



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

POSGRADO EN CIENCIAS DE LA TIERRA

INSTITUTO DE GEOFÍSICA

CIENCIAS ATMOSFÉRICAS, ESPACIALES Y PLANETARIAS

**Firmas de las Afectaciones al Clima Espacial con base
en el Observatorio de Rayos Cósmicos en Sierra Negra**

T E S I S

QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:

MAESTRO EN CIENCIAS DE LA TIERRA

PRESENTA:

SEBASTIAN PEREA CONTRERAS

TUTOR

Dr. Luis Xavier González Méndez

SCiESMEX, LANCE

Instituto de Geofísica

Ciudad Universitaria, CDMX. Enero 2021



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

Dedicatoria

A mis padres y hermana, por su amor y apoyo incondicional. Por todos los sacrificios que han hecho para poder brindarme las herramientas para vivir una vida plena y feliz, que me ha permitido conseguir este logro tan importante en mi vida.

A todos mis amigos, por ser siempre incondicionales y apoyarme en cualquier paso que doy. Por todas las experiencias, aventuras, risas, consejos, etc...

Agradecimientos

A la Universidad Nacional Autónoma de México, por todo lo que representa se parte de la Máxima Casa de Estudios en México.

Al Dr. Luis Xavier González Méndez, por su asesoría a lo largo de mis estudios de licenciatura y maestría. Por su orientación y consejos durante mi formación profesional y de la vida en general. Le agradezco enormemente su confianza y amistad.

A los miembros del jurado de esta tesis: Dra. Blanca Emma Mendoza Ortega, Dra. Maria Sergeeva, Dr. Juan Américo González Esparza y Dr. Pedro Corona Romero. Les agradezco por su disposición a revisar y ser parte de esta tesis, así como sus valiosas observaciones y aportaciones.

Por último, a todo el personal académico y administrativo del Posgrado en Ciencias de la Tierra con los que me vi involucrado durante mis estudios de maestría.

Índice General

Resumen	5
INTRODUCCIÓN.....	6
Capítulo I RAYOS CÓSMICOS	9
1.1. Definición.....	10
1.2. Composición Química	11
1.3. Espectro de Energía.....	12
1.3.1. Rayos Cósmicos Solares (RCS)	14
1.3.2. Rayos Cósmicos Anómalos (RCA)	15
1.3.3. Rayos Cósmicos Galácticos (RCG).....	16
1.3.4. Rayos Cósmicos Extragalácticos.....	20
1.4. Modulación Solar	21
1.5. Modulación Geomagnética	25
1.6. Radiación Cósmica Secundaria y el Chubasco de Partículas	27
Capítulo II CLIMA ESPACIAL Y TORMENTAS GEOMAGNÉTICAS	32
2.1. El Clima Espacial.....	33
2.1.1. Reconexión Magnética	35
2.1.2. Fulguraciones.....	38
2.1.3. Eyecciones de Masa Coronal (EMC)	40
2.1.4. Regiones de Interacción Corrotante (RIC)	41
2.2. Tormentas Geomagnéticas	43
2.2.1. Índices Geomagnéticos.....	47
2.2.2. Variaciones en la Rigidez Umbral de los RC Durante Tormentas Geomagnéticas.....	49
Capítulo III OBSERVATORIO DE RAYOS CÓSMICOS EN SIERRA NEGRA 51	
3.1. Introduccion.....	52
3.2. Telescopio de Neutrones Solares	52
3.2.1. Telescopio de Neutrones Solares en Sierra Negra (TNS-SN).....	54
3.2.2. Arreglo y Principio de Detección del TNS-SN	55
3.3. Telescopio Centellador de Rayos Cósmicos (SciCRT).....	57
3.3.1. Arreglo del Detector	58
3.3.2. Sistema de Adquisición de Datos	60
Capítulo IV ANÁLISIS DE EVENTOS	62
Selección de Eventos.....	63

Obtención y Tratamiento de Datos del ORC-SN.....	65
Resultados Obtenidos.....	69
Discusión de Resultados.....	85
CONCLUSIONES	88
APÉNDICE A	90
REFERENCIAS.....	106

Resumen

El Observatorio de Rayos C3smicos en Sierra Negra, Puebla (19.0 °N, 97.3 °W y 4580 m.s.n.m.) esta conformado por el Telescopio de Neutrones Solares (TNS) y el Telescopio Centellador de Rayos C3smicos (SciCRT). El primero es el m3s nuevo de la red mundial de telescopios especializados en la detecci3n de neutrones provenientes del Sol, mientras que el segundo es un equipo 3nico en el mundo que destaca por su capacidad de recrear la trayectoria de las part3culas que lo atraviesan. Ambos detectores tienen la capacidad de distinguir entre part3culas cargadas y neutras mediante un sistema de anti-coincidencias.

Esta tesis muestra la respuesta en la intensidad de radiaci3n c3smica secundaria registrada por el Observatorio de Rayos C3smicos durante perturbaciones significativas del Clima Espacial entre diciembre de 2015 y junio de 2020. Para ello, se desarrollaron c3digos de programaci3n espec3ficos en Python que permiten hacer una correcta lectura y manipulaci3n de los datos de los detectores, as3 como herramientas para el an3lisis de estos.

Espec3ficamente, se analizaron los datos durante aquellas perturbaciones que repercutieron en tormentas geomagn3ticas moderadas a intensas con base en los 3ndices Dst, Kp, K_{Mex} y ΔH_{Teo} , para las componentes globales y sobre territorio mexicano, respectivamente. Los 3ndices K_{Mex} y ΔH_{Teo} son desarrollados y publicados por el Laboratorio Nacional de Clima Espacial / Servicio de Clima Espacial - M3xico (LANCE/SCiESMEX).

De los 21 eventos que registraron mediciones durante este intervalo de tiempo, 18 repercutieron en variaciones significativas sobre la intensidad de rayos c3smicos detectados, ya sea en decrecimientos Forbush o en incrementos. Tamb3n, se introdujo un nuevo par3metro para cuantificar dicha variaci3n durante cada evento y para cada canal de energ3a analizado, denominado 3rea de Afectaci3n de Tormenta Geomagn3tica (ATG).

INTRODUCCIÓN

Al conjunto de fenómenos que ocurren en el espacio cercano a la Tierra, modulados por las condiciones del medio interplanetario, la magnetósfera y atmósfera terrestre, así como su impacto sobre la sociedad y tecnología se le conoce como Clima Espacial. Los parámetros del viento solar como velocidad, intensidad y orientación del campo magnético interplanetario (CMI), densidad, entre otros, juegan un papel dominante para determinar el estado del Clima Espacial. Cuando ocurren eventos energéticos en el Sol donde se producen ondas de choque, aceleración de partículas y emisión de radiación electromagnética en todas las frecuencias, como el caso de las eyecciones de masa coronal (EMC), es cuando las condiciones del viento solar son más afectadas y por lo tanto cuando el Clima Espacial puede sufrir mayores perturbaciones [1].

Estas perturbaciones pueden producir tormentas geomagnéticas, sub tormentas geomagnéticas, aceleración de electrones, etc. Las tormentas geomagnéticas son el fenómeno del Clima Espacial con mayor repercusión a nivel global, en el cual el campo geomagnético se ve severamente afectado, disminuyendo significativamente su intensidad y permitiendo la entrada de partículas energéticas provenientes del espacio, los rayos cósmicos (RC). Las consecuencias de la entrada de estas partículas se ven reflejadas esencialmente sobre la tecnología y telecomunicaciones, específicamente en el tiempo de vida, sistemas de comunicación y energía de los satélites en órbitas bajas de la Tierra [2].

Si bien las variaciones en la intensidad de los RC asociadas a la ocurrencia de tormentas geomagnéticas han sido descritas durante décadas [3, 4, 5, 6], es un hecho que su estudio se ha limitado en su mayoría a mediciones de satélites y de detectores localizados en altas latitudes, donde la energía necesaria para que una partícula cargada penetre hasta la superficie dada la configuración del campo geomagnético, la rigidez umbral, es menor y por lo tanto notar los cambios en el flujo de RC menos energéticos es más notorio. Dicho esto, una de las motivaciones en el desarrollo del presente trabajo es determinar si, por su ubicación, altitud y rigidez umbral (8.24 GV), los detectores que conforman el Observatorio de Rayos Cósmicos en Sierra Negra, Puebla (19.0 °N, 97.3 °W y 4580 m.s.n.m.) pueden funcionar para observar algún tipo de variación significativa atribuida a perturbaciones en el Clima Espacial, específicamente aquellas que repercuten en tormentas geomagnéticas.

Los resultados que se obtengan a partir de los datos del ORC-SN podrían expandir el área de estudio que se tiene hasta el momento y complementar los reportes de Clima Espacial en México creados por el Servicio de Clima Espacial México (SCiESMEX), el cual en colaboración con el Centro Nacional de Prevención de Desastres (CENAPRED) y la Agencia Espacial Mexicana (AEM) desarrolla una estrategia para el Clima Espacial en México buscando, entre otras cosas, establecer un protocolo de reacción gubernamental para los eventos de Clima Espacial que puedan ocurrir. Entre los principales objetivos del SCiESMEX se encuentra el fortalecimiento y la expansión de la red de detectores en superficie en busca de añadir más productos a su servicio. Tal es el caso de equipos que monitoreen el flujo de partículas energéticas para alertar sobre incrementos a nivel de superficie en territorio nacional [7].

Capítulo I

RAYOS CÓSMICOS

1.1. DEFINICIÓN

Los rayos cósmicos (RC) son partículas energéticas, principalmente cargadas, provenientes del espacio y que constantemente alcanzan la Tierra. La naturaleza química de los rayos cósmicos puede abarcar los núcleos de todos los elementos, predominando los de Hidrógeno y Helio. Sumado a esto, se incluye en la definición un flujo constante de electrones y anti-materia (antiprotones y positrones), además de los rayos gamma [8].

En cuanto a su origen, están íntimamente relacionados con los procesos y dinámicas de la evolución estelar y a las condiciones del medio interestelar. Dicho esto, pueden generarse en eventos energéticos solares, en remanentes de supernovas dentro de nuestra galaxia, o provenir de fuera de ella a partir de fenómenos físicos muy energéticos aún en proceso de estudio. Las partículas viajan por el espacio interestelar interaccionando con la materia y los campos magnéticos que encuentren a su paso.

Su descubrimiento se remonta al año 1912, cuando Victor Hess realizó una serie de experimentos en globo aerostático a distintas alturas para comprobar si la ionización atmosférica se debía a una fuente de radiación en la Tierra o una que provenía del espacio. Sus experimentos fueron concluyentes, encontrando que la ionización de la atmósfera incrementa con la altura, por lo que la radiación debía de originarse en el espacio exterior. Sin embargo, fue Robert Millikan quién acuñó por primera vez este termino cuando realizaba experimentos similares a los de Hess, solo que ahora las mediciones fueron debajo de cuerpos de agua.

Los rayos cósmicos generalmente son descritos usando la unidad de energía electronvoltio eV. Un electronvoltio es la energía cinética que una partícula cargada adquiere al ser acelerada a través de una diferencia de potencial de un voltio. La cantidad de energía en un electronvoltio es pequeña; la energía de las partículas usualmente es del orden de keV (10^3 eV), MeV (10^6 eV), GeV (10^9 eV), y para energías extremadamente altas TeV (10^{12} eV). Un electronvoltio es igual a 1.602×10^{-12} erg. Sin embargo, también es común que se utilicen unidades de Rigidez, es decir, momento (p) por unidad de carga (Ze) de la partícula:

$$R = cp/Ze \dots (1.1)$$

que usualmente se mide en volts V (kV, MV, GV, etc.). Este parámetro resulta muy conveniente en el estudio de los RC cuando se encuentran dentro de un campo magnético B gracias a la relación que guarda con la frecuencia del ciclotrón $\omega_B = ZeB/mc$ (también conocida como frecuencia de Larmor o girofrecuencia), y con el radio de Larmor $\rho = v/\omega_B = vmc/ZeB$. Con lo que la rigidez se puede expresar de la siguiente manera

$$R = \rho B \dots (1.2)$$

1.2. COMPOSICIÓN QUÍMICA

De forma general, el 93% de los RC está compuesto por protones, y 6% por núcleos de helio; el resto son núcleos de elementos más pesados, los cuales se categorizan en elementos ligeros L ($Z = 3-5$), medianos M ($Z = 6-9$) y pesados H ($Z \geq 10$); así como electrones, positrones y componentes neutras (rayos γ y neutrinos). Conocer su composición es muy importante, pues los RC (a excepción de los rayos cósmicos solares) son una muestra de materia proveniente del universo, y nos proporciona información importante sobre la evolución química fuera del sistema solar. La abundancia relativa de cada uno de los elementos, tanto en el sistema solar como de los rayos cósmicos galácticos, se muestra en la Figura 1.1.

La principal característica que podemos observar es que hay elementos dentro de los RC observados con una mayor abundancia. Dentro de tales elementos podemos reconocer dos grupos: el de los elementos ligeros Li, Be y B, y el grupo de elementos sub-Fe como Sc, Ti, V, Cr y Mn; cada uno con una sobreabundancia de varios órdenes de magnitud. La razón de esta discordancia entre abundancias se explica por la interacción entre los RC con la materia que encuentran en su viaje por el medio interestelar, específicamente mediante el mecanismo conocido como astillamiento o espalación, el cual sucede cuando los elementos abundantes (después del H y He) como C, N, O y Fe chocan con otros núcleos en su trayectoria y se fragmentan dando como resultado núcleos atómicos mas ligeros [8].

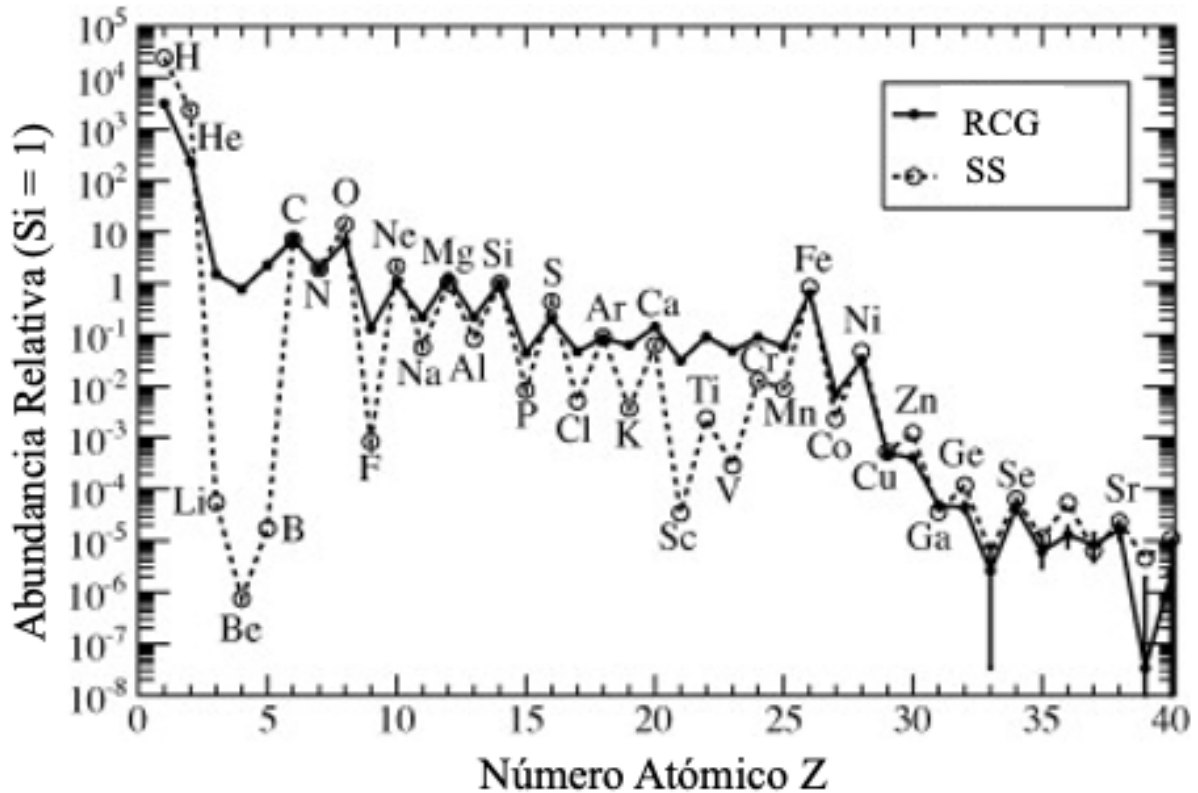


Figura 1.1. Abundancias relativas de los elementos en los rayos cósmicos galácticos y en el Sistema Solar, ambas normalizadas respecto al Silicio, al que se le asigna el valor de 1. Para los rayos cósmicos se consideran núcleos que tienen la misma energía (2 GeV por núcleo). Tomada de [9].

1.3. ESPECTRO DE ENERGÍA

Se utiliza el espectro de la radiación cósmica para describir el flujo de partículas vs la energía con la que llegan a la Tierra. Dicho espectro se ha obtenido a partir de las mediciones de muchos instrumentos a lo largo de los años, alcanzando a cubrir un rango de energía por partícula de hasta 10^{20} eV. Generalmente sólo se presenta el espectro a partir de 10^9 eV, pues a menores energías existe un aplanamiento de la curva causado por la modulación solar. A partir del estudio del comportamiento observado, se han podido definir los posibles fenómenos en el universo que dan origen a la radiación cósmica. Un ejemplo del espectro de energía de los RC se muestra en la Figura 1.2.

