaciones más importantes obtenidos de [67], así como los parámetros observados en la Ciudad de México. F_{MAX} fue de 5.11×10^3 [$1/m^2$] y N_{RCG} fue de $5.97 \times 10^4 \pm 460.85$ [1/5 min].

Tabla 5.2. Eventos octubre-noviembre, 2003. La tabla y los datos fueron obtenidos de [67]. La columna que corresponde al pico de máxima intensidad es el flujo de protones medido por GOES-11. En [67] utilizan valores promedio de una hora.

Evento	Tiempo de inicio [UT]	Clase	Ubicación	Pico de máxima intensidad E >10 MeV [$1/cm^2 s r s M e v$]
28 Oct	09:51	X17.2	S16,E08	25242
29 Oct	20:37	X10	S15, W02	2158
2 Nov	17:03	X8.3	S14, W56	1356
4 Nov	19:29	X28	S19, W83	303

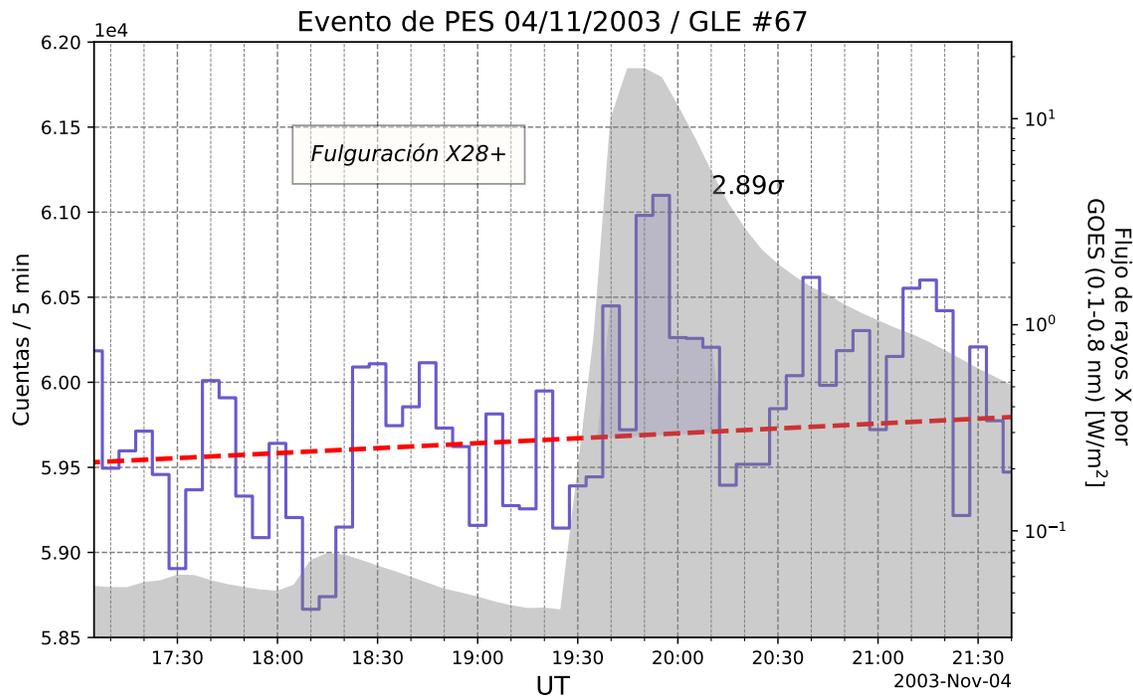


Figura 5.5. Evento del 4 de noviembre de 2003 visto por el MN-CDMX y por GOES. La curva gris sombreada corresponde al flujo de rayos X de 0.1 a 0.8 nm registrado por GOES. La curva morada son las cuentas registradas en el MN-CDMX. La línea roja representa el fondo de RCG N_{RCG} , aproximado con un polinomio de grado 3. El incremento máximo fue de 2.89σ respecto a N_{RCG} , siendo σ la desviación estándar de N_{RCG} . El área morada sombreada representa el flujo integral máximo de neutrones durante este evento. El flujo de rayos X fue obtenido de <https://www.ncei.noaa.gov/data/goes-space-environment-monitor/access/avg/>

Es probable que este evento no haya sido registrado por los monitores de neutrones en la Tierra debido a la intensa tormenta geomagnética y consecuente perturbación en el campo geomagnético ocurrida tras las intensas fulguraciones de los días 28 y 29 de octubre (GLE#65 y GLE#66). Los GLE#65 y #66 ocasionaron un intenso

Tabla 5.3. Resumen del evento del 4 de noviembre de 2003.

Evento del 04/11/2003	
Evento	Tiempo [UT]
Inicio de fulguración	19:29
Primera detección de rayos X suaves	19:42
Primera detección de rayos γ	19:42
Emisiones de rayos γ y rayos X duros	>19:42
Máximo de las emisiones de rayos γ	19:45
Máximo de rayos X en GOES	19:53
Máximo de la fulguración	-
Inicio de evento de PES de alta energía	21:00
Observado en CDMX	
$F_{MAX} [1/m^2] = 5.11 \times 10^3$	
$N_{RCG} [1/5 \text{ min}] = 5.97 \times 10^4 \pm 460.85$	
$N_{PES} [\%] = 2.36$	

y duradero decrecimiento Forbush que afectó la tasa de conteo de los monitores de neutrones de forma significativa.

Este evento fue observado también por el telescopio de neutrones solares de Mauna Kea, ubicado también en Hawaii. El incremento registrado en el MN-CDMX y en Haleakala fue atribuido a neutrones solares.

En Watanabe et al. [70], se obtuvo el espectro de energía para los neutrones solares a partir de las observaciones del MN de Haleakala y de simulaciones para estimar la atenuación de los neutrones al pasar por la atmósfera de la Tierra (ver figura 5.7), tomando en cuenta factores como la eficiencia de detección. En Watanabe et al. [70], obtuvieron un índice espectral de $\gamma = 4.2$ para energías >100 MeV. La aproximación completa del espectro está dada por:

$$1.5 \times 10^{28} \cdot (E_n/100[\text{MeV}])^{-3.9} [1/\text{MeV}/\text{sr}] \quad (5.1)$$

A partir de la expresión 5.1 los autores pudieron explicar consistentemente los perfiles temporales en el MN-CDMX y en el telescopio de neutrones solares de Mauna Kea. En el análisis presentado en [70] se estimó que los neutrones observados entre las 19:51 y las 19:56 UT en el MN de Haleakala tuvieron energías entre 59 y 913 MeV.

Para este evento, no fue posible utilizar el método propuesto para el cálculo del espectro de energía, debido a que no hubo una respuesta considerable por la red mundial de monitores de neutrones.

