

Estudio de los efectos de la actividad solar a largo plazo sobre el flujo de rayos cósmicos
secundarios en el observatorio Pierre Auger

Jennifer Grisales Casadiegos

Trabajo de Grado para optar al título de Magíster en Física

Director

Luis A. Núñez

PhD en Ciencias

Co-Director

Roberto Mussa

PhD en Ciencias

Universidad Industrial de Santander

Facultad de Ciencias

Escuela de Física

Bucaramanga

2024

Yo utilizo a mis amigos más bien como lámparas: veo que ahí hay otro campo, con tu luz. Allí, una colina. Ensancha mi paisaje y sus palabras nombran también y dan sentido a la lectura de estas páginas.

Virginia Wolf, Diarios 1925-1930

A mis amadas amigas...

Agradecimientos

Gracias a El Observatorio Pierre Auger por permitirme los datos y ofrecerme los espacios para el éxito de este trabajo. Gracias al profesor Luis Nuñez por el apoyo en la dirección y en el desarrollo de la maestría, además del apoyo moral. Finalmente gracias a LA-CoNGA physics (*Latin American Alliance for Capacity building in Advanced Physics*) por la financiación en la parte inicial del proyecto a través de la pasantía y la formación de alto nivel ofrecida que me brindó todas las herramientas necesarias para obtener los mejores resultados en este proyecto de investigación.

Tabla de Contenido

Introducción	12
1 Rayos cósmicos	15
1.1 Origen y espectro de energías	15
1.2 Propagación de CR a través de la heliósfera	18
1.3 Propagación de CR a través del Campo Geomagnético	25
1.4 Propagación de CR a través de la atmósfera terrestre	29
1.4.1 Interacciones electromagnéticas	30
1.4.2 Interacciones hadrónicas	32
2 El Observatorio Pierre Auger	34
2.1 Detector de Fluorescencia	34
2.2 Detector de superficie	36
2.2.1 Efecto Cherenkov	36
2.2.2 El detector Cherenkov	39
2.3 Medición del fondo de CR	44
2.3.1 Modo scaler	44
2.3.2 Modo histograma	46

3	Modulación del fondo de Rayos C3smicos debido a la actividad Solar	47
3.1	Datos	47
3.2	Procesamiento de datos en modo <i>scaler</i>	49
3.3	Detectores de Neutrones vs Pierre Auger	54
3.4	Modulaci3n de GCR medido en el Observatorio Pierre Auger	58
3.4.1	Efectos de la periodicidad solar en el fondo de RC medido	58
3.4.2	Sensibilidad a eventos transitorios y de corto plazo	68
3.5	Reproducibilidad y datos abiertos	79
4	Conclusiones	82
	Referencias Bibliogr3ficas	86
5	Anexo	96

Lista de Figuras

Figura 1	Espectro de energía de los CR primarios.	17
Figura 2	Estructura tridimensional de una mancha solar.	19
Figura 3	Estructura magnética que se genera a partir de una CME.	22
Figura 4	Registros de una fulguración intensa y una CME, que perturban considerablemente la heliósfera el 28 de octubre de 2003.	23
Figura 5	Ciclos solares en los últimos 100 años.	25
Figura 6	Campo geomagnético terrestre.	27
Figura 7	Decrecimiento Forbush ocurrido el 13 de mayo del 2005.	28
Figura 8	Desarrollo de una EAS iniciada por un hadrón.	30
Figura 9	Ecuación de Bethe-Bloch para los muones.	32
Figura 10	Detector de Fluorescencia del Observatorio Pierre Auger.	35
Figura 11	Efecto Cherenkov.	39
Figura 12	Estructura de un detector de superficie.	40
Figura 13	Señal del ánodo de un PMT.	41
Figura 14	Carga depositada medida por un tubo fotomultiplicador del observatorio.	42
Figura 15	Esquema del flujo de datos utilizado en el <i>scaler Analysis</i>	51

Figura 16	Diagrama esquemático del monitor de neutrones 6-NM64 ubicado en Atenas, Grecia.	56
Figura 17	Intensidad de rayos cósmicos medida en diferentes estaciones de neutrones.	59
Figura 18	Número de manchas solares, Intensidad de Rayos Cósmicos y Velocidad del Viento Solar.	62
Figura 19	Correlación cruzada entre IRC con el numero de manchas solares y el viento solar.	64
Figura 20	Histórico del número de manchas solares y lag observado en los detectores de neutrones.	66
Figura 21	Desfase temporal en función de la rigidez de corte.	67
Figura 22	Transformada discreta de Fourier sobre los datos de scaler.	69
Figura 23	Magnitudes de los FD en la base de datos de IZMIRAN	70
Figura 24	Histograma de las magnitudes de los 148 Eventos Forbush seleccionados entre los años 2006-2021.	72
Figura 25	Histograma de la magnitud de los FD.	73
Figura 26	Señal total filtrada del Observatorio Pierre Auger.	75
Figura 27	Señal filtrada del decrecimiento Forbush ocurrido el 22 de junio del 2015.	76
Figura 28	Densidad espectral de potencia para una porción de la señal de scaler.	77
Figura 29	Forbush del 22de junio del 2015.	80

Resumen

TÍTULO: ESTUDIO DE LOS EFECTOS DE ACTIVIDAD SOLAR A LARGO PLAZO SOBRE EL FLUJO DE RAYOS CÓSMICOS SECUNDARIOS EN EL OBSERVATORIO PIERRE AUGER *

AUTORA: Jennifer Grisales Casadiegos **

PALABRAS CLAVES: Rayos Cósmicos Galácticos, Viento Solar, Ciclo Solar, Decrecimientos Forbush, Detectores Chérenkov.

DESCRIPCIÓN:

En este trabajo de grado, exponemos los resultados de la cuantificación y exploración de los impactos a corto y largo plazo de la actividad solar sobre el flujo de rayos cósmicos secundarios medidos en el Observatorio Pierre Auger, utilizando el *Modo Scaler*. Este sistema de detección de baja energía tiene la capacidad de registrar el flujo de fondo de rayos cósmicos en términos de partículas por segundo. Su principal objetivo es la detección de destellos de rayos gamma y eventos transitorios, como las disminuciones de Forbush. Aunque desde su creación, el Observatorio está optimizado para partículas con energías superiores a $10^{18}eV$ en los últimos años ha surgido un interés renovado en aprovechar las capacidades del arreglo de detectores de superficie para explorar nuevas aplicaciones y áreas de estudio.

Para cumplir con nuestro objetivo, llevamos a cabo un análisis detallado desde 2006 hasta 2021, periodo que abarca el ciclo solar 24. Contrastamos nuestros hallazgos con datos de otras fuentes, incluyendo monitores de neutrones y satélites, que proporcionan información sobre las manchas solares y el viento solar. Nuestro enfoque principal fue examinar la correlación entre el flujo de rayos cósmicos y los parámetros solares. Encontramos una anticorrelación moderada (entre 0.30 y 0.50) entre la intensidad de los rayos cósmicos y el número histórico de manchas solares, tanto para el Observatorio Pierre Auger como para la estación de neutrones Tsumeb, que tiene una rigidez de corte similar.

* Trabajo de grado

** Facultad de Ciencias. Escuela de Física. Director: Luis A. Núñez.

En un análisis posterior de eventos transitorios, determinamos que la mayoría de los decrecimientos de Forbush (el 71,20% de los eventos) con una magnitud de 2% o superior, ocurren en la zona de máxima actividad solar. Esta zona también presenta la mayor dispersión en las mediciones de los Scaler. Además, implementamos un algoritmo manual, basado en criterios comúnmente utilizados para la identificación de eventos de Forbush, para determinar la sensibilidad actual del observatorio en comparación con otros instrumentos. Utilizamos el evento de Forbush del 22 de julio de 2015, uno de los más intensos y estudiados del ciclo solar 24, como referencia. Encontramos un porcentaje de decrecimiento del 3,01%, significativamente menor que los valores reportados en la literatura (entre 5,2% y 15,2%), lo que sugiere la necesidad de identificar todas las contribuciones al fondo en los datos.

Abstract

TITLE: STUDY OF THE EFFECTS OF LONG-TERM SOLAR ACTIVITY ON THE FLUX OF SECONDARY COSMIC RAYS AT THE PIERRE AUGER OBSERVATORY *

AUTHOR: Jennifer Grisales Casadiegos **

KEY WORDS: Galactic Cosmic Rays, Solar Wind, Solar Cycle, Forbush Decays, Chérenkov Detectors.

DESCRIPTION:

In this degree work, we present the results of the quantification and exploration of the short- and long-term impacts of solar activity on the flux of secondary cosmic rays measured at the Pierre Auger Observatory, using the *Scaler* mode. This low-energy detection system can record the cosmic ray background flux in terms of particles per second. Its main objective is the detection of gamma-ray bursts and transient events, such as Forbush decreases. Although since its inception, the Observatory is optimized for particles with energies above $10^{18}eV$ in recent years there has been renewed interest in taking advantage of the capabilities of the surface detector array to explore new applications and areas of study.

To achieve our goal, we conducted a detailed analysis from 2006 to 2021, a period spanning solar cycle 24. We contrasted our findings with data from other sources, including neutron monitors and satellites, which provide information on sunspots and the solar wind. Our main focus was to examine the correlation between cosmic ray flux and solar parameters. We found a moderate anti-correlation (between 0.30 and 0.50) between cosmic ray intensity and historical sunspot number for both the Pierre Auger Observatory and the Tsumeb neutron station, which have similar shear stiffness.

In a subsequent analysis of transient events, we determine that most of the Forbush decreases (the 71,20% of

* Master thesis

** Faculty of Science. School of Physics. Director: Luis A. Núñez.

the events) with a magnitude of 2 or higher occur in the zone of maximum solar activity. This zone also has the largest scatter in the Scaler measurements. In addition, we implemented a manual algorithm, based on criteria commonly used for Forbush event identification, to determine the current sensitivity of the observatory compared to other instruments. We used the Forbush event of July 22, 2015, one of the most intense and studied events of solar cycle 24, as a reference. We found a percentage decrease of 3,01 %, significantly lower than values reported in the literature (between 5,2 % and 15,2 %), suggesting the need to identify all contributions to the background in the data.

Introducción

El Sol es la estrella más cercana a la Tierra y la principal fuente de energía para la vida en nuestro planeta. Su actividad se manifiesta en forma de cambios en la luminosidad, campo magnético, viento solar y transporte de partículas, además que lo hace a diferentes ritmos, desde minutos hasta siglos (Balogh y col., 2008). El periodo de actividad más conocido es el ciclo de 11 años que se caracteriza por el aumento y la disminución del número de manchas solares donde se concentra el campo magnético debido al mecanismo de convección de su plasma (Balogh y col., 2008).

El estudio exhaustivo de la dinámica solar y todos los fenómenos determinados por la interacción entre el viento solar, el campo magnético interplanetario y el campo magnético terrestre se conoce hoy como *Clima Espacial* (A. K. Singh y col., 2021). El término se empezó a usar en los años 50 y se popularizó en los años 90. Sin embargo, antes de eso ya se habían observado y caracterizado algunos fenómenos de clima espacial como las auroras, las tormentas magnéticas o los rayos cósmicos (Cade III y Chan-Park, 2015). Por ejemplo, el primer registro de una tormenta magnética fue realizado por el naturalista Alexander von Humboldt en 1808 relacionándola con las manchas solares (Lakhina y col., 2007), o el registro en 1859 de la mayor tormenta magnética conocida *el evento Carrington*, que causó auroras espectaculares y daños en las líneas telegráficas (Hayakawa y col., 2019). En el siglo XX, el desarrollo de la tecnología espacial hizo que el clima espacial fuera más relevante, ya que podía afectar a los satélites, las comunicaciones, la navegación o la salud de los astronautas (Schrijver, 2015) y se comenzaron a desarrollar instrumentos tanto en el espacio como en la Tierra, que permiten observar el Sol, el viento solar, el campo magnético

interplanetario, el campo magnético terrestre, la ionosfera y la atmósfera.

Entre estos instrumentos se encuentran los detectores de rayos cósmicos: partículas cargadas que provienen de diversas fuentes astrofísicas incluido el Sol, capaces de acelerar partículas a altas velocidades, abarcando un amplio espectro de energía (Spurio, 2015). No obstante, es un hecho bien establecido que al aumentar la energía, disminuye el número de partículas que pueden ser detectadas. En este contexto, el Sol y la galaxia se revelan como las fuentes predominantes, generando lo que hoy llamamos *fondo de rayos cósmicos* (T. K. Gaisser y col., 2016). Hasta la fecha, todas las observaciones realizadas han confirmado que los diversos fenómenos solares son la principal causa de alteración en este flujo de fondo, estableciendo así un vínculo directo entre la medición de estas partículas y la actividad solar (Forbush, 1954).

Uno de los experimentos más importantes construidos para la medición indirecta de rayos cósmicos es el Observatorio Pierre Auger que se encuentra en la provincia de Mendoza, Argentina, y tiene como objetivo estudiar partículas de ultra alta energía (UHECR), es decir, aquellas con energías superiores a los $10^{18} eV$ (A. e. a. Aab, 2015). Sin embargo, a partir del 2005 este observatorio implementó un sistema de detección adicional de baja energía denominado *modo scaler* que registra el flujo de fondo en forma de número de partículas por segundo, con el objetivo de observar destellos de rayos gamma y eventos transitorios como Forbush Decreases (Dasso y Asorey, 2012). Por lo tanto, este nuevo criterio de almacenamiento de eventos ha abierto un mundo de nuevos análisis e información física que en los últimos años ha logrado mayor interés en la comunidad científica.

La presente tesis de maestría hace parte de este conjunto de trabajos que busca caracteri-

zar al arreglo de detectores de superficie como un sensor de alta resolución del rayos cósmicos galácticos (Dasso y Asorey, 2012, Asorey, 2012, Masías-Mesa, 2017, Schimassek, 2022). Mas específicamente, aquí presentamos un estudio de los efectos de la actividad solar a largo plazo sobre el flujo de rayos cósmicos secundarios en el Observatorio Pierre Auger, utilizando el modo Scaler, considerando el efecto que tienen los eventos transitorios en estas mediciones (Colalillo, 2018, Schimassek, 2022).

Este trabajo se organiza en cuatro apartados principales. El capítulo uno se centra en los rayos cósmicos, su origen, espectro de energías y su propagación a través de la heliósfera, el campo geomagnético y la atmósfera terrestre, haciendo un recorrido por los fenómenos físicos de principal interés. El capítulo dos describe el Observatorio Pierre Auger, sus detectores y la forma como se aprovecha para medir el fondo de rayos cósmicos.

El capítulo tres presenta los resultados del análisis de los datos del modo Scaler del Observatorio Pierre Auger, desde el año 2006 hasta el año 2021, y lo obtenido al compararlos con los datos de otros detectores como monitores de neutrones, satélites. A partir de lo anterior se explora cuantitativamente la correlación entre el flujo de rayos cósmicos y los parámetros solares, así como la respuesta del Observatorio a los eventos solares transitorios, como las erupciones solares y las eyecciones de masa coronal y su afectación al ciclo solar de 11 años. Por último se presentan las conclusiones donde se realiza un recuento detallado de los resultados obtenidos a lo largo de la investigación y se discuten las implicaciones de las observaciones sugiriendo direcciones para estudios futuros.

1. Rayos cósmicos

Los rayos cósmicos (CR) son partículas cargadas que viajan a través del espacio intergaláctico a velocidades cercanas a la luz. Estas partículas que provienen de diversas fuentes, incluyendo el Sol, supernovas, pulsares, agujeros negros entre otras, son en su mayoría protones y núcleos atómicos. Su composición es diversa, con una predominancia de protones (89%), seguidos por núcleos de helio (10%) y núcleos pesados (1%). También pueden estar constituidos por partículas elementales como electrones o fotones de alta energía (Kampert y Watson, 2012).

En este capítulo, realizaremos una descripción de su origen y espectro de energías además de los mecanismos de detección utilizados en la actualidad, proporcionando una visión de cómo están siendo estudiados. A continuación, exploraremos cómo se propagan a través de la heliósfera y el campo geomagnético para finalizar describiendo la morfología de las cascadas aéreas extensas (EAS) producidas en la atmósfera terrestre y las interacciones hadrónicas y electromagnéticas que las generan. La comprensión de los fenómenos de interacción y decaimientos es esencial, ya que nuestro estudio se centra en la detección en tierra de la componente electromagnética de las EAS, especialmente los muones y electrones que llegan al nivel del suelo.

1.1. Origen y espectro de energías

Los CR son en su mayoría hadrones, partículas subatómicas que incluyen protones y núcleos atómicos. Pueden tener energías de entre 10^9 eV hasta más allá de los 10^{20} eV. Aquellas con energías menores a 10^{15} eV están sujetas grandes variaciones temporales, tanto periódicas como transitorias, debido a la influencia del Sol. Superior a esta energía los efectos heliosféricos se vuel-

ven despreciables (Spurio, 2015).

Para su medición se pueden emplear diferentes métodos dependiendo de la energía del primario¹. Los métodos directos para la detección de CR implican el uso de instrumentos enviados al espacio en globos, cohetes o satélites para medir las características de las partículas que llegan a la Tierra (Spurio, 2015). Algunos ejemplos de estos instrumentos incluyen los detectores de trazas nucleares, los espectrógrafos magnéticos, o los calorímetros, que calculan pérdida de energía (Tomassetti, 2023).

Los métodos indirectos de detección utilizan la atmósfera como calorímetro y detectan las partículas secundarias² producidas. Uno de los instrumentos más representativos para la detección indirecta es el Observatorio Pierre Auger, que utiliza múltiples técnicas para estudiar la física detrás de los CR de ultra alta energía a energías mucho más allá de las accesibles por los aceleradores de partículas (Engel y Schmidt, 2021).

El espectro de energía de los CR caracterizado a través de una gran variedad de instrumentos, se puede observar en la figura 1 en donde se observan 3 puntos de quiebre a diferentes valores de energía: la rodilla ($10^{15} eV$), la segunda rodilla ($10^{17} eV$) y el tobillo ($10^{19} eV$). Este espectro sigue una ley de potencia, del tipo $E^{-\gamma}$, con el exponente γ en cada uno de estos quiebres (Riggi, 2023). Para visualizar mejor la tendencia del espectro, se suelen representar los valores de flujo

¹ En adelante llamaremos partículas primaria o *primarios* a los CR que llegan a la tierra y no han interactuado con la atmósfera.

² En adelante llamaremos partículas secundarias o *secundarios* a las partículas generadas por los procesos de interacción y decaimiento que se producen por la interacción de los CR primarios con la atmósfera.

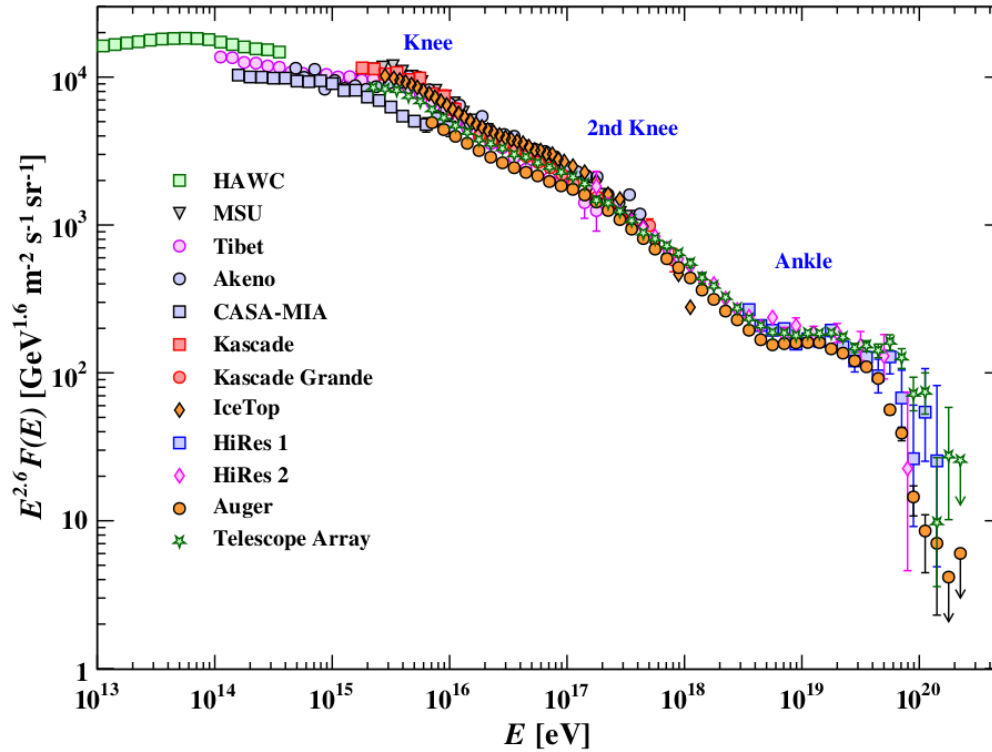


Figura 1. Espectro de energía de los CR primarios. Los puntos con diferentes colores y geometrías indican las mediciones realizadas por experimentos directos o indirectos. Fuente **PDG**

multiplicados por E^γ , eligiendo un valor adecuado del exponente γ (entre 2,5 y 3) como se observa en la figura 1. Esta representación permite verificar si la tendencia de los datos sigue esta ley, ya que idealmente los valores se dispondrían a lo largo de una línea horizontal.

Existe evidencia que sugiere que los CR con energías inferiores a la “rodilla” del espectro energético, tienen un origen galáctico modulado principalmente por el viento solar. Esta afirmación se basa en la observación de los rayos gamma emitidos por el disco galáctico pues se espera que la interacción de los CR con el material interestelar genere una señal de rayos gamma mejorada, es decir, un incremento en la emisión (Cristofari, 2023).

Por otro lado, cuando la energía de los CR supera un cierto umbral, conocido como el

“tobillo”, se tiene evidencia de un origen extragaláctico (A. Aab, 2014). Esta transición se produce porque los CR de alta energía no pueden confinarse dentro de la galaxia cuando su radio de Larmor, que es el radio de la trayectoria en espiral que una partícula cargada sigue en un campo magnético, es mayor que el tamaño típico del halo galáctico (Spurio, 2015).

1.2. Propagación de CR a través de la heliósfera

Independientemente de su procedencia, todas las partículas primarias tienen que atravesar los campos magnéticos terrestre y solar para entrar en la atmósfera y es su energía la que determinará si tienen o no una interacción significativa. El examen minucioso de la composición y estructura del magnetismo solar ha permitido avanzar sustancialmente en nuestra comprensión del Sol y la forma como este modula los CR que viajan por el espacio interestelar.

Son varias las capas que componen este cuerpo celeste, y cada una de ellas es esencial para la creación y distribución de su energía. En concreto, el interior, que incluye el núcleo y la zona radiativa constituye aproximadamente el 70% de su radio, y el 30% restante lo constituye la zona convectiva (Hanslmeier, 2023). En esta región, la temperatura no es lo suficientemente alta como para transferir energía a través de la radiación térmica. Por lo tanto, el plasma caliente cerca a la zona radiativa asciende hacia la superficie solar donde pierde energía. A medida que se enfría, el plasma desciende continuando el ciclo continuo de transporte. Este proceso de convección da lugar a un patrón celular en la superficie conocido como granulación solar (figura 2) que a su vez, genera campos magnéticos a través de un mecanismo conocido como 'mecanismo de dínamo solar' (Sturrock y Holzer, 1986). La atmósfera del Sol, que incluye la fotosfera, la cromósfera y la corona, juega un papel crucial en su dinámica. Aunque estas capas representan una pequeña

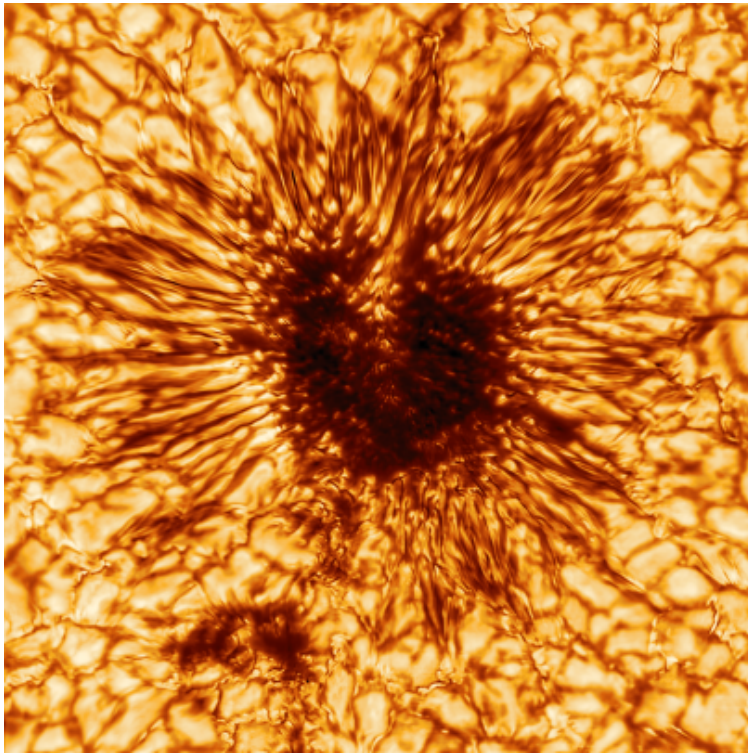


Figura 2. La cámara Inouye Solar Wave Front Correction (WFC) de la NSF capturó su primera imagen de una mancha solar el 28 de enero de 2020. La imagen revela un corte de la estructura tridimensional de la mancha solar, que se forma por la convergencia de campos magnéticos intensos y gas caliente que burbujea desde abajo. Aunque la imagen presenta una paleta de colores cálidos con tonos rojos y naranjas, fue tomada por el visor contextual de la Cámara de Campo Amplio del Telescopio Solar Inouye a una longitud de onda de 530 nanómetros, que corresponde a la parte amarillo verdosa del espectro visible. Crédito: NSO/AURA/NSF

fracción del radio total (0,43 %), son el escenario de varios fenómenos que definen su actividad. La fotosfera, que es la capa que vemos desde la Tierra, tiene un grosor de aproximadamente 500 km y es donde se manifiestan las manchas solares, que son indicadores de su actividad magnética y su mecanismo de convección (figura 2). La cromósfera, con un grosor de aproximadamente 2500 km, es el lugar donde ocurren las fulguraciones solares, que son explosiones de energía causadas por el reajuste de las líneas del campo magnético.