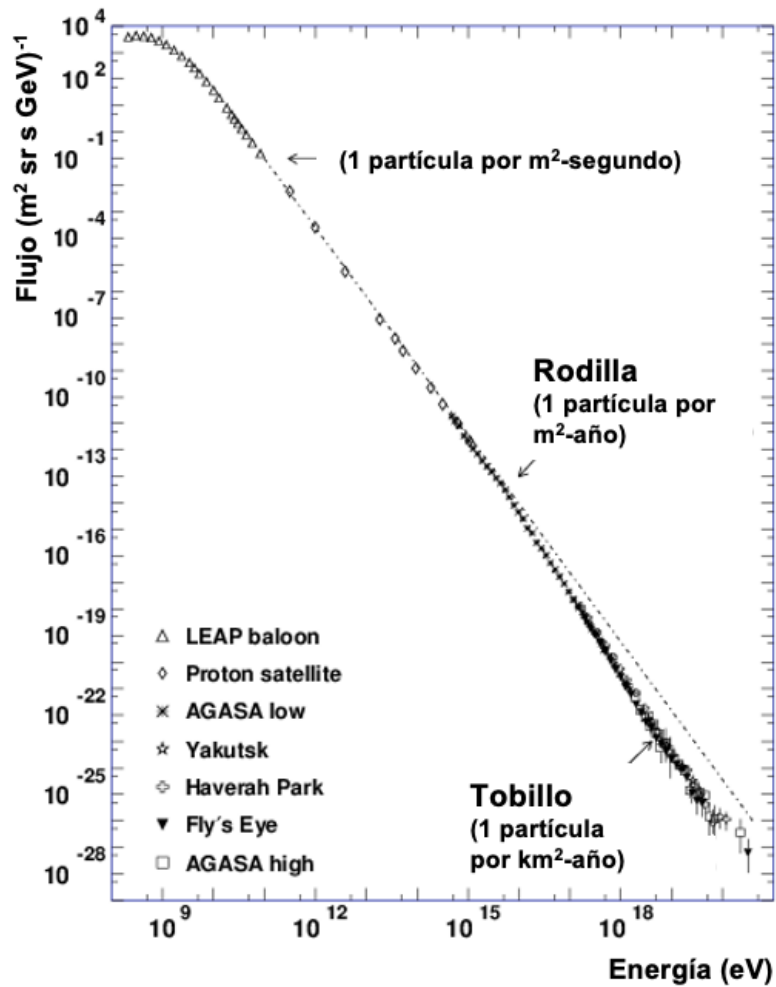


Figura 1.2. Espectro de energía de la radiación cósmica. Se indican las variaciones de la rodilla y tobillo. Tomada de [10]

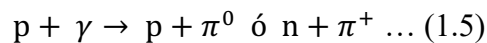
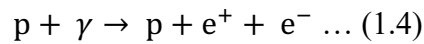
El espectro puede representarse o aproximarse mediante una ley de potencia de la forma:

$$J(E) = K \cdot E^{-\gamma} \dots (1.3)$$

donde J es el flujo de partículas, E la energía, K y γ son constantes. A la constante γ se le llama índice espectral y es la principal característica del espectro.

El espectro presenta un comportamiento casi constante a energías menores a 10⁹ eV, producto de la modulación del Sol dentro de la heliosfera. En el intervalo de 10⁹ y 10¹⁵ eV, el espectro tiende hacia una ley de potencias con índice espectral $\gamma \approx 2.7$. A los 10¹⁵ eV se puede notar un ligero cambio en la pendiente, conocido como la “rodilla”; aquí, el espectro sigue una ley de potencia con $\gamma \approx 3.1$. Posteriormente, alrededor de 10²⁰ eV el espectro vuelve a aplanarse,

región conocida como “tobillo” del espectro [11]. En estas energías, la cantidad de partículas es insignificante y hasta el momento no se ha registrado ninguna partícula con mayor energía. La razón de este hecho se debe al límite GZK: las partículas de la radiación cósmica de más alta energía tienen un factor de Lorentz tan alto que, desde el marco de referencia del RC, los fotones de la radiación de fondo de microondas tienen muy alta energía. De este modo, la interacción entre estas partículas se puede presentar y producir ya sea piones o pares electrón-positrón; con lo que la energía del RC se va degradando:



De igual forma, las partículas de ultra alta energía sufren otro tipo de interacciones que reducen su energía, como es el caso de interacciones con el polvo interestelar y debido a la expansión constante del universo.

1.3.1. RAYOS CÓSMICOS SOLARES (RCS)

En los años 40's, a partir de los resultados experimentales hasta ese momento y de la teoría construida con base en estos, se creía que los rayos cósmicos tenían su origen exclusivamente en fenómenos físicos dentro de la Vía Láctea. Sin embargo, en 1946 y 1949 se detectaron dos explosiones en la intensidad de rayos cósmicos que, sin duda alguna, tuvieron su origen en el Sol. Fue entonces que a estas partículas energéticas provenientes del Sol se les comenzó a llamar rayos cósmicos solares y a distinguirlas de los rayos cósmicos galácticos.

Hoy en día, los RCS se definen como partículas (protones, electrones y elementos más pesados, además de neutrones y antimateria) que son aceleradas en la atmósfera del Sol por eventos como las fulguraciones, y las eyecciones de masa coronal. El intervalo de energía cinética que obtienen los RCS es de $1 \text{ keV} < E < 10 \text{ GeV}$ (para protones).

La energía y la composición química de las partículas aceleradas en los eventos energéticos solares varía dependiendo de las condiciones de estos. La abundancia de elementos es independiente de la temperatura y del estado de ionización del plasma que les da origen.

Para los efectos de este estudio nos interesan los eventos de RCS relativistas (450 MeV-10 GeV), que tienen la suficiente energía para provocar una cascada de partículas en la atmósfera y que pueden alcanzar la superficie terrestre. A los RCS relativistas detectados a nivel de superficie se le comenzó a llamar de distintas maneras, tales como eventos a nivel de superficie (GLE por sus siglas en inglés), eventos de protones o partículas solares (SPE) y partículas energéticas solares (SEP). Es con este último nombre con el que nos referiremos al flujo detectado de estas partículas en lo que resta de este trabajo.

Cuando las perturbaciones del medio interplanetario originadas por eventos energéticos solares, siendo las más importantes las EMC, se encuentran con la magnetosfera, pueden acelerar las partículas que se encuentren en el frente de choque y ocasionar la entrada de más partículas solares (esencialmente protones) a la magnetosfera. El aumento en el flujo de protones dentro de la magnetosfera, sumado al incremento de la presión dinámica que provoca la colisión de la perturbación, induce una disminución en la rigidez umbral latitudinal. Este fenómeno es más evidente a altas latitudes, alrededor de las regiones polares, donde el campo geomagnético está localmente abierto [12].

1.3.2. RAYOS CÓSMICOS ANÓMALOS (RCA)

Esta componente de los RC fue descubierta cuando se observaron incrementos inesperados en el espectro de energía entre 1-50 MeV/nucleón de He, N y O detectados en el medio interplanetario durante épocas de baja actividad solar. Ahora, se tiene evidencia que este fenómeno se presenta en siete elementos: H, He, C, N, O, Ne, y Ar. La teoría más aceptada que explica su origen sugiere que partículas neutras interestelares que fluyen hacia la heliosfera son ionizadas por la radiación UV proveniente del Sol, para luego ser aceleradas hasta energías de centenas de MeV/nucleón en el choque terminal de la heliosfera (~ 100-150 UA) y así poder ingresar a regiones más interiores como RC de baja energía. También se consideran RCA a aquellas partículas generadas en las ondas de choque interplanetarias producto de eyecciones de masa coronal y regiones de interacción corrotantes, detalladas en el Capítulo 2, así como

partículas energéticas provenientes de la magnetósfera de otros planetas, como el caso de Júpiter y Saturno.

La razón de que el flujo de estas partículas se vea fuertemente afectado por la actividad solar se debe precisamente a que por su baja energía son fuertemente afectados por la modulación solar, que se describirá más adelante.

Otra característica importante de los RCA es que se trata de partículas ionizadas solo una vez, a diferencia de las otras componentes, donde las partículas no tienen ningún electrón [13].

1.3.3. RAYOS CÓSMICOS GALÁCTICOS (RCG)

Escalando en la energía de las partículas observadas, encontramos que no existen fenómenos dentro del sistema solar que puedan acelerarlas más allá de 10^{10} eV. Por esto, fue necesario mirar más allá de la heliosfera, hacia fenómenos energéticos dentro de nuestra galaxia. La teoría más aceptada es que los RC con energías hasta $E \sim 10^{18}$ eV tienen su origen en fenómenos energéticos dentro de la Vía Láctea, siendo los remanentes de supernovas la fuente más probable.

Los remanentes de supernova se caracterizan por tener campos magnéticos más intensos que el promedio en el medio interestelar. Aunado a esto, son lo bastante grandes y con el tiempo de vida suficientes para alimentar el proceso de aceleración estocástica de partículas cargadas hasta altas energías.

Para explicar cómo funciona este mecanismo, primero hay que entender la idea de aceleración de partículas desarrollada por primera vez por E. Fermi. El propuso un escenario en el que una partícula de energía E_0 se encuentra de frente con una perturbación magnética, como una nube masiva que contiene un campo magnético turbulento. En el sistema de referencia de laboratorio, la partícula y la nube se mueven una hacia la otra. Si la partícula se considera relativista, su masa puede ser despreciada, con lo que $E_0 \simeq p_0 c$; mientras que la nube tiene masa infinita y velocidad v_{nu} . Cuando la partícula entra a la nube, se dispersa muchas veces debido a la turbulencia magnética y eventualmente sale de la nube moviéndose en dirección colineal y opuesta a su dirección original. Previo a la interacción, desde el sistema coordinado de la nube, la partícula tiene una energía

$$E_0^* = \gamma_{nu}(E_0 + \beta_{nu} p_0) \dots (1.6)$$

donde $\beta_{nu} = v_{nu}/c$ y $\gamma_{nu} = (1 - \beta_{nu}^2)^{-1/2}$. Las interacciones de la partícula con el campo magnético dentro de la nube se consideran totalmente elásticas, por lo que el momento y energía de esta no cambia; a diferencia de su dirección, la cual se revierte en este escenario. La energía de la partícula cuando escapa de la nube está dada por

$$E_1 = \gamma_{nu}(E_0^* + \beta_{nu} p_0^*) = E_0 \gamma_{nu}^2 (1 + \beta_{nu})^2 \dots (1.7)$$

Con esto, podemos calcular la energía ΔE que gana la partícula, así como la ganancia relativa

$$\frac{\Delta E}{E} = \frac{E_1 - E_0}{E_0} = \gamma_{nu}^2 (1 + \beta_{nu})^2 - 1 \equiv \xi \dots (1.8)$$

que como se observa, es proporcional al cuadrado de la velocidad de la nube. Es importante tomar en cuenta que para este cálculo se supuso el movimiento de la partícula en dirección opuesta a la que entró a la nube, cuando en realidad deben tomarse en cuenta todos los ángulos de entrada y salida posibles, incluso el caso donde la partícula sigue la dirección con la que ingresó y escapa por la cara opuesta de la nube. Con estas consideraciones, se obtiene que la ganancia de energía promedio por encuentro con una nube magnética en realidad esta dada por

$$\xi \simeq 4/3 \beta_{nu}^2 \dots (1.9)$$

Tras n encuentros con nubes magnéticas (suponiendo la misma velocidad en todas), la energía que tendrá la partícula será de

$$E_n = E_0 (1 + \xi)^n \dots (1.10)$$

Finalmente, dentro de este proceso hay otros puntos importantes a tomar en cuenta, como el camino libre medio entre cada encuentro con una nube magnética λ_{enc} y el tiempo característico de cada encuentro T_{enc} .

Si bien el mecanismo propuesto por Fermi puede acelerar partículas hasta altas energías, el tiempo que tarda en hacerlo es muy grande y los rayos cósmicos detectados no presentarían el índice espectral γ que se observa en el espectro de energía.

A partir de esto, la condición que la perturbación magnética tiene que cumplir es que se mueva a altas velocidades de tal manera que produzcan un choque, como es el caso de los remanentes de supernovas. Se produce un choque frente al remanente de una supernova en expansión ya que su velocidad v_R es mucho mayor que la velocidad del sonido del medio interestelar. De este modo, el frente de choque viaja con velocidad v_C , que depende de v_R y de la razón entre el calor específico del medio chocado y no chocado. La Figura 1.3 muestra este escenario desde el marco de referencia del choque, donde el medio interestelar río arriba fluye hacia el choque con velocidad $u_1 = v_C$ y la materia impactada río abajo se aleja del choque con una velocidad menor u_2 ; por otro lado, desde el sistema de laboratorio el gas río abajo se mueve a velocidad $u_1 - u_2$ y la materia río arriba se desplaza hacia el choque con velocidad u_1 .

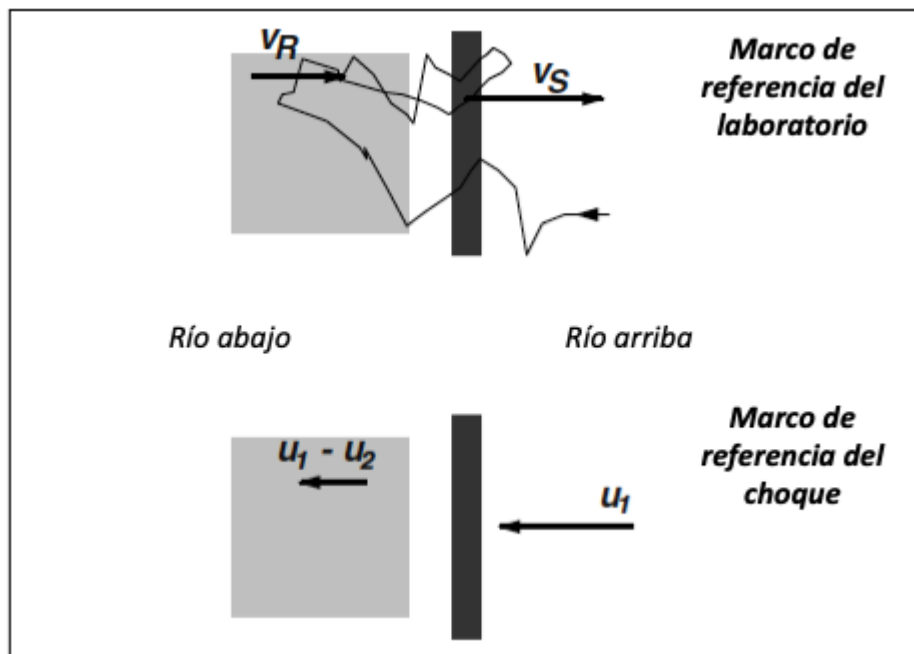


Figura 1.3. Representación de la aceleración de partículas en choques astrofísicos. El panel de arriba muestra el movimiento y velocidades de una partícula desde el marco del laboratorio y el de abajo desde el marco del choque. Tomada de [4].

A medida que el frente de choque atraviesa el gas del medio interestelar, compuesto por partículas con distribución isotrópica, algunas de estas cruzan el choque río abajo, donde nuevamente adquieren una distribución isotrópica. Aquí, unas son convectadas lejos del choque, mientras que otras son dispersadas de vuelta y cruzan el choque nuevamente río arriba. Las partículas siempre ganan energía al cruzar el choque debido a que las colisiones elásticas

son de frente en los marcos de referencia correspondientes. Este proceso de aceleración continúa hasta que las partículas se difunden o convectan fuera del choque. Siguiendo la lógica del mecanismo de aceleración de Fermi y sumando sobre todos los posibles ángulos de entrada y salida del choque, se encuentra que la energía que gana una partícula por cruce es $\xi \sim 4/3 \beta_C$, donde en este caso β_C es la velocidad relativa del flujo de plasma $\beta_C = (u_1 - u_2)/c$.

El tiempo característico por encuentro en este caso será el tiempo de cruce por el choque T_C y se puede estimar mediante la razón entre el camino libre medio entre cada dispersión magnética λ_C y la velocidad del choque u_1 . Con este tiempo característico, se puede calcular la energía máxima que una partícula puede alcanzar en un choque, teniendo en cuenta que el mecanismo de aceleración sólo puede continuar mientras λ_C sea mayor que el radio de giro r_g de la partícula, conocido como el *criterio de Hillas*. Así, la energía que ganan las partículas está limitada por

$$\frac{dE}{dt} \leq \frac{\xi E u_1}{r_g} = \frac{u_1}{c} Z e B u_1 \dots (1.11)$$

con lo que se obtiene

$$E_{max} = \frac{u_1}{c} Z e B (u_1 t) = \frac{u_1}{c} Z e B r_C \dots (1.12)$$

La energía máxima que puede alcanzar una partícula relativista cargada queda expresada en función de la velocidad del choque, su extensión (r_C), el campo magnético promedio dentro de la perturbación y la carga de la partícula. Esta última componente es muy importante, pues nos dice que núcleos pesados totalmente ionizados pueden alcanzar energías mucho mayores que la que alcanzaría un protón. Cual sea la naturaleza de la partícula, una vez acelerada se propaga por el medio interestelar antes de que podamos detectarla, sufriendo interacciones con la materia, campos magnéticos y campos de radiación que encuentren a su paso. Estas se dispersan hacia los campos magnéticos y por difusión lentamente se alejan de su fuente. Para cuando llegan al sistema solar, no hay manera de calcular la posición del fenómeno que les dio origen. Los núcleos de RC producen toda clase de partículas secundarias al interactuar con la materia interestelar [4].

1.3.4. RAYOS CÓSMICOS EXTRAGALÁCTICOS

Hasta el momento, hemos discutido los procesos que dan origen a los RC hasta energías de 10^{18} eV. A mayores energías, la medición del espectro se torna complicada debido al bajo número de eventos que se registran. Por ejemplo, el flujo de partículas con energía 10^{20} eV se limita a 1 partícula por km^2 por siglo. Por esto, es necesario contar con detectores que abarquen una basta cantidad de área, como el Observatorio Pierre Auger en Argentina¹.

A partir de la ecuación (1.12) podemos calcular la combinación de valores que debieran tener la extensión de la perturbación magnética (que ahora nombraremos L) y el campo magnético B promedio dentro de la misma que resulte en dichos valores de energía:

$$\frac{E_{max} c}{ZeU} = BL \dots (1.13)$$

La combinación de valores para estos parámetros a permitido llevar a cabo diagramas para los sitios potenciales de aceleración. Los fenómenos en el universo, que se tenga conocimiento observacional hasta el momento, que pueden presentar estas condiciones son los pulsares, explosiones de rayos gamma (GRB por sus siglas en inglés) y galaxias con núcleos activos como las radio galaxias.

El límite GZK que se mencionó anteriormente, permite calcular la distancia media de propagación de estas partículas de ultra alta energía. Para protones es de 50-100 Mpc (1 pc = 3.26 años luz = 3.08×10^{16} m). Con esto, se define al horizonte GZK como el radio de la esfera que contiene las fuentes que producen el 90% de los RC ultra energéticos. Suponiendo una distribución isotrópica de fuentes con la misma intensidad e índice espectral, el horizonte GZK resulta estar en un rango entre 80-200 Mpc de distancia desde la Tierra [14].

¹ El Observatorio Pierre Auger esta conformado por espejos y detectores Cherenkov, formando una red que cubre un área de 3,000 km^2 .

1.4. MODULACIÓN SOLAR

Los RC con carga que penetran al Sistema Solar se encuentran con el campo magnético “congelado” que trae consigo el viento solar. A raíz de esto, surge una competencia de fuerzas ya que las partículas son guiadas a través del campo magnético hacia el interior del sistema solar, y a la vez son “arrastradas” hacia afuera, puesto que el viento solar se encuentra en constante expansión. Entre menor sea la rigidez (energía) de la partícula, menor será la probabilidad de que logre atravesar la heliosfera hasta la Tierra. Al resultado de este juego de fuerzas se le conoce como modulación solar de los RC y tiene como consecuencia variaciones temporales en la intensidad de los RC en cualquier punto dentro de la heliosfera.