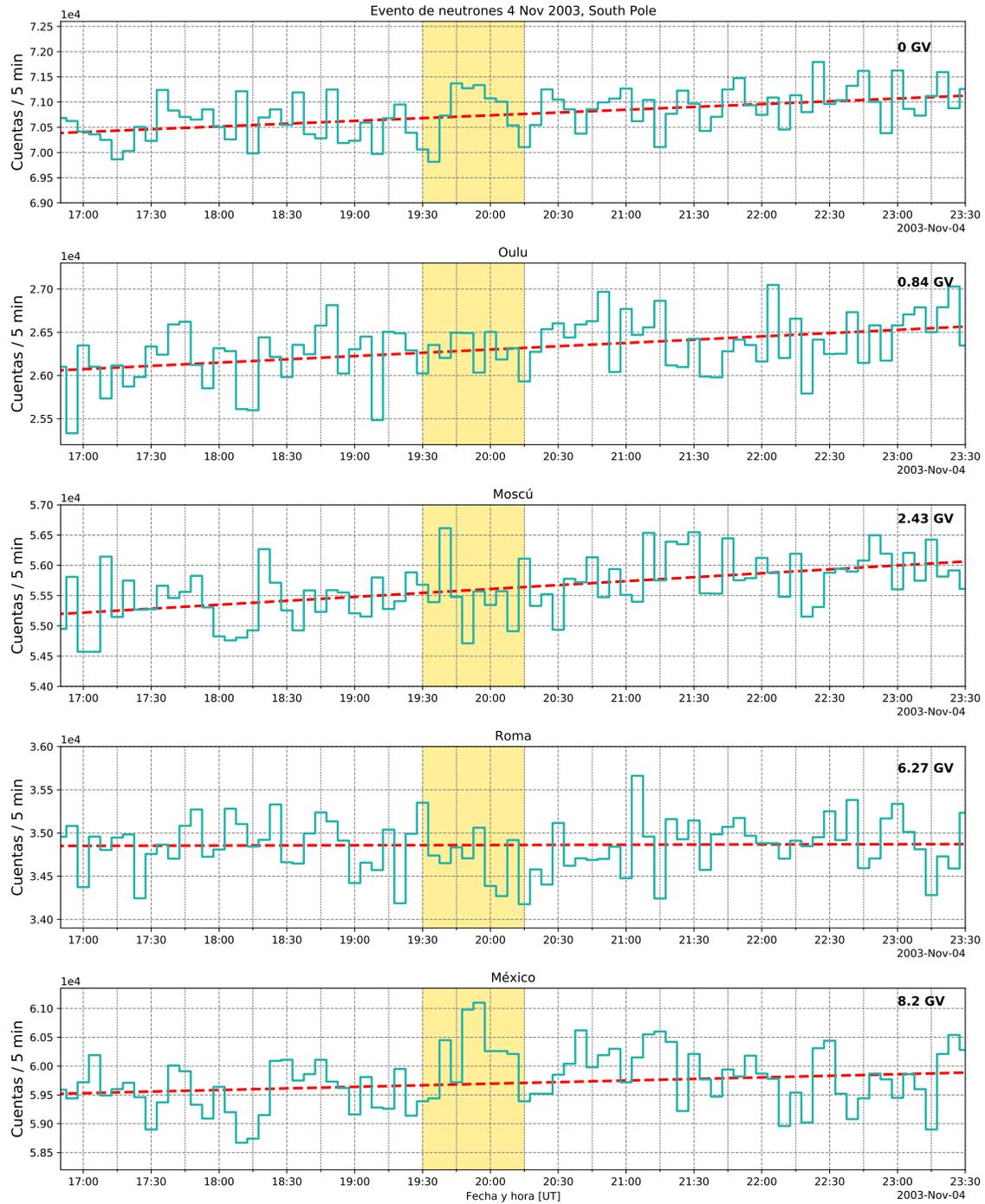


Figura 5.6. Registro de la fulguración ocurrida el 4 de Noviembre de 2003. Se muestra la respuesta registrada en diferentes MN. El flujo de partículas energéticas durante este evento no fue observado por la red mundial de monitores de neutrones. Únicamente en la Ciudad de México y en Hawaii se observó un incremento significativo. El incremento fue atribuido a neutrones solares.

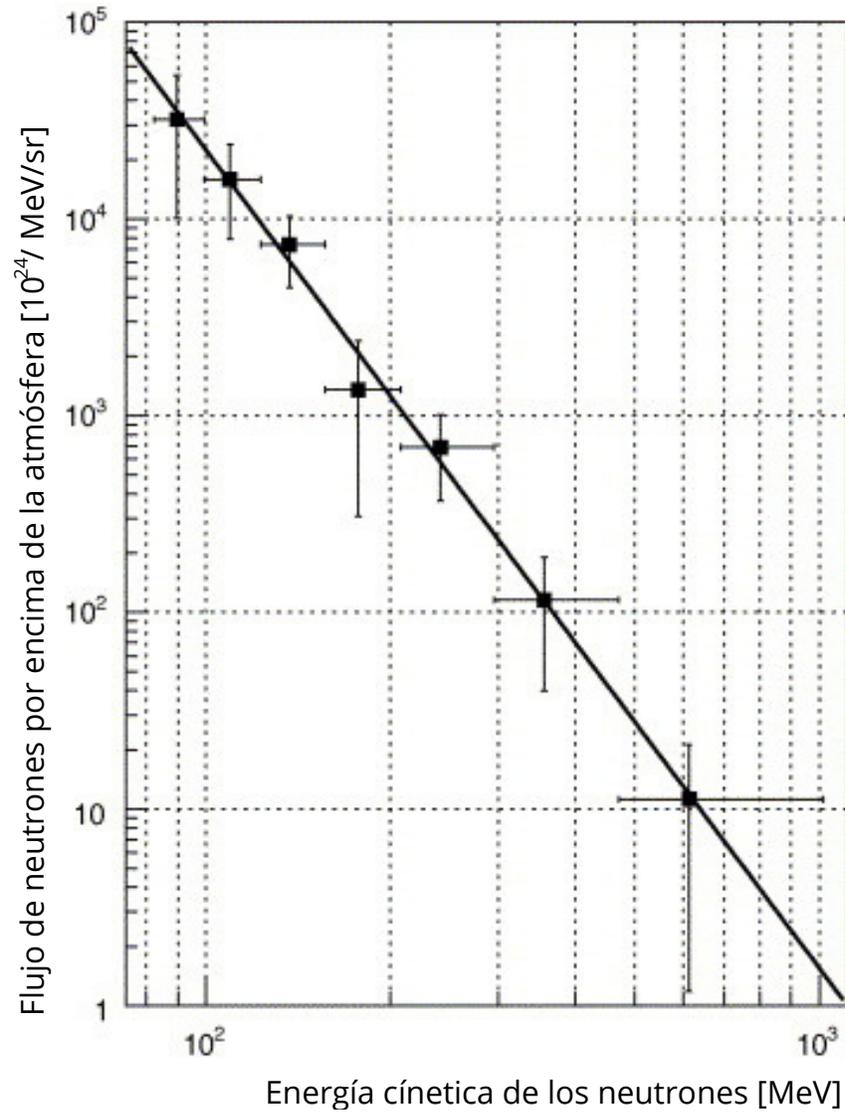


Figura 5.7. Espectro de energía para neutrones obtenido en [70]. El índice espectral es de 4.2 para energías >100 MeV.

5.3. Evento del 7 de septiembre de 2005

Durante septiembre de 2005, ocurrieron dos fulguraciones intensas, X17 y X6.2 el 7 y 9 de septiembre sucesivamente, mientras que los días 10 y 15 de septiembre ocurrieron 2 eventos de PES menores [71].