Finalmente, la corona aunque se extiende mucho más allá de la cromósfera, es notablemente menos densa y es la fuente del viento solar compuesto principalmente por electrones y protones que se expanden hacia el exterior a velocidades de entre 300 y 800 kilómetros por segundo. Este flujo de partículas arrastra el campo magnético del Sol, formando una estructura helicoidal conocida como espiral de Parker (Rozelot, 2006) y extendiendo así a cientos de miles de kilómetros la influencia del Sol en una estructura denominada heliósfera. Se puede pensar la heliósfera como el escudo permanente ante los vientos interestelares (Schrijver y Siscoe, 2009) ya que su existencia produce una dinámica compleja de campos magnéticos y partículas energéticas. De este modo, aunque la atmósfera representa solo una pequeña fracción del radio total, su influencia se extiende mucho más allá, teniendo repercusiones incluso en nuestra vida diaria en la Tierra.

Las sondas espaciales dan la oportunidad de medir directamente parámetros físicos fundamentales del viento solar. Este no es un fluido estacionario: continuas fluctuaciones del campo magnético son producidas por movimientos turbulentos del gas, y escapan hacia el medio interplanetario. Discontinuidades en el campo magnético y ondas de choque se producen por la colisión de viento solar lento y viento solar rápido y por erupciones en la corona solar, eyecciones de masa

coronal (CME) y fulguraciones. Las CMEs arrastran plasma solar a altas velocidades que se propagan a través del sistema solar, y pueden ser medidas cerca de la Tierra como ICME (Eyección de masa coronal interplanetaria). Cuando son suficientemente rápidas generan una onda de choque delante de ellas como se observa en la figura 3.

En la imagen podemos observar como la estructura magnética expulsada desde la corona (línea roja) perturba el campo magnético heliosférico (líneas azules). El viento solar no puede penetrar en la ICME, por lo que se comprime junto con el campo magnético, o se desvía alrededor de la ICME, como indican las dos flechas azules. La configuración de las líneas de campo cambia. En la interfaz entre la ICME y el viento solar circundante, el campo magnético se vuelve turbulento. En esta heliósfera perturbada, tanto los rayos cósmicos solares como los galácticos experimentan condiciones de propagación muy diferentes a las de la heliósfera en estado tranquilo (*Neutron Monitor Database (NMDB) 2023*).

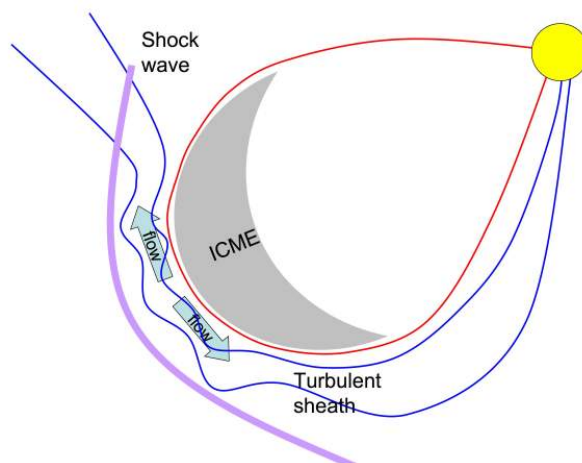


Figura 3. Ilustración de la estructura magnética que se genera a partir de una CME desde la corona (línea roja) y perturba el campo magnético heliosférico representado por las líneas azules. El viento solar no puede penetrar en la ICME, por lo que se comprime junto con el campo magnético, o se desvía alrededor de la ICME, como indican las dos flechas azules. La alteración de la configuración de las líneas de campo en la región de propagación de la ICME le añaden turbulencia al campo magnético. Fuente *Neutron Monitor Database (NMDB) 2023*

Un ejemplo de esta dinámica se puede observar a través de la figura 4 donde se muestran los registros de una fulguración intensa y una CME, que perturban considerablemente la heliósfera el 28 de octubre de 2003. Las cuatro imágenes fueron tomadas por diferentes instrumentos a bordo de la nave SOHO (ESA/NASA). Grupos de manchas (arriba a la izquierda) indican intensa actividad y complejas estructuras magnéticas en la superficie. En la mayor y más compleja de esas regiones aparecieron brillantes fulguraciones observadas por el telescopio de ultravioleta extremo EIT (esquina superior derecha). Además se observa una CME rápida y grande unos minutos más tarde por el coronógrafo LASCO (imágenes inferiores), propagándose por la corona a una velocidad de 1000 km/s. Los rayos cósmicos galácticos (GCR) con energías altas $> 10\text{GeV}$ poseen una trayectoria rectilínea al propagarse por la heliósfera, ya que la fuerza de Lorentz que ejerce

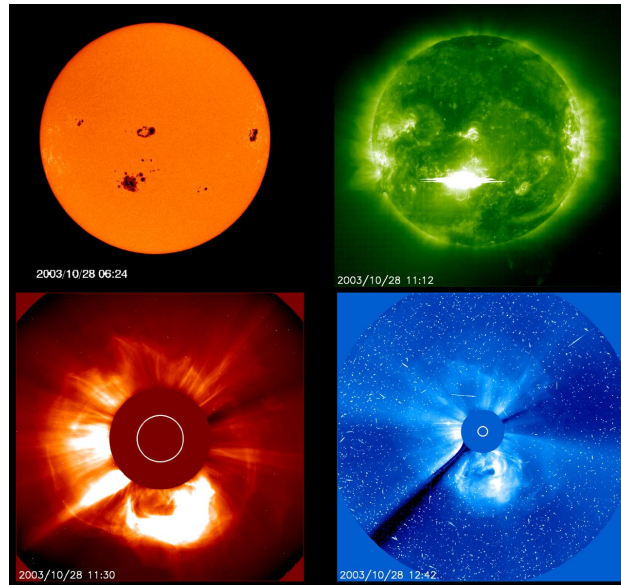


Figura 4. Registros de una fulguración intensa y una CME, que perturban considerablemente la heliósfera el 28 de octubre de 2003. Las cuatro imágenes fueron tomadas por diferentes instrumentos a bordo de la nave SOHO (ESA/NASA). Grupos de manchas (arriba a la izquierda) indican intensa actividad y complejas estructuras magnéticas en la superficie. En la mayor y más compleja de esas regiones aparecieron brillantes fulguraciones observadas por el telescopio de ultravioleta extremo EIT (esquina superior derecha). Además se observa una CME rápida y grande unos minutos más tarde por el coronógrafo LASCO (imágenes inferiores), propagándose por la corona a una velocidad de 1000 km/s. Fuente SOHO/MDI, SOHO/EIT, SOHO/LASCO (ESA/NASA)

el campo magnético es despreciable en comparación con su momento lineal. Las partículas de energía moderada, de unos pocos GeV , tienen una trayectoria difusiva (T. K. Gaisser y col., 2016). La difusión se produce por la presencia de irregularidades en el campo magnético del viento solar, que provocan cambios en la dirección e intensidad del campo a lo largo de la trayectoria de las partículas. Estos cambios se deben a la turbulencia del plasma, que genera fluctuaciones en el campo magnético a diferentes escalas espaciales y temporales (Spurio, 2015). La difusión de los rayos cósmicos de energía moderada implica una pérdida de información sobre su dirección de origen y una modulación de su flujo en función de la actividad solar.

Es importante destacar que la actividad solar varía en el tiempo. Uno de los periodos de mayor interés es el ciclo solar de 11 años. En este periodo, hay un notorio cambio en el número de manchas solares pudiéndose identificar un periodo de máxima formación y uno de mínima, que también está relacionado con cambios bruscos en el viento solar y el campo magnético interplanetario como se observa en la figura 5. La modulación del flujo de rayos cósmicos de energía moderada puede verse afectada por estas variaciones de la actividad solar a través de su dispersión. Sin embargo, los GCR también presentan variaciones de menor amplitud y duración, relacionadas con la rotación solar de 27 días y con la localización de las regiones activas en el Sol. Estas variaciones se deben a que el viento solar y el campo magnético interplanetario no son homogéneos ni isotrópicos, sino que dependen de la latitud y la longitud solar. Así, los GCR experimentan cambios en su flujo, su espectro de energía y su anisotropía, que es la distribución angular de su intensidad.

Otro aspecto importante del ciclo solar es que cada 11 años el campo magnético solar invierte su polaridad, lo que implica que el ciclo completo es de 22 años. Esto afecta a la propagación

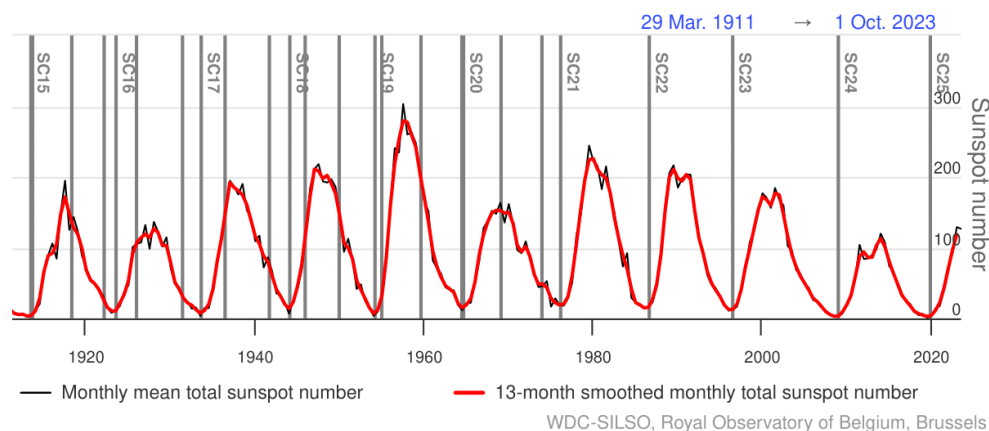


Figura 5. Ciclos solares en los últimos 100 años observados a partir del número de manchas solares. Fuente WDC-SILSO, Royal Observatory of Belgium, Brussels

de los GCR en la heliósfera, ya que el campo magnético interplanetario tiene una configuración diferente según la polaridad del campo magnético solar. De esta forma, el flujo de GCR tiene una forma distinta en dos ciclos solares consecutivos. En uno, el flujo tiene un pico pronunciado, con un máximo claro, mientras que en el otro, el flujo tiene una forma más plana, con un máximo menos definido. No obstante, las escalas superiores al ciclo solar de 11 años quedan por fuera de los alcances de este trabajo.

1.3. Propagación de CR a través del Campo Geomagnético

La Tierra está rodeada por un campo magnético casi dipolar generado por las corrientes eléctricas de su núcleo. A esta región del espacio donde el campo magnético terrestre es predominante sobre el campo magnético interplanetario se llama magnetosfera y tiene una forma asimétrica, como se muestra en la figura 6.

El viento solar interactúa con el campo magnético comprimiéndolo en la dirección del Sol y lo estira en la dirección opuesta, creando una cola magnética (figura 6). De la misma forma, la

interacción de los RC primarios con el campo geomagnético terrestre también modula su intensidad a nivel del suelo. El campo geomagnético desvía las trayectorias de las partículas primarias según su rigidez R , que es la relación entre su cantidad de movimiento p y su carga q .

$$R = \frac{p}{q} = r_L B. \quad (1)$$

Donde r_L representa el radio de Larmor, parámetro usado para determinar la capacidad que tiene una partícula de penetrar el campo magnético en una ubicación específica. En un campo geomagnético dipolar como el de la Tierra, el momento mínimo por carga que una partícula debe tener en una ubicación determinada se puede describir con la rigidez de corte R_C :

$$R_C = \kappa \frac{1}{L^\alpha} = \frac{M \cos^4 \lambda}{4r^2}, \quad (2)$$

donde L es el parámetro McIlwain, que denota la distancia a la que una línea de campo magnético cruza el plano ecuatorial, M representa el momento dipolar, r la distancia desde el centro del dipolo (en unidades de radios terrestres), λ la latitud geográfica, y las constantes κ y α valen $\approx 14,823GV$ y $2,0311$ respectivamente. Esta ecuación es válida solo para latitudes altas e ignora la geometría del campo. Además, la estructura del campo magnético de la Tierra es mucho más intrincada que la de un dipolo simple. Por tanto, para calcular RC en cualquier campo magnético se deben realizar cálculos numéricos.

Decrecimientos Forbush (FD): Son disminuciones breves de la intensidad de los GCR

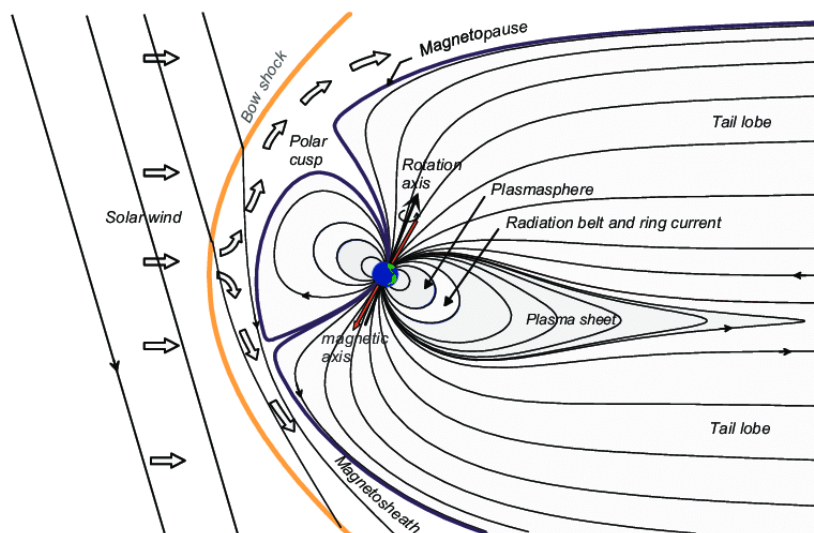


Figura 6. Representación esquemática del campo geomagnético terrestre. Fuente Tenerani, 2012

seguidas de una lenta recuperación, que suele durar varios días (Forbush, 1954). Inicialmente se atribuyeron a las erupciones solares, pero más tarde se descubrió que estaban causados por CME (Lingri y col., 2016). Este fenómeno corresponde a los eventos de rayos cósmicos más importantes registrados en los monitores de neutrones terrestres y tienen características diferentes en relación con los parámetros de actividad solar durante las distintas fases de los ciclos solares. La amplitud de las disminuciones de intensidad de los rayos cósmicos que miden estos monitores varía con la diferente rigidez de corte de cada estación alcanzando registros de hasta un 25 % (Cane, 2000).

Los FD pueden clasificarse en dos tipos: no recurrentes y recurrentes. Los no recurrentes tienen un inicio repentino y están asociadas a perturbaciones transitorias del viento solar. Tienen perfiles asimétricos y se ven afectados por el área, la velocidad y la fuerza del campo magnético irregular de las CME (Cane, 2000, Lingri y col., 2016). Contrariamente los decrecimientos recurrentes tienen un inicio gradual, un perfil simétrico y están bien asociadas con corrientes de viento

solar de alta velocidad corrotantes que son más frecuentes en los periodos de alta actividad solar (Lingri y col., 2016, Kallaya y Yeeram, 2021, S. Wang y col., 2023). La figura 7 muestra un FD registrado en mayo de 2005 por el observatorio Pierre Auger y el monitor de neutrones de Los Cerrillos (Chile).

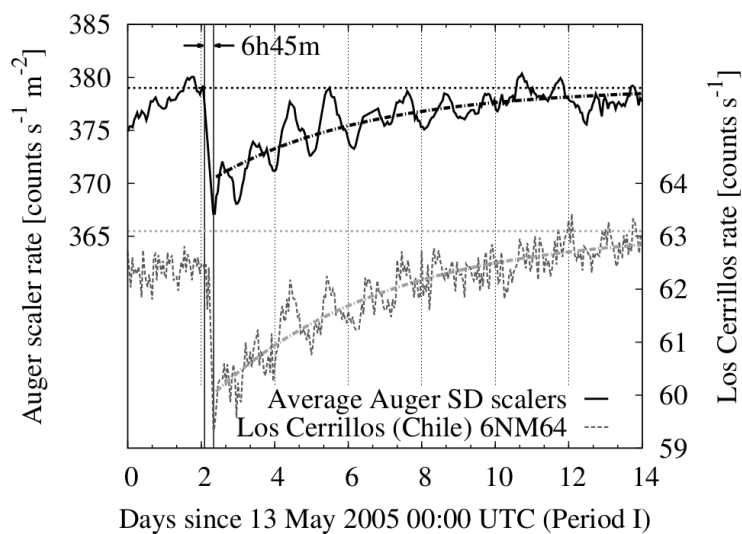


Figura 7. Perfil de un Decrecimiento Forbush ocurrido el 13 de mayo del 2005. Se observa la comparación del evento medido por el Observatorio Pierre Auger en contraste a la señal obtenida con el monitor de neutrones de Los Cerrillos en Chile, escogido por la similitud de las rigideces de corte geomagnético. Fuente Asorey, 2012

En el caso de los FD no recurrentes, la disminución del flujo de rayos cósmicos se debe al efecto de apantallamiento que produce la estructura magnética de la ICME y la onda de choque que la acompaña, tal como se representa en la figura 3 (Papaioannou y col., 2020). El campo magnético de la ICME es más intenso y turbulento que el del viento solar, lo que dispersa más a los rayos cósmicos y los desvía de su trayectoria original (Belov, 2009). Además, la onda de choque de la ICME comprime el plasma y el campo magnético, lo que crea una barrera que dificulta el paso de

los rayos cósmicos. Estos efectos son más notorios para las partículas de menor energía, que son más sensibles a la fuerza de Lorentz que ejerce el campo magnético. Así, los rayos cósmicos que atraviesan una ICME sufren una modulación de su flujo, su espectro de energía y su anisotropía.

1.4. Propagación de CR a través de la atmósfera terrestre

Cuando los CR primarios llegan a la atmósfera terrestre, chocan con los átomos del aire y producen una lluvia de partículas EAS que tienen menos energía que el primario. Algunas de estas partículas pueden decaer o interactuar nuevamente, generando una reacción en cadena (T. Gaisser, 1990) que se detiene cuando la energía del primario se disipa o se alcanza el nivel del suelo.

Durante el desarrollo de una EAS las partículas recorren una cierta cantidad de materia a medida que atraviesan la atmósfera. Este parámetro comúnmente llamado profundidad atmosférica $X(h)$, depende de la altura h sobre el nivel del mar y de la densidad del aire $\rho(h)$.

$$X_v = \int_h^{\infty} \rho(h') dh'. \quad (3)$$

Las interacciones producidas a lo largo del desarrollo de la cascada a través de una cierta cantidad de materia $X(h)$ permiten identificar tres componentes principales: una electromagnética, que está conformada por electrones, positrones y fotones; otra hadrónica, constituida de piones, kaones y bariones, y una componente muónica, generada por el decaimiento de piones y kaones cargados. La figura 8 ilustra los procesos de interacción mostrados anteriormente y cómo éstos generan cada una de las componentes. Como se observa en la imagen, la producción de partículas secundarias está mediada por interacciones electromagnéticas y hadrónicas que describiremos con un poco más

de detalle a continuación.

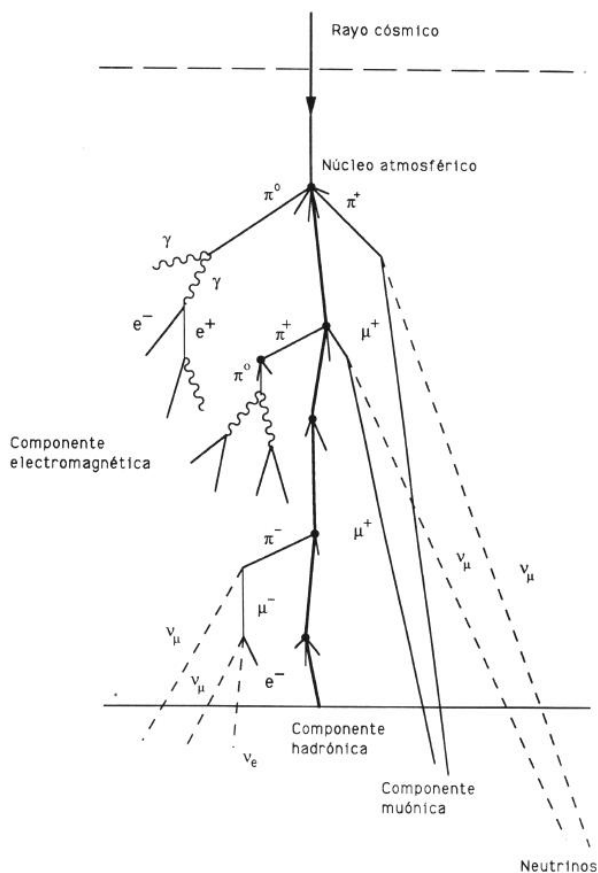


Figura 8. Esquema del desarrollo más probable de una EAS iniciada por un hadrón Suárez-Durán, 2011. En la figura se observa el decaimiento del hadrón en piones cargados y neutros, y estos a su vez, al decaer, generan fotones, electrones y muones. Se identifican tres componentes: electromagnética, muónica y hadrónica.

1.4.1. Interacciones electromagnéticas. Están presentes cuando el primario incidente es un fotón o un electrón. Estas partículas pueden crear o emitir otras partículas del mismo tipo al interactuar con los átomos del aire. Por ejemplo, los fotones pueden crear pares de electrones y positrones, y estos pueden emitir más fotones al frenarse (bremsstrahlung). Este proceso se detiene cuando los fotones tienen una energía de $1,02MeV$. En el caso de un núcleo de aire con

carga Z y número atómico A , los procesos de producción son (Heitler, 1954):

$$\begin{aligned} \text{Bremsstrahlung} & e \xrightarrow{YZ} e\gamma, \text{ y} \\ \text{Pares} & \gamma \xrightarrow{YZ} e^+e^-. \end{aligned} \quad (4)$$

Otros procesos electromagnéticos que influyen en esta pérdida de energía y deben ser considerados son:

La pérdida de energía por Ionización de una partícula cargada que atraviesa la materia con un espesor λ que es descrita por la ecuación de Bethe-Bloch:

$$dE_i = \frac{\lambda \gamma^2 z^2}{\gamma^2 - 1} \kappa_1 (\ln(\gamma^2 - 1) - \beta^2 + \kappa_2). \quad (5)$$

Donde $\beta = v/c$ es la velocidad de la partícula en unidades de la velocidad de la luz, γ es el factor de Lorentz, z es la carga de la partícula ionizada en unidades de e . Las dos constantes $\kappa_1 = 0,153287 \text{ MeVg}^{-1}$ y $\kappa_2 = 9,386417 \text{ MeVg}^{-1}$ son los valores correspondientes para el aire (Heck y col., 1998). Esta expresión es usada para calcular la pérdida por energía de ionización a través de la trayectoria de la partícula. Por ejemplo, la pérdida de energía de muones como función de su energía está representada en la figura 9.

La **Dispersión múltiple de Coulomb** que ocurre cuando las partículas cargadas son dispersadas por el campo eléctrico Coulombiano de los núcleos de aire. Allí la dirección de propagación es alterada pero no cambia la energía de la partícula. La distribución angular de esta dispersión es descrita por la teoría de Molière (Heck y col., 1998).