Específicamente, los procesos físicos que ocurren son:

- Difusión - Por fuerza de Lorentz, las partículas cargadas adquieren trayectorias helicoidales alrededor de las líneas de CMI hacia el interior de la heliosfera. No obstante, las líneas del CMI pueden presentar irregularidades aleatorias, donde si el radio de giro de las partículas es de una escala similar entra en resonancia, dispersando las partículas en cualquier dirección.
- Convección - El CMI está anclado al viento solar en expansión; de esta manera, al mismo tiempo que las partículas giran alrededor del CMI hacia el interior, son arrastradas hacia el exterior por el viento solar.
- Desaceleración adiabática - El viento solar es un plasma en expansión, por lo que las partículas de los RC constantemente están viajando contracorriente, perdiendo energía y desacelerándose. Este proceso es más significativo en regiones internas de la heliosfera, donde la densidad del viento solar es mayor.
- Derivas - el movimiento del centro guía de las partículas alrededor de las líneas del CMI se ve afectado cuando estas presentan inhomogeneidades, como gradientes y curvaturas.

A partir de la modulación solar, se han reconocido variaciones en los RC con periodicidad recurrente, de las cuales nos interesan aquellas a corto plazo para el fin de este trabajo. Este tipo de modulaciones se pueden dividir a su vez en variaciones cíclicas y variaciones transitorias [15]:

Cíclicas

Como se vio anteriormente, la modulación solar del flujo de radiación cósmica esta relacionada con las condiciones del viento solar que, a su vez, están determinadas por el nivel de actividad en el Sol. A mayor actividad solar mayor es el flujo de viento solar y menor será el flujo de RC. La actividad solar esta relacionada con el ciclo solar de ~ 11 años, es decir que de un periodo de mínima actividad solar le sigue un periodo de máxima actividad ~ 5.5 años después. El primer ciclo que se registró fue el de 1755-1766, de modo nos encontramos a inicios del ciclo solar 25.

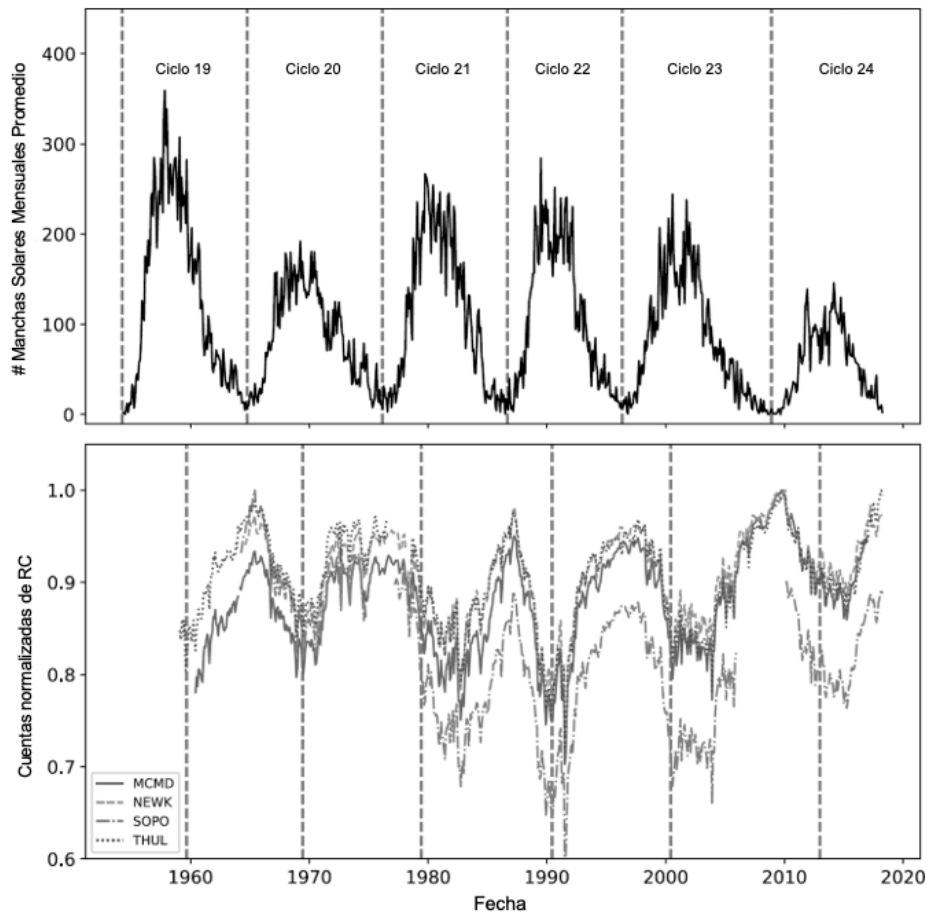


Figura 1.4. En el panel superior se muestra el número de manchas solares, con líneas verticales indicando el inicio de cada ciclo solar. El panel inferior muestra el flujo de RC detectado por distintos monitores de neutrones (MCMD = McMurdo, NEWK = Newark, SOPO = South Pole y THUL = Thule) con líneas verticales indicando las épocas de inversión del campo magnético solar. Tomado de [16].

El ciclo solar, determinado por las condiciones del campo magnético solar, es monitoreado a partir de las manchas solares que presente. Estas son estructuras de hasta 10^5 km en la fotosfera solar que, por su menor temperatura (3900-4800 K) respecto a sus alrededores (5780 K), lucen oscuras. Esta menor temperatura se debe a que por ellas emergen estructuras magnéticas con intensidades entre 1000-4000 Gauss que aíslan al plasma, disminuyendo su temperatura.

De este modo, existe una anti-correlación entre la actividad solar y el flujo de RC detectado a nivel de superficie. Cuando hay un máximo solar, hay un mínimo de RC detectados, como se aprecia en la Figura 1.4.

También, la intensidad de RC registrada en regiones internas de la heliosfera (0.3-20 UA) presenta variaciones cada 27 días, las cuales están asociadas con la estructura del medio interplanetario co-rotando con el Sol. En la superficie de la Tierra la amplitud de tales variaciones, registradas por monitores de neutrones², es muy variable, oscilando entre 1% a 5%.

Por otro lado, las lecturas de los detectores de RC en superficie presentan una variación diurna y una semidiurna, asociada a la rotación de la Tierra. La variación diurna es una variación sinusoidal, donde la amplitud máxima que alcanza va de un mínimo de 0.1% hasta algunos cuantos por cientos. El máximo de esta amplitud ocurre a las 18 hrs de tiempo local durante condiciones estables del medio interplanetario y sucede debido a la dirección que adquiere el flujo de partículas en este punto de la heliosfera a partir del balance entre la componentes convectiva y difusiva (que sigue la espiral de Arquímedes) como se muestra en la Figura 1.5. En cuanto a la variación semidiurna, la amplitud máxima que alcanza es menor al 0.1% y se presenta en ambas direcciones de una línea 135° oeste de la línea Sol-Tierra, es decir, perpendicular a la dirección del CMI promedio a la altura de la órbita terrestre.

² Los monitores de neutrones son dispositivos estandarizados utilizados para detectar la componente nucleónica producida por la radiación cósmica primaria. Consisten principalmente de un reflector, un productor y un contador. La frecuencia de conteo de cada monitor de neutrones mide el flujo de rayos cósmicos por encima de un determinado umbral de energía y de rigidez magnética.

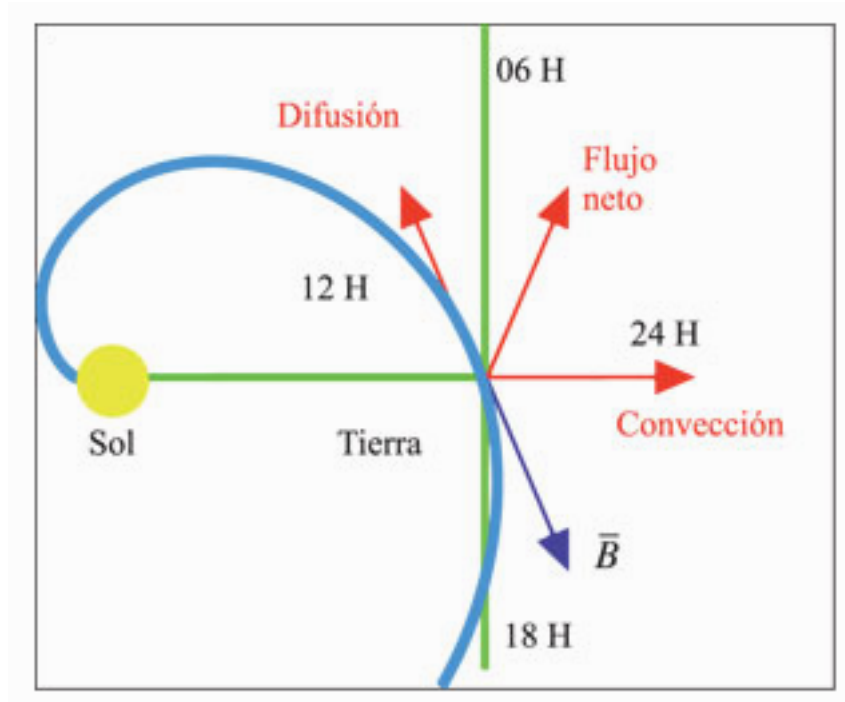


Figura 1.5. Representación de la dirección que toma el flujo de radiación cósmica a la altura de 1 UA, resultado principalmente de la competencia entre el proceso de difusión y de convección. Esta dirección favorece la entrada de partículas hacia la Tierra del lado del atardecer, alrededor de las 18 h de tiempo local. Tomada de [17].

Transitorias

También ocurren súbitos incrementos y decrementos en el flujo de radiación cósmica asociados a la actividad solar, siendo el primer caso más atípico. Las caídas súbitas en la intensidad de RC son conocidas como decrecimientos Forbush, descubiertas por Scott E. Forbush en 1938. Están asociadas con incrementos en la densidad y flujo magnético del viento solar a partir de fenómenos interplanetarios como regiones de interacción corrotantes y eyecciones de masa coronal, descritos detalladamente en el Capítulo 3, que pueden provocar una onda de choque en el medio interplanetario, repeliendo parcialmente el paso de partículas por donde pasa, actuando como una barredora.

Se trata de un fenómeno global en el cual la disminución en la intensidad de RC sucede en cuestión de horas. La magnitud que alcanzan estos decrementos es bastante variable, va desde algunos cuantos por cientos hasta un 35%, que es el caso más extremo registrado por un monitor de neutrones. Esta disminución depende, entre varios otros factores, del tipo de detector y su ubicación geográfica, es decir, la rigidez umbral (latitud y longitud) y profundidad atmosférica del mismo. Un ejemplo de este fenómeno se muestra en la Figura 1.6.

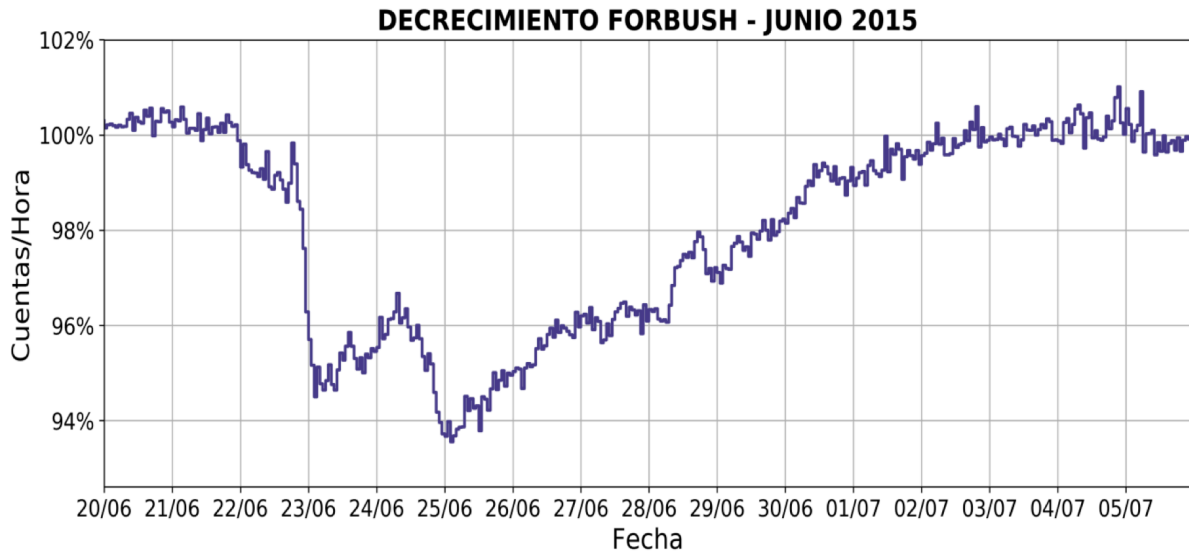


Figura 1.6. Decrecimiento Forbush causado por una eyección de masa coronal registrado por el Observatorio de Rayos Cósmicos de la Ciudad de México en junio del 2015. Se observa que el decrecimiento en al número de cuentas llegó hasta el 94%, manteniéndose la perturbación alrededor de 10 días.

1.5. MODULACIÓN GEOMAGNÉTICA

El siguiente obstáculo que enfrentan los RC antes de ingresar a la atmósfera terrestre es el campo geomagnético, el cual desvía las trayectorias de las partículas cargadas, sirviendo como escudo de aquellas con una baja rigidez. Por este motivo, el flujo de radiación cósmica que llega al tope de la atmósfera no es del todo isotrópico. Este hecho, y tomando en cuenta la configuración del campo geomagnético, provoca que para cada punto en la Tierra exista una rigidez umbral para la entrada de partículas. Uno de los pioneros en este tema fue Carl Størmer, quien desde la década de 1910 se propuso encontrar una solución analítica para calcular la trayectoria que sigue una partícula cargada al entrar al campo geomagnético dada su rigidez y para lo cual considero un campo geomagnético totalmente dipolar. Entre las ecuaciones que Størmer describió se encuentra la de la rigidez umbral, dada por:

$$R_S(r, \lambda_B, \theta, \phi_B) = \frac{M}{2r^2} \left(\frac{\cos^4 \lambda_B}{[1 + (1 - \cos^3 \lambda_B \sin \theta \sin \phi_B)^{1/2}]^2} \right) \dots (1.14)$$

donde r es la distancia de la partícula desde el centro del dipolo, M el momento magnético dipolar de la Tierra ($M \simeq 8.1 \times 10^{25} \text{ G cm}^3$), λ_B es la latitud desde el ecuador magnético, θ el ángulo cenital de la partícula (la dirección cenital es radial desde la posición del centro del dipolo) y ϕ_B el ángulo azimutal medido en sentido horario desde el polo magnético norte.

Con el paso de los años, las mediciones de RC en superficie han probado que los cálculos de Størmer se aproximan bastante bien a la realidad; sin embargo, se han desarrollado modelos, como aquellos del IGRF (International Geomagnetic Reference Field), más realistas y detallados en la configuración del campo geomagnético y su evolución en el tiempo.

A partir de estos modelos se ha podido determinar que la rigidez mínima que debe tener una partícula para alcanzar la superficie terrestre disminuye conforme nos acercamos a los polos magnéticos. En el ecuador magnético la rigidez umbral es de $\sim 14.9 \text{ GV}$, que equivale a una energía por nucleón de 14.9 GeV para protones y de 7.5 GeV para núcleos de Helio; mientras que en a una latitud magnética de $\pm 60^\circ$ disminuye hasta 0.95 GV o 1.32 y 1.05 GeV por nucleón respectivamente [4]. Los avances en las mediciones y en los modelos han permitido crear mapas de la rigidez umbral para cada punto en la Tierra, como el que se presenta en la Figura 1.7.

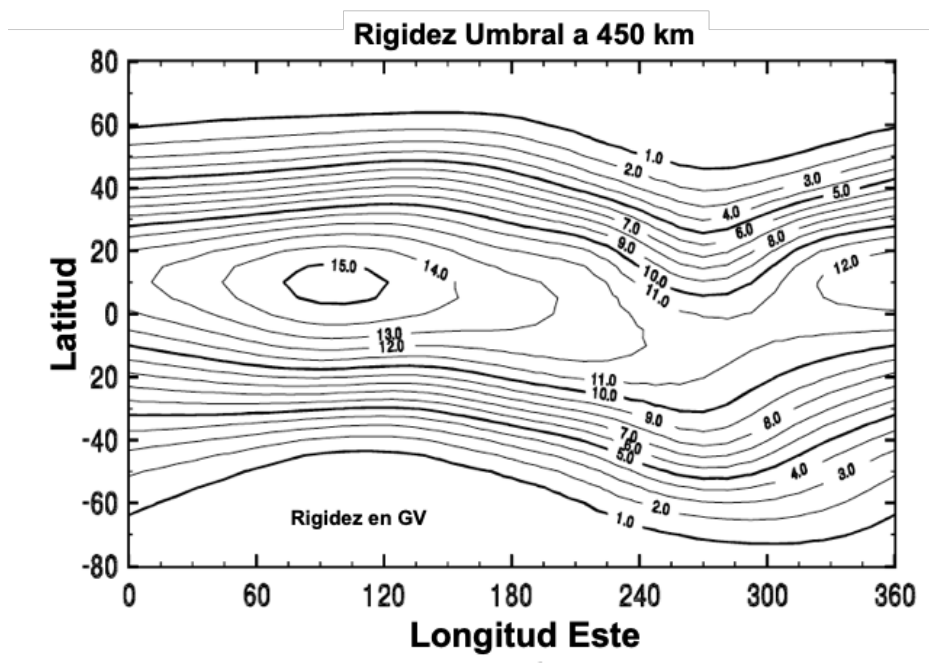


Figura 1.7. Mapa de curvas de contorno de la rigidez umbral promedio a partir de los datos de un satélite orbitando a 450 km de altura durante condiciones magnéticas quietas. Se observa que las rigideces máximas se encuentran alrededor del ecuador magnético y las mínimas en los polos [18].

Otra característica importante que se ha obtenido a partir de los modelos que reconstruyen la trayectoria de los RC en su entrada al campo geomagnético es que existen trayectorias permitidas y prohibidas. Las partículas con alta rigidez describen órbitas relativamente simples; conforme la rigidez disminuye, sus trayectorias se ven más afectadas por el campo geomagnético, curvándolas y provocando que las órbitas sean cada vez más complejas, incluso hasta formar bucles. Cuando estos bucles intersectan la Tierra sólida se determina que la trayectoria es prohibida. Para cada punto en la Tierra, existen rigideces sobre las que todas las partículas cargadas son permitidas, así como rigideces bajo las que todas están prohibidas. Al intervalo de rigideces entre estos casos se le conoce como penumbra de los rayos cósmicos. Es importante tener en cuenta que esta penumbra no es un intervalo constante, sino una región difusa en la que se tienen que tomar en cuenta otros factores a parte de la energía de la partícula. Tal es el caso de las variaciones del campo geomagnético debido a factores externos, es decir, por la actividad solar.