Al igual que en el evento del 4 de noviembre de 2003, la red mundial de monitores de neutrones no registró incremento alguno, a excepción de las estaciones de la Ciudad de México y de Bolivia, que mostraron una respuesta significativa. En la figura 5.10 se observa la ausencia de respuesta en los MN mostrados. Únicamente en MN-CDMX se observa una respuesta significativa. La fulguración asociada a este evento fue X17.1, y estuvo localizada en S11 E77 en el disco solar. Dicha posición no favorece la detección de un evento de PES debido a la configuración y dirección de las líneas de campo a la distancia de 1 UA. Es por eso que la inmensa mayoría de eventos solares que han sido detectados en la Tierra han ocurrido del lado del limbo oeste en el disco solar o detrás de este, pues las líneas de campo entre 40° - 60° oeste del meridiano central del Sol están mejor conectadas con la Tierra [10].

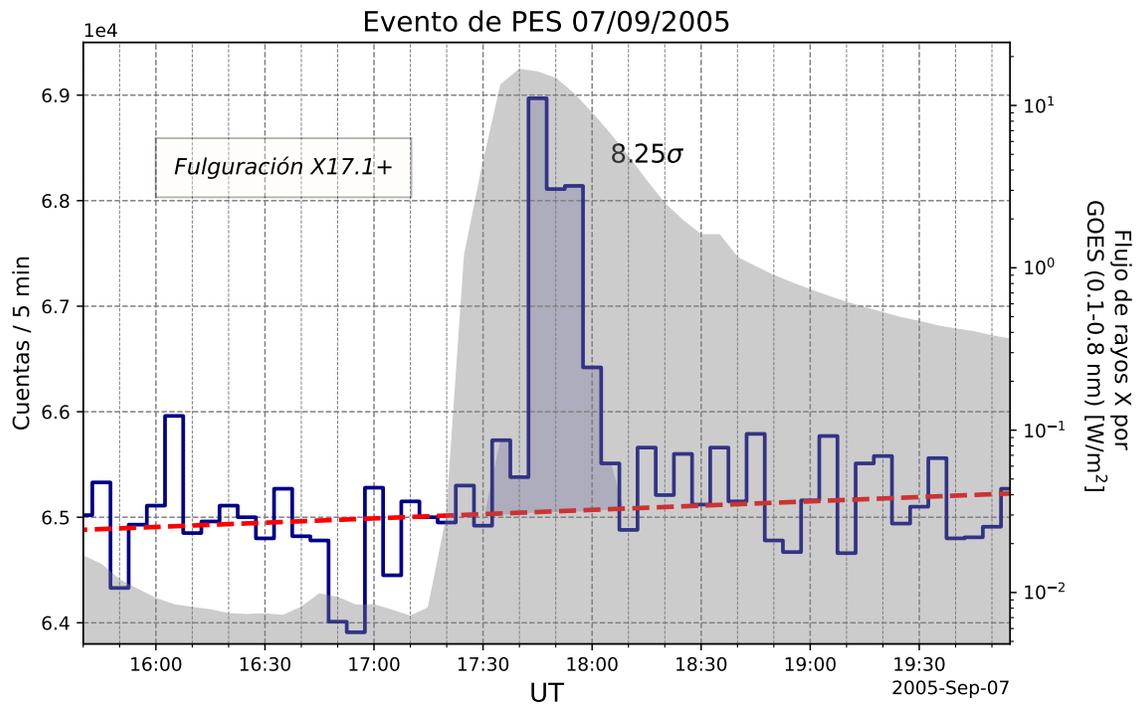


Figura 5.8. Evento del 7 de septiembre de 2005 visto por el Observatorio de Rayos Cósmicos de la Ciudad de México y por el satélite GOES. La curva gris que se sobrepone a las cuentas del MN-CDMX (línea azul) corresponde al flujo de rayos X de 0.1 a 0.8 nm registrado por GOES. La línea roja punteada corresponde al fondo de RCG N_{RCG} , aproximado con un polinomio de grado 3. El incremento máximo fue de 8.25σ respecto con N_{RCG} , siendo σ la desviación estándar de N_{RCG} . El área azul sombreada representa el flujo integral máximo de neutrones registrado durante este evento. El flujo de rayos X fue obtenido de <https://www.ncei.noaa.gov/data/goes-space-environment-monitor/access/avg/>

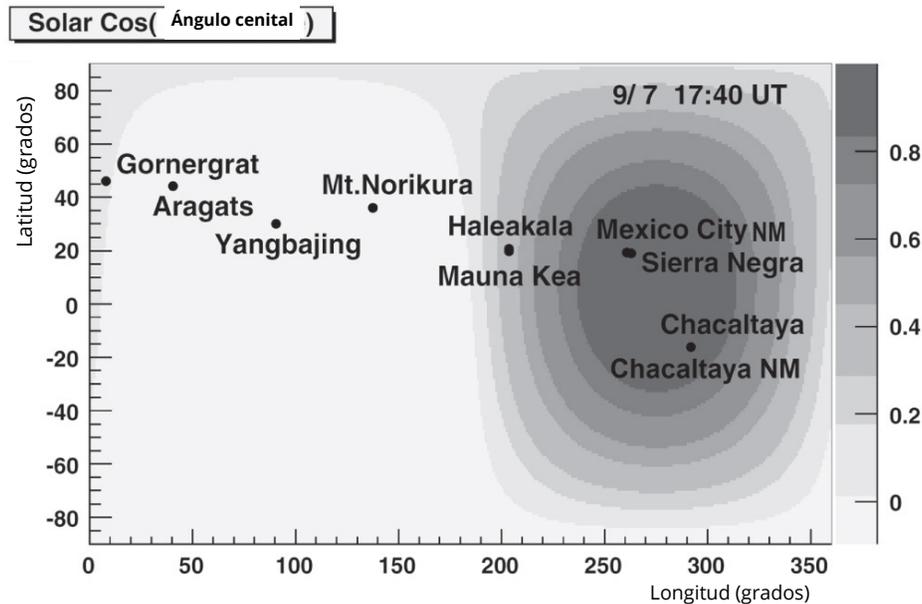


Figura 5.9. Coseno del ángulo del zenit solar durante la fulguración de 7 de septiembre de 2005. La zona con la tonalidad gris más oscura, representa valores cercanos a 0 del ángulo del zenit solar, indicando que la posición geográfica favorecía la detección de partículas para los lugares dentro de esta zona. Conforme baja la intensidad del color gris, baja la probabilidad de observar las partículas. Imagen de [72].

Debido a la posición de la fulguración, es posible que se hayan generado una gran cantidad de partículas cargadas de hasta 10 GeV [72]), y que hayan sido arrastradas con las líneas del CMI en una dirección lejos de la Tierra.

Además de los MN en México y Bolivia, este evento fue también registrado por los telescopios de neutrones ubicados en los mismos países, lo que permitió corroborar que el incremento mostrado en los monitores fue debido a neutrones solares (e.g. [72], [73], [74], [75]).