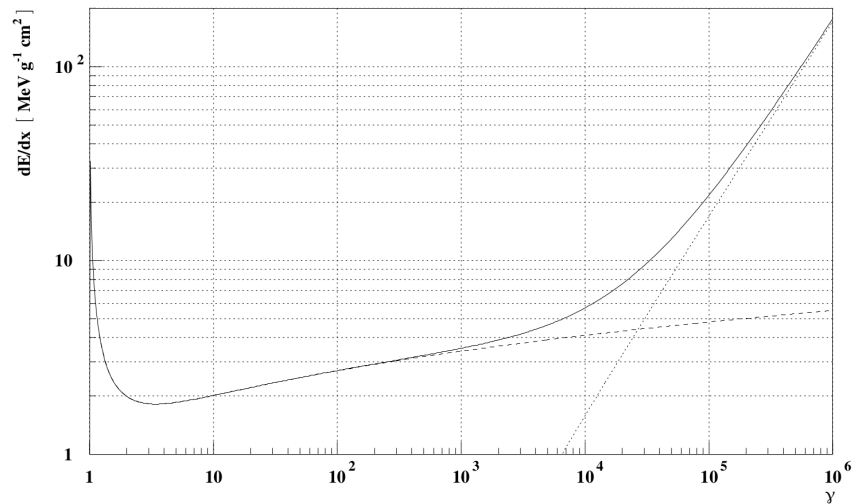


Figura 9. Pérdida de energía de Muones en el aire como función del factor de Lorentz . Están indicadas las contribuciones de la ionización (línea seccionada) y la producción de pares (línea punteada). Fuente: Heck y col., 1998

1.4.2. Interacciones hadrónicas. Las interacciones hadrónicas son un componente fundamental en el estudio de las EAS. Aunque la cromodinámica cuántica proporciona una base sólida para entender las interacciones fuertes, los procesos con múltiples partículas producidas en las interacciones hadrónicas aún no pueden ser calculados con precisión. Para superar esta limitación, se han desarrollado modelos que hacen suposiciones adicionales y utilizan parametrizaciones fenomenológicas y empíricas (Allen y col., 2013). Estos modelos son esenciales para interpretar las EAS y deben estar optimizados para un amplio rango de energías. Además, es crucial que se actualicen constantemente a medida que se obtienen más datos de los aceleradores o de grandes instrumentos como el Observatorio Pierre Auger Andrada, 2022. Las interacciones hadrónicas generan piones cargados y neutros (π^- , π^+ , π^0), así como kaones, que tienen una tendencia mayor a decaer que a interactuar. Los canales de decaimiento más probables para estas partículas son los

siguientes:

$$\pi^0 \rightarrow \gamma\gamma \quad [98,823 \pm 0,034 \%),$$

$$\pi^0 \rightarrow e^+e^-\gamma \quad [1,174 \pm 0,035 \%),$$

$$\pi^+ \rightarrow \mu^+\nu_\mu \quad [99,98 \pm 0,00004 \%),$$

$$\pi^- \rightarrow \mu^-\nu_\mu \quad [99,98 \pm 0,00004 \%),$$

$$K^+ \rightarrow \mu^+\nu_\mu \quad [63,56 \pm 0,11 \%),$$

$$K^+ \rightarrow \pi^0 e^+ \nu_e \quad [5,07 \pm 0,004 \%),$$

$$K^+ \rightarrow \pi^+ \pi^0 \quad [20,67 \pm 0,08 \%) \quad \text{y}$$

$$K^+ \rightarrow \pi^+ \pi^+ \pi^- \quad [5,583 \pm 0,024 \%).$$

Estos procesos contribuyen a la componente electromagnética y muónica de las EAS. Más específicamente, la componente muónica en las EAS es de particular interés debido a las propiedades relativistas de los muones y su larga vida media. Esta componente ofrece una visión directa de las primeras interacciones hadrónicas y las propiedades del hadrón inicial. Los muones de alta energía desencadenan sub-cascadas electromagnéticas y hadrónicas en la lluvia a través de interacciones tipo:

$$\mu^\pm \xrightarrow{Y_Z^A} \mu^\pm e^+ e^-, \quad (6)$$

$$\mu^\pm \xrightarrow{Y_Z^A} \mu^\pm + \text{hadrones}. \quad (7)$$

2. El Observatorio Pierre Auger

El Observatorio Pierre Auger es el observatorio de CR más grande del mundo, con un área de detección de alrededor de 3000km^2 . Su objetivo principal es detectar CR de ultra alta energía ($E > 10^{18}\text{eV}$), cuya tasa de arribo a la tierra está entre 1 partícula km^2/year a 1 partícula $\text{km}^2/\text{century}$. El observatorio es un arreglo híbrido, que está constituido principalmente por dos tipos de detectores: los telescopios de fluorescencia atmosférica y los detectores Cherenkov de superficie. Este detector híbrido proporciona estadísticas de alto nivel y reduce las incertidumbres sistemáticas en la medición de las energías de los CR Allekotte y col., 2008. En este capítulo, revisaremos las generalidades de cada uno de estos detectores, enfocándonos en los detectores de superficie y sus mecanismos para la identificación de partículas.

2.1. Detector de Fluorescencia

El detector de fluorescencia está diseñado para registrar el desarrollo longitudinal de las lluvias de partículas secundarias generadas por CR de muy alta energía. Esto es posible gracias a que al propagarse por la atmósfera los CR secundarios excitan el nitrógeno liberando luz fluorescente en el rango de 300 nm a 430 nm. El criterio principal de su diseño es la detección de cada lluvia con energías de al menos 10^{19}eV (Abraham y col., 2010). Este arreglo consta de 24 telescopios independientes distribuidos en 4 sitios, cada uno con un campo de visión de $30^\circ \times 30^\circ$ como se observa en la figura 10. En este instrumento, el número de fotones producidos es proporcional a la energía de la componente electromagnética de la lluvia y al número total de partículas generadas a cierta profundidad atmosférica (Abraham y col., 2010).

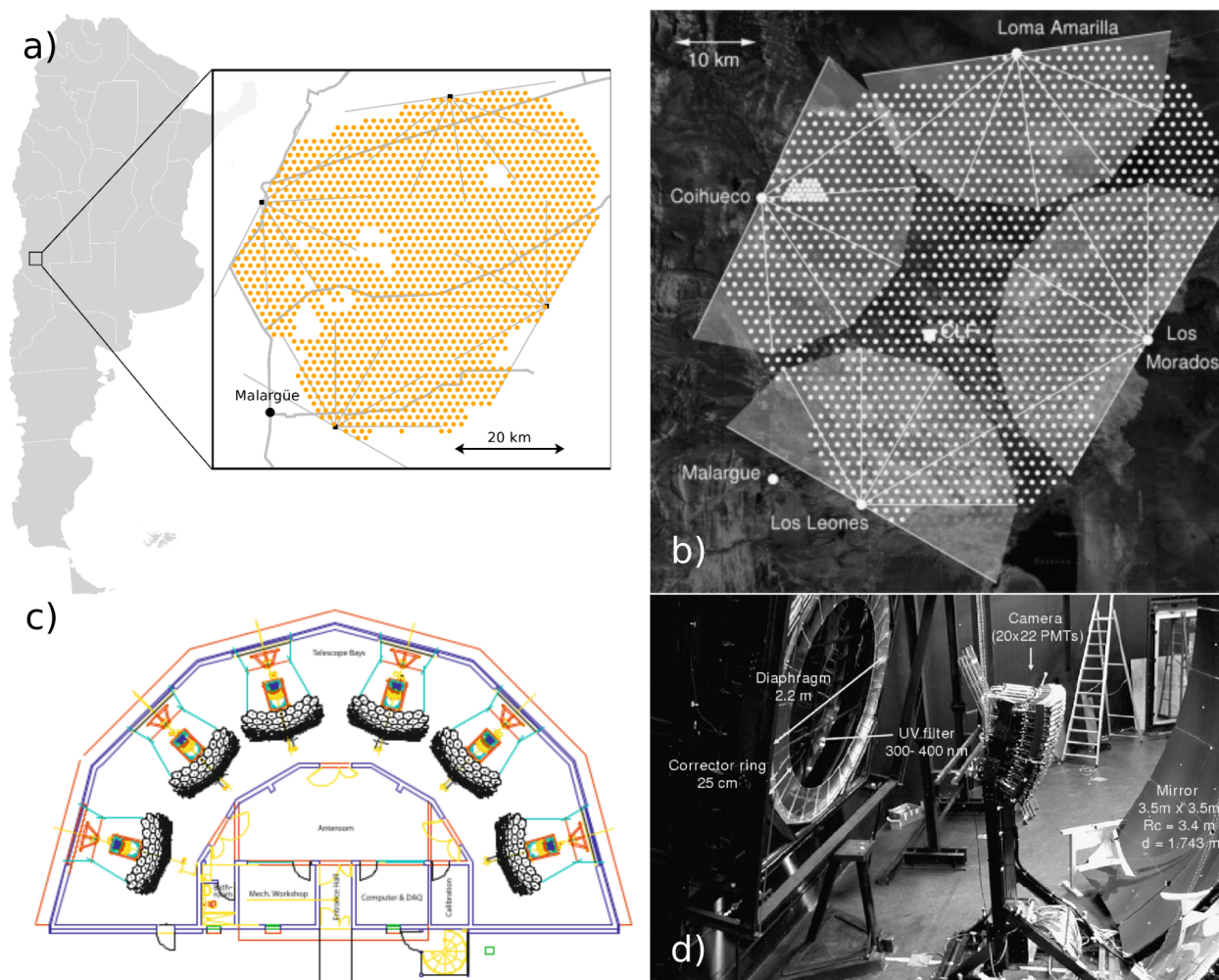


Figura 10. a) Mapa donde se muestra la ubicación del Observatorio Pierre Auger y sus sistemas detectores. Los puntos amarillos corresponden a los detectores de superficie, y los 4 puntos negros en las fronteras, corresponden a la ubicación de los detectores de fluorescencia (Asorey, 2012). b) Los puntos grises muestran las posiciones de las estaciones de detectores de superficie. Los semicírculos en gris claro indican los campos de visión de 24 telescopios de fluorescencia situados en cuatro edificios en el perímetro de los detectores de superficie (Abraham y col., 2010). c) Esquema de uno de los cuatro edificios con seis telescopios de fluorescencia en su interior logrando un campo de visión de 180° (Abraham y col., 2010). d) Estructura de un telescopio de fluorescencia. El sistema de apertura consta de un diafragma, un anillo corrector y un filtro UV. Los componentes ópticos que corresponden al espejo, la cámara y un conjunto de 20×22 PMT (De Donato y col., 2007).

El arreglo utiliza un filtro UV para dejar pasar solo luz ultravioleta en el rango de 330 nm a 380 nm que corresponde al rango de interés para las observaciones. Además, los telescopios están diseñados para funcionar únicamente durante noches despejadas sin Luna, lo que reduce el ruido de fondo y mejora la precisión de las mediciones.

2.2. Detector de superficie

El Observatorio cuenta con un detector de superficie que comprende una matriz de 1660 estaciones de detectores Cherenkov de agua (WCD) abarcando un área total de 3000 km^2 . Estas estaciones están distribuidas en una red hexagonal de $1,5 \text{ km}$ de espaciado (ver figura 10). Dicha configuración está diseñada para estudiar el desarrollo transversal de todas las lluvias de partículas generadas por primarios de al menos 10^{18} eV a nivel del suelo.

Dado el tamaño del área cubierta, las estaciones deben operar de manera autónoma y requerir poco mantenimiento (Allekotte y col., 2008). Por lo tanto, estos detectores están interconectados a través de una red inalámbrica de área local, cuyo receptor principal es el telescopio de fluorescencia más cercano, que se encarga de transmitir los datos a la central de recopilación principal CDAS.

2.2.1. Efecto Cherenkov. Cuando una partícula con carga se mueve a través de un medio, su pérdida de energía aumentará a medida que la densidad del medio se incremente. Si consideramos que la densidad ρ del medio es constante y que b es el parámetro de impacto, la energía que pierde la partícula al atravesar una sección de longitud dl dentro de un cilindro de radio a , cuyo eje coincide con la dirección de movimiento, se puede expresar como $\frac{dE}{dl} = \rho \frac{dE}{dX}$. Esta pérdida de energía está determinada por el flujo del vector de Poynting, con la componente

longitudinal E_1 del campo eléctrico, y con la componente transversal del campo magnético B_3 presentes en el medio, en función de la frecuencia ω (Fermi, 1940),

$$\frac{dE}{dl} = -ca\mathcal{R} \left(\int_0^\infty B^* E_1(\omega) d\omega \right). \quad (8)$$

Consideremos una partícula cargada que se desplaza a una velocidad $v = \beta c$ a través de un medio con una constante dieléctrica $\varepsilon(\omega)$ y un número atómico Z . En este escenario, la longitud de onda de la radiación emitida se modificará debido a la presencia del medio de la siguiente manera:

$$\lambda^2 = \frac{\omega^2}{v^2} (1 - \beta^2 \varepsilon(\omega)). \quad (9)$$

Teniendo en cuenta las expresiones para los campos E y B , el integrando de la ecuación 8 obtenemos:

$$B_3^*(\omega)E_1(\omega) = \left(\frac{Ze}{c} \right)^2 \left(-i\sqrt{\frac{\lambda^*}{\lambda}} \right) \left(1 - \frac{1}{\beta^2 \varepsilon(\omega)} \right) \exp[-a(\lambda + \lambda^*)]\omega. \quad (10)$$

En este caso, si λ es un número imaginario puro, $\lambda^* = -\lambda$ lo que haría $\exp[-a(\lambda + \lambda^*)] = 1$ y por consiguiente la expresión 8 sería independiente de a , donde parte de la energía escapa al infinito en forma de emisión coherente de radiación (Asorey, 2012). Esto sucede si ε es real, es decir que el medio no es absorbente y que $\beta^2 \varepsilon(\omega) > 1$ ó $\beta = \frac{1}{\sqrt{\varepsilon(\omega)}}$. En otras palabras, si la velocidad de la partícula cargada es mayor que la velocidad de la luz en el medio a una frecuencia ω , fenómeno conocido como *Efecto Cherenkov* (Asorey, 2012).

Si el medio es ligeramente absorbente la expresión 8 queda como:

$$\left(\frac{dE}{dl}\right)_{Cherenkov} = \left(\frac{Ze}{c}\right)^2 \int_{\beta^2 \epsilon(\omega) > 1} \omega \left(1 - \frac{1}{\beta^2 \epsilon(\omega)}\right) d\omega, \quad (11)$$

donde se observa que la emisión de radiación depende de la frecuencia. En el caso del agua, en el espectro visible, la radiación Cherenkov se produce a longitudes de onda cortas, donde $n(\omega) \approx \sqrt{\epsilon(\omega)}$ aumenta levemente con la frecuencia. El ángulo de emisión de la radiación está definido entonces por:

$$\cos\theta_c = \frac{1}{\beta \sqrt{\epsilon(\omega)}}, \quad (12)$$

Para el rango de frecuencias de interés (cerca del ultravioleta), el valor del índice de refracción puede ser considerado constante, con lo que podemos obtener el número de fotones Cherenkov producidos en un intervalo de longitudes de onda como sigue,

$$N = 2\pi\alpha_{EM}l \left(1 - \frac{1}{\beta^2 n^2}\right) \left(\frac{1}{\lambda_2} - \frac{1}{\lambda_1}\right). \quad (13)$$

Donde $\alpha_{EM} = (e^2/\hbar c)$ es la constante de estructura fina. Además, el momento de una partícula con masa en reposo m_0 y velocidad βc es $p \equiv mv = \beta\gamma m_0 c$, lo que permite calcular el número de fotones emitidos por una partícula con momento p al recorrer una longitud l en un medio con índice de refracción n . En el caso de los tubos fotomultiplicadores (PMT) utilizados en el Observatorio Pierre Auger, que son sensibles al rango de $300 - 570nm$, es posible definir dos propiedades clave en la respuesta posterior de los detectores Cherenkov:

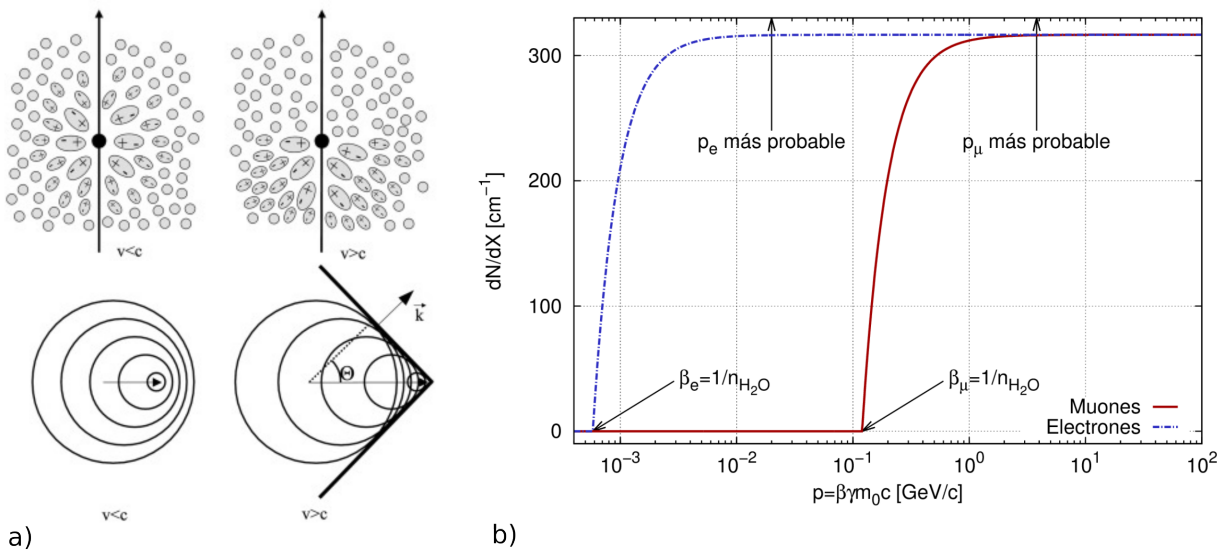


Figura 11. a) Arriba: ilustración de la polarización del medio inducida por el paso de una partícula relativista. Abajo: Construcción del frente de onda de Cherenkov. Fuente: de Naurois y Mazin, 2015 b) Esquema Producción de fotones Cherenkov en la banda $300\text{nm} < \lambda < 570\text{nm}$ según la ecuación 13 como función del impulso. La línea punteada corresponde a un electrón y la sólida a un muón luego de haber recorrido 1 cm en agua líquida. Se puede observar que la cantidad de fotones tiende rápidamente a un valor constante de ~ 315 fotones por centímetro incluyendo el momento más probable para las dos partículas. Fuente Asorey, 2012

- La radiación solo se emite cuando $\beta > 1/n$.
- El número de fotones emitidos por unidad de longitud tiende a un valor constante (ver figura 11), que solo depende del rango de longitudes de onda considerado, del índice de refracción del medio y la distancia recorrida en dicho medio. De esta manera, la señal en el detector no proviene de la energía depositada, sino de la cantidad de fotones producidos, es decir, de la distancia recorrida por la partícula en el agua (Asorey, 2012).

2.2.2. El detector Cherenkov. Cada detector de superficie se compone de un recipiente cilíndrico con una base de 10 m^2 , lleno con 12 m^3 de agua de alta pureza que permite una

mínima absorción de luz ultravioleta cercana. Esta agua se encuentra dentro de una bolsa fabricada con Tyvek, un material reflectante (ver figura 12). Cuando las partículas relativistas atraviesan el volumen de agua, generan radiación Cherenkov que es reflejada y dispersada por el Tyvek en el interior del recipiente, lo que incrementa la probabilidad de detección (Allekotte y col., 2008).

Esta radiación es captada por tres PMT Photonis XP1805/D1 de 9 pulgadas de diámetro (Bertou y col., 2006, Allekotte y col., 2008), dispuestos de forma simétrica en la parte superior del tanque. Las señales analógicas de los PMT son convertidas a formato digital en la electrónica de la estación mediante convertidores de tipo flash de analógico a digital (FADC). Cada PMT registra el pulso que genera la detección de fotoelectrones que se caracteriza por tener un crecimiento rápido y un posterior decaimiento exponencial como se muestra en la figura 13 (Asorey, 2012).

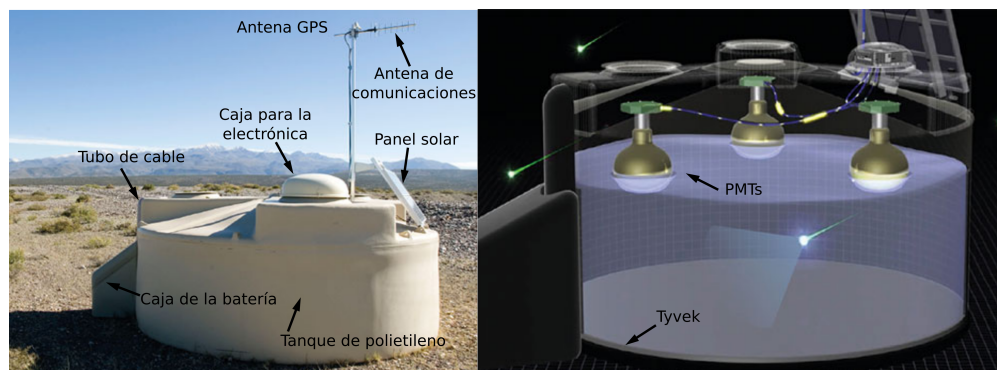


Figura 12. Estructura de un detector de superficie. A la izquierda se observa el exterior de un detector WCD del Observatorio ubicado en la Pampa Amarilla. A la derecha vemos una representación de su interior: Al entrar la partícula cargada al agua se produce un cono de luz Cherenkov, estos fotones son reflejados por las paredes del detector y recogidos por los PMT ubicados simétricamente en la superficie superior. Allekotte y col., 2008

Una de las ventajas de usar detectores Cherenkov es que se puede diferenciar el paso de los muones (o su decaimiento) y la absorción de los electrones. Los muones atmosféricos (con

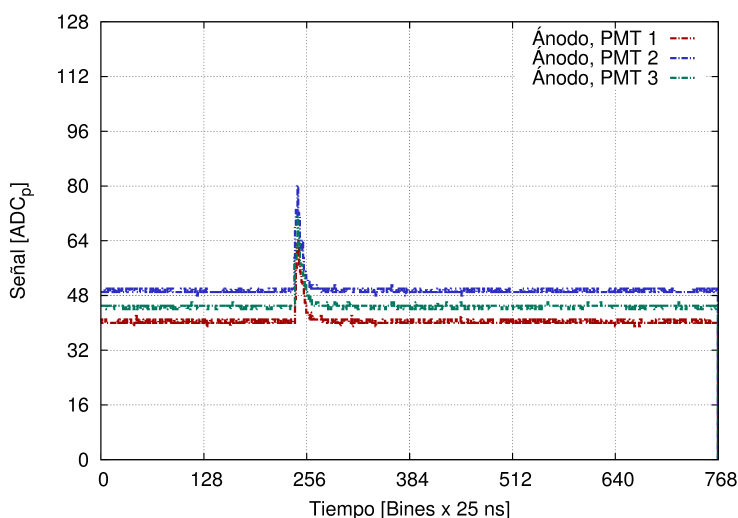


Figura 13. Señal del ánodo de cada PMT. Estas señales son digitalizadas mediante seis conversores FADC de 10 bits a una velocidad de muestreo de 40 MHz. La traza consiste en un bloque contiguo de 768 bins de señal de 25 ns cada uno, totalizando $19,2\mu s$. Fuente: (Asorey, 2012)

energías típicas de $E_{\mu} \sim 3GeV$), depositan en el detector solo una pequeña fracción de su energía cinética de tal forma que son capaces de atravesarlo (Asorey, 2012). La señal Cherenkov producida por muones depende únicamente de la longitud recorrida en el agua, determinada por la geometría del detector y la dirección del muón. Para muones con $E_{\mu} < 390MeV$, su rango es menor que la profundidad del detector en posición vertical. Estos muones depositan toda su energía en el detector y pueden decaer en su interior. Por el contrario, los electrones cuyo rango de energía típico es de $\sim 20MeV$, poseen un poder de frenado de $\sim 2MeVcm^{-1}$, lo que provoca que al ingresar al agua se produzca una absorción total en el volumen del detector. El número total de fotones producidos, y por ende la señal registrada, muestra una fuerte dependencia de la energía inicial del electrón, alcanzando un máximo para trayectorias verticales que atraviesan completamente el detector ($\sim 3,8 \times 10^4$ fotones). De esta forma, el detector actúa como calorímetro de electrones

absorbiendo toda su energía cinética, la señal que se registra está relacionada solo con la emisión de fotones Cherenkov que se detiene antes de absorber completamente al electrón (Masías-Mesa, 2017).

La diferenciación entre las señales producidas por fotones y muones se evidencia en la figura 14 donde contrasta la carga depositada durante un tiempo y medida por un tubo fotomultiplicador del observatorio. El pico inicial refleja la distribución de señales principalmente generadas por la componente electromagnética, sumada al efecto del umbral de detección. El segundo pico, por su parte, se relaciona con el paso de muones que atraviesan verticalmente el detector. La posición del pico para un muón central y vertical medido por un PMT del Observatorio es de $(1,03 \pm 0,02)$ (Asorey, 2012).