1.6. RADIACIÓN CÓSMICA SECUNDARIA Y EL CHUBASCO DE PARTÍCULAS

Cual sea el lugar en el universo que dio origen a estas partículas, se les distingue como rayos cósmicos primarios antes de que incidan sobre la atmósfera e interactúen con los núcleos presentes, principalmente nitrógeno y oxígeno, por su abundancia. Se pueden presentar tres tipos de interacciones: la excitación de los átomos atmosféricos, en la cual se liberan fotones cuando estos regresan a su estado base; ejemplo claro de este escenario son las auroras. La siguiente interacción sucede cuando las partículas colisionan con la estructura electrónica de los átomos atmosféricos, ionizándolos; esta repercute de manera muy tenue en la energía y dirección del RC primario. Por ejemplo, si un protón atraviesa de manera vertical toda la atmósfera sufriendo solo este tipo de interacción perdería 2 GeV de su energía.

Por último, los RC primarios pueden colisionar con el núcleo de un átomo atmosférico, desintegrándolo y produciendo nuevas especies, a las cuales se les conoce como radiación cósmica secundaria. A este proceso se le conoce como chubasco o cascada de partículas y comienza a ser relevante cerca de 55 km de altura (4 mbar), alcanzando un máximo a

aproximadamente 35 km de altura (10 mbar). Debajo de esta altura, la formación de rayos cósmicos secundarios disminuye debido a que las partículas van perdiendo energía por los tres tipos de interacción, hasta que decaen o son absorbidas [12].

A partir de esto, se puede concluir que el principal factor a tomar en cuenta para la detección de partículas en superficie es la cantidad de materia que un rayo cósmico primario atraviesa en su paso por la atmósfera, parámetro conocido como profundidad atmosférica X , medida en g/cm^2 . Su cálculo se obtiene a partir de integrar la densidad atmosférica sobre el nivel de observación h , para lo cual determinar la dependencia de la densidad atmosférica respecto a la altura es clave. Una buena aproximación se puede obtener considerando a la atmósfera como un gas ideal, en equilibrio hidrostático y con un perfil de temperatura constante, con lo que se obtiene

$$X = X_0 e^{(-h/h_0)} \dots (1.15)$$

donde X_0 es la profundidad atmosférica a nivel de mar, que es de 1030 g/cm^2 , y h_0 es la escala de altura de la atmósfera.

En la práctica, se deben de tomar en cuenta los perfiles de presión y temperatura de cada capa atmosférica, así como todos los ángulos cenitales con los que puede ingresar una partícula.

Una cascada de partículas presenta tres componentes como se aprecia en la Figura 1.8, dentro de la cual la distribución de partículas secundarias estará en función del tipo de colisión que se presente y de la energía del RC primario:

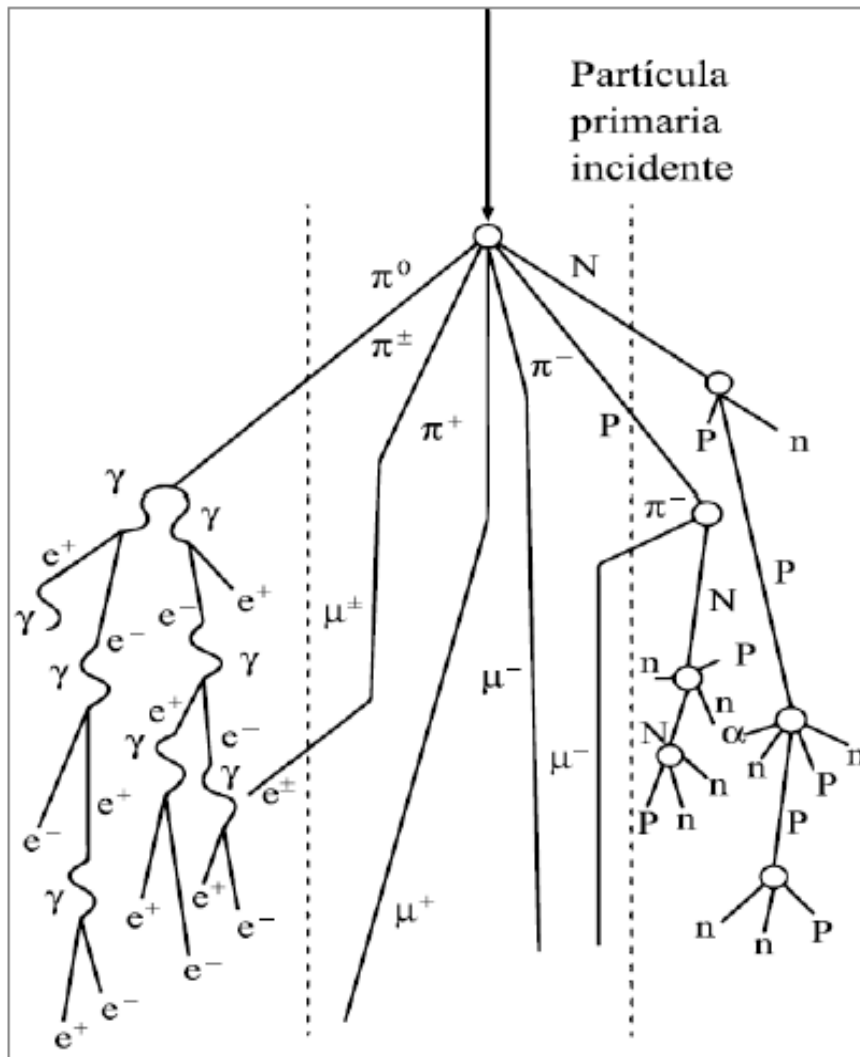


Figura 1.8. Componentes de la cascada de partículas y las partículas secundarias que presenta cada una. De izquierda a derecha: electromagnética, muónica y hadrónica. Tomada de [19].

- ❑ **Componente hadrónica o nucleónica:** se produce cuando el átomo atmosférico se rompe resultado de la colisión y genera hadrones (protones, neutrones, kaones) o núcleos de elementos más ligeros. Mientras cuentan con energía suficiente (~ 1 GeV), estos nucleones pueden generar sucesivas cascadas de partículas. De esta manera, la componente hadrónica se propaga de forma longitudinal con la dirección del rayo cósmico primario.
- ❑ **Componente dura o muónica:** cuando ocurren colisiones nucleares inelásticas, parte de la energía se va en la creación de nuevas partículas, como piones, anti nucleones y

kaones. Los piones son los más ligeros de los mesones y pueden tener carga neutra, positiva o negativa y en cualquier caso son muy inestables. Los cargados tienen una vida media de 2.552×10^{-8} s y decaen en muones de la misma carga:

$$\pi^+ \rightarrow \mu^+ + \nu_\mu$$

$$\pi^- \rightarrow \mu^- + \bar{\nu}_\mu$$

Los muones son partículas elementales, como los electrones. Se caracterizan por su baja interacción con la materia, por lo que son muy penetrantes. Este hecho, y teniendo en cuenta que tienen un tiempo de vida media de 2.2×10^{-6} s, permite que puedan llegar a observarse en la superficie terrestre y representan casi toda la radiación cósmica secundaria que se observa a partir de ~ 500 g cm^2 . Estos decaen de la siguiente forma

$$\mu^+ \rightarrow e^+ + \nu_e + \bar{\nu}_\mu$$

$$\mu^- \rightarrow e^- + \bar{\nu}_e + \nu_\mu$$

- Componente suave o electromagnética: por su parte, los piones neutros π^0 tienen una vida media mucho menor, de 1.78×10^{-16} s. Estos decaen en un par de rayos gamma:

$$\pi^0 \rightarrow 2\gamma$$

los cuales provocarán una cascada electromagnética. Cada rayo γ , tras viajar cierta distancia, produce un par electrón-positrón, cada uno con la mitad de la energía del rayo γ original. Para que esto suceda, el fotón debe contar con una energía mayor a la suma de la masa en reposo de este par de partículas, que es de 511 keV cada una; es decir, el fotón debe tener al menos 1022 keV. Otra condición que debe suceder para que ocurra esta reacción es que el fotón se acerque a un núcleo atómico, de manera que se conserve el momento.

Tanto el electrón como el positrón radian, por Bremsstrahlung, un rayo- γ con $\frac{1}{4}$ de la energía original. Este nuevo fotón puede volver a iniciar el ciclo mientras siga superando la energía antes mencionada. De igual forma, este ciclo puede interrumpirse cuando la energía promedio del par electrón-positrón es menor que una cierta energía

en donde la ionización comienza a ser el proceso dominante y cuyo calor es $E_c = 84$ MeV.

A partir del chubasco de partículas, encontramos que hay una distribución de las partículas secundarias a lo largo de todo el espesor de la atmósfera. La Figura 1.9 muestra el flujo vertical de los productos de cada una de las componentes a diferentes altitudes (o profundidades atmosféricas) para el caso donde las partículas cuentan con $E \geq 1\text{GeV}$. Si bien el diagrama sólo muestra la parte más baja de la atmósfera, podemos notar que la componente dominante a mayores alturas es la hadrónica (donde se incluyen protones primarios) y, conforme atraviesa la materia atmosférica, decae exponencialmente. El caso contrario sucede con la componente muónica, pues vemos que va incrementando su flujo a menores alturas, hasta alcanzar un máximo alrededor de $100\text{-}200\text{ g cm}^{-2}$ que se mantiene relativamente constante hasta alcanzar la superficie. Por último, la componente suave tiene un crecimiento exponencial en las capas altas de la atmósfera, y luego decae rápidamente.

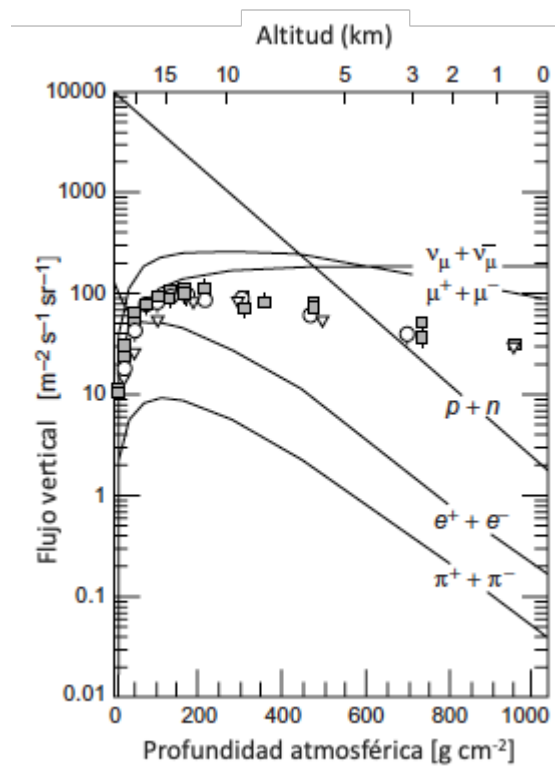


Figura 1.9. Flujo a lo largo de la atmósfera de las componentes del chubasco de partículas con energía $E \geq 1\text{GeV}$. Los puntos muestran las mediciones de los muones negativos [20].

Capítulo II

CLIMA ESPACIAL Y TORMENTAS GEOMAGNÉTICAS

2.1. EL CLIMA ESPACIAL

Las condiciones del espacio alrededor de la Tierra comenzaron a tomar una gran relevancia a partir de la era espacial, tanto así que durante la década de los 90's surgió una nueva rama de las ciencias espaciales: el Clima Espacial. El dominio de estudio que abarca incluye el espacio interplanetario cercano a la Tierra, la magnetosfera, ionosfera y atmósfera. Su misión es monitorear y entender el comportamiento y evolución de las condiciones presentes con el objetivo de estudiar aquellas perturbaciones que puedan repercutir en el rendimiento y confiabilidad de los sistemas tecnológicos en el espacio o terrestres y que puedan poner en peligro la salud de los astronautas.

Las condiciones normales del Clima Espacial están íntimamente relacionadas con el viento solar, el cual es un flujo constante de plasma que emerge de la corona solar. Predicho por primera vez por Parker, el viento solar resulta de la evaporación de la corona a 10^6 K, donde la presión total del gas vence la fuerza de gravedad. Alrededor de 1 UA, la densidad del viento solar es típicamente de 5 a 10 partículas cm^{-3} , con temperatura de 1×10^6 K, velocidad de ~ 400 km s^{-1} , así como líneas del campo magnético solar con intensidad promedio de 10 nT, el cual tiene una característica configuración espiral vista desde arriba o abajo del plano ecuatorial [2]. Esta configuración se debe a que el viento solar se expande radialmente, tirando con el al campo magnético solar; conforme rota el Sol, la posición por la que emerge el viento solar de la superficie se mueve en sentido horario (visto desde arriba). Esto causa que el campo magnético comience a torcerse conforme se aleja del Sol, similar a la espiral de Arquímedes que se forma del flujo de agua que sale de un aspersor.

A parte de la estructura de la espiral de Arquímedes, el CMI presenta estructuras en la dirección norte-sur ya que el ecuador magnético solar no está perfectamente alineado con su eje de rotación. De esta forma, en la Tierra recibimos viento solar emergente alternando entre ambos hemisferios magnéticos del Sol. A partir de este hecho, el CMI adquiere una estructura en 3D como la de la Figura 2.1, coloquialmente conocida como falda de bailarina.

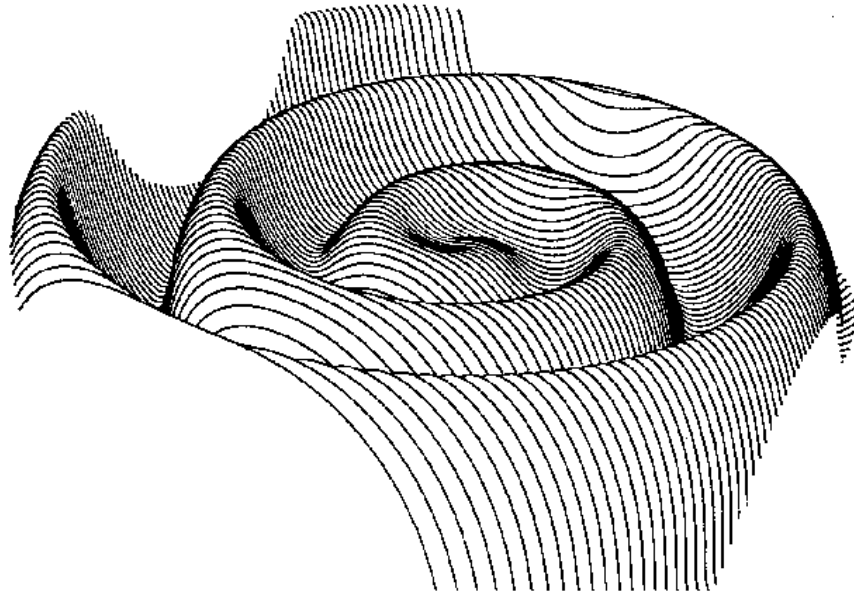


Figura 2.1. Representación esquemática de la hoja de corriente heliosférica, donde se muestra la naturaleza ondulante del campo magnético interplanetario causada por la ligera inclinación del eje magnético solar respecto al su eje de rotación. Tomada de [21].

Las escalas espaciales que estudia el Clima Espacial varían desde cientos de miles de kilómetros hasta unos cuantos kilómetros. De igual forma, las escalas temporales que se estudian en el Clima Espacial van desde miles de años hasta unos cuantos segundos. Algunas perturbaciones, en distintas escalas de tiempo, son provocadas por los siguientes fenómenos [22]:

- segundos: eventos de partículas solares
- minutos: fulguraciones
- días: eyecciones de masa coronal y regiones de interacción corrotante
- 27 días: rotación solar
- ~11 años: ciclo solar
- ~100 años: ciclo de variación en el número de manchas solares
- 10^4 - 10^5 años: cambios cuasi-periódicos de la órbita terrestre

En este trabajo, nos enfocaremos únicamente en los eventos que suceden en el orden de segundos a días, donde el factor de cambio determinante del Clima Espacial son los eventos energéticos solares, los cuales se describirán más adelante. Entre las distintas repercusiones que pueden ocasionar estos fenómenos a nivel global, las tormentas geomagnéticas son las más

severas y por lo tanto los índices que describen al campo geomagnético son una evidencia del grado de perturbación del Clima Espacial.

De los principales parámetros del viento solar (velocidad, densidad, temperatura y magnitud del campo magnético), la orientación del CMI, particularmente la componente sur (B_z), juega un papel clave en la interacción entre el viento solar y la magnetosfera, pues su presencia propicia la reconexión magnética con el campo geomagnético en el lado día de la magnetósfera.

2.1.1. RECONEXIÓN MAGNÉTICA

Casi todo el universo se encuentra en forma de plasma acompañado de un campo magnético. Cuando este último se tuerce o deforma, las líneas de campo pueden romperse y reconectarse rápidamente, convirtiendo energía magnética en calor, energía cinética y aceleración de partículas. La reconexión magnética permite liberar tal magnitud de energía debido a la conductividad eléctrica finita del plasma que permite que las líneas de campo magnético tengan una difusión relativa al plasma, así como la disipación de la energía magnética que causa el calentamiento del plasma. Este proceso es sumamente efectivo en las hojas de corriente, regiones donde líneas de campo magnético tienen direcciones opuestas.