A la hora del incremento (17:40 UT) el Sol estaba justo por encima de la Ciudad de México (11:40 hrs tiempo local). En la figura 5.9 se observa que la posición geográfica de los detectores en la Ciudad de México, en Sierra Negra y en Chacaltaya pudo haber favorecido la detección de partículas durante el evento.

Este hecho también es evidencia de que los incrementos fueron generados por neutrones, pues la trayectoria de las partículas neutras no es afectada por las líneas de campo magnético: ello permitiría que, si las condiciones son adecuadas, las partículas neutras puedan ser detectadas. Asimismo, el incremento coincide extraordinariamente bien con el incremento máximo en el flujo de rayos-X medido por GOES 5.8

Las fuertes emisiones de rayos γ , debido al decaimiento de piones neutros π^0 , fueron observadas por los satélites INTEGRAL y RHESSI durante este evento [76], esto indica la generación de neutrones de altas energías. En la tabla 5.4 se muestra el resumen de las observaciones más importantes del evento. Los datos de la tabla se obtuvieron de [76].

Es probable también que el espectro de partículas cargadas de este evento haya

Tabla 5.4. Resumen del evento del 7 de septiembre de 2005.

Evento del 07/09/2005	
Evento	Tiempo [UT]
Inicio de fulguración	$\approx 17:15$
Primera detección de rayos X	17:36
Primera emisión de rayos γ	17:37
Máximo en la emisión de rayos γ	17:37
Inicio de detección en MN	$\approx 17:40$
Máximo de la fulguración	$\approx 17:40$
Termino de emisión de rayos X	17:42
Termino de emisión en rayos γ (4.4 MeV)	17:50 o 17:40
Termino de detección en MN	$\approx 18:05$
Observado en CDMX	
$F_{MAX} [1/m^2] = 2.25 \times 10^4$	
$N_{RCG} [1/5 \text{ min}] = 6.507 \times 10^4 \pm 474.88$	
$N_{PES} [\%] = 6.03$	

sido muy suave, produciendo una escasa cantidad de partículas con energías suficientemente altas para ser detectadas en la superficie de Tierra.

En el canal de 40-80 MeV del sensor de partículas energéticas (EPS) en el GOES-12 se observó un incremento ligero y gradual a partir de las 21 UT aproximadamente, sugiriendo que una mínima cantidad de partículas de bajas energías pudieron alcanzar la posición del detector. Los datos de canales de más alta energía (>100 MeV) no están disponibles para corroborar que partículas más energéticas hayan sido detectadas durante este evento.

En este evento, se registró la presencia de neutrones solares por los TNS ubicados en Sierra Negra (México) y en Chacaltaya (Bolivia).

El telescopio de neutrones solares en Sierra Negra México, ubicado en 19N, 97.3W a 4580 m.s.n.m, cuenta con cuatro canales de detección correspondientes a energías de 30, 60, 90 y 120 MeV y es posible determinar la dirección de llegada de los neutrones. En el trabajo de [77] las señales registradas en el TNS sirvieron para realizar un análisis y posteriormente estimar el espectro de energía de los neutrones. Debido a los canales de respuesta diferencial de energía del detector, el espectro fue calculado sin suposiciones sobre el perfil temporal del evento. Los resultados presentados son consistentes con otros trabajos independientes, calculando un índice espectral de $\gamma=3$. Independientemente, en el trabajo de [72] se recalculó el espectro con un análisis alternativo basado en simulaciones numéricas del flujo de neutrones en el TNS usando GEANT4, obteniendo también un índice de $\gamma=3$. En la figura 5.11 se observa el espectro obtenido por [75], mostrando un índice espectral de 3.8 para energías >100 MeV.

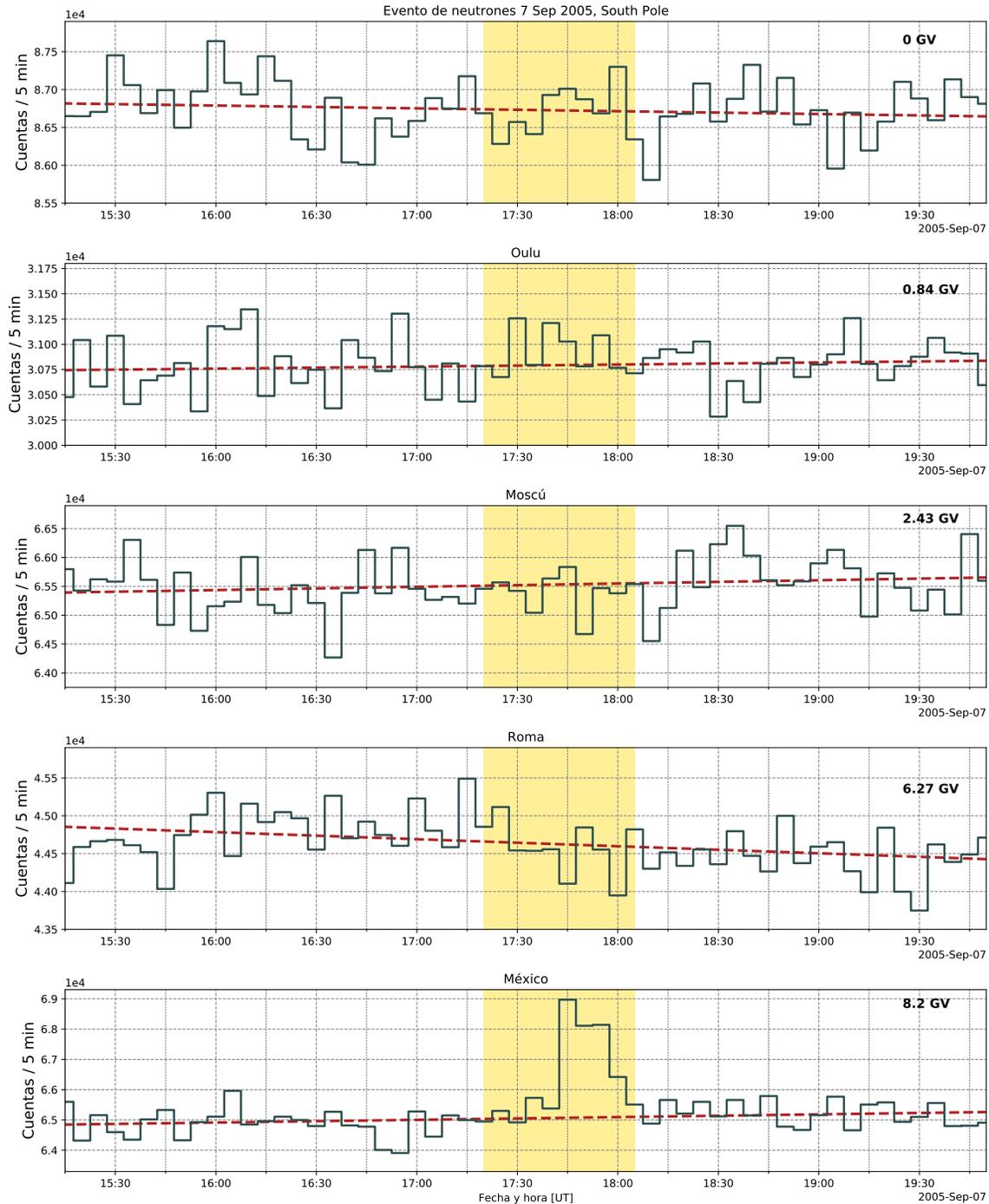


Figura 5.10. De las estaciones de MN que se muestran aquí, únicamente en la Ciudad de México se observa un incremento significativo estadísticamente que corresponde al flujo de partículas energéticas solares durante la fulguración.