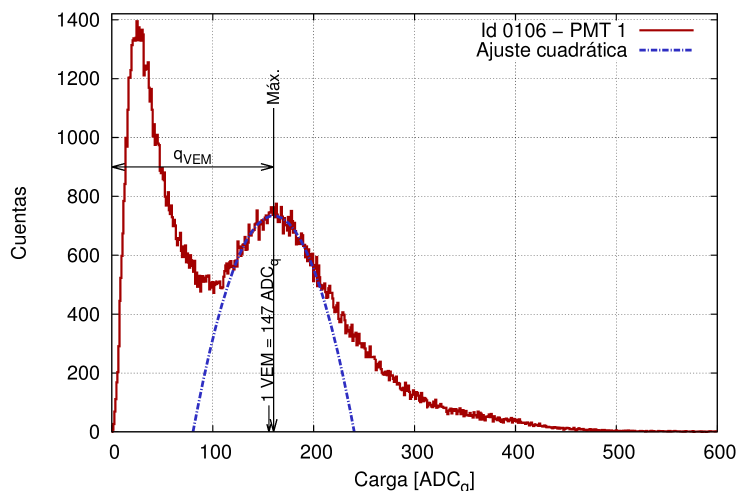


Figura 14. Carga depositada durante un tiempo y medida por un tubo fotomultiplicador del observatorio. El pico inicial refleja la distribución de señales principalmente generadas por la componente electromagnética, sumada al efecto del umbral de detección. El segundo pico, por su parte, se relaciona con el paso de muones que atraviesan verticalmente el detector. Fuente: (Asorey, 2012)

Algunos parámetros de importancia referentes a los detectores Cherenkov del Observatorio que serán necesarios para las secciones siguientes son:

- **Bin de la señal:** Intervalo entre dos pulsos sucesivos. Considerando que el conversor tiene una tasa de muestreo de 40MHz, se establece que $1bin \equiv \frac{1}{40MHz} = 25ns$
- **Cuentas ADC de pico:** Es la magnitud correspondiente al valor de salida del conversor FADC de tal forma que $1ADC_p = 1,95mV$
- **Cuentas ADC de carga:** Unidad luego de integrar temporalmente la señal en ADC_p , restando la línea base.
- **VEM (Vertical Equivalent Muon):** Es la carga total depositada por un muón que atraviesa completamente a un detector de superficie de forma vertical, un VCM (*muón central y vertical*). $1VEM = \frac{qVEM}{1,03} ADC_q = 240MeV$.
- **VEM_p:** Es el equivalente a la altura máxima del pulso típico de la señal producido por un MCV: $1VEM_p = \frac{I_{VEM}}{1,03} ADC_p = 240MeV$.
- **Relación carga sobre pico AoP:** Es la relación de las cargas integradas (ADC_q) y los voltajes (ADC_p) en la zona de pico de muones del histograma de tal forma que: $AoP = \frac{ADC_q}{ADC_p}$ que correspondería a un parámetro fundamental de calibración. Con este parámetro posible tener una idea de la respuesta impulsional del detector frente a los muones, relacionando con cargas integradas.

- **Sistema de umbral (trigger):** Es la estructura de 5 niveles que se establecen sobre el nivel de detección para seleccionar las señales producidas por los CR de interés sobre el fondo, con el objetivo de descartar ruidos y eventos físicos no relevantes para el observatorio. A partir del sistema de Trigger se logra registrar de forma diaria un promedio de 3 eventos por detector (Asorey, 2012).

2.3. Medición del fondo de CR

El fondo de CR secundarios en la superficie de la Tierra es el resultado de las interacciones de los CR galácticos (GCRs) y el viento solar con la atmósfera terrestre. Podría decirse que este fondo corresponde a un flujo constante de partículas que varía levemente debido a la actividad solar periódica y transitoria (Masías-Mesa, 2017). El Observatorio Pierre Auger, aunque está optimizado para la identificación de partículas de ultra alta energía, tiene dos modos de detección alternativos de baja energía que registran el flujo de partículas secundarias al nivel de los detectores de superficie: El modo scaler y el modo Histograma. En este trabajo de investigación exploramos las características y propiedades del modo scaler aplicado al estudio del fondo de radiación natural y su variabilidad estrechamente relacionada con la actividad solar, aprovechando la capacidad de recolección de datos, la cantidad de detectores y la superficie cubierta por este arreglo.

2.3.1. Modo scaler. En 1997, se propuso la implementación en el observatorio de un modo de detección que estuviera destinado a caracterizar el fondo y con este, identificar lluvias atmosféricas extendidas originadas por los fotones provenientes de GRBs (destellos de rayos gamma)(Asorey, 2012 , Bertou, 2011). Los GRB consisten en una emisión súbita de rayos gamma en periodos cortos de tiempo ($\cdot 10^{-3}s - \cdot 10^2s$) que continúa en la emisión de fotones cada vez menos

energéticos (rayos X hasta radio). El espectro en energía de los fotones gamma observados durante la ocurrencia de un GRB, muestran que podrían llegar hasta energías de varios GeV (Bernlöhr, 1996).

De esta forma se crea el modo scaler que consiste en determinar las tasas de conteo de pulsos individuales de cada detector de superficie en escalas de tiempo de un segundo Asorey, 2012. Con este método, se puede determinar el flujo de fondo sobre el arreglo y a partir de éste, identificar excesos generados por fenómenos transitorios diversos como los GRB y también pueden dar una idea de la tasa de CR de baja energía influenciados por la modulación solar.

Como es de esperarse, no todas las señales registradas en el detector corresponden a datos válidos para la determinación de este flujo. En primer lugar, la diferencia entre la línea base y el voltaje del pico del pulso debe cumplir las siguientes condiciones:

- Del 20 de Marzo hasta el 20 de Septiembre de 2005, este voltaje debe ser mayor a $3ADC$
- Desde el 21 de Septiembre del 2005, la diferencia de voltajes debe comprender entre: $3ADC < (V_p - V_b) \leq 20ADC$

Esta diferencia de periodos se sustenta en la necesidad de implementar un umbral de detección superior que permita una mejor relación señal a ruido Bertou, 2007, y así superar las limitaciones en los datos que se venían recolectando. Dichos cambios en los umbrales fueron implementados desde el 21 de Septiembre del 2005.

Los pulsos recopilados son guardados enviados una vez por segundo para su almacenamiento. Cada segundo de datos contiene: el tiempo en que se realizó el registro, número de estaciones

activas, el número total de pulsos contados en todo el arreglo, y los conteos de pulsos para cada detector. Finalmente se obtiene un archivo de datos por día. Luego de esto, se deben eliminar los detectores que muestren inestabilidades respecto a la media, ruido producido por rayos, inestabilidades térmicas y relámpagos originados en tormentas eléctricas.

2.3.2. Modo histograma. El modo Histograma permite estudiar la variación de la tasa de conteo en diferentes rangos de energía depositada, asociados con diversas energías primarias de GCR. En el sistema de detección del Observatorio, corresponde al registro de los pulsos del fondo de radiación en intervalos de tiempo de 61 segundos Asorey, 2012 . Estos registros permiten realizar la calibración del detector en un intervalo de tiempo determinado respecto a su respuesta impulsional y acompañan los eventos filtrados y almanecados por el sistema de trigger principal.

Después del proceso de calibración, a partir del VEM se pueden construir histogramas de energía depositada de hasta aproximadamente 1 GeV. El modo Histograma permite estudiar la variación de la tasa de conteo en diferentes rangos de energía depositada, asociados con diversas energías primarias de CR galácticos (GCRs) (Asorey, 2012, Masías-Mesa, 2017). Los dos rangos de energía de mayor interés son: el rango asociado a las energías depositadas en el modo scaler (energía entre 60 MeV y 120 MeV), y el relacionado con las energías depositadas por muones con incidencia vertical (energía entre 200 MeV y 280 MeV), también denominado *banda muónica*.

Los modos scaler e histograma están fuertemente relacionados puesto que la integral del histograma de carga, por construcción, representa el número de señales registradas en ese minuto. Ajustando adecuadamente los límites de esta integración, teóricamente debería ser posible recuperar las tasas de los scalers de ese detector (Schimassek, 2022).

3. Modulación del fondo de Rayos Cósmicos debido a la actividad Solar

En este último capítulo, presentaremos los resultados obtenidos del estudio de la modulación de los GCR debido a la actividad solar, sobre los datos de *scaler* del observatorio Pierre Auger. Como se describió en el capítulo 1, la interacción entre los GCR y el viento solar provoca cambios en el flujo de fondo al nivel del suelo. Los estudios previos realizados en el Observatorio han demostrado que el modo *scaler* es altamente sensible a las condiciones del medio interplanetario determinadas por la actividad solar (Schimassek, 2022). Esta sensibilidad permite que los datos recopilados proporcionen información complementaria a la obtenida a través de los monitores de neutrones, abriendo una ventana energética de observación diferente para los rayos cósmicos de baja energía.

Comenzaremos con una descripción de los datos y las fuentes que hemos utilizado para este estudio, seguido de una explicación de cómo se procesaron los datos en modo *scaler* del arreglo de detectores para garantizar la fiabilidad. A continuación, realizaremos una comparación entre las mediciones realizadas por detectores de neutrones (NM) y las obtenidas en el Observatorio Pierre Auger, destacando las ventajas y desventajas de cada uno en el contexto de nuestro estudio. Finalmente, discutiremos los efectos de la actividad solar en el fondo de rayos cósmicos a corto y largo plazo, proporcionando una visión completa de cómo la actividad solar puede influir en la detección de GCR.

3.1. Datos

En este trabajo, se aprovecharon las siguientes bases de datos:

1. scalers del Observatorio Pierre Auger: Los datos son corregidos por presión y temperatura usando el software *scalerAnalysis* cuya metodología describiremos en la sección 3.2.
2. Detectores de neutrones: Se utilizaron datos de intensidad de rayos cósmicos de varias estaciones, incluyendo Oulu³, Athenas, México, y Tsumeb⁴. Los parámetros de mayor relevancia están descritos en la tabla 1. Estos datos, con una resolución de 3 horas, fueron corregidos por presión y temperatura.
3. Viento solar: Se obtuvieron datos del viento solar del Space Physics Data Facility de la NASA⁵.
4. Número de manchas solares: Se usó la base de datos del Centro de Datos Mundial SILSO, Real Observatorio de Bélgica, Bruselas (Sunspot Index and Long-term Solar Observations) (SILSO World Data Center, 2023)⁶. Es una parte del SIDC (Solar Influences Data Analysis Center), que es el departamento de física solar del Real Observatorio de Bélgica. SILSO se dedica a la producción, preservación y difusión del número internacional de manchas solares.
5. Forbush Decreases: Se usó el Catálogo de los efectos Forbush y de las perturbaciones in-

³ Cosmic Ray Station of the University of Oulu / Sodankyla Geophysical Observatory

⁴ Agradecemos el suministro de datos a la base de datos NMDB (www.nmdb.eu), creada en el marco del programa FP7 de la Unión Europea (contrato n° 213007). [//www.nmdb.eu/nest/](http://www.nmdb.eu/nest/)

⁵ https://spdf.gsfc.nasa.gov/pub/000_readme.htm

⁶ <https://www.sidc.be/SILSO/datafiles>

terplanetarias, creada por el Instituto Pushkov de Magnetismo Terrestre, Ionosfera y Propagación de Ondas de Radio de la Academia de Ciencias de Rusia (IZMIRAN). Esta base de datos es la única disponible que es integral y actualizada sobre los efectos de Forbush (Okike y col., 2021)⁷.

Tabla 1

Características generales de los detectores de neutrones considerados para este trabajo, y del observatorio Pierre Auger

Detector	Latitud	Longitud	Rigidez de corte	Altitud (msmm)	Tipo	Hora local
NM Oulu	65.05°N	25.46°E	0.8 GV	15 M	9-NM64	UTC+2
NM Athenas	37.97°N	23.78°E	8.53 GV	260 m	6-NM64	UTC+2
NM Tsumeb	19.12°S	17.35°E	9.2 GV	1240 M	18-NM64	UTC+2
NM México	19.33°N	99.18°W	8.2 GV	2274 m	6-nm64	UTC-6
SD Pierre Auger	35.3°S	69.3°O	9.5 GV	1400 m	Muones	UTC-3

3.2. Procesamiento de datos en modo *scaler*

El estudio de los scalers puede involucrar períodos de horas hasta varios años, lo cual exige el establecimiento de criterios para el procesamiento de datos más detallado que tenga en cuenta las inestabilidades del arreglo de superficie por el gran número de detectores, y las variaciones en las condiciones atmosféricas. Con el fin de mejorar la calidad de los datos para los estudios de física solar, se han implementado correcciones y selecciones que aseguran la confiabilidad del conjunto de datos, demostrando su aptitud para el análisis de fenómenos solares mediante la identificación

⁷ Instituto Pushkov de Magnetismo Terrestre, Ionosfera y Propagación de Ondas de Radio de la Academia de Ciencias de Rusia (IZMIRAN). (1957-2019). Izmiran Catalogue of the Forbush-effects and interplanetary disturbances (Versión 2021-04-16) [Eventos Forbush] <http://spaceweather.izmiran.ru/eng/dbs.html>.

de señales conocidas y previstas en distintos intervalos de tiempo.

Trabajos anteriores dentro de la colaboración Pierre Auger (Bertou, 2011, Asorey, 2012, Masías-Mesa, 2017 ,Schimassek, 2022), se han enfocado en refinar las metodologías y criterios estadísticos que permitan un procesamiento adecuado manteniendo la integridad de la información física que subyace a cada una de las detecciones del arreglo. A la fecha, se cuenta con un framework robusto para el procesamiento que garantiza la uniformidad en los *dataset* utilizados para cualquier intervalo de tiempo en donde el arreglo de superficie esté en funcionamiento (Schimassek, 2020).

La premisa fundamental en el procesado de los datos consiste en efectuar todas las correcciones posibles sobre cada estación individual. Con tal de asegurar la integridad de los datos, nos basamos en la información del estado de los PMT, que se obtiene del análisis de las trazas de las EAS, y seleccionamos las estaciones que cuentan con tres PMT operativos.

La información necesaria para el procesamiento de los *scaler* no se encuentra en un solo conjunto de datos y no comparten el mismo intervalo de muestreo. Se requiere información del monitoreo del detector con una tasa de muestreo de 300 s, detalles sobre el estado del PMT disponibles en los datos de eventos que se obtiene una vez cada día, e información sobre las condiciones atmosféricas y meteorológicas con un muestreo de 300 s. Para correlacionar de manera efectiva toda esta información, el software utilizado en este trabajo se basa en la idea de que la recopilación y fusión de datos puede separarse del análisis en sí mismo. Gracias a esta separación, el análisis se organiza en “módulos”, manteniendo ocultos los detalles del tratamiento de la información de entrada. Finalmente, se crea una serie de datos depurada que incluye los promedios de la tasa de scaler en un intervalo de tiempo personalizado que en este trabajo es de cinco minutos como se

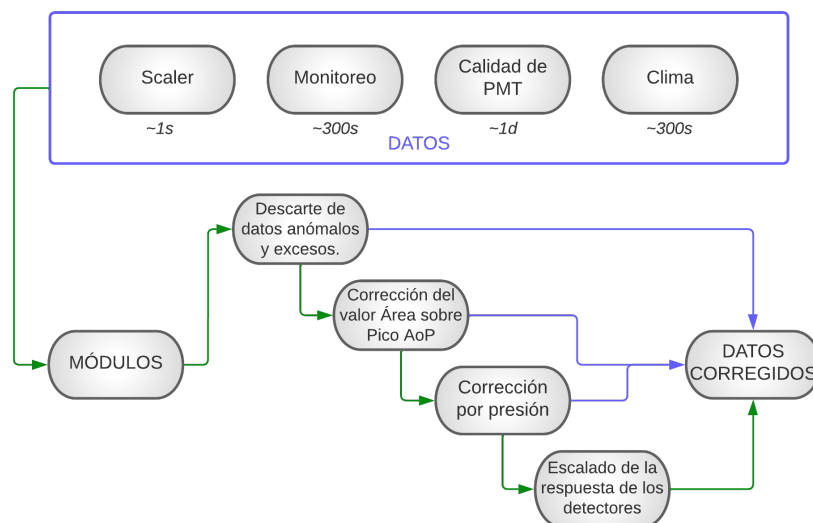


Figura 15. Esquema del flujo de datos utilizado en el *scaler Analysis*

muestra en la figura 15.

En síntesis, las correcciones se plantean secuencialmente de la siguiente manera:

Identificación de estaciones erróneas: Para asegurar la calidad de los datos, solo se seleccionan las estaciones que están configuradas para recoger y transmitir datos válidos cada segundo conforme a los siguientes criterios:

1. Estaciones donde los 3 PMT estén en funcionamiento y que $35 < I_{peak}/FADC < 65$. El rango corresponde a una desviación de $\pm 30\%$ del valor de diseño tratando de mantener tantas estaciones como sea posible en el análisis.
2. Una relación área sobre pico entre $2,5 < AoP < 4,5$ para excluir estaciones que están muy fuera del rango de trabajo normal.
3. Estaciones con señal de monitoreo.

Estaciones atípicas: Se eliminan las estaciones que notifican tasas de recuento excepcionalmente altas en un solo segundo. Para detectar estos valores atípicos, se utiliza la Desviación Absoluta Mediana (MAD, por sus siglas en inglés). La MAD es una medida de la variabilidad de un conjunto de datos. Para cada punto, se calcula cuánto se desvía la mediana, se toma el valor absoluto de esa desviación, y luego se obtiene la mediana de todas esas desviaciones. Para cada segundo en la estación, se calcula el valor z que es una medida de cuántas desviaciones estándar puede un dato estar lejos de la media:

$$z = \frac{\Gamma - \tilde{\Gamma}}{\tilde{\sigma}} \quad (14)$$

Donde $\tilde{\Gamma}$ es la mediana y $\tilde{\sigma}$ es la desviación absoluta mediana. Si $z > 3$ la estación y el segundo se marcan como valores atípicos. En este caso, en lugar de utilizar la media y la desviación estándar, se utilizan la mediana y la MAD, lo que hace que esta medida sea más resistente a los valores atípicos.

Rayos y excesos localizados: Debido al bajo umbral del *scaler*, los datos son sensibles a los impulsos electromagnéticos de los rayos, lo que es crucial para el rechazo del ruido de fondo. Se utiliza un método similar a la búsqueda de aumentos de tasa correlacionados con estallidos de rayos gamma para identificar segundos con impactos de rayos. El uso de intervalos de cinco minutos permite una sólida estimación de las tasas medias. Además, un modelo de fondo gaussiano con una señal adicional común facilita la evaluación del exceso de significación, ayudando a marcar los valores atípicos.

Promedio y escala: Se calcula la media aritmética de todos los segundos de cada estación,

excluyendo los eliminados por criterios previos. Luego, se obtiene la media de todas las estaciones, enfocándose en el análisis de una sola estación. Esta elección mantiene la claridad conceptual, ya que las correcciones de los efectos a largo plazo se aplican por estación. No se utiliza ninguna ponderación con el número de segundos activos, lo que garantiza la distinción numérica del promedio sobre estaciones por segundo. Para estas correcciones, se utilizan cantidades promediadas como la presión atmosférica y el Área sobre Pico.

Correcciones por tendencias a largo plazo:

Las tendencias a largo plazo, debidas al envejecimiento de los detectores y a los cambios atmosféricos, requieren correcciones que incluyen:

- Fluctuaciones en la presión atmosférica que corrijan la anticorrelación esperada con la tasa de *scaler*, esto se puede ajustar con un modelo lineal simple:

$$\Gamma_{corrected}(t) = \Gamma(t) - a_1(p(t) - \langle p \rangle) \quad (15)$$

- Corrección de área sobre pico que se realiza para ajustar los cambios en la forma del pulso en el Detector de Superficie a lo largo del tiempo. Este ajuste es esencial para estudios a largo plazo, ya que el AoP cambia en una escala de años. El modelo para esta corrección se basa en dos premisas: la señal total disponible (es decir, el número de fotones) en el tanque escala con la calidad óptica del revestimiento acuoso, y la probabilidad de activar todos los tres PMT con una señal de baja energía también escala con la reflectividad del revestimiento.

Así, el número esperado de fotoelectrones en el tiempo estaría dado por:

$$n_{ph} \approx \int s_{ADC}(t|n_0)dt \propto AOPn_0 \quad (16)$$

Donde $s_{ADC}(t|n_0)$ es la señal integrada en el tiempo en función del número de fotones Cherenkov creados n_0 .

- Corrección de la línea de base que es el ajuste que se debe realizar para tener en cuenta los cambios constantes en las mediciones de los PMT, que están correlacionados con la temperatura. Debido a la naturaleza entera de los convertidores analógico-digitales, y por lo tanto los umbrales del *scaler*, esto puede llevar a cambios residuales en la tasa medida.

3.3. Detectores de Neutrones vs Pierre Auger

Los detectores de neutrones (NM) son una herramienta esencial utilizada en todo el mundo para medir el flujo de partículas secundarias que llegan a la Tierra. Estos detectores terrestres están diseñados para registrar neutrones secundarios generados en lluvias atmosféricas provocadas por iones de rayos cósmicos. Aunque el NM fue inventado por John Simpson en 1958, el diseño estándar que se utiliza actualmente se desarrolló en 1964 (llamado NM64), y se ha convertido en un detector estándar de rayos cósmicos terrestres (Asvestari y col., 2017).

Desde su invención, se ha establecido una extensa red global de estos instrumentos, que abarca desde varias decenas hasta un máximo de 70 estaciones distribuidas en todo el mundo. Los datos recopilados por esta red se utilizan para evaluar las variaciones en el flujo de GCR en el rango

de energía de 1 a 100 GeV, proporcionando información crucial sobre el impacto de las tormentas solares, las eyecciones de masa coronal, las estructuras del viento solar y el ciclo de actividad solar en la modulación de los rayos cósmicos (Ruffolo y col., 2016).

Los NM tienen la propiedad de que su dirección de observación barre el espacio con la rotación de la Tierra, por lo que las variaciones diarias en la tasa de recuento de NM proporcionan información adicional sobre la distribución direccional y la anisotropía de los rayos cósmicos (Ruffolo y col., 2016).

Debido a que los neutrones son partículas sin carga eléctrica, estos instrumentos se valen de las interacciones posibles de los neutrones energéticos con los núcleos atómicos: colisiones elásticas e inelásticas y reacciones nucleares para producir neutrones rápidos que luego son frenados por un material hidrogenado y medidos indirectamente a través de las partículas ionizantes producidas.

La figura 16 muestra un diagrama esquemático del monitor de neutrones 6-NM64 ubicado en Atenas, Grecia. El número 6 indica el número de tubos contadores con los que cuenta la estación. La parte b muestra la estructura interna de este detector, en la que se pueden identificar 4 componentes principales: El tubo contador que contiene principalmente BF_3 (trifluoruro de boro) que al interactuar con los neutrones térmicos producen iones de litio y partículas alfa que al ser acelerados ionizan el gas y producen electrones que provocan una señal que puede ser medida y procesada. Los tubos contadores están recubiertos por una capa moderadora que consta de un tubo de polietileno de 2 cm de espesor que absorbe y refleja los neutrones de evaporación que son generados en el productor de plomo. La capa productora que funciona como blanco de elevada masa atómica, en este caso es plomo, para producir neutrones secundarios y finalmente otra capa

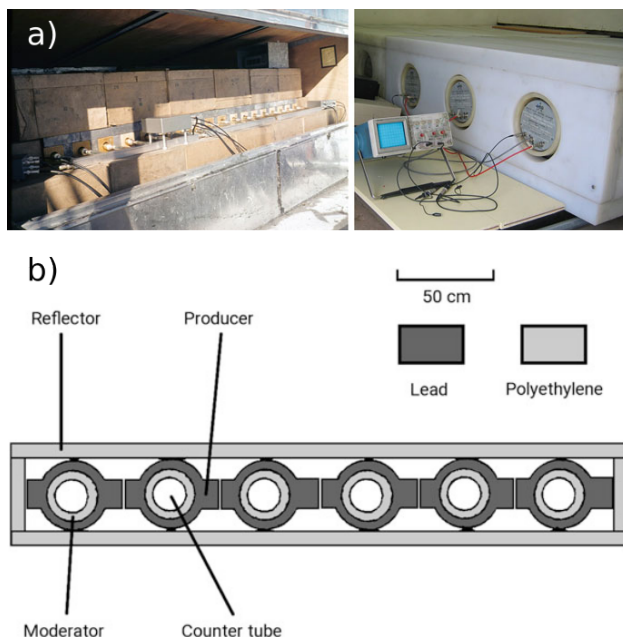


Figura 16. Diagrama esquemático del monitor de neutrones 6-NM64 ubicado en Atenas, Grecia. El número 6 indica el número de tubos contadores con los que cuenta la estación. La parte b muestra la estructura interna de este detector, en la que se pueden identificar 4 componentes principales: El tubo contador que contiene principalmente BF_3 (trifluoruro de boro) que al interactuar con los neutrones térmicos producen iones de litio y partículas alfa que al ser acelerados ionizan el gas y producen electrones que provocan una señal que puede ser medida y procesada. Los tubos contadores están recubiertos por una capa moderadora que consta de un tubo de polietileno de 2 cm de espesor que absorbe y refleja los neutrones de evaporación que son generados en el productor de plomo. La capa productora que funciona como blanco de elevada masa atómica, en este caso es plomo, para producir neutrones secundarios y finalmente otra capa reflectora de polietileno. Fuente: Malandraki y Crosby, 2018

reflectora de polietileno (Malandraki y Crosby, 2018).