A pesar de la evidencia empírica de este fenómeno, la física detrás de él aún no se encuentra del todo clara. La principal razón se debe a la alta conductividad eléctrica de los plasmas en el espacio, que repercute en escalas de tiempo para la disipación mucho mayores a las observadas. Para demostrar este problema, partiremos primero de un modelo de disipación magnética simple. Recordemos las ecuaciones de Maxwell:

$$\nabla \cdot \mathbf{B} = 0 \dots (2.1)$$

$$\nabla \cdot \mathbf{E} = \frac{\rho_e}{\epsilon_0} \dots (2.2)$$

$$\nabla \times \mathbf{E} = -\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} \dots (2.3)$$

$$\nabla \times \mathbf{B} = \mu_0 \mathbf{J} \dots (2.4)$$

donde μ_0 es la permeabilidad magnética en el vacío. También utilizaremos la Ley de Ohm:

$$\mathbf{J} = \sigma(\mathbf{E} + \mathbf{v} \times \mathbf{B}) \dots (2.5)$$

donde σ es la conductividad eléctrica del plasma. Despejando \mathbf{E} de (2.5) y sustituyéndolo en la ecuación (2.3)

$$\nabla \times \left(\frac{\mathbf{J}}{\sigma} - \mathbf{v} \times \mathbf{B} \right) = -\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} \dots (2.6)$$

Si despejamos \mathbf{J} de la ecuación (2.4) y la sustituimos en (2.6) obtenemos

$$\nabla \times \left(\frac{\nabla \times \mathbf{B}}{\sigma \mu_0} - \mathbf{v} \times \mathbf{B} \right) = -\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} \dots (2.7)$$

que, reescribiendo, utilizando las propiedades del rotacional queda

$$\nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) - \frac{\nabla \times (\nabla \times \mathbf{B})}{\sigma \mu_0} = \frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} \dots (2.8)$$

Usando la identidad $\nabla \times (\nabla \times \mathbf{B}) = \nabla(\nabla \cdot \mathbf{B}) - \nabla^2 \mathbf{B}$ y recordando que $\nabla \cdot \mathbf{B}$ siempre es igual a cero, obtenemos la ecuación de difusión

$$\nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) + \frac{1}{\sigma \mu_0} \nabla^2 \mathbf{B} = \frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} \dots (2.9)$$

Para obtener el tiempo que requiere un campo magnético para difundirse en una región donde el medio tiene una conductividad eléctrica finita, supongamos que el plasma se encuentra en reposo, $\mathbf{v} = 0$, con lo que (2.9) resulta

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} - \frac{1}{\sigma \mu_0} \nabla^2 \mathbf{B} = 0 \dots (2.10)$$

Con esta ecuación podemos estimar el orden de magnitud $\partial \mathbf{B} / \partial t \sim B/\tau$, donde τ es el tiempo de difusión característico y $\nabla^2 \mathbf{B} \sim B/L^2$ donde L es la escala del sistema

$$\frac{B}{\tau} \approx \frac{1}{\sigma \mu_0} \frac{B}{L^2} ; \quad \tau \approx \sigma \mu_0 L^2 \dots (2.11)$$

Utilizando los valores típicos observados en una fulguración solar: $\sigma = 10^{-3} T^{3/2}$ siemens m^{-1} (donde $T = 2 \times 10^6$ K), $L = 10^7$ m y $B = 0.03$ nT, encontramos que el tiempo de disipación es del orden de 10^7 años, cuando en la realidad en las fulguraciones es del orden de minutos a unas cuantas horas.

A raíz de esto han surgido diferentes modelos que plantean las condiciones físicas que podrían solucionar este problema, siendo el modelo de Sweet-Parker el mejor candidato hasta el momento. Este modelo propone una configuración como la que se muestra en la Figura 2.2, donde las líneas de campo magnético con dirección opuesta convergen hacia el eje x con una velocidad v y a lo largo de este eje se revierten. La hoja de corriente se encuentra a lo largo del eje z y se considera infinita.

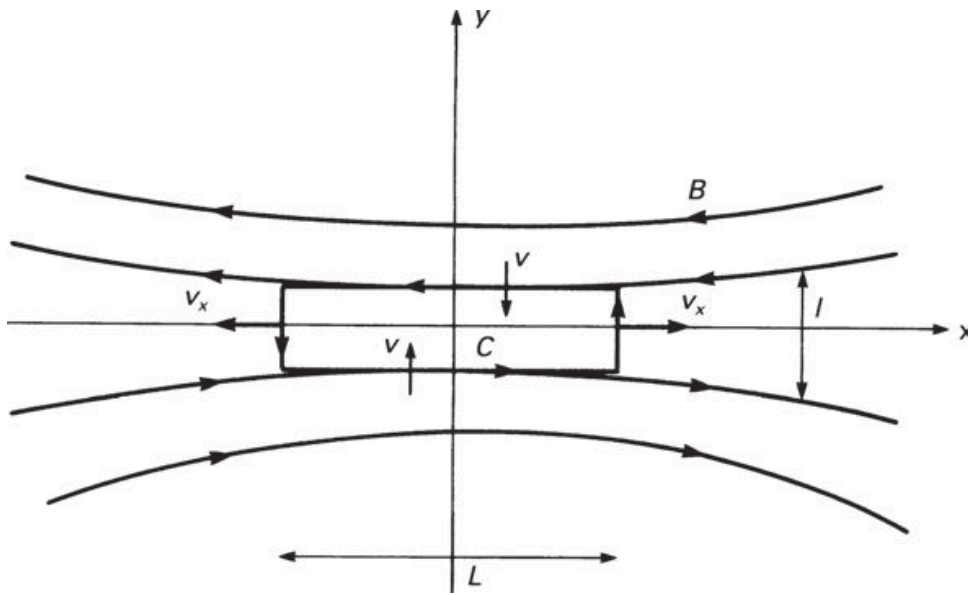


Figura 2.2. Ilustración del proceso de reconexión magnética de acuerdo con el modelo Sweet-Parker. La componente B_x del campo magnético revierte su dirección a lo largo del eje x , causando una alta densidad de corriente en la dirección z . Por convección, las líneas del campo magnético se desplazan por el eje y hacia la hoja neutra y esto es balanceado por el flujo externo de material a lo largo del eje x . Las dimensiones de esta región también se representan. Tomada de [23].

Por conservación de masa en estado quieto, la entrada plasma y campo magnético es balanceada por un flujo saliente a lo largo de la dirección $\pm x$. A partir de un circuito cerrado alrededor de la región de disipación, se calcula la tasa a la que la energía del campo magnético es liberada por disipación óhmica y la escala de tiempo en la que ocurre. Con las consideraciones correspondientes, se obtiene que la velocidad de reconexión esta dada por

$$v_r = \left(\frac{4}{\sigma \mu_0 L} v_A \right)^{1/2} \dots (2.12)$$

donde $v_A = B / (\mu_0 \rho)^{1/2}$ es la velocidad de Alfvén, cuyo valor representativo durante una fulguración es $v_A = 7 \times 10^6 \text{ m s}^{-1}$. Con el cálculo de v_r y la longitud característica L , se obtiene

que el tiempo característico de disipación del orden de un año. Si el lector desea profundizar en los detalles de este modelo se recomienda ver [24]. Este resultado aún es bastante alejado a la realidad, pero sienta las bases para modelos actuales mucho más complejos.

2.1.2. FULGURACIONES

Una fulguración, o ráfaga solar, se trata de una súbita liberación de energía que se caracteriza por la emisión de radiación electromagnética en todas las longitudes de onda y visiblemente por un abrigantamiento en el disco solar. La energía liberada durante una fulguración va desde 10^9 J y llega a alcanzar hasta 10^{25} J en una escala de tiempo muy corta, del orden de unos cuantos minutos. La serie de fenómenos físicos que desencadenan una fulguración aún no están bien descritos, pero se sabe que la reconexión magnética es la que les da lugar y se presenta sobre regiones activas del Sol. En estas regiones, las líneas del campo magnético solar se “tuercen” por acción de la rotación diferencial hasta el punto donde puede suceder la reconexión magnética, a través de la cual el sistema alcanza una configuración de menor energía, acelerando las partículas que se encuentran en la zona de reconexión hasta velocidades relativistas.

A partir del tipo de radiación emitida durante este fenómeno, se han podido identificar tres fases: comienza con una fase precursora que dura entre 10-30 minutos, donde incrementa la energía libre, emitiendo rayos X suaves y EUV principalmente. Posteriormente se encuentra la fase impulsiva, cuando ocurre la reconexión magnética, con una duración de 10-1000 segundos y en la que predomina la emisión de rayos γ , rayos X duros y microondas. Finalmente, durante la fase gradual las partículas aceleradas excitan, en su viaje, a las partículas de la atmósfera solar que encuentren, las cuales radian el exceso de energía.

Las fulguraciones se clasifican con base en el pico de radiación de rayos X (0.1-0.8 nm) detectado por el satélite GOES que orbita la Tierra. Se definen 5 clases que indican la magnitud del flujo de energía: A, B, C, M y X, que corresponden a flujos de 10^{-8} , 10^{-7} , 10^{-5} y 10^{-4} W m⁻² respectivamente

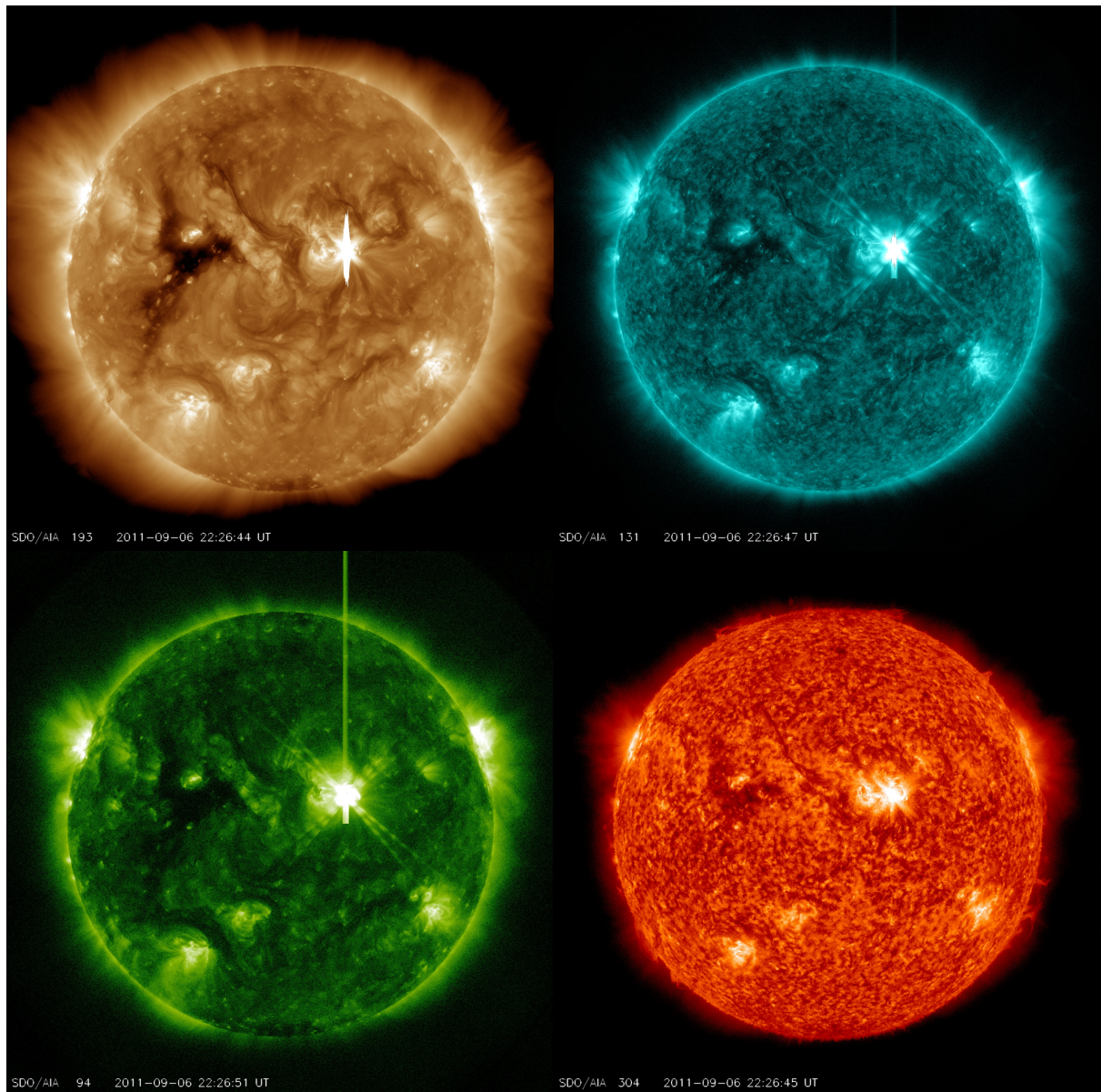


Figura 2.3. Fulguración ocurrida el 6 de septiembre del 2011, de clase X2.1, captada por el satélite SDO (Solar Dynamics Observatory) a diferentes longitudes de onda del UV. Imágenes obtenidas de [25].

De esta manera, una fulguración de magnitud C9 indica una intensidad de $9 \times 10^{-5} \text{ W m}^{-2}$. La fulguración más intensa registrada desde la implementación de instrumentos modernos a bordo de naves espaciales ocurrió el 4 de noviembre del 2003 y se estima fue de clase X28 [26].

Las repercusiones de una fulguración sobre la Tierra son casi inmediatas debido a los fotones liberados, que llegan a la Tierra en ~ 8 minutos. Las emisiones de Rayos X, extremo ultravioleta

(EUV) y ultravioleta (UV) ionizan la atmósfera terrestre del lado día y provocan el calentamiento y expansión instantánea de la misma, modificando su composición química, especialmente en la cantidad de ozono. Esto se puede traducir en serias consecuencias en la operación de satélites de órbita baja, pues se incrementa el arrastre de las naves espaciales, causando dificultades en su rastreo y, en situaciones más extremas, su reingreso. Por otro lado, los rayos X duros pueden dañar la electrónica de los satélites de comunicación [22].

2.1.3. EYECCIONES DE MASA CORONAL (EMC)

Se trata del fenómeno eruptivo de mayor magnitud que ocurre en la atmósfera solar y, por consiguiente, el de mayores repercusiones sobre el medio interplanetario. Cuando ocurre una EMC, inmensas cantidades de material solar (10^{12} kg en promedio) son eyectados hacia el espacio interplanetario en cuestión de unos cuantos días. Esta burbuja de plasma eyectada transporta líneas de campo magnético y alcanzan velocidades promedio de 300-550 km/s; sin embargo, se han llegado a observar CME con velocidades de hasta 2000 km/s [2].

Al igual que las fulguraciones, la cadena de procesos que dan origen a las EMC aún son objeto de estudio. No obstante, se ha establecido que la reconexión magnética producto del torcimiento y de la creación de lazos de las líneas del campo magnético solar es la que rige su desarrollo. Dicho esto, no debe suponerse que la aparición de una fulguración significa que sucederá una EMC. Si bien se han observado grandes fulguraciones acompañadas de EMC, se trata de fenómenos independientes.

Las EMC más veloces llegan a exceder la velocidad del sonido y de Alfvén del medio, el viento solar. Cuando esto ocurre, se genera una onda de choque al frente de la estructura, la cual puede acelerar a las partículas que encuentre a su paso hasta altas energías y causar daños a satélites. La presencia de una onda de choque frente a una EMC, junto con parámetros como su velocidad, dirección y la configuración de las líneas de campo magnético que van congeladas en ella determinarán el impacto que tendrá una EMC sobre la Tierra. En el capítulo 3 veremos que cuando una EMC tiene las líneas de campo magnético direccionadas hacia el sur, llamada componente Bz, ocurren las tormentas geomagnéticas.

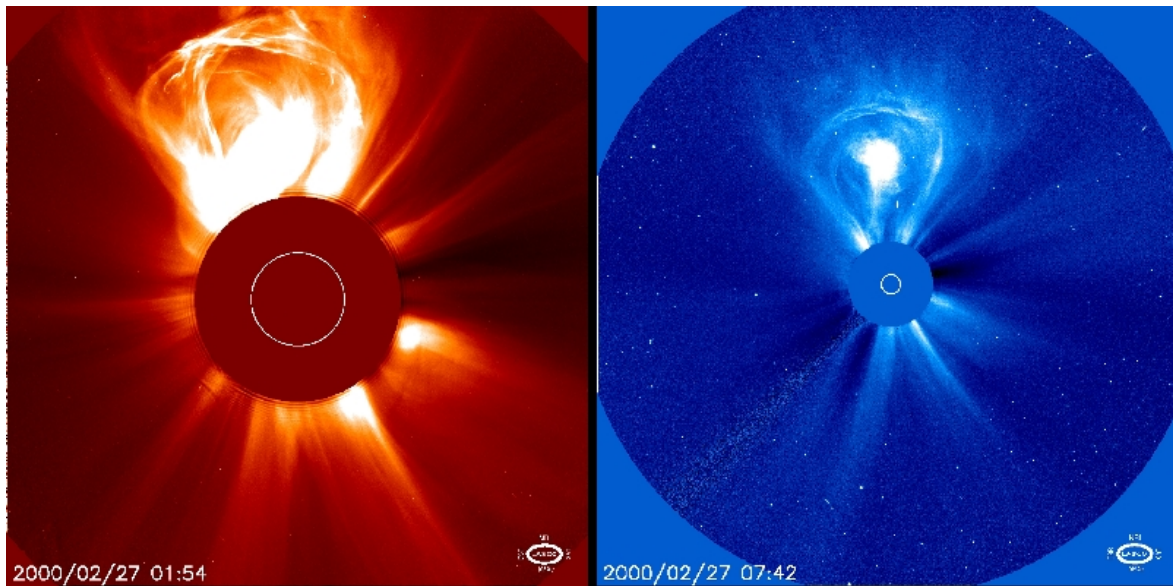


Figura 2.4. Eyección de masa coronal ocurrida el 27 de febrero del 2000, detectada por el satélite SOHO (Solar and Heliospheric Observatory). Las imágenes corresponden al coronógrafo LASCO C2 y C3 (1.5-6 radios solares y 3.7-30 radios solares, respectivamente). Imágenes obtenidas de [27].

2.1.4. REGIONES DE INTERACCIÓN CORROTANTE (RIC)

Se presentan cuando flujos de viento solar de alta velocidad (>500 km/s), procedentes de hoyos coronales, alcanzan el viento solar de baja velocidad en su viaje hacia el medio interplanetario [22]. Los hoyos coronales son regiones en el Sol que presentan una considerable menor densidad respecto a sus alrededores y se caracterizan por tener líneas de campo magnético con una sola polaridad, o “abiertas”, ya sea hacia adentro o hacia fuera del Sol y extendiéndose hacia el medio interplanetario. Se pueden reconocer estas regiones ya que emiten menos radiación electromagnética que sus alrededores; en particular, con un filtro de rayos X se aprecia como un área negra. Debido a la configuración del campo magnético solar, durante periodos alrededor de la fase descendente y el mínimo de actividad solar estas regiones generalmente se limitan latitudes cercanas a los polos, mientras que alrededor del máximo solar se pueden presentar a en cualquier latitud y son de menor tamaño, como se muestra en la Figura 2.5.