Para este evento no fue posible utilizar el método propuesto en la metodología para aproximar el espectro de energía, pues es un método basado en la respuesta de MN en la Tierra. Como se observa en la figura [5.10](#), no hubo respuesta por la

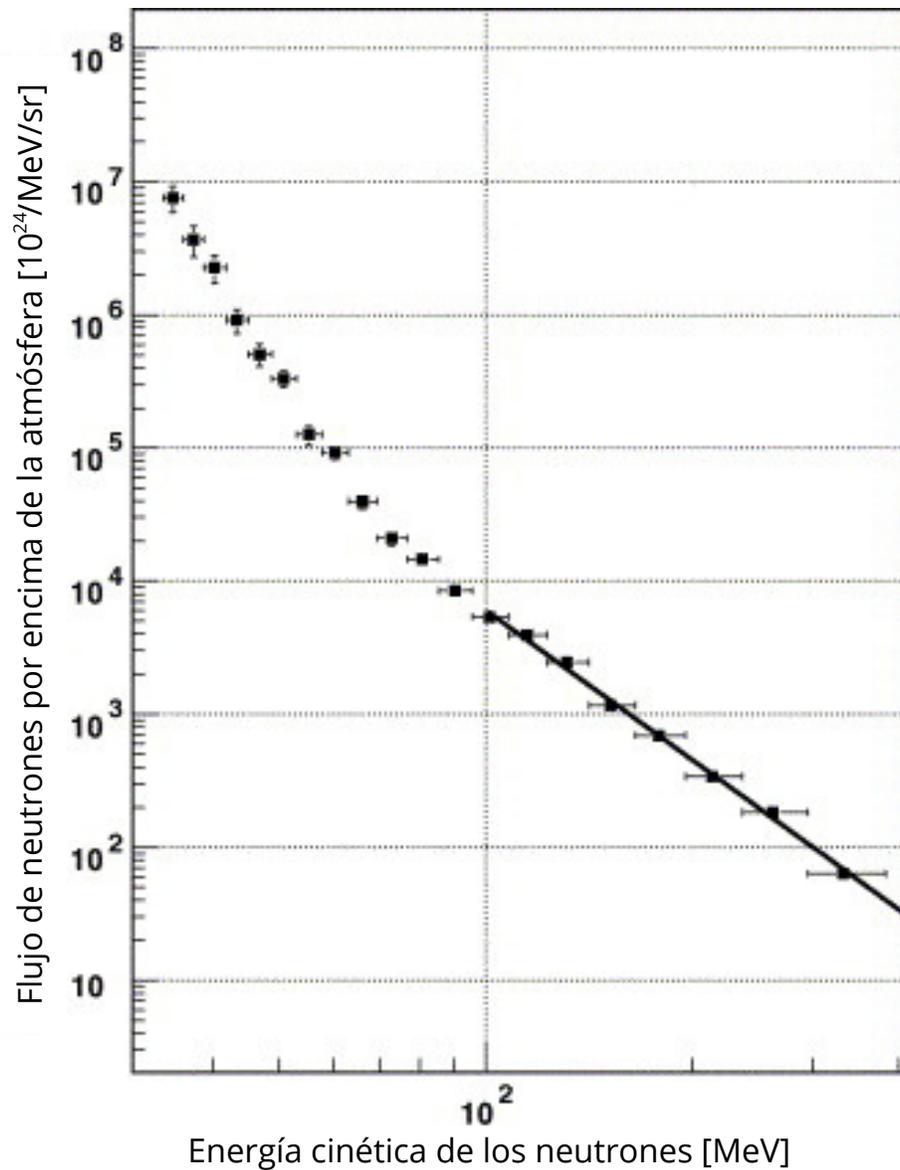


Figura 5.11. Espectro de energía obtenido y por [75]. El índice obtenido fue de 3.8 para energías >100 MeV.

red mundial de monitores de neutrones, y por lo tanto, no se pudo calcular el flujo integral en cada estación. Debido a que los canales de GOES no mostraron detección, tampoco se obtuvieron valores de flujo integral para bajas energías ($10 \text{ MeV} < E < 1 \text{ GeV}$).

Conclusiones

Los tres eventos de partículas solares energéticas registrados en la Ciudad de México desde 1990 presentados en este trabajo están atribuidos a neutrones solares. Los eventos de neutrones son eventos inusuales y para su análisis es importante tener datos de al menos dos tipos diferentes de detectores, como lo son los telescopios de neutrones solares (TNS) y los monitores de neutrones (MN).

Que partículas cargadas no sean observadas en el MN-CDMX durante estos eventos, proporciona información valiosa sobre los mecanismos de aceleración y de la energía máxima que alcanzan las partículas aceleradas en el Sol.

Respecto al espectro de energía propuesto en este trabajo, debido a que el método de Koldoskiy et al. [61] está basado en la respuesta de los MN y diseñado para estimar el espectro integral de eventos de PES que favorezcan la detección en la Tierra (GLE), sólo fue posible calcular el espectro del evento del 24 de mayo de 1990, pues fue el único de los 3 eventos que presentó una respuesta notable y significativa en la red mundial de monitores de neutrones. El espectro obtenido para el evento del 24 de mayo de 1990 es consistente con el espectro previamente calculado por [63]. No fue posible utilizar los datos del MN-CDMX para estimar el punto de más alta energía en el espectro.

Por otro lado, para el análisis de los eventos que no fueron registrados por los MN, existen trabajos describiendo los espectros de los neutrones con métodos ingeniosos (e.g., [77], [70]) que fueron fundamentales para completar la descripción y el análisis de los eventos en este trabajo.

El evento del 24 de mayo de 1990 tuvo una de las emisiones de neutrones más altas registradas. En [65] se estimó la evolución temporal para los neutrones solares, y obtuvo un índice espectral de 2.9 ± 0.1 de 20:48 a 20:49 UT y de 4.25 ± 0.15 después de las 20:49 UT. En el caso de las partículas cargadas registradas por la red mundial de monitores de neutrones, se observó una fuerte anisotropía con incrementos de hasta el 47% en las estaciones de MN que favorecían su detección. En [63] se estimó el espectro diferencial de energía, con valores entre $\gamma = 4$ y $\gamma = 4.6$. El índice espectral

que se obtuvo en este trabajo para el espectro integral de energía fue de $\gamma = 3.65$ para energías >300 MeV.

En relación con el evento del 4 de noviembre de 2003, fue confirmado como evento de neutrones solares por las observaciones en el telescopio de neutrones (TNS) en Mauna Kea, Hawaii y los monitores de neutrones de las Ciudad de México y Haleakala, así como el reconocimiento de la línea de emisión de rayos gamma a 2.223 MeV característica de la captura de neutrones, observado por INTEGRAL. El espectro de energía de los neutrones solares durante el evento del 4 de noviembre de 2003 sugiere que los neutrones solares producidos estaban en el rango de 59-913 MeV y se estimó un flujo total de energía de 3.4×10^{26} erg/sr [70].