Se ha mostrado que el observatorio Pierre Auger funciona también como sensor de las fluctuaciones de los GCR (Schimassek, 2020). Sin embargo, como se describió en el capítulo 1, además de las influencias del espacio exterior, la intensidad de los rayos cósmicos observados a nivel del suelo también está determinada por el campo magnético y la atmósfera de la Tierra. El campo geomagnético desvía las trayectorias de los rayos cósmicos en función de su rigidez de

corte, adquiriendo una distribución dependiendo de la ubicación geográfica (Herbst y col., 2013). Esto se traduce en diferencias en las señales medidas por cada una de las estaciones ubicadas alrededor del mundo.

En la figura 17 se observa la intensidad de rayos cósmicos normalizada medida para las estaciones de neutrones de Oulu, México, Athenas, Tsumeb comparadas con la tasa de *scaler*.

La normalización la realizamos utilizando el método Z-score o estandarización. Esta técnica estadística transforma los valores de una serie de datos en términos de cuántas desviaciones estándar están por encima o por debajo de la media. Se obtiene de la siguiente forma:

$$Z = \frac{X - \mu}{\sigma}$$

Donde:

- Z es el valor normalizado (Z-score).
- X es el valor original.
- μ es la media de la serie de datos.
- σ es la desviación estándar de la serie de datos.

Al transformar los datos a Z-scores, todas las series de datos se colocan en una escala común, lo que permite compararlas directamente. En cuanto a la interpretación de la gráfica de z-scores, los valores positivos y negativos del z-score indican cuántas desviaciones estándar un punto

específico está por encima o por debajo de la media, respectivamente. Como la normalización Z-score no cambia la forma de la distribución de los datos, cualquier patrón o tendencia presente en los datos originales también estará presente en los datos normalizados (Boettinger, 2024).

En esa gráfica se observa el comportamiento desde el 2006 hasta el 2021, en donde tenemos todo el ciclo solar 24 (2008-2019). Se aprecia que todas las estaciones, incluida las del observatorio Auger, presentan un aumento en el flujo durante los periodos de menor actividad solar y un decremento en la zona de mayor actividad. Observamos que los datos del observatorio se encuentran mucho más dispersos en la zona de máxima actividad solar. Indagaremos esto, estimando la sensibilidad que tiene el observatorio ante la actividad solar de corto (horas, días o semanas) y largo plazo (años). Esta comparación se realizará considerando que cada *dataset*, aún corregido puede presentar valores anómalos relacionados a fallas en la detección y inconsistencias en los parámetros de calibración (menos del 1% de los datos). Por esta razón, se aplicó el método de interpolación e imputación para completar los datos faltantes o nulos y generar un series de tiempo consistentes (X. Wang y C. Wang, 2019) además para todos los análisis se usan los datos previamente normalizados mediante el método del *z-score*.

3.4. Modulación de GCR medido en el Observatorio Pierre Auger

3.4.1. Efectos de la periodicidad solar en el fondo de RC medido. La capacidad del Observatorio para actuar como un sensor de la actividad solar se evidencia en primera instancia con su habilidad para registrar un ciclo solar completo y actualmente, se dispone de datos suficientes para verlo. Para ello, hemos analizado y contrastado las distribuciones y tendencias de tres variables clave: la intensidad de los rayos cósmicos IRC, el número de manchas solares y la

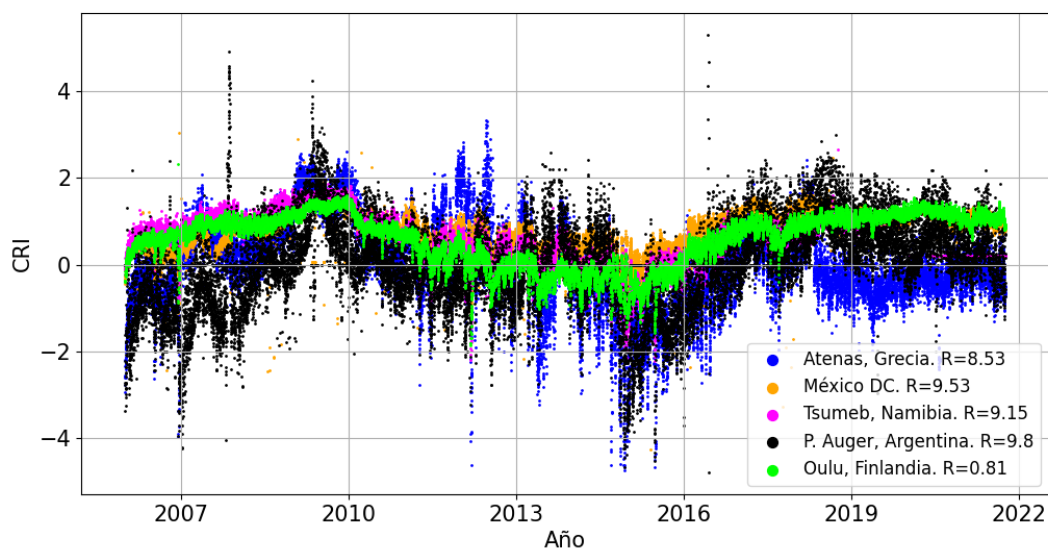


Figura 17. Intensidad de rayos cósmicos normalizada medida para las estaciones de neutrones de Oulu, México, Atenas, Tsumeb comparadas con la tasa de *scaler*. En la gráfica se observa el comportamiento desde el 2006 hasta el 2021, en donde tenemos todo el ciclo solar 24 (2008-2019). Se observa que todas las estaciones incluido Auger presentan un aumento en el flujo durante los periodos de menor actividad solar y un decremento en la zona de mayor actividad.

velocidad del viento solar, tal como se muestra en la Figura 18. La resolución de cada una de estas series de tiempo es de 1 día, y en el caso de la tasa de *scaler* (medida de la intensidad o flujo de rayos cósmicos secundarios) cuya resolución original es de 300 s, hemos realizado un remuestreo a partir del promedio de todos los datos a lo largo de un día, esta técnica la usaremos convenientemente dependiendo de la escala de tiempo en la que nos enfoquemos. Las tendencias (líneas rojas) se determinaron utilizando una media móvil de 15 días (Oloketuyi y col., 2020).

La media móvil es una técnica estadística que usaremos también a lo largo de este estudio, se utiliza con frecuencia para analizar tendencias y suavizar datos. Esta técnica se basa en el Teorema del Límite Central (Davies y col., 2023), y consiste en calcular la media de los últimos N valores observados en una serie temporal para minimizar el ruido y mantener una representación precisa de la señal. Los datos, denotados como $x(t)$, pueden considerarse dentro de un marco temporal específico, conocido como ventana deslizante lo que facilita la identificación de las tendencias subyacentes (X. Wang y C. Wang, 2019). Se puede representar como:

$$MMS_i = \frac{1}{k} \sum_{j=0}^{k-1} x_{i-j}$$

De esta forma se suman los k valores más recientes de la serie de tiempo (desde x_i hasta x_{i-k+1}), y luego se divide por k para obtener el promedio. Si hay menos de k observaciones disponibles (por ejemplo, al principio de la serie de tiempo), se calcula la media de las observaciones disponibles.

Esto significa que si solo tenemos m observaciones y $m < k$, la MMS se calcula como:

$$MMS_i = \frac{1}{m} \sum_{j=0}^{m-1} x_{i-j}$$

El tamaño de la ventana escogido intenta reducir el retardo de la señal. Al observar la gráfica, se nota una anticorrelación aparente entre la intensidad de los rayos cósmicos y el número de manchas solares. Esta anticorrelación revela variaciones a largo plazo que parecen responder a la actividad solar. Sin embargo, no se detecta una correlación a largo plazo con la velocidad del viento solar.

Para cuantificar estas observaciones, se realizan análisis de correlación cruzada. Estos análisis se representan en la figura 19 y comparan la Intensidad de Rayos Cósmicos (CRI), el Número de Manchas Solares (SSN), y la Velocidad del Viento Solar (SWS). Los datos utilizados para estos análisis provienen del Observatorio Pierre Auger y de las estaciones de neutrones Oulu y Tsumeb. La elección de las NM tiene un propósito específico. Oulu se utiliza como referencia para validar los análisis en comparación con otros trabajos (Oloketuyi y col., 2020), mientras que Tsumeb se selecciona por su similitud con el Observatorio Pierre Auger en términos del valor de la rigidez de corte geomagnético (17).

Para calcular la correlación usaremos el método de correlación de Pearson (Davies y col., 2023), esta medida estadística evalúa la relación lineal entre dos variables continuas a partir de la obtención de un valor entre 0 y 1. Cuando el coeficiente es cercano a 1, indica una fuerte correlación positiva, es decir, cuando una variable aumenta, la otra también lo hace. Un coeficiente cercano a -1 indica una fuerte correlación negativa, lo que significa que cuando una variable aumenta, la otra

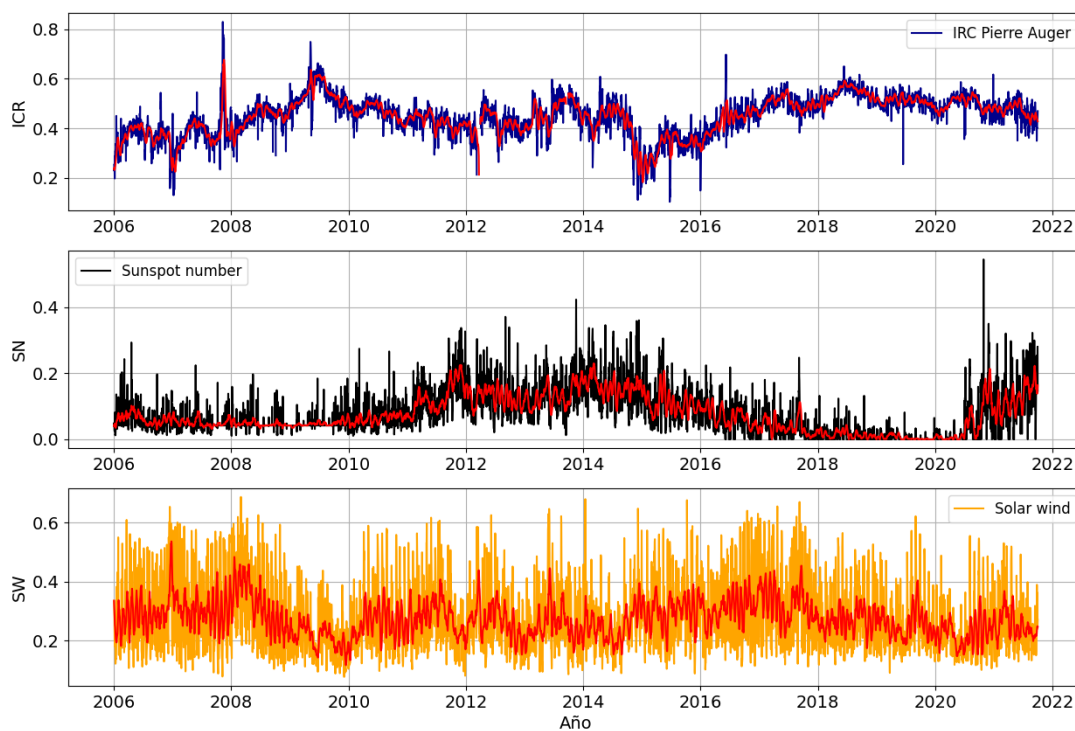


Figura 18. Distribuciones y tendencias de SSN (Número de Manchas Solares), CRI (Intensidad de Rayos Cósmicos) y SWS (Velocidad del Viento Solar). Las tendencias se determinaron utilizando una media móvil de 10 días. Se observa una aparente anticorrelación entre el CRI y SSN.

disminuye:

$$r_{xy} = \frac{\sum_{i=1}^n (x_i - \bar{x})(y_i - \bar{y})}{\sqrt{\sum_{i=1}^n (x_i - \bar{x})^2 \sum_{i=1}^n (y_i - \bar{y})^2}}$$

Donde:

- x_i e y_i son los valores individuales de las series x e y respectivamente.
- \bar{x} y \bar{y} son los promedios de las series x e y respectivamente.
- n es el número de observaciones en cada serie.

Este coeficiente es actualmente una medida estándar en estadística por su fácil interpretación, y se ha usado en trabajos precedentes donde también exploran el fondo de rayos cósmicos (Ilya G. Usoskin y col., 2005, Oloketuyi y col., 2020, Mendonça y col., 2019, Davies y col., 2023).

La metodología empleada para calcular las correlaciones cruzadas se basa en el desfase temporal. En este contexto, el desfase temporal se refiere a la cantidad de tiempo que se desplaza una serie de datos en relación con otra. Para nuestro análisis, el eje horizontal representa el desfase temporal (en años) de la intensidad de rayos cósmicos (IRC) en relación con el número de manchas solares (gráfico de la izquierda) y respecto al viento solar (gráfico de la derecha). Un desfase positivo significa que los datos de rayos cósmicos se desplazan hacia adelante en el tiempo, mientras que un desfase negativo indica un desplazamiento hacia atrás. Un pico en el coeficiente de correlación a un cierto desfase temporal indica una correlación fuerte en ese punto específico del tiempo.

La figura 19 se evidencia una correlación negativa moderada con el número de manchas

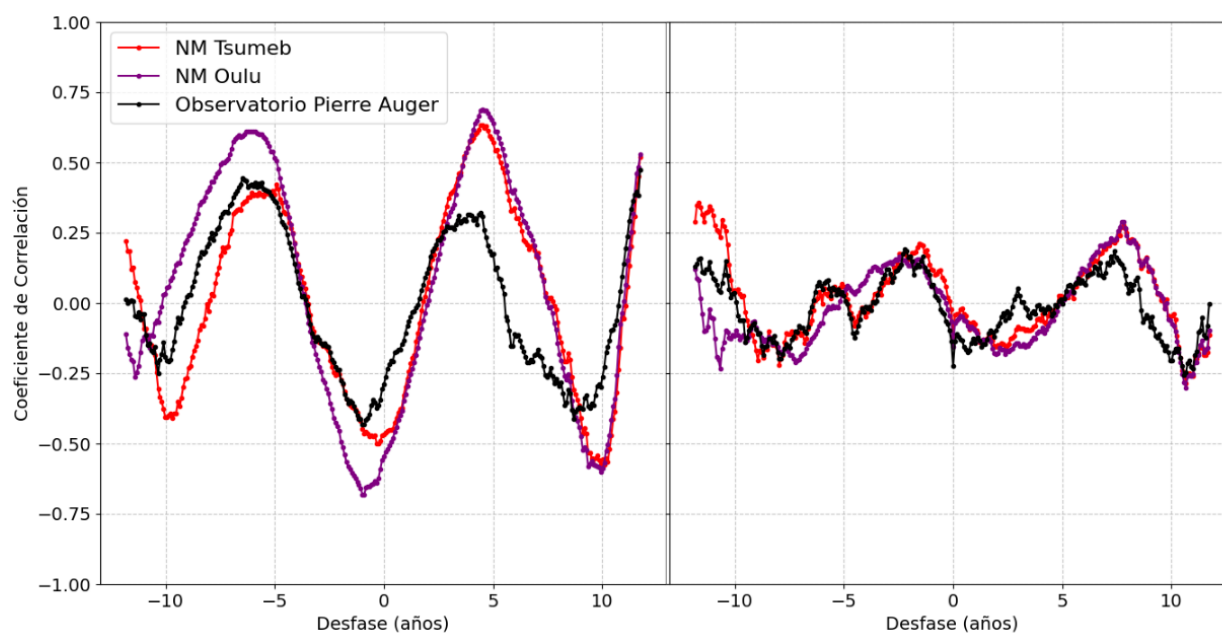


Figura 19. Análisis de correlación cruzada entre el Número de Manchas Solares (SSN) diario y el Índice de Rayos Cósmicos (CRI) y la Velocidad del Viento Solar (SWS) usando la metodología propuesta por (Oloketuyi y col., 2020). El eje x de cada gráfico representa el desfase temporal en relación con el SSN. Los valores negativos indican desplazamientos hacia atrás, mientras que los positivos indican lo contrario, y el valor cero corresponde a la ausencia de desfase. Se observa que el CRI muestra una correlación negativa moderada con el SSN para el ciclo solar 24 en Auger y las estaciones de neutrones (entre 0,30 y 0,50), y se observa una correlación débil (entre 0,10 y 0,29) con el viento solar. Los picos positivos para el Observatorio Pierre Auger con valores de 0,30 y 0,48 se ajustan a una correlación moderada positiva en ≈ 5 años, y los tres picos negativos, corresponden a una anticorrelación de 0,45 y 0,58 para un periodo de ≈ 8 a 9 años.

solares para el ciclo solar 24 en Auger y las estaciones de neutrones (entre 0,30 y 0,50), y se observa una correlación débil (entre 0,10 y 0,29) con el viento solar. Esto se deduce a partir del pico en la correlación a un desfase de +5 años respecto a las manchas solares, sugiriendo que la intensidad de los rayos cósmicos medidos en los detectores tiende a seguir el patrón del número de manchas solares con un retraso cercano a los 5 años. De manera similar, observamos un pico negativo en la correlación con un desfase de +11 años que indica que la intensidad de los rayos cósmicos en las estaciones presentan una anticorrelación con el número de manchas solares cercano a los 11 años.

Una característica de especial interés es que las series de datos no están centradas en 0. Contrariamente a lo esperado, se observa un desfase negativo que indica que los datos de rayos cósmicos están retrasados alrededor de un año respecto con el número de manchas solares. Este fenómeno ha sido observado y reportado previamente a partir de las estaciones de neutrones (I. G. Usoskin y col., 1998), en donde se observa que este desfase es más notorio en los ciclos solares impares tal y como se observa en la figura 20 de Ross y Chaplin, 2019, sugiriendo una conexión con la polaridad del campo magnético solar que se invierte aproximadamente cada 22 años.

En el estudio anteriormente citado, se reporta una dependencia entre el retraso de la señal con la rigidez de corte geomagnético del sitio de observación como se muestra en la figura 21 también de Ross y Chaplin, 2019 para la cual, el comportamiento de los datos del Observatorio Pierre Auger presentan un retardo esperado.

Ahora bien, para identificar los posibles efectos de otras periodicidades en los datos por ejemplo, (~ 1 , $\sim 13,5$, ~ 27 , ~ 186 , ~ 365 días) es necesario cambiar la escala de observación y realizar un análisis espectral. Para este trabajo usaremos la Transformada de Fourier que es un

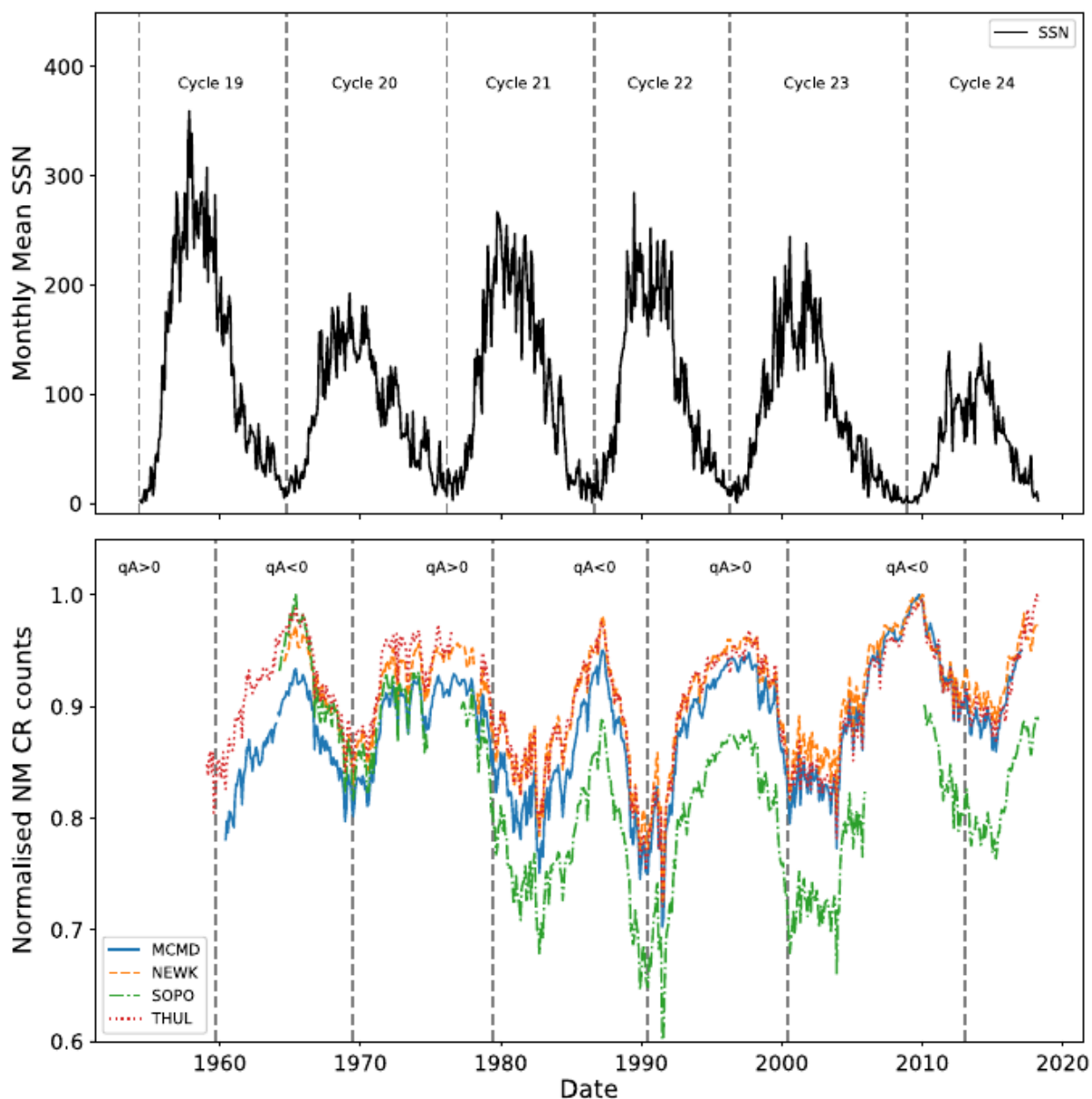


Figura 20. La gráfica superior muestra el histórico del número de manchas solares desde el ciclo solar 19. Las líneas verticales indican el inicio de cada ciclo solar. La gráfica inferior muestra la intensidad de rayos cósmicos registrada por los detectores de neutrones, en donde las líneas verticales esta vez muestran las épocas en donde se estima que ocurrió la inversión en la polaridad del campo magnético solar. Figura tomada de: Ross y Chaplin, 2019

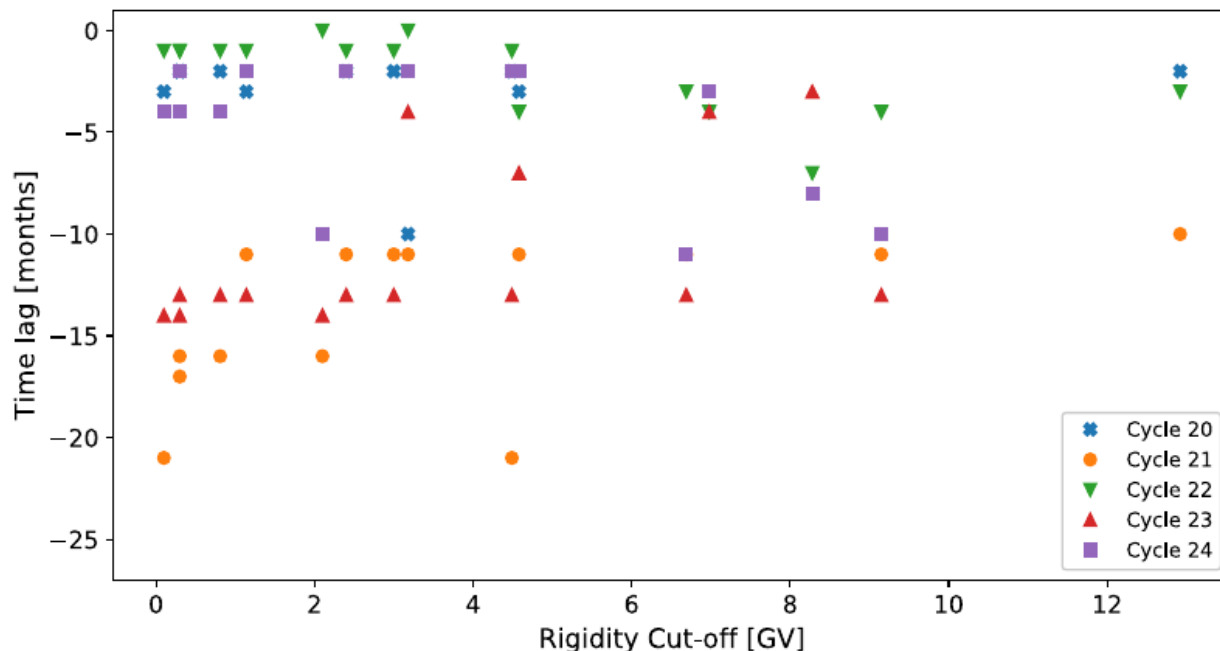


Figura 21. Variación del desfase temporal en función de la rigidez de corte para 16 estaciones de detectores de neutrones. Figura tomada de: Ross y Chaplin, 2019

enfoque poderoso para estimar la *densidad espectral de potencia (PDS)* de series temporales. Este método permite una representación en el dominio de la frecuencia, proporcionando una visión detallada de cómo se distribuye la potencia de una señal a lo largo de las diferentes frecuencias. Por lo tanto, las estimaciones obtenidas con la Transformada de Fourier tienen una alta resolución para el mismo coeficiente de variación.