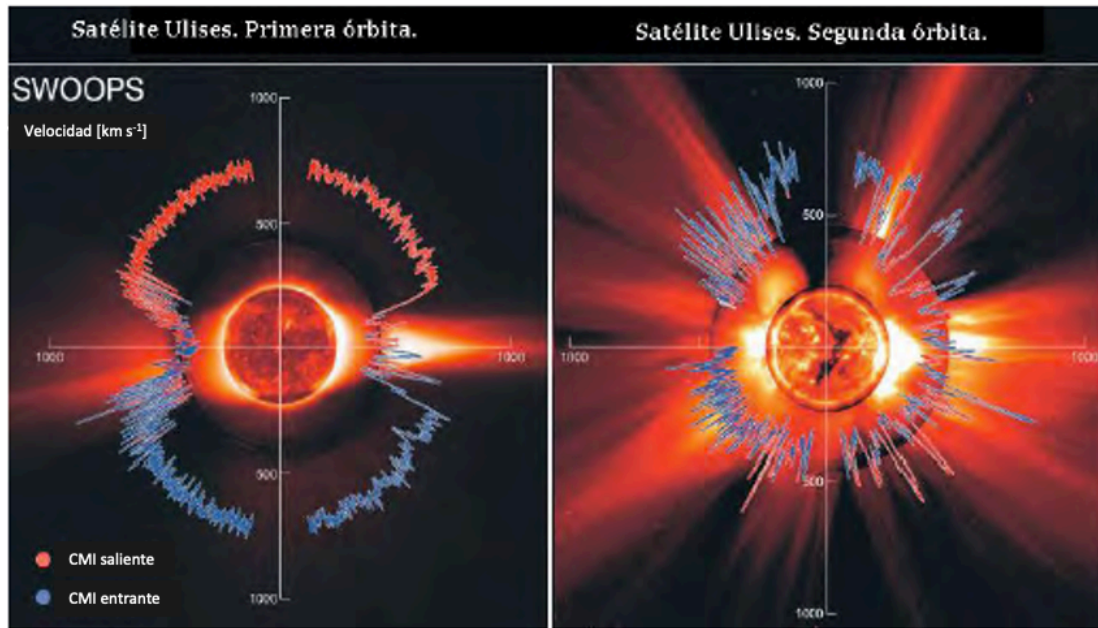


Figura 2.5. Se muestran las mediciones de la velocidad del viento solar obtenidas por el satélite Ulises durante el mínimo del ciclo solar (1995) del lado izquierdo y en el máximo (2001) del lado derecho, en función de la latitud del Sol. Para efectos de una mejor presentación, se incluye de fondo una imagen del disco solar con un filtro UV, así como la corona solar en luz blanca. Se observa que durante el mínimo solar los hoyos coronales se limitan a los polos, donde las líneas de campo magnético están abiertas y permiten la salida de flujos de viento solar rápido y de baja densidad. En el máximo solar, hoyos coronales de baja latitud generan una variedad de velocidades de viento solar. Tomada de [28].

En la interfaz del encuentro entre ambos flujos se produce una compresión gradual del plasma, incrementando la densidad en la región del viento solar lento. Por otra parte, la región que va dejando detrás este flujo de viento solar rápido no puede alcanzar a ser cubierta por el viento solar de baja velocidad y se puede observar un decremento en la densidad; la región donde sucede esto se le conoce como rarefacción, Figura 2.6. Estas estructuras se pueden reconocer en las mediciones de los satélites por un brusco aumento en la velocidad y campo magnético del viento solar que puede durar varios días. Si la configuración de la corona solar es estable, se repite un patrón de RICs cada que el Sol rota (~ 27 días) y de ahí el nombre de este fenómeno.

Las zonas de compresión y rarefacción pueden venir acompañadas de choques magnetohidrodinámicos, especialmente más allá de ~ 2 UA donde las RICs se encuentran más desarrolladas [29]. Estos choques pueden llegar a presentarse a 1 UA y tienden a presentar pequeños y fluctuantes incrementos de la componente sur del CMI (B_z).

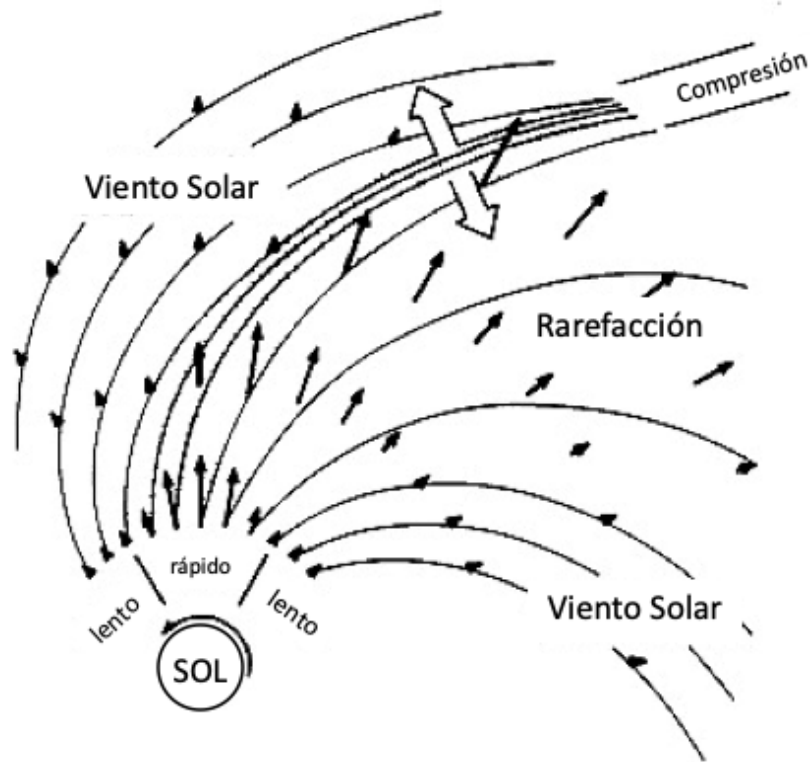


Figura 2.6. Representación de la formación de una RIC y las estructuras que se forman. Las líneas de campo magnético del viento solar lento son más curvadas mientras que las del flujo rápido más radiales. Tomada de [2].

Cuando la ocurrencia de EMC es baja o nula, alrededor del mínimo solar, las regiones de interacción corrotantes son la principal causa de actividad geomagnética. Debido a la alta turbulencia sobre el campo magnético que produce este fenómeno, los intervalos de reconexión que causan las tormentas geomagnéticas, a diferencia de las EMC, son intermitentes y de menor duración. Esto repercute en una inyección de partículas y energía esporádica hacia la magnetosfera.

2.2. TORMENTAS GEOMAGNÉTICAS

Se define como una perturbación prolongada del campo geomagnético, cuya principal característica es un decrecimiento importante en su intensidad en superficie de decenas o centenas de nT ($1 \text{ nT} = 1\gamma = 10^{-5} \text{ G}$) con una duración de entre algunas horas y hasta varios

días. Dentro de una tormenta geomagnética se identifican las siguientes etapas fenomenológicas [30]:

- ❖ *Ascenso súbito* - se caracteriza por un incremento en la intensidad de la componente horizontal H del campo geomagnético. Este incremento generalmente es de 20-30 nT, pero puede alcanzar valores entre 50-100 nT. El tiempo que tarda en incrementarse es de escasos minutos, y es más intenso en regiones ecuatoriales.
- ❖ *Fase inicial* - comprende el intervalo de tiempo después del ascenso súbito en el que los valores de la componente H son mayores que los habituales. Esta fase típicamente dura entre 2-8 horas.
- ❖ *Fase principal* - al concluir la fase inicial, los valores de H decrecen hasta alcanzar valores negativos que, en los casos más comunes, van de -50 a -100 nT. En casos extremos este decrecimiento puede ser mucho mayor, alcanzando valores por debajo de -250 nT.
La fase principal tiende a ser ruidosa, es decir, a presentar excursiones positivas o negativas de amplitud importante y de poca duración.
- ❖ *Fase de recuperación* - se presenta cuando H deja de tener una tendencia decreciente y comienzan a regresar a sus valores no perturbados. Generalmente el tiempo que toma es de 12-24 horas.

En la Figura 2.7 se muestran las fases de una tormenta geomagnética. Cabe mencionar que hay ocasiones en las que el ascenso súbito, y por lo tanto la fase inicial, no ocurren. De la misma manera, podemos encontrar ascensos súbitos que no preceden a una tormenta geomagnética. El ascenso súbito se debe a un incremento de las corrientes Chapman-Ferraro y su acercamiento a la Tierra. La presión dinámica que imprime la perturbación del viento solar hacia la magnetosfera la empuja del lado día hacia la superficie terrestre, provocando que las corrientes Chapman-Ferraro incrementen y con esto la presión magnética magnetosférica, en busca de oponerse a la perturbación. La dirección de estas corrientes es tal que causa un incremento en el campo geomagnético que es detectado del lado día a bajas latitudes y cerca de la superficie.

Este incremento dura varios minutos u horas hasta que el anillo de corriente se intensifica y comienza la fase principal.

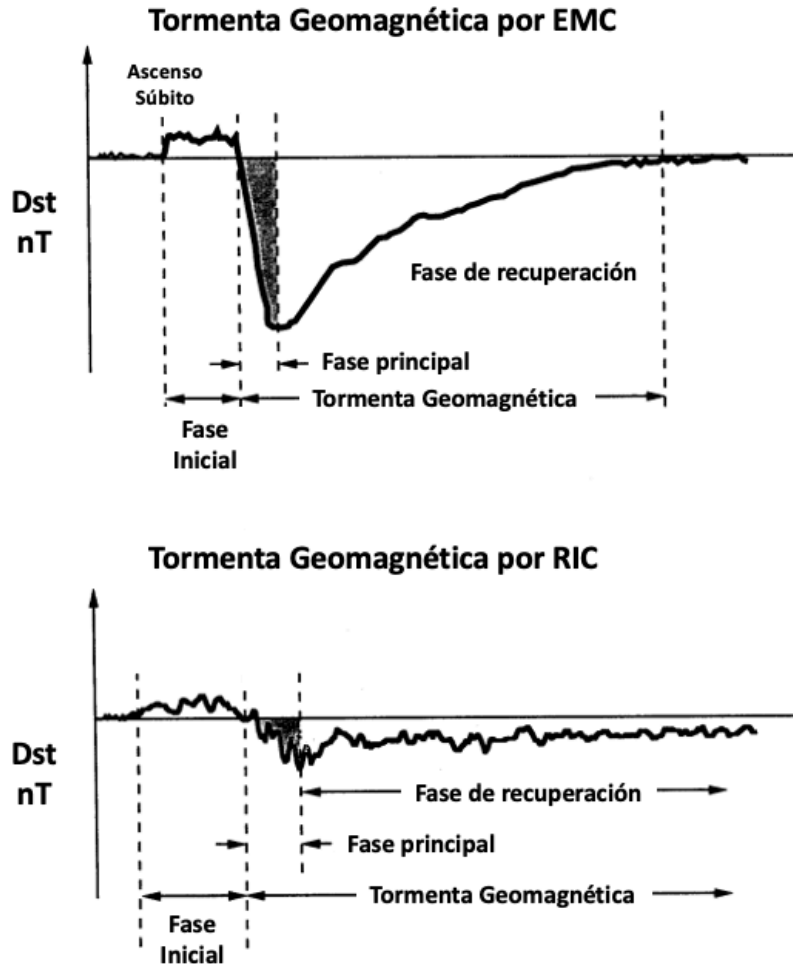


Figura 2.7. En el panel superior se muestra una tormenta geomagnética provocada por una EMC, la cual causó un ascenso súbito previo al resto de las fases. En el panel inferior una tormenta geomagnética causada por una RIC, la cual no presentó un ascenso súbito. Ambas gráficas se hicieron con base el índice Dst. Generalmente, las EMC perturban de manera mas intensa al campo geomagnético. Modificada de [31].

Las tormentas geomagnéticas son manifestaciones de una serie de fenómenos físicos dentro de la magnetósfera terrestre que involucran sistemas de corrientes dentro de la magnetosfera, como es la corriente de la magnetopausa, la corriente de la magnetocola, las corrientes alineadas al campo y el anillo de corriente. A pesar de que el mecanismo que desencadena estos fenómenos sigue siendo objeto de estudio, el más aceptado hasta el momento es el de la reconexión magnética. Propuesto por Dungey [32], la reconexión magnética en el lado día de la magnetosfera ha demostrado ser el principal motor de cambio en la estructura y dinámica de

la misma. Cuando ocurre, líneas abiertas de campo geomagnético (ahora conectadas con el viento solar) y flujos de plasma magnetosférico son arrastrados hacia la magnetocola por acción de la presión dinámica del viento solar, donde se va acumulando energía en forma de presión magnética a lo largo de la hoja de corriente, fenómeno conocido como convección. Cuando la presión es muy alta en esta región, se produce nuevamente una reconexión magnética y se libera la energía, acelerando a las partículas allí presentes fuera y hacia regiones internas de la magnetosfera, llegando hasta el anillo de corriente, Figura 2.8.

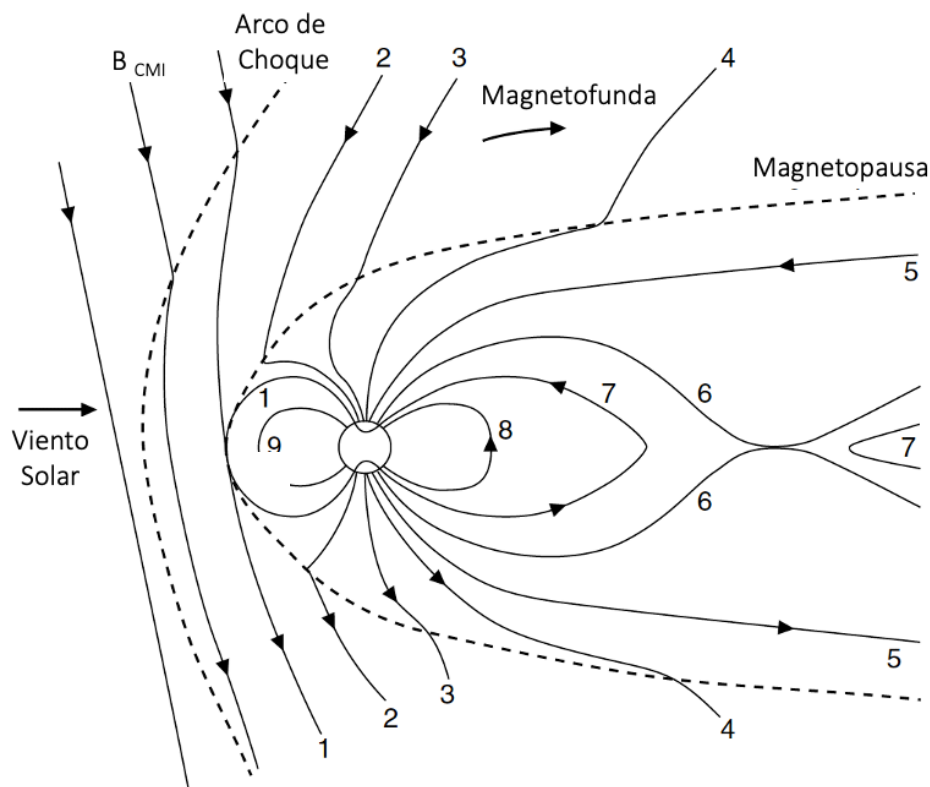


Figura 2.8. Vista meridional de la magnetosfera terrestre. Se muestra la reconexión magnética en el lado día entre el CMI apuntando hacia el sur y el campo geomagnético (1). Al tener un extremo unido al viento solar, las líneas de campo geomagnético de ambos hemisferios son arrastradas hacia el lado noche, pasando por los polos (2, 3 y 4). Conforme se van agrupando en el lado noche, comienzan a formar parte de la magnetocola (5) y poco a poco convergen hacia la hoja de plasma (6). Aquí, las líneas del lado norte y del lado sur tienen direcciones opuestas, favoreciendo nuevamente la reconexión magnética. En este caso se forman dos nuevas líneas, una unida a la Tierra y la otra al viento solar (7), donde la primera se desplaza hacia la magnetosfera interna (8). Adaptada de [33].

Estos iones y electrones, con energías entre 10-300 keV, intensifican dicha corriente de tal manera que producen un campo magnético que se opone al campo geomagnético global. Después de un tiempo, estas partículas escapan de la magnetosfera por convección o bien

pierden energía por procesos como colisiones, interacciones onda-partícula e intercambio de cargas y la corriente eléctrica se va restableciendo, causando la fase de recuperación.

Otra consecuencia de las tormentas geomagnéticas es el rápido abrigamiento y expansión del óvalo auroral en ambos hemisferios. También, en muchos de los eventos los cinturones de radiación se intensifican considerablemente, al grado de que en ocasiones la región interna del cinturón exterior se traslada hacia la Tierra y puede llegar a inundar al cinturón interno.

2.2.1. INDICES GEOMAGNÉTICOS

Como se mencionó anteriormente, las variaciones del campo geomagnético provocan variaciones en los sistemas de corriente de la magnetosfera, especialmente el anillo de corriente. Generalmente, estas corrientes se intensifican e inducen un campo magnético con una configuración opuesta al campo geomagnético, repercutiendo en una disminución en su intensidad.

El campo geomagnético tiene una dirección y magnitud en cada punto del espacio; para representarlo se utiliza un sistema de coordenadas cartesianas donde el eje X apunta hacia el norte geográfico, el eje Y hacia el este y el eje Z es vertical y positivo hacia dentro de la Tierra, como se muestra en la Figura 2.9.

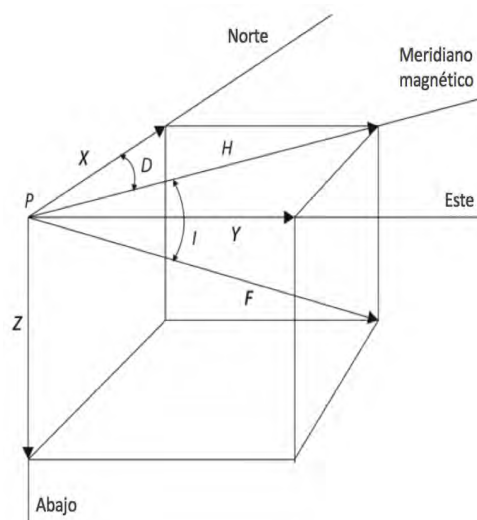


Figura 2.9. Elementos del campo geomagnético en un punto P sobre la superficie de la Tierra, donde F es la intensidad total del campo en ese punto y H es su componente horizontal sobre el plano X-Y. Tomada de [34].

En la superficie terrestre, las consecuencias del aumento en la corriente de anillo se perciben especialmente en la componente horizontal H del campo geomagnético. De esta manera, los principales índices geomagnéticos se basan en este hecho para caracterizar y cuantificar la magnitud de las variaciones geomagnéticas [35]. Los índices más comunes son:

- ❖ K - índice local cuasi logarítmico que mide las fluctuaciones en un rango de 3 horas de la componente horizontal H del campo geomagnético respecto a una curva establecida para un día quieto. El índice planetario K_p representa el promedio del índice K de 13 observatorios geomagnéticos entre 44° y 60° de latitud geomagnética norte y sur. La escala va de 0 a 9, donde valores de 0 a 4 significan muy poca actividad geomagnética y a partir de 5 comienza a considerarse una tormenta geomagnética. El valor de 9 se considera una tormenta geomagnética extrema.

- ❖ Disturbance Storm Time Dst - se calcula a partir de las variaciones en la componente horizontal H del campo geomagnético registradas en cuatro observatorios localizados entre 20° y 30° de latitud del ecuador geomagnético: Hermanus - Sudáfrica (34.40° S, 19.22° E), Kakioka-Japón (36.23° N, 140.18° E), Honolulu-EUA (21.32° N, 158.02° O) y San Juan - Puerto Rico (18.11° N, 66.12° O). Para su cálculo, los valores de tiempo quieto geomagnético y de la variación solar quieta (Sq) son sustraídos de los datos de cada observatorio y en función de su latitud geomagnética se aplica un factor de corrección. Posteriormente se toma un promedio de las cuatro estaciones y se da el valor en nT con resolución de 1 hora.