Por otro lado, al analizar el evento del 7 de septiembre de 2005, este fue confirmado como un evento de neutrones solares por las observaciones en los monitores de neutrones de la Ciudad de México y de Chacaltaya. También se observó en los TNS en Sierra Negra, México y en Chacaltaya, Bolivia. Fuertes emisiones de rayos gamma por el satélite INTEGRAL fueron observadas durante el evento. En particular se observó la línea de emisión de ^{12}C en 4.4 MeV. La línea característica de captura de neutrones a 2.223 MeV no fue observada, a diferencia del evento del 4 de noviembre de 2003, debido a que la ubicación de la fulguración en el limbo solar no fue favorable [75]. En este evento la emisión de neutrones tuvo una larga duración en comparación con los otros eventos.

Los eventos de neutrones solares no son muy comunes, y para que puedan ser registrados en la Ciudad de México el Sol debe estar posicionado justo por encima en el momento de la fulguración. En México se cuenta con el MN-CDMX, así como con el telescopio de neutrones solares (TNS) en Sierra Negra. Estamos en la fase ascendente del ciclo solar 25 y esperamos que haya una mayor ocurrencia de eventos que puedan ser estudiados y analizados utilizando estos importantes observatorios en México y el método propuesto para calcular su espectro. También es importante desarrollar un método homogéneo para estudiar los eventos de neutrones solares en México utilizando los datos de dichos observatorios y caracterizar a los eventos de una mejor manera.

La importancia de este trabajo radica en contar con un registro de los eventos de PES que han sido observados en la Ciudad de México, y contar con valores numéricos que nos indiquen cuales fueron sus características (e.g., flujo integral de partículas, incremento porcentual respecto al fondo de RCG, duración del incremento y perfil temporal, etc), que además, aportará a futuros estudios y proyectos relacionados con el clima espacial dentro del servicio de Clima Espacial y del laboratorio Nacional de Clima Espacial (SCiESMEX/LANCE). Este estudio representa un primer paso de un análisis más completo que considere otros eventos, como tormentas geomagnéticas, para determinar cuantitativamente en que medida los diferentes eventos afectan a la Ciudad de México. Asimismo, en este trabajo se introdujo un novedoso método para el calculo del espectro integral de energía (ver [61]) que representa una herramienta importante para analizar eventos que ocurran más adelante.

Bibliografía

- [1] O. E. Malandraki and N. B. Crosby, *Solar particle radiation storms forecasting and analysis: The HESPERIA HORIZON 2020 project and beyond*. Springer Nature, 2018.
- [2] L.-A. McFadden, T. Johnson, and P. Weissman, *Encyclopedia of the solar system*. Elsevier, 2006.
- [3] S. Thoudam, J. Rachen, A. Van Vliet, A. Achterberg, S. Buitink, H. Falcke, and J. Hörandel, “Cosmic-ray energy spectrum and composition up to the ankle: the case for a second galactic component,” *Astronomy & Astrophysics*, vol. 595, p. A33, 2016.
- [4] R. Schlickeiser, *Cosmic Rays as Part of the Universe*, pp. 7–24. Berlin, Heidelberg: Springer Berlin Heidelberg, 2002.
- [5] F. Miyake, I. Usoskin, S. Poluianov, *et al.*, *Extreme solar particle storms*. IOP Publishing Limited, 2019.
- [6] L. I. Dorman, *Cosmic rays in the Earth’s atmosphere and underground*, vol. 303. Springer Science & Business Media, 2004.
- [7] F. Mehrez, *Design and test of a readout ASIC for a SiPM - based camera : ALPS (ASIC de lecture pour un photodétecteur SiPM)*. PhD thesis, 11 2015.
- [8] M. Cordero-Tercero, A. Lara-Sánchez, M. Maravilla-Meza, B. Mendoza-Ortega, J. Valdés Galicia, and V. Velasco-Herrera, *Introducción a la física espacial*. Universidad Nacional Autónoma de México, 2013.
- [9] D. V. Reames, *Introduction*, pp. 1–13. Cham: Springer International Publishing, 2017.

- [10] L. Miroshnichenko, *Solar cosmic rays: Fundamentals and applications*, vol. 405. Springer, 2014.
- [11] F. Gautier, “Agile: Development of a compact, low-power, low-cost, and on-board detector for ion identification and energy measurement,” *Instruments*, vol. 6, p. 16, 03 2022.
- [12] S. Poluianov, I. Usoskin, A. Mishev, M. Shea, and D. Smart, “GLE and sub-GLE redefinition in the light of high-altitude polar neutron monitors,” *Solar Physics*, vol. 292, no. 11, p. 176, 2017.
- [13] I. Usoskin, S. Koldobskiy, G. Kovaltsov, E. Rozanov, T. Sukhodolov, A. Mishev, and I. Mironova, “Revisited reference solar proton event of 23 [U+2010]feb[U+2010]1956: Assessment of the cosmogenic [U+2010]isotope method sensitivity to extreme solar events,” *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, vol. 125, 06 2020.
- [14] X. X. Yu, H. Lu, G. T. Chen, X. Q. Li, J. K. Shi, and C. M. Tan, “Detection of solar neutron events and their theoretical approach,” *New Astronomy*, vol. 39, pp. 25–35, 2015.
- [15] M. S. Potgieter, “Solar modulation of cosmic rays,” *Living Reviews in Solar Physics*, vol. 10, no. 1, pp. 1–66, 2013.
- [16] E. Ross and W. J. Chaplin, “The Behaviour of Galactic Cosmic-Ray Intensity During Solar Activity Cycle 24,” *Solar Physics*, vol. 294, no. 1, p. 8, 2019.
- [17] V. Bindi, C. Corti, C. Consolandi, J. Hoffman, and K. Whitman, “Overview of galactic cosmic ray solar modulation in the AMS-02 era,” *Advances in Space Research*, vol. 60, no. 4, pp. 865–878, 2017.
- [18] H. A. Shaden Saray, “Variaciones en los rayos cósmicos detectados por el observatorio de rayos cósmicos de la CDMX asociadas con tormentas geomagnéticas durante el ciclo solar 24 ,” Tesis de Licenciatura, Universidad Nacional Autónoma de México, 2018.
- [19] P. C. Sebastián, “Variaciones en el flujo de los rayos cósmicos detectados por el telescopio de neutrones solares (TNS) en Sierra Negra atribuidas a tormentas geomagnéticas,” Tesis de Licenciatura, Universidad Nacional Autónoma de México, 2018.
- [20] S. Thomas, M. Owens, M. Lockwood, and C. Owen, “Decadal trends in the diurnal variation of galactic cosmic rays observed using neutron monitor data,” *Annales Geophysicae*, vol. 35, p. 825, 07 2017.
- [21] E. Parker, “The passage of energetic charged particles through interplanetary space,” *Planetary and Space Science*, vol. 13, no. 1, pp. 9–49, 1965.
- [22] P. K. Grieder, *Cosmic rays at Earth*. Elsevier, 2001.