La gráfica 22 muestra la expansión discreta en serie de Fourier del flujo de CR medido en el observatorio en escala logarítmica. Los datos se re-escalaron a tres horas de tal forma que la señal diurna pueda ser observada. Los picos más agudos en la potencia espectral son visibles para una señal con una componente diaria, mensual y anual que se pronuncian al realizar un suavizado de ventana móvil a la densidad espectral de potencia como se muestra en la gráfica de la derecha.

La señal diurna está relacionada a la rotación de la Tierra, su interacción con el viento solar magnetizado y la anisotropía espacial del flujo de GCR (Santos y col., 2023). Esta fluctuación diaria está causada por un equilibrio entre la convección radial del viento solar hacia el exterior de los GCR y la difusión hacia el interior a lo largo del campo magnético interplanetario (IMF) (Schimassek, 2020).

La componente mensual con un periodo de 27 días está relacionada a la rotación de Carrington (Schimassek, 2020) y es ocasionada por la combinación de la rotación solar con una distribución desigual de las zonas activas solares de larga duración, como las manchas solares, los agujeros coronales, las CME y las zonas de interacción corrotantes. Estos fenómenos generan condiciones electromagnéticas longitudinalmente asimétricas de la heliosfera durante una única revolución solar (Grieder, 2001).

La traslación de la Tierra alrededor del Sol, que influye en el flujo de GCR, es la causa principal de la fluctuación anual del periodo de 365,25 días en los datos *scaler*. El flujo de GCR disminuye en el afelio, cuando la Tierra está más lejos del Sol, y aumenta en el perihelio, cuando está más cerca del Sol. En esta investigación, este fenómeno no se estudió a profundidad pero las observaciones de esta modulación han sido reportadas en trabajos previos (Grieder, 2001).

3.4.2. Sensibilidad a eventos transitorios y de corto plazo. La resolución temporal de la tasa de *scaler* de 300s puede utilizarse para la búsqueda de eventos transitorios como los Forbush Decrease FD cuya presencia en los datos del Observatorio ya ha sido reportada. El presente trabajo no busca identificar los eventos, sino caracterizar la sensibilidad del Observatorio ante FD de diferentes intensidades. Para ello, vamos a usar la información del catálogo de eventos For-

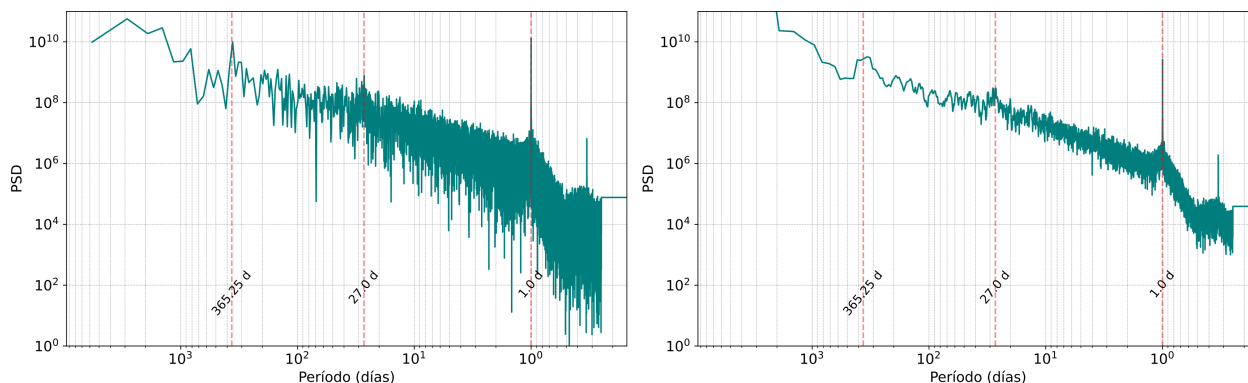


Figura 22. Densidad espectral de potencias a partir de la transformada discreta de Fourier con un remuestreo a 3 horas (panel izquierdo) y un remuestreo a 3 horas + un suavizado por ventana móvil de 4 horas.

bush y disturbios interplanetarios como se describe en la sección 3.1, en los periodos 2006-2019 estableciendo criterios físicos para la selección de eventos significativos. La gráfica 23 muestra todas las magnitudes de los FD registrados en la base de datos, clasificados según la fuente que lo ha generado. Se observa que la mayor cantidad de eventos son aquellos que no tienen una relación confirmada con fenómenos solares transitorios (puntos azules). No obstante, estos FD tienen en su mayoría magnitudes muy bajas que no presentan un comportamiento fuertemente ligado al ciclo solar, como sí se observa en los eventos asociados a Ondas de Choque Interplanetario OCI y comienzos de tormentas súbitas SSC. Los criterios utilizados para seleccionar del catálogo los FD de relevancia para este estudio fueron:

- Eventos cuyas fuentes son Ondas de Choque Interplanetarias OCI y Comienzos de tormenta súbita SSC (OType = 1).
- Alta confiabilidad en la asociación del FD con la fuente ($Q_s = 4$ y 5).

En total son 148 FD que cumplen con estas características para el periodo de tiempo de funciona-

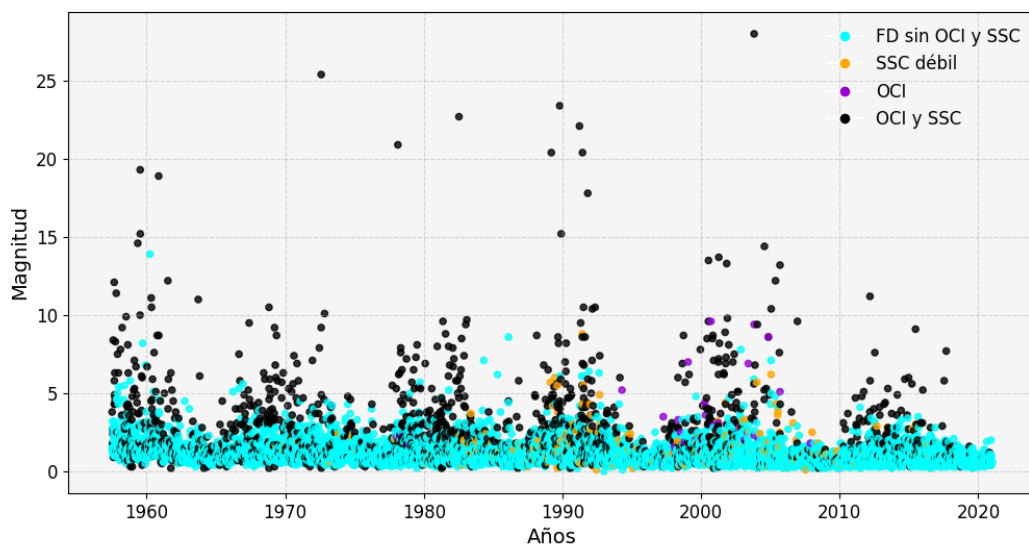


Figura 23. Magnitudes de los FD registrados en la base de datos, clasificados según la fuente que lo ha generado. Se observa que la mayor cantidad de eventos son aquellos que no tienen una relación confirmada con fenómenos solares transitorios (puntos azules). No obstante, estos FD tienen en su mayoría magnitudes muy bajas que no presentan un comportamiento fuertemente ligado al ciclo solar, como sí se observa en los eventos asociados a Ondas de Choque Interplanetario OCI y comienzos de tormentas súbitas SSC.

miento del observatorio, la tabla (2) en el apéndice, muestra la lista de eventos seleccionados con algunos parámetros de interés como la fecha y hora del evento solar con el que está asociado, el tipo de fuente y la magnitud. La gráfica 24 muestra un histograma que representa los eventos forrush en relación a su magnitud, que es el porcentaje de variación máxima de la densidad CR provocada. La magnitud (MagnM corregida por efectos magnetosféricos) será nuestro parámetro principal para este análisis puesto que se ha cuantificado la relación estadística entre la rigidez geomagnética y la magnitud de la FD (Belov, 2009), a pesar de que esto sigue siendo a la fecha un problema que necesita seguir siendo estudiado y se aborda más recientemente por Wang y colaboradores donde han definido la amplitud de un FD y la rigidez máxima afectada, valor para hasta el cual los efectos de los FD siguen siendo significativos (S. Wang y col., 2023). En general, valores bajos de FD ($< 1\%$) suelen indicar condiciones geomagnéticas tranquilas e inestables y los masivos suelen seguir a tormentas magnéticas excepcionalmente grandes, como las ocurridas en agosto de 1972, julio de 1982 y octubre de 2003 como se puede observar en la figura 23 (Belov, 2009). En un periodo de 50 años, las tormentas geomagnéticas intensas siguieron a la mitad de los diez mayores FD, mientras que las tormentas severas o fuertes siguieron a la otra mitad. Comportamiento ligado al ciclo solar de 11 años. De igual forma observamos a través del histograma de la figura 24 que la mayor cantidad de eventos tiene magnitud por debajo del (2%). Este porcentaje representa el 60,14% de del total de FD en la base de datos y el 58,39% de los eventos en el periodo 2006-2021 manteniéndose la tendencia.

Enfocándonos en la ventana correspondiente al periodo accesible para los datos del Observatorio, a través de la figura 25 podemos visualizar la magnitud normalizada de FD entre 2006 a

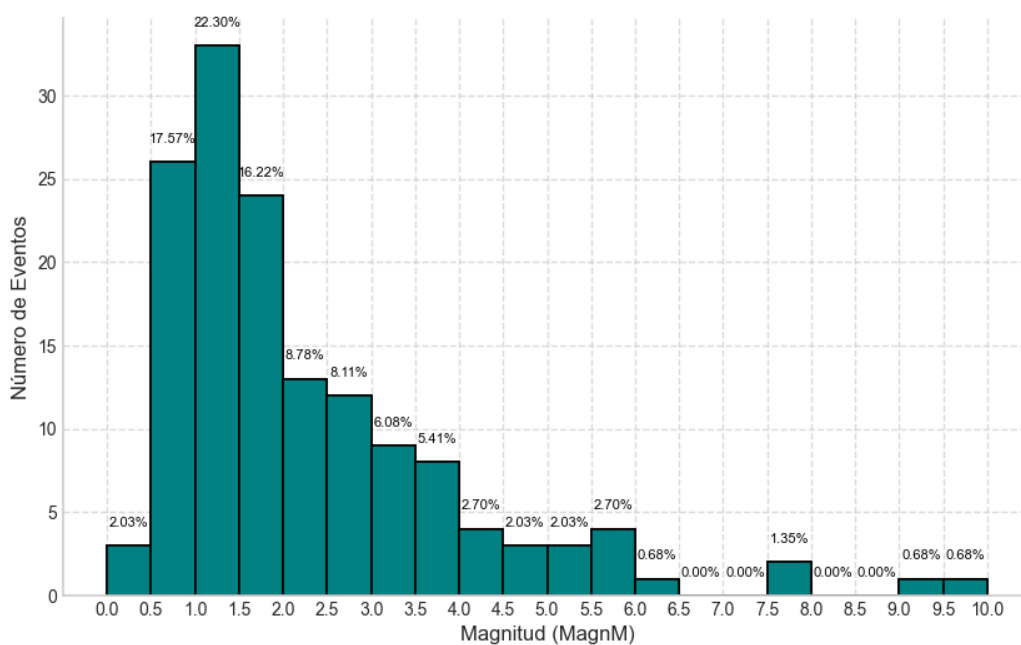


Figura 24. Histograma de las magnitudes de los 148 Eventos Forbush seleccionados entre los años 2006-2021. Se observa que el mayor número de eventos tiene una disminución menos al 2%.

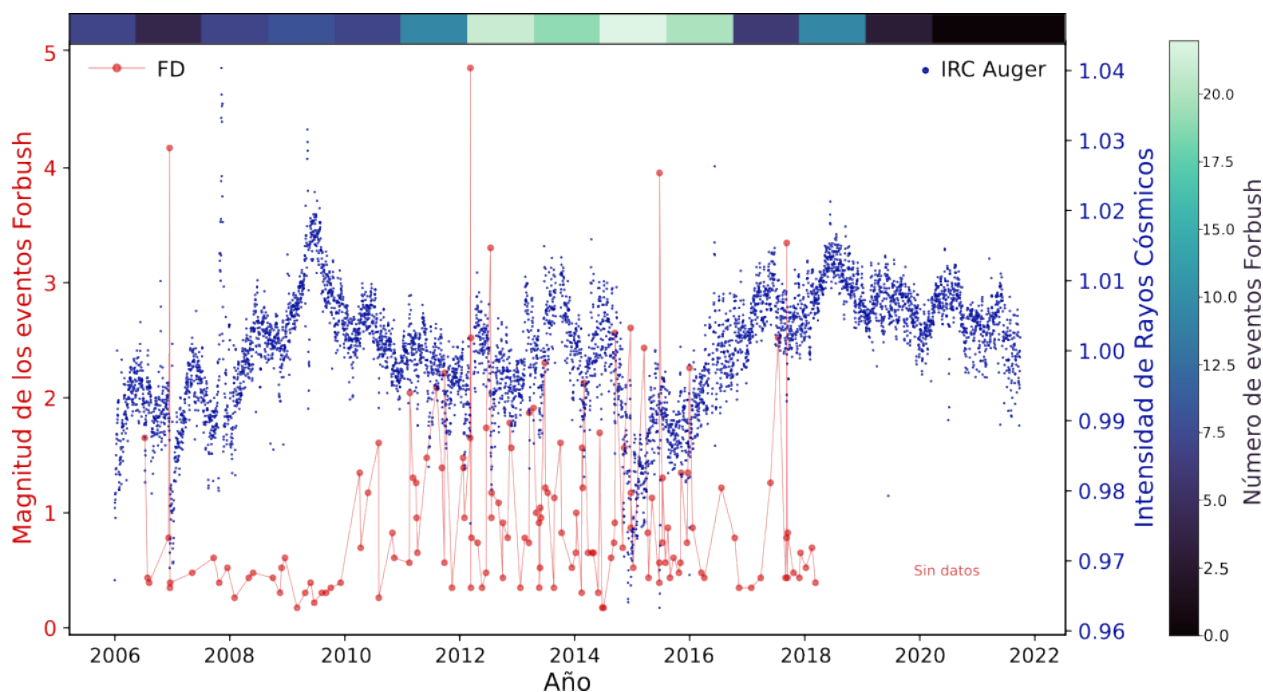


Figura 25. Comparación del % normalizado en magnitud de Eventos Forbush versus la intensidad de rayos cósmicos CRI medida por el Observatorio Pierre Auger entre el 2006 al 2021. Se observa que en los años de máxima actividad solar, la señal se presenta un aumento de la intensidad de los Eventos Forbush, y a su vez el CRI presenta una anomalía en la tendencia esperada entre los años 2013 y 2014. No hay FD reportados luego del 2018 que cumplan los criterios de selección que hemos definido anteriormente.

2021 a la vez junto con la tasa de *scaler* normalizada. La barra de color en la parte superior divide el eje x en 15 secciones correspondiente a cada año y el color representa el número de eventos registrados en cada año. Según la gráfica la mayor cantidad de FD (55,41 %) se encuentran en la zona de máxima actividad solar (2012-2016) en esta región, se encuentra el 71,20 % de los eventos con magnitud $> 2\%$ respecto a todo el periodo de registro del observatorio sirviendo como validación respecto a las observaciones de Belov y colaboradores (Belov, 2009).

Para analizar los FD en los datos es necesario revisar el comportamiento de los *scaler* a altas frecuencias, más específicamente en el rango de la duración habitual de un FD (días). Es

importante resaltar que identificar eventos transitorios implica caracterizar muy bien el ruido de la señal medida por el observatorio y como se ha mostrado a lo largo de este capítulo. El flujo de fondo de RC es muy sensible a fluctuaciones de diferentes frecuencias causadas por la actividad solar. Esto supone un desafío a la hora de aplicar técnicas de filtrado que eliminen el ruido. En este caso el ruido no solo comprende las fluctuaciones aleatorias de la señal sino también las frecuencias asociadas a la modulación periódica a diferentes escalas causadas por el Sol.

Como primera aproximación, vamos a realizar un filtrado únicamente de la modulación diaria a partir del método de la ventana móvil. Este método es especialmente útil para eliminar el ruido de alta frecuencia de una señal (Davies y col., 2023). La figura 26 muestra los datos disponibles para el tiempo de funcionamiento del Observatorio con una tasa de muestreo de 300 s contrastando las señales con y sin filtro. Adicionalmente mediante la figura 27 podemos observar una escala mucho menor en la que se muestra un FD ocurrido el 22 de junio del 2015 de magnitud 9,6%. Este FD es el más intenso medido por el observatorio y es de especial interés ya que fue generado por la segunda mayor tormenta geomagnética del ciclo solar 24.

Esta tormenta fue inducida por dos llamaradas solares clase M el 21 de junio del 2015 que dieron lugar a una CME, que demoró unas 39,5 horas en llegar. La rápida velocidad inicial de la CME, la desviación por los agujeros coronales y la consiguiente reducción de su velocidad hacia la Tierra contribuyeron a que llegara a la Tierra antes de lo esperado (Gopalswamy y col., 2018).

Adicionalmente, este y otros FD significativos fueron utilizados para hacer una diferenciación entre FD generados por IMCE o por Regiones de Interacción Corrotantes (CIR por sus siglas en inglés), que son regiones de interacción que se forman entre corrientes de viento solar de alta

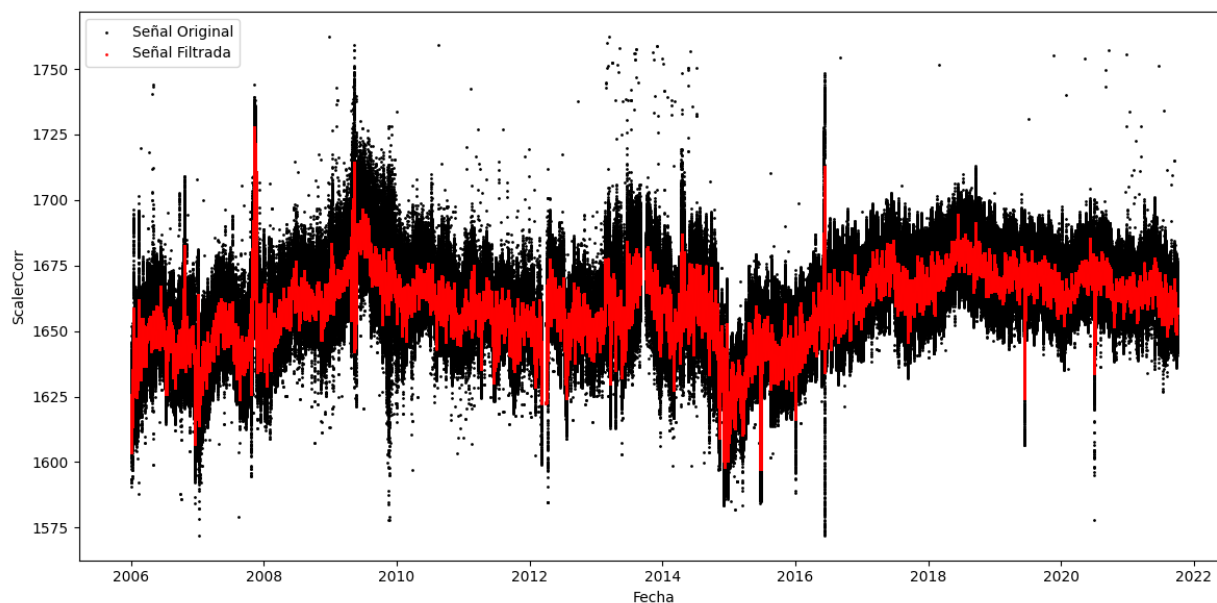


Figura 26. Datos disponibles para el tiempo de funcionamiento del Observatorio Pierre Auger con una tasa de muestreo de 300s. La línea roja corresponde a la señal filtrada con una ventana móvil de un día.

velocidad y corrientes lentas, lo que lleva a campos magnéticos y plasmas comprimidos. El estudio de este evento contribuyó recientemente a la comprensión de la relación entre la magnitud de los FD y la rigidez de corte geomagnético reportado en (S. Wang y col., 2023).

La figura 27 no solo muestra la comparación entre la señal original y la filtrada de este FD (izquierda) sino también su diferencia (derecha). Con esta diferencia podemos observar la amplitud de la modulación diaria que está alrededor de las 20 cuentas/s. Al calcular densidad espectral podremos ver con mayor detalle la zona de alta frecuencia de la tasa de *scaler* tal y como se muestra en la figura 28

En la gráfica podemos observar muy marcados la evidencia de tres armónicos principales en la señal, correspondientes a 24, 12 y 8h, la modulación de 24 horas como se mencionó en

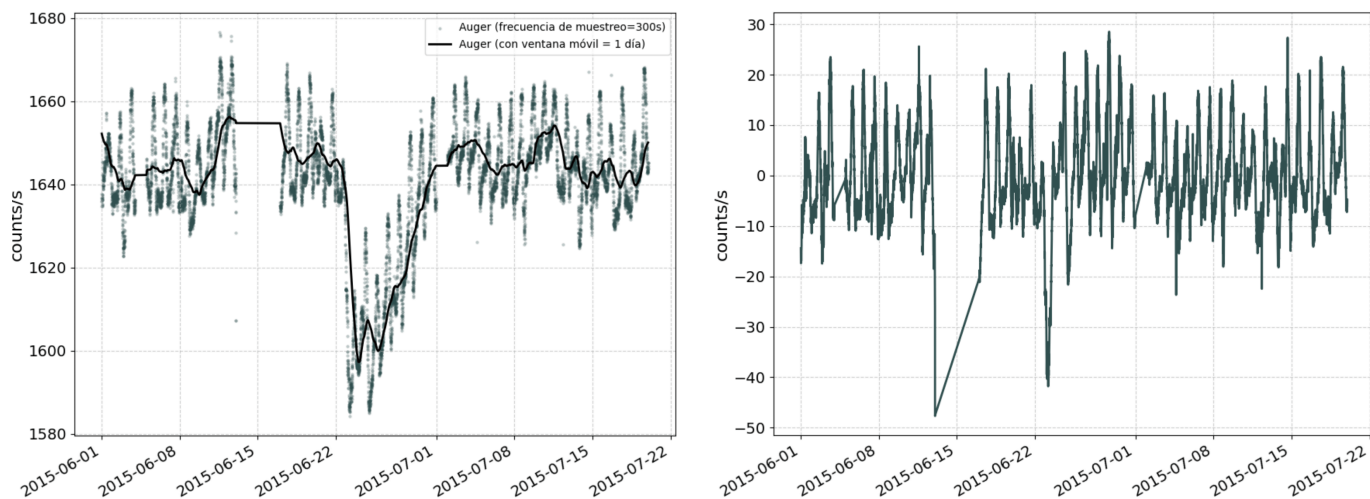


Figura 27. Izquierda: FD ocurrido el 22 de junio del 2015 de magnitud 9,6%. Este FD es el más intenso medido por el observatorio y es de especial interés ya que fue generado por la segunda mayor tormenta geomagnética del ciclo solar 24. La línea negra corresponde a la señal filtrada con la media móvil. Derecha: Diferencia de las señales con y sin filtro.

la sección anterior, está relacionada con la rotación de la Tierra. La modulación a 12 horas es llamada *modulación semidiurna* (Nicolson y Sarabhai, 1948, Grieder, 2001) también asociada a la interacción del campo geomagnético con el viento solar (Y. Singh y Badruddin, 2015, Sarabhai y col., 1953), además se observan dos armónicos menos prominentes cerca a 4.8 y 6h que han sido también observados en detectores de neutrones (Shalaby y col., 2022). Los mecanismos de transporte que originan estas fluctuaciones siguen siendo un problema de estudio en la actualidad lo que permite que el Observatorio Pierre Auger pueda contribuir gracias a la sensibilidad a las altas frecuencias, al estudio de estos fenómenos de corto plazo.