En territorio mexicano se cuenta con el Observatorio Magnético de Teoloyucan TEO, que forma parte del Servicio Magnético del Instituto de Geofísica de la UNAM. Se localiza en el Estado de México (19.74° N, 99.19° O). Sus mediciones funcionan como el parámetro de referencia absoluto para muchas investigaciones relacionadas con el campo geomagnético y exploraciones geofísicas en nuestro país, así como otras disciplinas afines [36].

En 2017, gracias a la colaboración entre el Laboratorio Nacional de Clima Espacial (LANCE) y el Servicio Magnético del instituto de Geofísica de la UNAM, se llevo a cabo el cálculo y calibración de un índice K local con los datos del Observatorio Magnético de Teoloyucan, y se le llamó K_{Mex} . Derivado del cálculo del índice K_{Mex} se obtienen los valores de dH . Estos índices

han probado ser consistentes con el índice Kp y Dst, respectivamente, y por lo tanto confiables para el análisis de eventos del Clima Espacial en territorio mexicano [37].

2.2.2. VARIACIONES EN LA RIGIDEZ UMBRAL DE LOS RC DURANTE TORMENTAS GEOMAGNÉTICAS

Como se menciona en la Sección 1.5, la rigidez umbral esta íntimamente relacionada con las condiciones del campo geomagnético, por lo que perturbaciones en este último causaran variaciones en la rigidez umbral en cada punto de la Tierra y en consecuencia variaciones en el flujo de rayos cósmicos detectados en superficie. Diversos estudios han tratado de determinar como es que cambia la rigidez umbral en cuanto a la actividad geomagnética. Estos han partido de distintos enfoques, ya sea a través de modelos que recrean las trayectorias de las partículas [38, 39] o mediante observaciones satelitales [40] o a nivel de superficie [41, 42].

En general, se ha llegado a la conclusión que de los parámetros que pueden determinar el nivel de perturbación geomagnética (velocidad y densidad del viento solar, intensidad del CMI, dirección del CMI e índices geomagnéticos), las variaciones en la rigidez umbral tienen una mayor correlación con el índice Dst, es decir, con el incremento de la corriente de anillo. Típicamente, la reducción de la rigidez umbral es máxima durante la fase principal de la tormenta geomagnética, donde la latitud umbral puede disminuir hasta 15° hacia el ecuador, exponiendo a las latitudes medias a radiación que antes no recibían y en los conos polares a incrementar el flujo al doble o al triple. Sin embargo, se han presentado eventos donde la reducción de la rigidez ocurre horas antes de que el Dst comience a disminuir. Este hecho llega a presentarse en consecuencia del incremento de la presión dinámica del viento solar, que causa el ascenso súbito de una tormenta geomagnética. Esta puede provocar un incremento o un decremento en la rigidez umbral, siendo el primer caso mas probable alrededor del mediodía de tiempo local y el segundo alrededor de la medianoche de tiempo local. Por otro lado, es importante tener en cuenta que estas perturbaciones son mas significativas en latitudes medias-altas, por lo que la mayoría de los estudios en el tema se enfocan en describir los cambios en la rigidez umbral en estas regiones.

El modelo más establecido para determinar las variaciones en la rigidez umbral es aquel elaborado por [38] en el cual se construye una red global de rigideces umbrales para predecir el flujo de RC y SEP's en la magnetosfera a partir de su espectro interplanetario observado. Para esto, se utiliza como base el modelo del campo geomagnético elaborado por Tsyganenko en 1989, conocido como T89. Este modelo describe la topología del campo magnetosférico parametrizado por un único indicador de actividad geomagnética, el índice Kp. A partir de los valores de rigidez umbral vertical para distintos puntos en el mundo en el modelo T89 y a diferentes valores del índice Kp, este modelo es capaz de predecir la transmisión de partículas energéticas a través de la magnetosfera y crear mapas globales de rigidez umbral con los valores perturbados, como el que se muestra en la Figura 2.10.

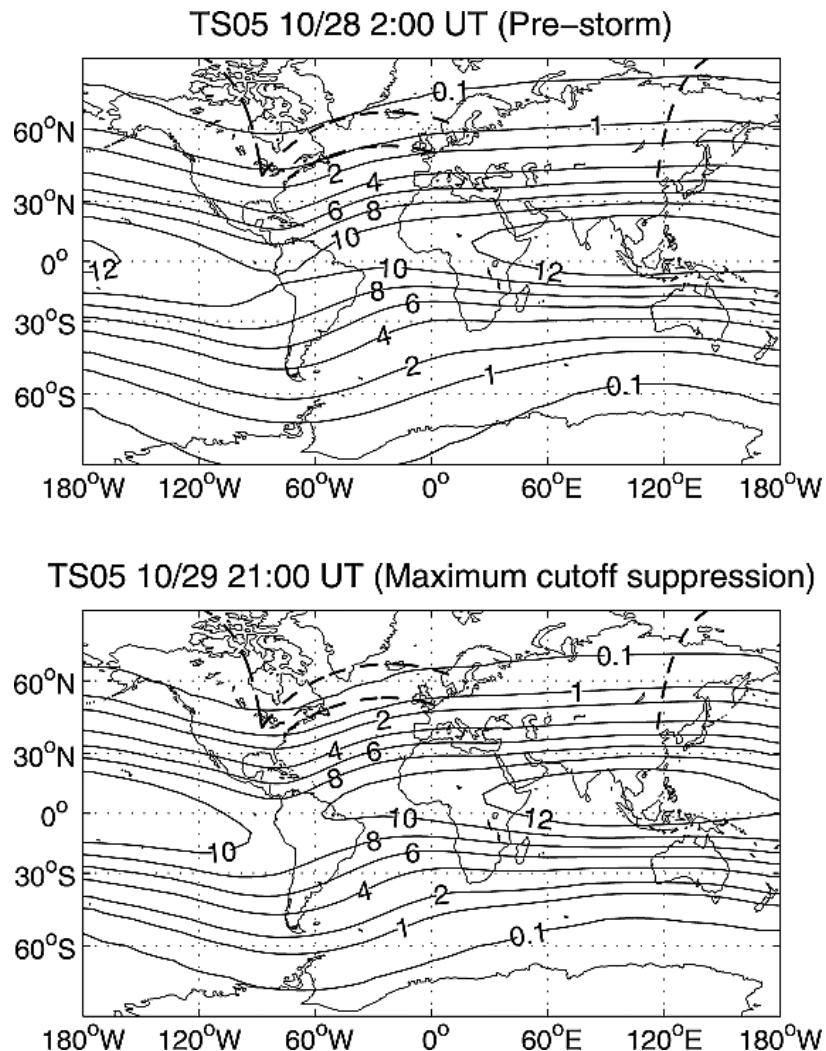


Figura 2.10. Mapa de las rigideces umbrales calculada a ~600 km de altitud para el 28 de octubre del 2003. La imagen superior muestra los valores previos a una tormenta geomagnética y la de abajo cuando la disminución de la rigidez umbral fue máxima (valores Kp = 9). Las líneas punteadas indican tres importantes rutas aéreas. Se aprecia el desplazamiento latitudinal de las isolíneas de rigidez umbral entre ambas imágenes, siendo más evidente en latitudes medias-altas [39].

Capítulo III
OBSERVATORIO
DE RAYOS
CÓSMICOS EN
SIERRA NEGRA

3.1. INTRODUCCION

El Observatorio de Rayos Cósmicos de Sierra Negra (ORC-SN), manejado por el grupo de rayos cósmicos del Instituto de Geofísica de la UNAM, esta constituido por tres detectores: un monitor de campo eléctricos atmosféricos Boltek EFM-100, el Telescopio de Neutrones Solares (TNS) y el Telescopio Centellador de Rayos Cósmicos (SciCRT).

Como dice su nombre, el ORC-SN se encuentra ubicado en la cima del volcán extinto de Sierra Negra (19.0° N, 97.3° O), en el estado de Puebla, cerca de la frontera con Veracruz. A pesar de verse opacada por el imponente Pico de Orizaba, Sierra Negra es la quinta cima más alta de México con una altura 4580 msnm y esta característica es la que la hace tan atractiva para la investigación científica. A parte del ORC-SN, en este lugar se encuentran instalados otros equipos y detectores de distintos proyectos, tanto nacionales como internacionales, como es el caso del Gran Telescopio Milimétrico.

3.2. TELESCOPIO DE NEUTRONES SOLARES

El Solar Terrestrial Environment Laboratory (STELab) de la Universidad de Nagoya, Japón, desarrolló una serie de telescopios de neutrones solares con el objetivo de detectar neutrones solares y el fondo de rayos cósmicos. Para esto, instalaron los telescopios alrededor del mundo de forma estratégica, asegurándose de que se cumplieran dos condiciones: cercanía al ecuador para estar expuesto el mayor tiempo posible al Sol y donde la rigidez umbral es mayor, eliminando en lo posible la influencia de protones poco energéticos. La segunda fue la altura del telescopio, buscando localizaciones de alta montaña, con lo que la cantidad de materia con la que interaccionan los neutrones solares y RC en su entrada a la atmósfera es menor. La distribución de la red mundial de telescopios de neutrones solares se muestra en la Figura 3.1 y las características específicas de cada uno en la Tabla 3.1.



Figura 3.1. Red mundial de Telescopios de Neutrones Solares. La distribución longitudinal está diseñada para tener observaciones del Sol en todo momento [43].

Tabla 3.1. Se muestra las coordenadas geográficas, geomagnéticas y altura de instalación de la red mundial de Telescopios de Neutrones Solares, así como el área que abarca cada uno y la fecha en la iniciaron operaciones.

Localización: Región y País	Coordenadas Geográficas	Coordenadas Geomagnéticas	Altura msnm	Área m ²	Fecha de inicio de operación
Sierra Negra, México	19° N, 97.3° O	27.38° N, 26,35° O	4580	4	Noviembre 2003
Aragats, Armenia	44.2° N, 40.5° E	39.73° N, 120.72° E	3200	4	Febrero 2003
Yangbajing, China	30° N, 90.5° E	20.8° N, 164.42° E	4300	9	Septiembre 1999
Gonergrat, Suiza	46° N, 7.8° E	46.57° N, 90.29° E	3135	4	Enero 1998
Mauna Kea, EE. UU.	19.8° N, 156.3° O	20.45° N, 87.05° O	4200	8	Abril 1997
Norikura, Japón	36.1° N, 137.5° E	27.66° N, 152.63° E	2770	64	Octubre 1996
Chacaltaya, Bolivia	16.2° S, 68° O	6.72° S, 4.53° O	5250	4	Septiembre 1992

3.2.1. TELESCOPIO DE NEUTRONES SOLARES EN SIERRA NEGRA (TNS-SN)

Este detector fue instalado en marzo de 2003 en una colaboración entre el STELab de la Universidad de Nagoya, Japón y el Instituto de Geofísica de la UNAM, siendo el más reciente de la red mundial de Telescopios de Neutrones Solares. Comenzó a operar en Julio de 2004 y desde entonces ha estado registrando datos continuamente [44]. Un esquema del detector se muestra en la Figura 3.2.

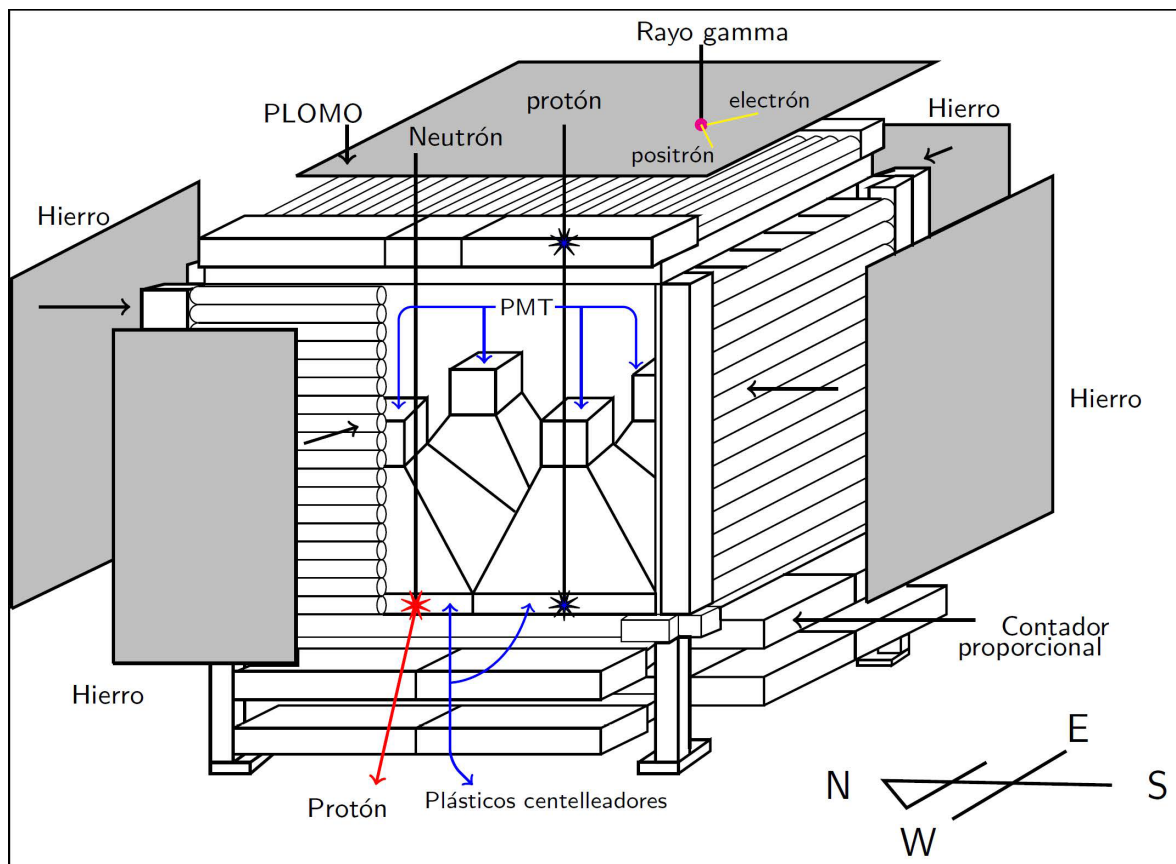
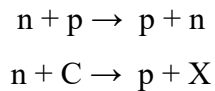


Figura 3.2. Diagrama del TNS-SN, donde se aprecian los plásticos centelleadores, los contadores proporcionales y las coberturas de hierro y plomo que escudan al detector. Tomado de [28].

3.2.2. ARREGLO Y PRINCIPIO DE DETECCIÓN DEL TNS-SN

El detector cuenta con cuatro plásticos centelladores (PC) de 1m x 1m x 0.3 m cada uno, hechos de poliestireno (C₈H₈). Cuando un neutrón interacciona con los núcleos de hidrógeno y carbono se producen protones mediante las siguientes reacciones:



A primera aproximación, los protones producidos adquieren una energía proporcional a la de los neutrones incidentes. Estos protones viajan por el PC excitando y ionizando otros átomos, los cuales al desexcitarse emiten fotones. Toda la luz emitida, que es proporcional a la energía cinética perdida por el protón en su paso por el plástico, es medida con discriminadores de altura de pulso conectados a los fotomultiplicadores (PMT's) ubicados sobre cada uno de los PC. Posteriormente, la señal es discriminada en cuatro niveles dependiendo de la energía depositada: $E \geq 30$ MeV, $E \geq 60$ MeV, $E \geq 90$ MeV y $E \geq 120$ MeV, con una razón de conteo de 10 segundos. A su vez, también toda la radiación cósmica cargada incidente (protones secundarios, muones y electrones) provocará una señal, por lo que para diferenciar a las partículas cargadas de la radiación (p^+ , e^\pm , μ^\pm , etc.) se encuentran contadores proporcionales (CP) alrededor de los PC en la parte superior y a los lados, los cuales solo detectan partículas cargadas.

Los CP son tubos rellenos de gas a presión y constituidos por un alambre delgado que cruza un cilindro de metal, pero aislado de este; además, entre el tubo y el alambre hay un alto voltaje (1200 V). Cuando una partícula cargada penetra el tubo, logra ionizar el gas; los iones producidos son acelerados por el voltaje presente y generan un pulso de corriente eléctrica, que es registrado por el sistema. Luego, mediante un sistema de anti-coincidencias electrónicas, es decir, comparando las señales de los PC y CP, se puede distinguir entre el flujo de partículas cargadas y neutras. Las partículas cargadas disparan dos señales (en el PC y CP), mientras que las partículas neutras disparan sólo una señal (en el PC).

Por debajo de los PC encontramos cuatro capas de CP con cinco tubos cada una para determinar la dirección de arribo de las partículas incidentes, dos en la dirección E-W y dos en la dirección N-S, divididas en cinco secciones y dando 25 canales direccionales con una dirección angular

de 15° . En este caso, también los protones producidos en los PC pueden detectarse. Para realizar las mediciones de la dirección de arribo, se utiliza un dispositivo lógico programable complejo. Finalmente, se utiliza una placa de Plomo de 0.5 cm de espesor en la parte superior del detector, donde 67% de los fotones incidentes se convierten en pares electrón-positrón, así como placas de Hierro del mismo grosor en los costados para el mismo propósito [44].

Las señales generadas por el detector son adquiridas por módulos especializados en física de partículas. Las operaciones analógicas de amplificación y discriminación de datos se realizan en módulos NIM (Nuclear Instrument Module) y los sistemas de anti-coincidencias, direcciones de arribo, conteo y transmisión de datos son realizados en módulos CAMAC (Computer Automated Measurement and Control) [45]. Por último, los datos finales se almacenan en un servidor, donde dependiendo de la naturaleza de las partículas y de la deposición de energía en los PC, se identifican distintos canales: para partículas cargadas encontramos los canales S1 ($E > 30$ MeV), S2 ($E > 60$ MeV), S3 ($E > 90$ MeV) y S4 ($E > 120$ MeV). Para las partículas neutras son S1_Anti ($E > 30$ MeV), S2_Anti ($E > 60$ MeV), S3_Anti ($E > 90$ MeV) y S4_Anti ($E > 120$ MeV). Por último, para las partículas detectadas por las cuatro capas de CP inferiores tenemos los canales Layer 1, Layer 2, Layer 3 y Layer 4. Un esquema del sistema de adquisición de datos se muestra en la Figura 3.3.