- [23] V. Ptuskin, V. Zirakashvili, and E.-S. Seo, “Spectra of cosmic-ray protons and helium produced in supernova remnants,” *The Astrophysical Journal*, vol. 763, no. 1, p. 47, 2013.
- [24] H. Völk and V. N. Zirakashvili, “Cosmic ray acceleration by spiral shocks in the galactic wind,” *Astronomy & Astrophysics*, vol. 417, no. 3, pp. 807–817, 2004.
- [25] J. P. Rachen, T. Stanev, and P. L. Biermann, “Extragalactic ultrahigh-energy cosmic rays. 2. Comparison with experimental data,” *Astronomy and Astrophysics*, vol. 273, p. 377, 1993.
- [26] H. Schlaepfer, “Cosmic rays.” Available at http://www.issibern.ch/PDF-Files/Spatium_11.pdf (28/03/2023).
- [27] D. Lal, “Cosmogenic nuclide dating | Cosmic ray interactions in inerals,” in *Encyclopedia of Quaternary Science (Second Edition)* (S. A. Elias and C. J. Mock, eds.), pp. 418–431, Amsterdam: Elsevier, segunda ed., 2013.
- [28] O. Raukunen, R. Vainio, A. J. Tylka, W. F. Dietrich, P. Jiggins, D. Heynderickx, M. Dierckxsens, N. Crosby, U. Ganse, and R. Siipola, “Two solar proton fluence models based on ground level enhancement observations,” *Journal of Space Weather and Space Climate*, vol. 8, p. A04, 2018.
- [29] K. G. McCracken, H. Moraal, and M. A. Shea, “The high-energy impulsive ground-level enhancement,” *The Astrophysical Journal*, vol. 761, p. 101, nov 2012.
- [30] I. Usoskin, “Cosmic rays.” Lecture Notes in 2018, unpublished, 2003.
- [31] C. Mertens, J. Wilson, S. Blattnig, B. Kress, J. Norbury, M. Wiltberger, S. Solomon, and W. K. Tobiska, “Influence of space weather on aircraft ionizing radiation exposure,” *46th AIAA Aerospace Sciences Meeting and Exhibit*, 2008.
- [32] T. K. Gaisser, *Cosmic rays and particle physics*. Cambridge and New York, Cambridge University Press, 1990.
- [33] S. K. Solanki, B. Inhester, and M. Schüssler, “The solar magnetic field,” *Reports on Progress in Physics*, vol. 69, no. 3, p. 563, 2006.
- [34] S. Turck-Chièze, W. Däppen, E. Fossat, J. Provost, E. Schatzman, and D. Vignaud, “The solar interior,” *Physics Reports*, vol. 230, no. 2, pp. 57–235, 1993.
- [35] G. Severino and G. Severino, “Introduction to the sun,” *The Structure and Evolution of the Sun*, pp. 55–70, 2017.
- [36] M. Stix, *The sun: an introduction*. Springer Science & Business Media, 2004.
- [37] T. Whitbread, “Modelling magnetic activity in the sun.” Available at https://www.researchgate.net/profile/Tim-Whitbread/publication/304148436_Modelling_Magnetic_Activity_in_the_Sun/links/

- [5767f71408ae421c448de43e/Modelling-Magnetic-Activity-in-the-Sun.pdf](https://arxiv.org/abs/5767f71408ae421c448de43e/Modelling-Magnetic-Activity-in-the-Sun.pdf), 2016.
- [38] N. Sebastian, “Limiting Approach to Generalized Gamma Bessel Model via Fractional Calculus and Its Applications in Various Disciplines,” *Axioms*, 2015.
- [39] J. McAteer, “Granulation.” Available at <http://astronomy.nmsu.edu/mcateer/thesis/online/node8.html> (14/01/2004).
- [40] NASA, “Layers of the sun.” Available at https://www.nasa.gov/mission_pages/iris/multimedia/layerzoo.html (20/02/2012).
- [41] M. Carlsson, B. De Pontieu, and V. H. Hansteen, “New View of the Solar Chromosphere,” *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, vol. 57, no. 1, pp. 189–226, 2019.
- [42] M. J. Aschwanden, “Chapter 11 - The Sun,” in *Encyclopedia of the Solar System (Third Edition)* (T. Spohn, D. Breuer, and T. V. Johnson, eds.), pp. 235–259, Boston: Elsevier, third edition ed., 2014.
- [43] L. Lyons, “Space Plasma Physics,” in *Encyclopedia of Physical Science and Technology (Third Edition)* (R. A. Meyers, ed.), pp. 577–591, New York: Academic Press, third edition ed., 2003.
- [44] J. T. Gosling, “Chapter 12 - The Solar Wind,” in *Encyclopedia of the Solar System (Third Edition)* (T. Spohn, D. Breuer, and T. V. Johnson, eds.), pp. 261–279, Boston: Elsevier, third edit ed., 2014.
- [45] S. Taylor, *Photoionisation and Spacecraft-Shadow Interactions in Saturn’s Inner Magnetosphere*. PhD thesis, 2019.
- [46] D. H. Hathaway, “The Solar Cycle,” *Living Reviews in Solar Physics*, vol. 7, no. 1, p. 1, 2010.
- [47] M. Temmer, “Space weather: the solar perspective,” *Living Reviews in Solar Physics*, vol. 18, no. 1, p. 4, 2021.
- [48] H. V. Cane, “Coronal mass ejections and forrush decreases,” in *Cosmic Rays and Earth: Proceedings of an ISSI Workshop, 21–26 March 1999, Bern, Switzerland*, pp. 55–77, Springer, 2000.
- [49] N. A. Kilifarska, V. G. Bakmutov, and G. V. Melnyk, *The hidden link between Earth’s magnetic field and climate*. Elsevier, 2020.
- [50] V. De la Luz, A. Gonzalez-Esparza, M. Sergeeva, P. Corona-Romero, L. González, J. Mejia-Ambriz, J. Valdes, E. Aguilar-Rodriguez, M. Rodriguez-Martinez, E. Romero-Hernandez, E. Andrade, E. Huipe-Domratcheva, G. Cifuentes-Nava, J. E. Hernandez-Quintero, and C. Monstein, “First joint observations of space weather events over mexico,” *Annales Geophysicae*, vol. 36, pp. 1347–1360, 10 2018.