Un análisis más detallado de esta periodicidad debe descomponer los armónicos de la señal diurna, la componente de 27 y 365 para construir el fondo para ser suprimido de la señal y así caracterizar de forma más precisa la amplitud de la variación en la CRI generada por los FD como

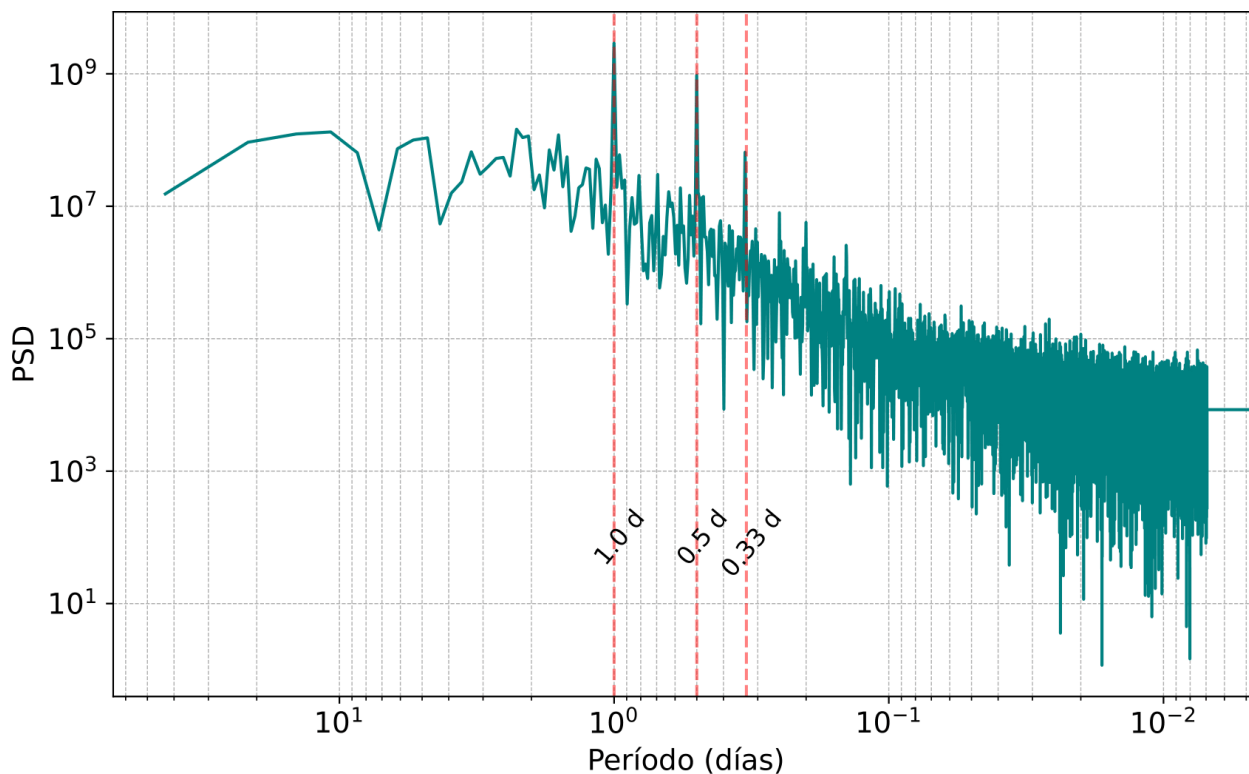


Figura 28. Densidad espectral de potencia sobre la diferencia entre las señales con y sin filtro de la figura 27. Se observa con mayor nivel de detalle los picos a alta frecuencia de la señal correspondientes a 24, 12 y 8 h. La modulación de 24 horas como se mencionó en la sección anterior, está relacionada con la rotación de la Tierra. La modulación a 12 horas es llamada *modulación semidiurna* también asociada a la interacción del campo geomagnético con el viento solar. Además se observan dos armónicos menos prominentes cerca a 4,8 y 6h que han sido también observados en detectores de neutrones.

se propone en el trabajo de O. Okike (2020). Sin embargo, es posible calcular una referencia en la amplitud de los Forbush y por ende su sensibilidad, a partir de la señal filtrada que tenemos y la aplicación del método manual, usado predominantemente en los estudios de FD (Okike, 2020).

El método manual ha consistido en inspeccionar visualmente los datos de CRI, trazar ciertos segmentos y determinar la magnitud del evento como se describe a continuación: primero se comienza seleccionando un subconjunto de los datos CRI brutos para su trazado. Como referencia usaremos el FD del 22 de junio del 2015 anteriormente descrito e identificado en el panel derecho de la figura 27. Por inspección se reconocen las cuatro fases esenciales de un evento Forbush -inicio, fase principal, punto mínimo y fase de recuperación-. Un decrecimiento Forbush (no recurrente) como se explicó en el capítulo 1, se caracteriza generalmente por una disminución que dura uno o más días, alcanzando un mínimo seguido de una recuperación gradual (Lingri y col., 2016). En este proceso de identificación, el evento proyectado se descarta si falta alguna de estas fases.

La etapa siguiente, es la determinación de la magnitud del evento FD. Para ello, hay que normalizar los datos, determinar el tamaño del evento, seleccionar el inicio del evento y el punto mínimo de reducción de intensidad. Dependiendo de la línea de base utilizada, el proceso de normalización puede abordarse por ejemplo utilizando la variación media de CR durante el periodo o el recuento previo al día del mínimo del FE, de tal manera que la magnitud queda determinada como:

$$FD_{amplitude}(\%) = \frac{FD_{inicio} - mean}{mean} * 100 \quad (17)$$

Cabe resaltar que aunque este método sigue siendo pertinente, recientemente se ha propuesto un

método automatizado para hacer la identificación de Forbush (Okike, 2020) que puede ser implementado en los datos del Observatorio Pierre Auger si se realiza una correcta catacterización del fondo a través de un análisis espectral mucho más detallado. En concordancia al análisis manual descrito, la figura 29 muestra el resultado de la identificación de la amplitud de nuestro FD seleccionado que para nuestra señal filtrada es de 3,01 % en contraste a los reportes de las estaciones de neutrones que registraron un doble FD importante con una amplitud entre el 8,4% y del 5,2% en las estaciones polares (Samara y col., 2018), 9,6% en la base de datos de IZMIRAN, o de las estimaciones realizadas a partir de datos satelitales del AMS que llega a valores de 15,2% (S. Wang y col., 2023), lo que confirma la necesidad de remover las otras componentes periódicas de la señal.

Para el cálculo de la magnitud se tomaron los valores previos hasta dos días del inicio reportado del Forbush y se obtuvo la línea base a partir de el promedio de estos datos. La amplitud se calcula entonces a partir de esa línea base con la ecuación 17.

3.5. Reproducibilidad y datos abiertos

Los análisis realizados en este trabajo de grado fueron sistematizados en cuadernos de Python y scripts a los que se puede acceder a través del repositorio: https://github.com/jennifergc/scaler_for_solar_analysis. Estos cuadernillos permiten la reproducibilidad de los análisis conteniendo los datos utilizados, además del *dataset* depurado de *scaler* con un muestreo de 300 s de tal forma que puedan ser eventualmente liberados al público. Los cuadernillos más representativos son:

- *datasets_factory.ipynb* Limpia y pre-procesa todos los datos bajo los criterios del usuario.

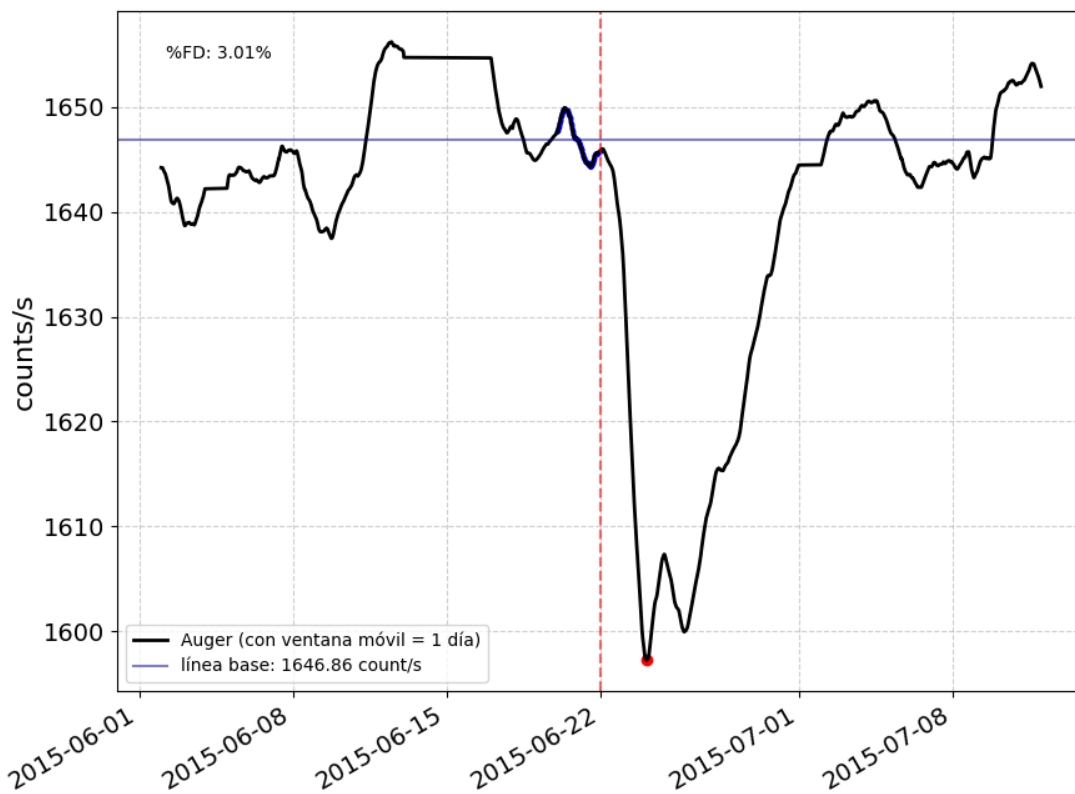


Figura 29. Evento Forbush del 22 de junio del 2015 asociado a una intensa ICME identificado en los datos filtrados de *scaler* del Observatorio Pierre Auger. La amplitud del decrecimiento calculado a partir del método de identificación descrito por Okike y colaboradores, fue de 3,01 %.

- *Neutron_Monitor.ipynb* Compara la intensidad de rayos cósmicos de diferentes detectores de neutrones alrededor del mundo.
- *Potencias.ipynb* Calcula el espectro de potencias de una serie de datos con diferentes métodos.
- *Paper_CRI_SW_SN_compar.ipynb* Reproduce el artículo de Oloketuyi et.al. con cualquier serie de datos usando la información de actividad actualizada.
- *Cross_correlation.ipynb* Calcula los coeficientes de correlación cruzada entre la intensidad de rayos cósmicos y los parámetros solares a partir de diferentes métodos.
- *Forbush_event_selectioner.ipynb* Algoritmo que calcula la magnitud de un Evento Forbush según la fecha que ingresa el usuario.

4. Conclusiones

Se realizó un análisis de la intensidad de rayos cósmicos CRI medido en el Observatorio Pierre Auger a través de las mediciones en modo *scaler*. Para tal fin se tuvieron en cuenta los registros que corresponden al periodo 2006-2021, cubriendo todo el ciclo solar 24. Usando diferentes métodos para el análisis de series de tiempo, se observó que los *scaler* tienen una respuesta a la modulación de la actividad solar a largo plazo sobre el flujo de GCR en concordancia a su rigidez de corte geomagnético $R_C = 9,8GV$ en comparación con otros detectores de neutrones ubicados a diferentes latitudes alrededor del mundo.

La correlación entre la intensidad de rayos cósmicos y el histórico de número de manchas solares es moderada (entre 0.30 y 0.50) como se observó en la (figura 19). Este resultado se encuentra en el mismo rango que el obtenido para la estación de Tsumeb que tiene una rigidez de corte de $R_C = 9,15GV$. Esta similitud sugiere que el resultado puede estar relacionado a la rigidez de corte geomagnético que disminuye la sensibilidad considerablemente. Para el análisis de correlación, también se usó como valor de referencia la estación de Oulu cuyos datos han sido ampliamente estudiados por la comunidad científica debido a su rigidez de corte $R_C = 0,81GV$, accesibilidad y consistencia en las mediciones a lo largo del tiempo. Para esta estación se observa una correlación fuerte mayor al 0.5 para el número de manchas solares. Por otro lado, se observó una correlación débil (entre 0.10 y 0.29) con el viento solar esto se mantuvo también para las dos estaciones de neutrones consideradas en este estudio. La baja anticorrelación observada entre la intensidad de los rayos cósmicos y la velocidad del viento solar puede atribuirse a las propiedades

del viento solar, específicamente el viento solar rápido, que se origina en los agujeros coronales del Sol y es notablemente estable (Oloketuyi y col., 2020).

También se realizó un análisis espectral a través de la transformada de Fourier que arroja una componente diaria, mensual y anual (figura 22). Estas modulaciones han sido identificadas y analizadas previamente en las estaciones de neutrones y están relacionadas con la forma como el campo magnético de la Tierra interactúa con la heliósfera y sus perturbaciones asociadas a la rotación solar.

De la misma forma, se hizo un análisis cualitativo de la sensibilidad que tiene el observatorio a modulaciones transitorias, para identificar posibles efectos en el ciclo solar. Para esto se utilizó el catálogo de eventos Forbush y disturbios interplanetarios del IZMIRAN (El Instituto Pushkov de Magnetismo Terrestre, Ionosfera y Propagación de Ondas de Radio de la Academia Rusa de Ciencias). De allí se seleccionaron aquellos eventos que estuvieran asociados a ondas de choque interplanetarias OCI o a una tormenta geomagnética de inicio repentino SSC (eventos asociados a ICME) (ver figura 23). Como resultado, se identificó una muestra de 148 eventos entre el 2006 y 2021 (asegurando la confiabilidad de los datos, como se explica en el apartado 3.4.2). Se observó que la mayor incidencia de FD 55,41 % ocurre en la zona de máxima actividad solar, específicamente en la zona de mayor anomalía en el comportamiento de los Scaler medidos. En esta región también se encuentra el 71,20 % de los eventos con magnitud $\geq 2\%$ respecto a todo el periodo de registro del Observatorio.

Ahora, disminuyendo cada vez más la ventana de observación de la señal, se realizó un filtrado de la modulación diaria sobre los datos de scaler y se seleccionó para su análisis el FE del

22 de junio del 2015 reportado en la base de datos con una magnitud del 9,6% generada por dos llamaradas solares que corresponden al segundo evento más intenso del ciclo solar 24 y el mayor del que se tienen datos de scaler disponibles en el Observatorio Pierre Auger (figura 29). A partir de la señal original y la señal filtrada se obtuvo la densidad espectral de potencia que permitió ver con mayor nivel de detalle la zona de más alta frecuencia. Se observó evidencia de modulaciones a 24, 12, 8, 6 y 4.8 horas, reportadas también en algunos detectores de neutrones. La evidencia de la señal observada a 8 horas tiene muy pocos registros en la literatura y debe ser estudiada con mayor nivel de detalle. En general la explicación de las interacciones geomagnéticas detrás de estas modulaciones en la intensidad de rayos cósmicos, sigue siendo un problema abierto en este campo de estudio.

Por último, se calculó la magnitud del FD obteniendo un porcentaje de decrecimiento del 3,01% que es un valor muy por debajo de los que se reportan en la literatura (entre 5,2% y el 15,2%) lo que sugiere que para determinar la capacidad de resolución de FD no recurrentes, se debe hacer una caracterización más robusta del fondo.

Los resultados obtenidos en este estudio evidencian el potencial del Observatorio Pierre Auger para enriquecer nuestra comprensión de la actividad solar, lo cual corresponde con la contribución principal de este trabajo para la colaboración. En este sentido, y considerando un contexto donde los detectores de neutrones a nivel global ya desempeñan esta función, se vuelve crucial examinar las posibles ventajas y desventajas que el Observatorio podría tener al funcionar como un sensor de la actividad solar, tanto a corto como a largo plazo. Ahora bien, a pesar de que el modo de detección de baja energía se implementó en 2005, la investigación en esta área aún está en

sus etapas iniciales. Por lo tanto, este estudio representa un avance significativo en esta dirección, marcando un hito importante en la investigación de la actividad solar.

Bibliografía

- Aab, A. (2014). Searches for Large-Scale Anisotropy in the Arrival Directions of Cosmic Rays Detected above Energy of 10^{19} eV at the Pierre Auger Observatory and the Telescope Array. *Astrophys. J.*
- Aab, A. e. a. (2015). El Observatorio de Rayos C3smicos Pierre Auger. *Nucl. Instrum. Meth. A*, 798arXiv 1502.01323, 172-213. <https://doi.org/10.1016/j.nima.2015.06.058>
- Abraham, J., Abreu, P. & Aglietta, M. (2010). The fluorescence detector of the Pierre Auger Observatory. *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research Section A: Accelerators, Spectrometers, Detectors and Associated Equipment*, 620(2), 227-251. <https://doi.org/10.1016/j.nima.2010.04.023>
- Allekotte, I., Barbosa, A. & Bauleo, P. (2008). The surface detector system of the Pierre Auger Observatory. *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research Section A: Accelerators, Spectrometers, Detectors and Associated Equipment*, 586(3), 409-420. <https://doi.org/10.1016/j.nima.2007.12.016>
- Allen, J., Castellina, A. & Engel, R. (2013). Air shower simulation and hadronic interactions. *EPJ Web of Conferences*, 53.
- Andrada, B. (2022). Probing hadronic interactions with measurements from the Pierre Auger Observatory. *SciPost Phys. Proc.*, 10, 005. <https://doi.org/10.21468/SciPostPhysProc.10.005>

- Asorey, H. (2012). *Los Detectores Cherenkov del Observatorio Pierre Auger y su Aplicación al Estudio de Fondos de Radiación* (Tesis doctoral). Instituto Balseiro, Universidad Nacional de Cuyo, Comisión Nacional de Energía Atómica.
- Asvestari, E., Gil, A. & Kovaltsov, G. A. (2017). Neutron Monitors and Cosmogenic Isotopes as Cosmic Ray Energy-Integration Detectors: Effective Yield Functions, Effective Energy, and Its Dependence on the Local Interstellar Spectrum. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*. <https://doi.org/https://doi.org/10.1002/2017JA024469>
- Balogh, A., Lanzerotti, L. J. & Suess, S. T. (2008). *The Heliosphere through the Solar Activity Cycle*. Springer. <https://link.springer.com/book/10.1007/978-3-540-74302-6>
- Belov, A. V. (2009). Forbush effects and their connection with solar, interplanetary and geomagnetic phenomena, En *Proceedings of the International Astronomical Union*.
- Bernlöhr, K. (1996). Low Threshold Particle Arrays. *Space Science Reviews*, 75. https://articles.adsabs.harvard.edu/cgi-bin/nph-iarticle_query?1996SSRv...75..185B&defaultprint=YES&page_ind=0&filetype=.pdf
- Bertou, X. (2007). Search for Gamma Ray Bursts using the single particle technique at the Pierre Auger Observatory. *Proceedings of the 30th International Cosmic Ray Conference*.
- Bertou, X. (2011). Background radiation measurement with water Cherenkov detectors. *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research Section A: Accelerators, Spectrometers, Detectors and Associated Equipment*, 639(1), 73-76. <https://doi.org/https://doi.org/10.1016/j.nima.2010.09.041>

- Bertou, X., Allison, P. & Bonifazi, C. (2006). Calibration of the surface array of the Pierre Auger Observatory. *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research Section A: Accelerators, Spectrometers, Detectors and Associated Equipment*, 568(2), 839-846. <https://doi.org/10.1016/j.nima.2006.07.066>
- Boettinger, J. (2024). *Math and Statistics Guides from UB's Math & Statistics Center*. University of Baltimore. <https://ubalt.pressbooks.pub/mathstatsguides/>
- Cade III, W. B. & Chan-Park, C. (2015). The Origin of "Space Weather". *Space Weather*, 13(2), 99-103. <https://doi.org/https://doi.org/10.1002/2014SW001141>
- Cane, H. V. (2000). Coronal Mass Ejections and Forbush Decreases. *Space Science Reviews*. <https://doi.org/10.1023/A:1026532125747>
- Colalillo, R. (2018). Elves, Forbush Decreases and Solar Activity Studies at the Pierre Auger Observatory, En *Ultra-High Energy Cosmic Rays (UHECR2016)*. <https://doi.org/10.7566/JPSCP.19.011024>
- Cristofari, P. (2023). The transition from Galactic to extragalactic cosmic rays: The high-energy end of the Galactic spectrum, En *European Physical Journal Web of Conferences*. <https://doi.org/10.1051/epjconf/202328304002>
- Dasso, S. & Asorey, H. (2012). The scaler mode in the Pierre Auger Observatory to study heliospheric modulation of cosmic rays. *Advances in Space Research*, 49(11), 1563-1569. <https://doi.org/https://doi.org/10.1016/j.asr.2011.12.028>

- Davies, E., Scolini, C. & Winslow, R. (2023). The effect of magnetic reconnection on ICME-related GCR modulation. *EGU General Assembly Conference Abstracts, EGU*, EGU-15621. <https://doi.org/10.5194/egusphere-egu23-15621>
- De Donato, C., Prouza, M. & Sanchez, F. (2007). Using stars to determine the absolute pointing of the fluorescence detector telescopes of the Pierre Auger Observatory. *Astroparticle Physics*, 28(2), 216-231. <https://doi.org/https://doi.org/10.1016/j.astropartphys.2007.05.008>
- de Naurois, M. & Mazin, D. (2015). Ground-based detectors in very-high-energy gamma-ray astronomy. *Comptes Rendus Physique*, 16, 610-627. <https://doi.org/10.1016/j.crhy.2015.08.011>
- Engel, R. & Schmidt, D. (2021). Indirect Detection of Cosmic Rays. En *Handbook of Particle Detection and Imaging* (pp. 801-849). https://doi.org/10.1007/978-3-319-93785-4_24
- Fermi, E. (1940). The Ionization Loss of Energy in Gases and in Condensed Materials. *Phys. Rev.*, 57, 485-493. <https://doi.org/10.1103/PhysRev.57.485>
- Forbush, S. E. (1954). World-wide cosmic ray variations, 1937–1952. *Journal of Geophysical Research (1896-1977)*. <https://doi.org/https://doi.org/10.1029/JZ059i004p00525>
- Gaisser, T. K., Engel, R. & Resconi, E. (2016). *Cosmic Rays and Particle Physics*. Cambridge University Press. <https://doi.org/10.1017/CBO9781139192194>
- Gaisser, T. (1990). *Cosmic Rays and Particle Physics*. Cambridge University Press.
- Gopalswamy, N., Mäkelä, P. & Akiyama, S. (2018). Sun-to-earth propagation of the 2015 June 21 coronal mass ejection revealed by optical, EUV, and radio observations. *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 179, 225-238. <https://doi.org/10.1016/j.jastp.2018.07.013>

- Grieder, P. (2001). *Cosmic Rays at Earth*. Elsevier Science.
- Hanslmeier, A. (2023). *The Sun*. https://doi.org/10.1007/978-3-662-64637-3_7
- Hayakawa, H., Ebihara, Y. & Willis, D. M. (2019). Temporal and Spatial Evolutions of a Large Sunspot Group and Great Auroral Storms Around the Carrington Event in 1859. *Space Weather*, 17(11), 1553-1569. <https://doi.org/https://doi.org/10.1029/2019SW002269>
- Heck, D., Knapp, J. & Capdevielle, J. (1998). *CORSIKA : A Monte Carlo Code to Simulate Extensive Air Showers* (inf. téc. "FZKA 6019"). Forschungszentrum Karlsruhe GmbH.
- Heitler, W. (1954). *Quantum theory of radiation* (3rd ed.). International Series of Monographs on Physics, Oxford.
- Herbst, K., Kopp, A. & Heber, B. (2013). Influence of the terrestrial magnetic field geometry on the cutoff rigidity of cosmic ray particles, En *Annales Geophysicae*.
- Kallaya, O. & Yeeram, T. (2021). Characteristics of recurrent Forbush decreases in Galactic cosmic ray intensity during positive and negative solar magnetic polarities. *Astrophysics and Space Science*, 366(7), 61. <https://doi.org/10.1007/s10509-021-03970-2>
- Kampert, K.-H. & Watson, A. A. (2012). Extensive air showers and ultra high-energy cosmic rays: a historical review. *The European Physical Journal H*, 37. <https://doi.org/https://doi.org/10.1140/epjh/e2012-30013-x>
- Lakhina, G., Tsurutani, B. & Gonzalez, W. (2007). Humboldt, Alexander Von And Magnetic Storms. En *Encyclopedia of Geomagnetism and Paleomagnetism* (pp. 404-406). https://doi.org/10.1007/978-1-4020-4423-6_141

- Lingri, D., Mavromichalaki, H. & Belov, A. (2016). Solar Activity Parameters and Associated Forbush Decreases During the Minimum Between Cycles 23 and 24 and the Ascending Phase of Cycle 24. *Solar Physics*, 291(3), 1025-1041. <https://doi.org/10.1007/s11207-016-0863-8>
- Malandraki, O. E. & Crosby, N. B. (2018). *Solar Particle Radiation Storms Forecasting and Analysis*. Springer Cham. <https://doi.org/https://doi.org/10.1007/978-3-319-60051-2>
- Masías-Mesa, J. (2017). *Transporte de rayos cósmicos en la heliosfera y en el entorno terrestre* (Tesis doctoral). Universidad de Buenos Aires.
- Mendonça, R. R. S., Wang, C. & Braga, C. R. (2019). Analysis of Cosmic Rays' Atmospheric Effects and Their Relationships to Cutoff Rigidity and Zenith Angle Using Global Muon Detector Network Data. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 124(12), 9791-9813. <https://doi.org/https://doi.org/10.1029/2019JA026651>
- Neutron Monitor Database (NMDB) [Fecha de acceso: 30, 11, 2023]. (2023). <http://www.nmdb.eu>
- Nicolson, P. & Sarabhai, V. (1948). The Semi-Diurnal Variation in Cosmic Ray Intensity. *Proceedings of the Physical Society*, 60(6), 509. <https://doi.org/10.1088/0959-5309/60/6/302>
- Okike, O. (2020). Forbush decreases: Algorithm generated dataset. *Data in Brief*, 33, 106463. <https://doi.org/https://doi.org/10.1016/j.dib.2020.106463>
- Okike, O., Alhassan, J. A. & Iyida, E. U. (2021). A comparison of catalogues of Forbush decreases identified from individual and a network of neutron monitors: a critical perspective. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 503(4), 5675-5691. <https://doi.org/10.1093/mnras/stab680>

- Oloketuyi, J., Liu, Y. & Amanambu, A. (2020). Responses and Periodic Variations of Cosmic Ray Intensity and Solar Wind Speed to Sunspot Numbers. *Advances in Astronomy*. <https://doi.org/10.1155/2020/3527570>
- Papaioannou, A., Belov, A. & Abunina, M. (2020). Interplanetary Coronal Mass Ejections as the Driver of Non-recurrent Forbush Decreases. *The Astrophysical Journal*, 890, 101. <https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab6bd1>
- Riggi, F. (2023). *Messengers from the Cosmos: An Introduction to the Physics of Cosmic Rays in Its Historical Evolution*. Springer Cham. <https://doi.org/https://doi.org/10.1007/978-3-031-24762-0>
- Ross, E. & Chaplin, W. J. (2019). The Behaviour of Galactic Cosmic-Ray Intensity During Solar Activity Cycle 24. *Solar Physics*, 294(1), 8. <https://doi.org/10.1007/s11207-019-1397-7>
- Rozelot, J.-P. (2006). *Solar and Heliospheric Origins of Space Weather Phenomena*. Springer Berlin, Heidelberg. <https://doi.org/https://doi.org/10.1007/b11429173>
- Ruffolo, D., Sáiz, A. & Mangeard, P.-S. (2016). Monitoring short-term cosmic-ray spectral variations using neutron monitor time-delay measurements. *The Astrophysical Journal*, 817(1), 38. <https://doi.org/10.3847/0004-637X/817/1/38>
- Samara, E., Smpontias, A. & Lytrosyngounis, I. (2018). Unusual Cosmic Ray Variations During the Forbush Decreases of June 2015. *Solar Physics*, 293. <https://doi.org/10.1007/s11207-018-1290-9>
- Santos, N. A., Dasso, S. & Gulisano, A. M. (2023). First measurements of periodicities and anisotropies of cosmic ray flux observed with a water-Cherenkov detector at the Marambio

- Antarctic base. *Advances in Space Research*, 71(6), 2967-2976. <https://doi.org/https://doi.org/10.1016/j.asr.2022.11.041>
- Sarabhai, V., Desai, U. & Kane, R. (1953). Meteorological and extra-terrestrial causes of the daily variation of cosmic ray intensity. *Proc. Indian Acad. Sci.*, 37, 287-303. <https://doi.org/10.1007/BF03052712>
- Schimassek, M. (2020). Analysis of Data from the Low-Energy Modes of the Surface Detector of the Pierre Auger Observatory. *PoS, ICRC2019*, 1147. <https://doi.org/10.22323/1.358.1147>
- Schimassek, M. (2022). *Extending the Physics Reach of the Pierre Auger Observatory using Low-Level Trigger Data* (Tesis doctoral). Karlsruhe Institut für Technologie (KIT). <https://doi.org/10.5445/IR/1000149933>
- Schrijver, C. J. (2015). Socio-Economic Hazards and Impacts of Space Weather: The Important Range Between Mild and Extreme. *Space Weather*, 13(9), 524-528. <https://doi.org/https://doi.org/10.1002/2015SW001252>
- Schrijver, C. J. & Siscoe, G. L. (2009). *Heliophysics: Plasma Physics of the Local Cosmos*. Cambridge University Press. <https://doi.org/10.1017/CBO9781107340657>
- Shalaby, S., Motaweh, H. & Hanfi, M. (2022). The amplitude and phase distributions of cosmic ray variation at different conditions of Forbush decrease. *Results in Physics*, 43, 106076. <https://doi.org/https://doi.org/10.1016/j.rinp.2022.106076>
- SILSO World Data Center. (2023). The International Sunspot Number. <http://www.sidc.be/silso/>
- Singh, A. K., Bhargawa, A. & Siingh, D. (2021). Physics of Space Weather Phenomena: A Review. *Geosciences*, 11(7). <https://doi.org/10.3390/geosciences11070286>

- Singh, Y. & Badruddin. (2015). Short-Term Variations of Cosmic-Ray Intensity During the Recent Deep Solar Minimum and the Previous Four Solar Minima: A Wavelet Analysis. *Solar Physics*, 290. <https://doi.org/10.1007/s11207-015-0762-4>
- Spurio, M. (2015). *Particles and Astrophysics, A multi-messenger approach*. Suiza, Springer.
- Sturrock, P. A. & Holzer, T. E. (1986). *Physics of the Sun. Volume I: The Solar Interior*. Springer Dordrecht. <https://doi.org/https://doi.org/10.1007/978-94-009-5253-9>
- Suárez-Durán, M. (2011). Instalación de un detector Chérenkov de agua para la detección de trazas de rayos cósmicos a 956 metros sobre el nivel del mar. [Tesis de pregrado, Escuela de Física, Universidad Industrial de Santander, Colombia].
- Tenerani, A. (2012). *Dynamics of ion-scale coherent magnetic structures and coupling with whistler waves during substorms* (Tesis doctoral).
- Tomassetti, N. (2023). Direct Measurements of Galactic Cosmic Rays. *PoS, ECRS*, 007. <https://doi.org/10.22323/1.423.0007>
- Usoskin, I. G. [I. G.], Kananen, H., Mursula, K., Tanskanen, P. & Kovaltsov, G. A. (1998). Correlative study of solar activity and cosmic ray intensity. *Journal of Geophysical Research*, 103(A5), 9567-9574.
- Usoskin, I. G. [Ilya G.], Alanko-Huotari, K. & Kovaltsov, G. A. (2005). Heliospheric modulation of cosmic rays: Monthly reconstruction for 1951–2004. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*. <https://doi.org/https://doi.org/10.1029/2005JA011250>

- Wang, S., Bindi, V. & Consolandi, C. (2023). Properties of Forbush Decreases with AMS-02 Daily Proton Flux Data. *The Astrophysical Journal*, 950(1), 23. <https://doi.org/10.3847/1538-4357/acca1b>
- Wang, X. & Wang, C. (2019). Time Series Data Cleaning: A Survey. *IEEE Access*, 8, 1866-1881. <https://doi.org/10.1109/ACCESS.2019.2962152>

5. Anexo

Tabla 2

Listado completo de los 148 FE no recurrentes seleccionados para el rango de observación del Observatorio Pierre Auger (2006-2021) con sus parámetros más relevantes.

Date	Sdate	Stime	Stype	Qs	MagnM	Dstmin	SSN	Vmax
2006-07-09 21:36:00	2006-07-06	8:13:00	1.0	4.0	3.8	-23.0	31.0	438.0
2006-07-27 13:53:00			8.0	4.0	1.0	-47.0	18.0	663.0
2006-08-07 00:35:00			8.0	4.0	0.9	-44.0	0.0	630.0
2006-12-08 04:35:00	2006-12-06	18:29:00	1.0	4.0	1.8	-29.0	28.0	702.0
2006-12-14 14:14:00	2006-12-13	2:14:00	1.0	5.0	9.6	-146.0	23.0	955.0
2006-12-16 17:55:00	2006-12-14	21:07:00	1.0	4.0	0.8	-43.0	20.0	779.0
2006-12-18 10:14:00			6.0	4.0	0.9	-34.0	0.0	736.0
2007-05-07 08:26:00	2007-05-02	18:05:00	6.0	4.0	1.1	-31.0	13.0	638.0
2007-09-20 10:12:00			8.0	4.0	1.4	-13.0	0.0	674.0
2007-10-25 11:35:00			8.0	4.0	0.9	-52.0	0.0	698.0
2007-12-17 02:53:00			8.0	4.0	1.2	-38.0	19.0	697.0
2008-01-31 11:23:00			8.0	4.0	0.6	-30.0	10.0	461.0

Tabla 2

Listado completo de los 148 FE no recurrentes seleccionados para el rango de observación del Observatorio Pierre Auger (2006-2021) con sus parámetros más relevantes.

Date	Sdate	Stime	Stype	Qs	MagnM	Dstmin	SSN	Vmax
2008-04-30 15:57:00	2008-04-26	13:54:00	6.0	4.0	1.0	-23.0	0.0	518.0
2008-05-28 02:25:00			8.0	4.0	1.1	-21.0	0.0	538.0
2008-09-30 12:34:00			8.0	4.0	1.0	-27.0	0.0	715.0
2008-11-15 16:25:00			8.0	4.0	0.7	-29.0	13.0	525.0
2008-11-24 23:51:00			8.0	4.0	1.2	-12.0	0.0	658.0
2008-12-16 11:59:00			2.0	4.0	1.4	-15.0	0.0	370.0
2009-03-03 06:02:00			6.0	4.0	0.4	-14.0	0.0	390.0
2009-04-24 00:53:00			8.0	4.0	0.7	-9.0	0.0	432.0
2009-05-28 05:19:00			8.0	4.0	0.9	-17.0	0.0	440.0
2009-06-20 04:51:00			2.0	4.0	0.5	-3.0	0.0	353.0
2009-08-07 15:55:00			4.0	4.0	0.7	-21.0	0.0	517.0
2009-09-03 15:52:00			8.0	4.0	0.7	-9.0	0.0	492.0
2009-10-04 04:12:00			8.0	4.0	0.8	-5.0	0.0	416.0
2009-12-05 06:51:00			8.0	4.0	0.9	-11.0	0.0	420.0

Tabla 2

Listado completo de los 148 FE no recurrentes seleccionados para el rango de observación del Observatorio Pierre Auger (2006-2021) con sus parámetros más relevantes.

Date	Sdate	Stime	Stype	Qs	MagnM	Dstmin	SSN	Vmax
2010-04-05 08:26:00	2010-04-03	9:04:00	1.0	4.0	3.1	-76.0	34.0	814.0
2010-04-11 13:04:00	2010-04-08	2:30:00	1.5	4.0	1.6	-67.0	10.0	457.0
2010-05-28 02:57:00	2010-05-24	13:05:00	2.0	4.0	2.7	-80.0	13.0	385.0
2010-08-03 17:41:00	2010-08-01	7:55:00	1.0	4.0	3.7	-74.0	14.0	598.0
2010-08-04 10:19:00			2.0	4.0	0.6	-74.0	32.0	598.0
2010-10-30 10:13:00			2.0	4.0	1.9	-14.0	33.0	387.0
2010-11-10 17:43:00			7.0	4.0	1.4	-39.0	48.0	546.0
2011-02-14 15:55:00			5.0	4.0	1.3	-40.0	87.0	497.0
2011-02-18 01:30:00	2011-02-15	1:44:00	1.0	4.0	4.7	-30.0	85.0	691.0
2011-03-10 06:45:00	2011-03-07	19:43:00	1.0	4.0	3.0	-83.0	83.0	405.0
2011-03-29 16:30:00	2011-03-24	12:01:00	2.0	4.0	2.9	-4.0	104.0	391.0
2011-04-01 16:48:00			6.0	4.0	2.2	-38.0	67.0	650.0
2011-04-06 09:33:00			2.0	4.0	1.5	-60.0		539.0
2011-06-04 20:44:00	2011-06-02	7:22:00	1.0	4.0	3.4	-45.0	115.0	556.0

Tabla 2

Listado completo de los 148 FE no recurrentes seleccionados para el rango de observación del Observatorio Pierre Auger (2006-2021) con sus parámetros más relevantes.

Date	Sdate	Stime	Stype	Qs	MagnM	Dstmin	SSN	Vmax
2011-08-05 17:51:00	2011-08-04	3:41:00	1.0	4.0	4.8	-115.0	88.0	611.0
2011-09-09 12:42:00	2011-09-06	1:35:00	1.0	4.0	3.2	-75.0	72.0	560.0
2011-09-25 11:45:00	2011-09-22	10:29:00	1.0	4.0	1.3	-7.0	122.0	367.0
2011-09-26 12:35:00	2011-09-24	12:33:00	1.0	4.0	5.1	-118.0	112.0	704.0
2011-11-12 05:59:00	2011-11-09	13:04:00	1.0	5.0	0.8	-13.0	157.0	464.0
2012-01-22 06:11:00	2012-01-19	13:44:00	1.5	4.0	3.4	-69.0	109.0	459.0
2012-01-24 15:03:00	2012-01-23	3:38:00	1.0	4.0	3.2	-80.0	86.0	673.0
2012-01-30 16:24:00	2012-01-27	17:37:00	1.0	4.0	2.2	-19.0	62.0	427.0
2012-03-07 04:20:00	2012-03-04	10:29:00	1.0	4.0	3.8	-85.0	106.0	592.0
2012-03-08 11:03:00	2012-03-07	0:02:00	1.0	5.0	11.2	-143.0	97.0	737.0
2012-03-11 13:00:00	2012-03-09	3:22:00	1.0	5.0	0.8	-44.0	116.0	461.0
2012-03-12 09:14:00	2012-03-10	17:15:00	1.0	5.0	5.8	-51.0	116.0	727.0
2012-03-15 13:06:00	2012-03-13	17:12:00	1.0	5.0	1.8	-80.0	88.0	787.0
2012-04-23 03:20:00			2.0	4.0	1.7	-103.0	138.0	394.0

Tabla 2

Listado completo de los 148 FE no recurrentes seleccionados para el rango de observación del Observatorio Pierre Auger (2006-2021) con sus parámetros más relevantes.

Date	Sdate	Stime	Stype	Qs	MagnM	Dstmin	SSN	Vmax
2012-05-21 19:37:00			4.0	4.0	0.8	-24.0	110.0	430.0
2012-06-16 09:55:00	2012-06-13	11:29:00	1.0	4.0	1.1	15.0	106.0	413.0
2012-06-16 20:20:00	2012-06-14	12:52:00	1.0	4.0	4.0	-71.0	106.0	519.0
2012-07-14 18:09:00	2012-07-12	15:37:00	1.0	4.0	7.6	-127.0	125.0	667.0
2012-07-20 04:47:00	2012-07-17	12:03:00	1.0	4.0	2.2	-22.0	36.0	476.0
2012-07-21 16:05:00	2012-07-19	4:17:00	1.0	4.0	2.7	-21.0	29.0	517.0
2012-09-03 12:13:00	2012-08-31	19:45:00	2.0	4.0	2.5	-78.0	171.0	449.0
2012-09-30 11:31:00			2.0	4.0	1.0	-133.0	99.0	319.0
2012-09-30 23:05:00	2012-09-27	23:36:00	1.0	4.0	2.1	-119.0	99.0	410.0
2012-10-31 15:38:00			2.0	4.0	1.8	-63.0	50.0	373.0
2012-11-12 23:11:00			2.0	4.0	4.1	-108.0	122.0	454.0
2012-11-23 21:51:00			2.0	4.0	3.6	-42.0	78.0	409.0
2013-01-19 17:32:00	2013-01-16	18:21:00	1.0	4.0	0.8	-34.0	47.0	438.0
2013-02-16 12:09:00	2013-02-12	22:50:00	2.0	4.0	1.8	-20.0	40.0	407.0

Tabla 2

Listado completo de los 148 FE no recurrentes seleccionados para el rango de observación del Observatorio Pierre Auger (2006-2021) con sus parámetros más relevantes.

Date	Sdate	Stime	Stype	Qs	MagnM	Dstmin	SSN	Vmax
2013-03-15 05:26:00	2013-03-12	10:17:00	2.0	4.0	1.7	-25.0	111.0	475.0
2013-03-17 05:59:00	2013-03-15	5:46:00	1.5	5.0	4.3	-132.0	119.0	725.0
2013-04-13 22:54:00	2013-04-11	6:55:00	1.0	5.0	4.4	-6.0	117.0	516.0
2013-04-30 09:49:00			4.0	4.0	2.3	-24.0	150.0	426.0
2013-05-18 01:10:00	2013-05-15	1:25:00	1.0	4.0	2.1	-61.0	133.0	439.0
2013-05-19 23:08:00	2013-05-17	8:43:00	1.0	5.0	0.8	-30.0	127.0	422.0
2013-05-24 18:10:00	2013-05-22	13:08:00	1.0	4.0	1.2	-55.0	108.0	555.0
2013-05-25 09:48:00			1.5	4.0	2.4	-51.0	118.0	777.0
2013-05-31 16:18:00			2.0	4.0	2.2	-124.0	50.0	684.0
2013-06-23 04:26:00	2013-06-21	2:30:00	4.0	4.0	5.3	-49.0	118.0	697.0
2013-06-27 14:38:00			2.0	4.0	2.8	-98.0	61.0	453.0
2013-07-12 17:14:00			2.0	4.0	2.7	-56.0	73.0	509.0
2013-08-20 22:28:00	2013-08-17	18:16:00	1.0	4.0	0.8	-26.0	129.0	465.0
2013-08-24 00:03:00			4.0	4.0	2.6	-23.0	78.0	521.0

Tabla 2

Listado completo de los 148 FE no recurrentes seleccionados para el rango de observación del Observatorio Pierre Auger (2006-2021) con sus parámetros más relevantes.

Date	Sdate	Stime	Stype	Qs	MagnM	Dstmin	SSN	Vmax
2013-10-02 01:55:00	2013-09-29	21:43:00	2.0	4.0	3.7	-67.0	60.0	629.0
2013-10-08 20:23:00	2013-10-06	13:37:00	5.0	4.0	1.9	-62.0	96.0	639.0
2013-12-13 13:22:00	2013-12-07	7:17:00	1.0	4.0	1.2	-1.0	144.0	392.0
2014-01-07 15:12:00	2014-01-04	19:05:00	1.0	5.0	1.5	-26.0	140.0	440.0
2014-01-09 20:08:00	2014-01-07	18:04:00	1.0	5.0	2.3	-24.0	120.0	436.0
2014-02-13 09:44:00			2.0	4.0	0.7	-1.0	147.0	381.0
2014-02-15 13:16:00	2014-02-12	15:41:00	1.0	4.0	3.6	-27.0	113.0	450.0
2014-02-20 03:18:00	2014-02-17	2:51:00	1.0	4.0	2.8	-86.0	133.0	691.0
2014-02-27 16:50:00	2014-02-25	0:39:00	1.0	5.0	4.9	-99.0	220.0	483.0
2014-03-25 20:03:00	2014-03-23	3:05:00	1.0	4.0	1.5	-22.0	136.0	516.0
2014-04-20 10:57:00	2014-04-18	12:31:00	1.0	4.0	1.5	-24.0	173.0	678.0
2014-04-29 20:26:00			4.0	4.0	1.5	-64.0	77.0	309.0
2014-05-29 09:30:00			7.0	4.0	0.7	-17.0	48.0	360.0
2014-06-07 16:52:00			2.0	4.0	3.9	-38.0	133.0	616.0

Tabla 2

Listado completo de los 148 FE no recurrentes seleccionados para el rango de observación del Observatorio Pierre Auger (2006-2021) con sus parámetros más relevantes.

Date	Sdate	Stime	Stype	Qs	MagnM	Dstmin	SSN	Vmax
2014-06-23 23:08:00	2014-06-19	18:36:00	2.0	5.0	0.4	-9.0	77.0	361.0
2014-07-03 00:42:00			2.0	4.0	0.4	-21.0	167.0	347.0
2014-08-19 06:57:00			2.0	4.0	1.4	-32.0	93.0	419.0
2014-09-06 15:24:00			2.0	4.0	1.7	-12.0	142.0	412.0
2014-09-11 23:45:00	2014-09-08	23:12:00	1.0	5.0	2.1	-16.0	160.0	467.0
2014-09-12 15:53:00	2014-09-10	17:21:00	1.0	5.0	5.9	-75.0	126.0	730.0
2014-11-01 07:05:00			5.0	4.0	1.6	-9.0	90.0	522.0
2014-11-10 02:20:00	2014-11-07	16:53:00	1.0	4.0	3.6	-57.0	69.0	509.0
2014-12-21 19:11:00	2014-12-17	4:25:00	1.0	4.0	6.0	-51.0	137.0	429.0
2014-12-22 15:10:00	2014-12-18	21:41:00	1.0	4.0	2.0	-21.0	118.0	477.0
2014-12-23 11:14:00	2014-12-20	0:11:00	1.0	4.0	2.7	-25.0	115.0	508.0
2015-01-07 06:14:00			2.0	4.0	1.2	-99.0	103.0	485.0
2015-03-17 04:45:00	2015-03-15	1:15:00	1.0	4.0	5.6	-223.0	38.0	609.0
2015-04-09 02:13:00	2015-04-04	22:16:00	2.0	4.0	1.9	-7.0	47.0	385.0

Tabla 2

Listado completo de los 148 FE no recurrentes seleccionados para el rango de observación del Observatorio Pierre Auger (2006-2021) con sus parámetros más relevantes.

Date	Sdate	Stime	Stype	Qs	MagnM	Dstmin	SSN	Vmax
2015-04-14 06:16:00			7.0	4.0	1.0	-59.0	105.0	727.0
2015-05-06 01:42:00			2.0	4.0	2.6	-28.0	124.0	479.0
2015-06-21 16:44:00	2015-06-18	16:30:00	1.0	4.0	0.9	-3.0	61.0	350.0
2015-06-22 05:44:00			2.0	4.0	1.3	-51.0	56.0	436.0
2015-06-22 18:33:00	2015-06-21	2:06:00	1.0	4.0	9.1	-204.0	56.0	742.0
2015-07-10 15:54:00			6.0	4.0	1.7	-28.0	103.0	637.0
2015-07-13 01:38:00			2.0	4.0	3.0	-61.0	53.0	644.0
2015-07-30 15:37:00			8.0	4.0	1.3	-30.0	76.0	613.0
2015-08-15 08:28:00	2015-08-12	14:26:00	2.0	4.0	2.0	-84.0	39.0	536.0
2015-08-28 12:49:00			6.0	4.0	1.0	-88.0	44.0	477.0
2015-09-20 06:03:00	2015-09-18	4:22:00	1.0	4.0	1.4	-75.0	65.0	621.0
2015-10-24 18:54:00	2015-10-22	2:13:00	1.5	4.0	1.1	-7.0	78.0	499.0
2015-11-03 01:34:00			6.0	4.0	1.3	-55.0	82.0	713.0
2015-11-06 18:18:00	2015-11-04	13:31:00	1.0	4.0	3.1	-96.0	78.0	677.0

Tabla 2

Listado completo de los 148 FE no recurrentes seleccionados para el rango de observación del Observatorio Pierre Auger (2006-2021) con sus parámetros más relevantes.

Date	Sdate	Stime	Stype	Qs	MagnM	Dstmin	SSN	Vmax
2015-12-14 13:21:00	2015-12-11	16:48:00	1.0	4.0	1.7	-47.0	86.0	544.0
2015-12-19 16:16:00	2015-12-16	8:34:00	1.0	4.0	3.1	-71.0	49.0	497.0
2015-12-31 00:50:00	2015-12-28	11:20:00	1.0	4.0	5.2	-110.0	22.0	485.0
2016-01-18 21:57:00			2.0	5.0	2.0	-93.0	54.0	383.0
2016-03-14 17:14:00			7.0	4.0	1.1	-50.0	70.0	567.0
2016-04-02 14:31:00			7.0	4.0	1.0	-56.0	12.0	508.0
2016-07-19 23:51:00	2016-07-17	5:36:00	1.0	4.0	2.8	-23.0	59.0	576.0
2016-10-12 22:12:00			2.0	4.0	1.8	-104.0	41.0	440.0
2016-11-09 06:43:00			2.0	4.0	0.8	-20.0	14.0	371.0
2017-01-26 08:15:00			6.0	4.0	0.8	-28.0		636.0
2017-03-27 03:45:00			8.0	4.0	1.0	-74.0		708.0
2017-05-27 15:34:00			2.0	4.0	2.9	-125.0		401.0
2017-07-16 05:59:00	2017-07-14	1:07:00	1.0	5.0	5.8	-72.0		625.0
2017-08-31 05:38:00	2017-08-28	15:33:00	5.0	4.0	1.0	-50.0		638.0

Tabla 2

Listado completo de los 148 FE no recurrentes seleccionados para el rango de observación del Observatorio Pierre Auger (2006-2021) con sus parámetros más relevantes.

Date	Sdate	Stime	Stype	Qs	MagnM	Dstmin	SSN	Vmax
2017-09-06 23:43:00	2017-09-04	20:28:00	1.0	5.0	1.8	-23.0		581.0
2017-09-07 23:00:00	2017-09-06	11:53:00	1.0	5.0	7.7	-124.0		817.0
2017-09-12 20:02:00	2017-09-10	15:35:00	1.0	5.0	1.0	-35.0		621.0
2017-09-14 11:16:00			7.0	4.0	1.9	-53.0		715.0
2017-10-21 06:10:00			5.0	4.0	1.1	-14.0		481.0
2017-11-27 14:42:00			8.0	4.0	1.0	-19.0		480.0
2017-12-04 16:13:00			8.0	4.0	1.5	-45.0		622.0
2018-01-08 06:48:00			7.0	4.0	1.2	-17.0		542.0
2018-02-15 08:35:00	2018-02-12	0:15:00	1.5	4.0	1.6	-27.0		525.0
2018-03-09 18:06:00			2.0	4.0	0.9	-39.0		453.0