- [51] J. N. Bosch, “Variaciones en la componente secundaria de los rayos cósmicos galácticos, detectadas por el Observatorio de Rayos Cósmicos de la Ciudad de México, atribuidas a campos eléctricos atmosféricos,” Tesis de Licenciatura, Universidad Nacional Autónoma de México, 2018.
- [52] R. G. Ginez, “Estimación del espectro de alturas de pulsos con corrección del efecto apilamiento para el monitor de neutrones 6nm–64,” 2014. Tesis de Maestría, Universidad Nacional Autónoma de México, 2018.
- [53] Y. Balabin, B. Gvozdevsk, E. Mauricev, E. Vashenyuk, and D. Dzhappuev, “Fine structure of neutron multiplicity on neutron monitors,” *Astrophysics and Space Sciences Transactions*, vol. 7, 08 2011.
- [54] R. A. Caballero-Lopez and H. Moraal, “Cosmic-ray yield and response functions in the atmosphere,” *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, vol. 117, no. A12, 2012.
- [55] J. M. Clem and L. I. Dorman, “Neutron monitor response functions,” in *Cosmic Rays and Earth: Proceedings of an ISSI Workshop, 21–26 March 1999, Bern, Switzerland*, pp. 335–359, Springer, 2000.
- [56] E. Flückiger, M. R. Moser, B. Pirard, R. Bütikofer, and L. Desorgher, “A parameterized neutron monitor yield function for space weather applications,” in *International Cosmic Ray Conference*, vol. 1, pp. 289–292, 2008.
- [57] A. Mishev, I. Usoskin, and G. Kovaltsov, “Neutron monitor yield function: New improved computations,” *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, vol. 118, no. 6, pp. 2783–2788, 2013.
- [58] H. Moraal, M. Potgieter, P. Stoker, and A. Van der Walt, “Neutron monitor latitude survey of cosmic ray intensity during the 1986/1987 solar minimum,” *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, vol. 94, no. A2, pp. 1459–1464, 1989.
- [59] A. L. Mishev, S. A. Koldobskiy, G. A. Kovaltsov, A. Gil, and I. G. Usoskin, “Updated neutron-monitor yield function: Bridging between in situ and ground-based cosmic ray measurements,” *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, vol. 125, no. 2, p. e2019JA027433, 2020.
- [60] A. J. Tylka and W. F. Dietrich, “A new and comprehensive analysis of proton spectra in ground-level enhanced (GLE) solar particle events,” in *31th International Cosmic Ray Conference*, Universal Academy Press Lodź, 2009.
- [61] S. A. Koldobskiy, G. A. Kovaltsov, A. L. Mishev, and I. G. Usoskin, “New method of assessment of the integral fluence of solar energetic (>1 GV rigidity) particles from neutron monitor data,” *Solar Physics*, vol. 294, no. 7, pp. 1–18, 2019.

- [62] E. E. Vos and M. S. Potgieter, “New modeling of galactic proton modulation during the minimum of solar cycle 23/24,” *The Astrophysical Journal*, vol. 815, no. 2, p. 119, 2015.
- [63] J. Torsti, L. G. Kocharov, R. Vainio, A. Anttila, and G. A. Kovaltsov, “The 1990 May 24 solar cosmic-ray event,” *Solar Physics*, vol. 166, no. 1, pp. 135–158, 1996.
- [64] L. Kocharov, G. Kovaltsov, J. Torsti, I. Usoskin, H. Zirin, A. Anttila, and R. Vainio, “The 1990 May 24 solar flare and cosmic ray event,” in *High energy solar Physics* (R. Ramaty, N. Mandzhavidze, and X.-M. Hua, eds.), vol. 374 of *American Institute of Physics Conference Series*, pp. 246–255, June 1996.
- [65] H. Debrunner, A. Lockwood, C. Barat, R. Bütikofer, P. Dezalay, E. Flückiger, A. Kuznetsov, J. Ryan, R. Sunyaev, V. Terekhov, G. Trotter, and N. Vilmer, “Energetic neutrons, protons, and gamma rays during the 1990 May 24 solar cosmic-ray event,” *The Astrophysical Journal*, vol. 479, p. 997, 01 2009.
- [66] M. Shea, D. Smart, and K. Pyle, “Direct solar neutrons detected by neutron monitors on 24 May 1990,” *Geophysical Research Letters*, vol. 18, no. 9, pp. 1655–1658, 1991.
- [67] R. Mewaldt, C. Cohen, A. Labrador, R. Leske, G. Mason, M. Desai, M. Looper, J. Mazur, R. Selesnick, and D. Haggerty, “Proton, helium, and electron spectra during the large solar particle events of October–November 2003,” *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, vol. 110, no. A9, 2005.
- [68] C. H. Jackman, M. T. DeLand, G. J. Labow, E. L. Fleming, D. K. Weisenstein, M. K. W. Ko, M. Sinnhuber, and J. M. Russell, “Neutral atmospheric influences of the solar proton events in October–November 2003,” *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, vol. 110, no. A9, 2005.
- [69] T. N. Woods, F. G. Eparvier, J. Fontenla, J. Harder, G. Kopp, W. E. McClintock, G. Rottman, B. Smiley, and M. Snow, “Solar irradiance variability during the October 2003 solar storm period,” *Geophysical Research Letters*, vol. 31, no. 10, 2004.
- [70] K. Watanabe, Y. Muraki, Y. Matsubara, T. Sako, T. Sakai, S. Shibata, and C. Lopate, “Large solar flare on November 4, 2003,” 2005.
- [71] J. Pettit, C. Randall, D. Marsh, C. Bardeen, L. Qian, C. Jackman, T. Woods, A. Coster, and V. Harvey, “Effects of the September 2005 solar flares and solar proton events on the middle atmosphere in waccm,” *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, vol. 123, no. 7, pp. 5747–5763, 2018.
- [72] L. González, J. Valdés-Galicia, F. Sánchez, Y. Muraki, T. Sako, K. Watanabe, Y. Matsubara, Y. Nagai, S. Shibata, T. Sakai, *et al.*, “Re-evaluation of the neutron emission from the solar flare of 2005 September 7, detected by the solar neutron telescope at sierra negra,” *The Astrophysical Journal*, vol. 814, no. 2, p. 136, 2015.

- [73] J. Valdés-Galicia, Y. Muraki, K. Watanabe, Y. Matsubara, T. Sako, L. Gonzalez, O. Musalem, and A. Hurtado, “Solar neutron events as a tool to study particle acceleration at the sun,” *Advances in Space Research*, vol. 43, no. 4, pp. 565–572, 2009.
- [74] T. Sako, K. Watanabe, Y. Muraki, Y. Matsubara, H. Tsujihara, M. Yamashita, T. Sakai, S. Shibata, J. Valdés-Galicia, L. González, *et al.*, “Long-lived solar neutron emission in comparison with electron-produced radiation in the 2005 September 7 solar flare,” *The Astrophysical Journal*, vol. 651, no. 1, p. L69, 2006.
- [75] K. Watanabe, T. Sako, Y. Muraki, Y. Matsubara, T. Sakai, S. Shibata, J. Valdés-Galicia, L. González, A. Hurtado, O. Musalem, *et al.*, “Highly significant detection of solar neutrons on 2005 September 7,” *Advances in Space Research*, vol. 39, no. 9, pp. 1462–1466, 2007.
- [76] K. Watanabe, R. Lin, S. Krucker, R. Murphy, G. Share, M. Harris, M. Gros, Y. Muraki, T. Sako, Y. Matsubara, *et al.*, “Physics of ion acceleration in the solar flare on 2005 September 7 determines γ -ray and neutron production,” *Advances in Space Research*, vol. 44, no. 7, pp. 789–793, 2009.
- [77] J. Francisco Valdes-Galicia, L. X. Gonzalez, F. Sanchez, Y. Matsubara, T. Sako, Y. Muraki, and K. Watanabe, “The Solar Neutron Telescope at Sierra Negra, Mexico, and the 7 September 2005 Event,” in *38th COSPAR Scientific Assembly*, vol. 38, p. 8, Jan. 2010.