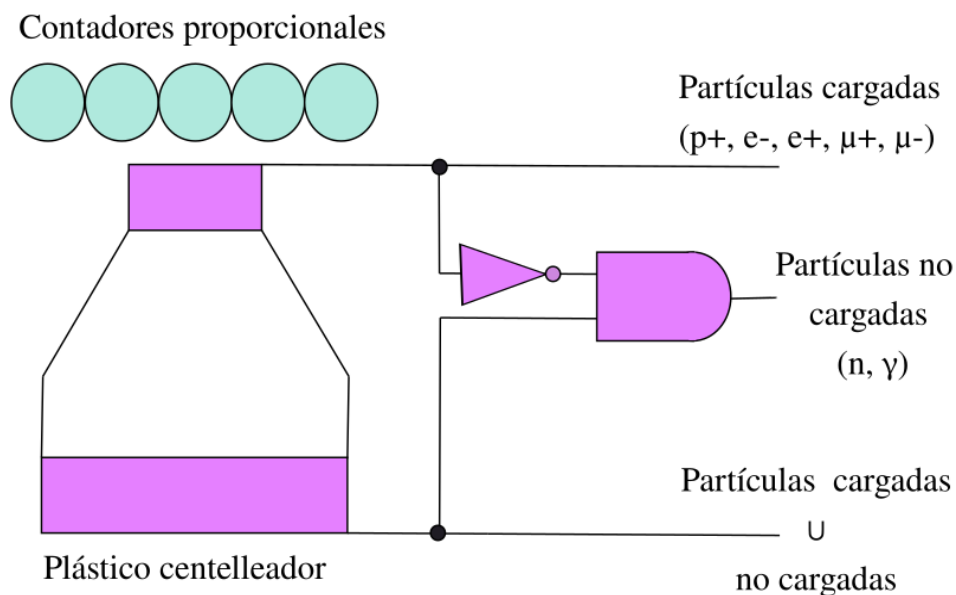


Figura 3.3. Sistema lógico de detección del TNS-SN donde se aprecia cómo se obtienen las señales de partículas cargadas y neutras a partir de la anti-coincidencia. Modificada de [46].

En cuanto a los neutrones solares, sabemos que no son desviados por los campos magnéticos y conservan su dirección de origen. Esto es importante, pues al determinar su dirección de arribo, podríamos discriminar entre neutrones solares y neutrones energéticos producidos por rayos cósmicos primarios en la atmósfera.

3.3. TELESCOPIO CENTELLADOR DE RAYOS CÓSMICOS (SciCRT)

Este detector, construido en 2003, fue originalmente creado para formar parte del experimento de neutrinos K2K (KEK-to-Kamioka), en Japón; en ese entonces era conocido como SciBar (Scintillator Bars). Su propósito era rastrear la trayectoria de partículas energéticas producidas en un acelerador de partículas, a partir de barras de plástico centellador. Operó para K2K de octubre del 2003 a noviembre del 2004. Posteriormente, fue utilizado como parte de otro experimento de neutrinos, el Booster del Fermi National Accelerator Laboratory (FNAL), en los Estados Unidos [47]. El SciBar tiene la capacidad de obtener una imagen tridimensional de la dirección de desplazamiento de las partículas (ya sea partículas con carga o neutras) y la energía que depositan en cada una de las barras que cruzan en su trayectoria.

Al concluir su propósito en el experimento del FNAL en 2011, el detector fue trasladado al Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica (INAOE), en México, para ser instalado en la cima del volcán Sierra Negra, donde comenzó a operar a partir de septiembre del 2013. Esta ubicación es óptima para observar neutrones solares principalmente por su altitud, que minimiza la atenuación de partículas en su paso por la atmósfera de la Tierra, y por su ubicación cercana al ecuador.

Durante su instalación, el detector se adecuó para también funcionar como un detector de muones, es decir, para medir la componente nucleónica del chubasco de partículas que provoca la radiación cósmica. De esta forma, se puede monitorear el comportamiento de los RC, lo que nos brinda información muy importante sobre fenómenos en el Clima Espacial. De este modo, el detector adquirió su nombre actual: SciBar Cosmic Ray Telescope, SciCRT.

3.3.1. ARREGLO DEL DETECTOR

Consiste en 14,848 barras de plástico centellador de $2.5\text{ cm} \times 1.3\text{ cm} \times 3\text{ m}$ cada una. El material del que están hechas es poliestireno, mezclado con los polímeros PPO (1%) y POPOP (0.03%); por último, tienen un revestimiento reflejante de TiO_2 de 0.25mm de espesor. Las barras están dispuestas de tal manera que se forman láminas. A su vez, estas láminas se apilan para formar capas; cada capa está compuesta de dos láminas ortogonales de 116 barras centelladoras respectivamente para medir la trayectoria de las partículas en dos direcciones, las coordenadas X y Y.

Cada una de las barras tiene un hueco de 1.8 mm de diámetro atravesándolo a lo largo, por donde pasa una fibra de 1.5 mm de diámetro que mide cambios de longitud de onda de la luz que es emitida en los plásticos centelladores. Esta fibra, llamada WLS-fiber (WaveLength Shifting fiber), tiene una longitud de atenuación de 350 cm en promedio, lo que no representa un problema dada la longitud de las barras. De un lado, 64 de estas fibras se juntan y conectan a un tubo fotomultiplicador multi ánodo, conocido como MAPMT por sus siglas en inglés (MultiAnode PhotoMultiplier Tube) mientras que, en el otro extremo, las fibras son recubiertas de pintura blanca para mejorar la eficiencia de detección de luz. Un esquema de este arreglo se muestra en la Figura 3.4.

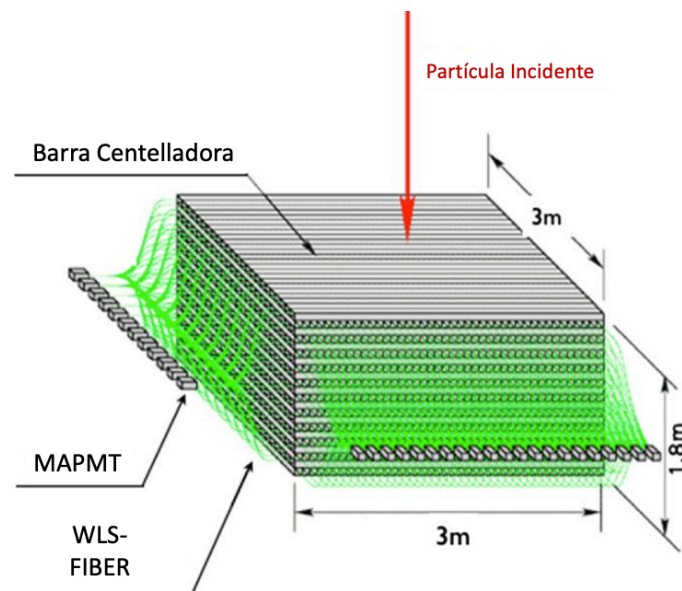


Figura 3.4. Vista esquemática del SciCRT. Se muestra de que manera están dispuestas las 14,848 barras centelladoras. Los fotones de centelleo generados por el paso de radiación cósmica pasan a través de la fibra WLS hacia el tubo fotomultiplicador MAPMT [48].

Para su instalación en Sierra Negra, se diseñó una estructura que consiste en 8 “Super Bloques” (SB) con 8 capas de barras centelladoras cada uno. La capa superior del SB1 y la capa inferior del SB8, o en otras palabras las capas más externas del detector funcionan como un telescopio de muones, así como para diferenciar las partículas cargadas de las neutras. Estas son llamadas capas de muones, y su sistema de adquisición de datos es independiente.

Los SB fueron construidos con vigas de acero tipo I de 5 mm de grosor y con tubos cuadrados de acero de 3.8 mm de grosor. Existe un espacio de 82 mm entre la superficie centelladora inferior de un SB y la superficie centelladora superior del SB que se encuentra debajo. El propio peso de las barras provoca que se pandee la parte inferior de un SB hasta unos cuantos centímetros; hecho que es despreciable en la reconstrucción de la trayectoria trazada por una partícula. A continuación, se muestra una imagen del detector y la estructura de los SB.



Figura 3.5. Imagen de la estructura de Super Bloques diseñada para la instalación del SciCRT en Sierra Negra [48].

El SciCRT ha estado operando continuamente desde septiembre del 2013 usando las capas de muones y los SB1-3.

3.3.2. SISTEMA DE ADQUISICIÓN DE DATOS

El sistema de adquisición de datos es el mismo que se desarrolló para el experimento K2K, el cual está compuesto de Front-End Boards (FEB) unidas a cada MAPMT. Luego, 8 sets de estos se conectan a una tarjeta de adquisición de datos (DAQ), la cual a su vez está conectada a una Trigger Board (TB). Cada FEB está compuesta de dos ASICs (Application Specific Integrated Circuit): VA32_HDR11 y TA32CG. Estos funcionan para multiplexar la altura del pulso de cada ánodo de los 64 canales del MAPMT y provocar una señal disparo más veloz. El VA32_HDR11 tiene preamplificadores para 32 canales de entrada y forma una curva lenta tipo gaussiana con un máximo de 1 μ s. La forma en la que distribuyen los canales es de tal forma que 32 corresponden a las barras superiores y 32 a las inferiores, dando así el total de los 64 canales que recibe un MAPMT. Por su parte, el TA32CG tiene discriminadores para dar una señal de disparo si la señal de un ánodo del MAPMT supera cierto umbral. Como se mencionó, la tarjeta DAQ se conecta a 8 sets de MAPMTs/FEBs, y cada uno de los 8 canales cuenta con un amplificador de línea y un convertidor ADC para digitalizar las señales analógicas multiplexadas. La TG, conectada a la tarjeta DAQ, es la responsable de dar la señal para detonar un evento. Para que esto suceda, se debe satisfacer la condición de que haya una señal de disparo tanto en las láminas superiores del eje Y como en las láminas superiores del eje X, y/o en las láminas inferiores de cada eje. En todo este proceso, la altura del pulso de cada canal (la energía depositada) se conserva, y los datos ADC son transferidos a una PC de adquisición de datos a través de un VMEbus. En este último paso existe un tiempo muerto causado por el límite de transferencia de datos del VMEbus, que es de 1kHz por cada BEB.

Tanto la capa superior como la del fondo de un SB tienen la función de detectar muones, y se les conoce como capas de muones. Para esto, las 464 barras que conforman ambas capas están conectadas a 8 MAPMTs/FEBs y a una tarjeta DAQ independiente. En este caso, se identifica un evento sólo si sucede una señal de disparo en las 4 láminas que conforman las capas de muones.

Dicho lo anterior, un neutrón se identifica cuando un protón de retroceso se produce en el detector, por lo que su trayectoria estará limitada a las capas interiores del SB. Luego, mediante un sistema de anti-coincidencias con las capas de muones, se identifica la detección de tal

neutrón. El umbral de energía fijado para para las capas de muones y las capas interiores es de 0.7 MeV y 7 MeV, respectivamente

Por último, para distinguir a las partículas de los rayos γ , se hace un análisis de las partículas generadas, es decir, la forma de la trayectoria y la energía depositada. En los primeros análisis de rendimiento y calibración de SciCRT se encontró que las trayectorias trazadas por hadrones tienen ramificaciones, disparando una señal en 10 o más barras de las capas más inferiores. Por su parte, la trayectoria de los rayos γ se caracteriza por no tener ramificaciones, ser gruesas y depositar una alta energía [49].

ANÁLISIS DE EVENTOS

El objetivo de este trabajo es encontrar posibles firmas de perturbaciones del Clima Espacial, particularmente aquellas que provocaron tormentas geomagnéticas, sobre la intensidad de radiación cósmica detectada por los equipos que conforman el ORC-SN. Para esto, el capítulo I brinda información sobre los rayos cósmicos, desde su origen hasta su llegada a la Tierra, así como las interacciones que pueden tener en su viaje. El segundo capítulo ahonda en la definición del Clima Espacial, las perturbaciones que puede presentar, donde se incluyen las tormentas geomagnéticas, y los fenómenos que provocan dichas perturbaciones. También, dicho capítulo explica cómo la ocurrencia de una tormenta geomagnética puede influir en la intensidad de radiación cósmica detectada a nivel de superficie. Por último, el capítulo III describe los equipos que se utilizaron para la detección de rayos cósmicos, los cuales se encuentran en la cima de Sierra Negra, Puebla. Dicho esto, a continuación, se presentan los resultados obtenidos y el análisis de estos con base a la teoría presentada en los capítulos anteriores, donde se incluye la selección y filtrado de eventos, la metodología empleada para el análisis de los datos y la discusión de los resultados.

SELECCIÓN DE EVENTOS

Se llevó a cabo una base de datos de las tormentas geomagnéticas moderadas e intensas del periodo de tiempo comprendido entre diciembre del 2015 y junio del 2020 de acuerdo con los índices K_p y Dst (moderadas: $K_p = 6$ y $Dst = -50$ a -100 nT; intensas: $K_p = 7$ y $Dst \leq -100$ nT). La razón de haber iniciado en diciembre del 2015 se debe a que la base de datos del SciCRT comienza en esta fecha.

Estos años representan el final del ciclo solar 24, es decir, un periodo de tiempo correspondiente al mínimo de actividad solar. Cabe mencionar que durante todo este ciclo solar el número de tormentas geomagnéticas y eventos de partículas energéticas solares (SEP's) fueron los más bajos registrados desde el inicio de la era espacial, repercutiendo en una caída significativa en los parámetros del viento solar como la densidad, intensidad de campo magnético, presión y velocidad de Alfvén de la heliosfera interna [50].

A continuación, se presenta una tabla con los eventos obtenidos en orden cronológico, indicando sus características principales. En el anexo A se muestran las gráficas del Dst y Kp para cada evento.

Tabla 4.1. Se enlistan en orden cronológico las TG moderadas e intensas detectadas para el periodo de tiempo comprendido entre diciembre del 2015 y agosto del 2019. También se muestra el tipo de perturbación que provocó cada TG con base en [51].

# TG	Fecha de mayor perturbación	Índice Dst mínimo (nT)	Índice Kp máximo	Severidad	Perturbación
1	20/12/2015	-155	7	Intensa	EMC
2	01/01/2016	-110	6	Intensa	EMC
3	20/01/2016	-93	6	Moderada	EMC
4	18/02/2016	-57	6	Moderada	RIC
5	06/03/2016	-98	6	Moderada	RIC
6	08/04/2016	-60	6	Moderada	RIC
7	08/05/2016	-88	6	Moderada	RIC
8	23/08/2016	-74	5	Moderada	RIC
9	01/09/2016	-59	6	Moderada	RIC
10	29/09/2016	-66	6	Moderada	RIC
11	13/10/2016	-104	6	Intensa	EMC/RIC
12	29/10/2016	-64	6	Moderada	RIC
13	10/11/2016	-59	6	Moderada	RIC
14	01/03/2017	-61	6	Moderada	RIC
15	27/03/2017	-74	6	Moderada	RIC
16	28/05/2017	-125	7	Intensa	EMC
17	16/07/2017	-72	6	Moderada	RIC
18	08/09/2017	-124	8	Intensa	EMC
19	28/09/2017	-55	7	Moderada	RIC
20	08/11/2017	-74	6	Moderada	RIC

21	20/04/2018	-66	6	Moderada	RIC
22	06/05/2018	-56	6	Moderada	RIC
23	26/08/2018	-174	7	Intensa	EMC
24	11/09/2018	-60	6	Moderada	RIC
25	05/11/2018	-53	6	Moderada	RIC
26	14/05/2019	-65	6	Moderada	EMC
27	05/08/2019	-53	6	Moderada	RIC
28	01/09/2019	-52	6	Moderada	RIC
29	18/02/2020	-52	6	Moderada	EMC
30	20/04/2020	-59	6	Moderada	EMC

Gracias a la colaboración del LANCE/SCiESMEX y del Servicio Geomagnético del Instituto de Geofísica de la UNAM, se obtuvieron los datos del K_{Mex} y ΔH_{Teo} con las fechas de las TG ya establecidas. Estos índices geomagnéticos son los análogos al Kp y Dst, respectivamente, para el territorio mexicano y son los que se emplearán para mostrar los resultados obtenidos. El cálculo de estos datos, que comenzó en el 2017 y abarca desde el 2014 a la fecha, ha probado ser confiable para el estudio del Clima Espacial en México [37]. En todos los casos se corroboró que los valores de ambos índices presentaran perturbaciones moderadas e intensas bajo el mismo criterio mencionado anteriormente, asegurando que la perturbación fue de la misma intensidad sobre territorio mexicano.

OBTENCIÓN Y TRATAMIENTO DE DATOS DEL ORC-SN

Se obtuvieron los datos del TNS y del SciCRT, abarcando un intervalo de tiempo desde 3 a 4 días anteriores a la TG y hasta 3 a 4 días posteriores a que los valores del ΔH_{Teo} volvieran a su estado normal o de tiempo quieto. Para ambos casos, se desarrollaron códigos en Python

específicos que permite obtener el conteo de partículas neutras y cargadas por en resoluciones de 1 min y 1 hora.

En el caso del SciCRT, este proceso fue suma importancia, pues no existe ningún software que lleve a cabo la lectura automática de datos para su análisis. El código se desarrolló con la finalidad de reducir el tiempo y espacio de cómputo necesario para obtener los datos deseados pues, como se mencionó anteriormente, cada archivo computacional que crea el telescopio es muy pesado y para largos periodos de tiempo, como los eventos analizados en este trabajo, se necesita trabajar con muchos archivos.

A partir de los resultados y análisis preliminares, se determinó que los datos obtenidos del SciCRT muestran saltos (no sistemáticos) en el número de cuentas registradas, que opacan cualquier posible variación atribuida a TG. Estos son atribuidos a la alta resolución temporal del telescopio y la incapacidad de la electrónica con la que cuenta actualmente de procesar tanta información en tan poco tiempo; problema en el cual actualmente se está trabajando. Por esta razón, para este informe sólo se muestran los resultados obtenidos por el TNS. Cabe mencionar que los canales S1_Anti (partículas neutras con $E > 30$ MeV) y S1 (partículas cargadas con $E > 30$ MeV) presentan lecturas erróneas en algunos de los eventos analizados, por lo que para efectos de este trabajo se dejarán de lado.

En [52] se encontró que las mediciones del TNS presentan una variación diurna (VD) exacerbada en todos los canales de energía, producto del umbral de energía del detector y la altura en la que está instalado, que opaca las posibles variaciones en la intensidad de RC atribuidas a TG, ya sea incrementos o decrementos. En el presente trabajo, se desarrollaron herramientas de programación para reducir la influencia de dicha VD buscando perder la menor cantidad de información posible. Cada canal de energía del TNS se descompuso en temporalidad y tendencia usando programación en Python y librerías gratuitas funcionales para este propósito. Con el desarrollo de esta herramienta, y por la estricta periodicidad de la VD, se logró encontrar la tendencia de los datos satisfactoriamente sin el ruido de esta variación.

Con los datos suavizados, se procedió a buscar variaciones atribuidas a las TG. Para esto, partimos del hecho que la intensidad del flujo de radiación cósmica detectada a nivel de superficie describe una curva que puede ser modelada por un polinomio de tercer grado. De este modo, se obtuvo la curva del polinomio de tercer grado para cada evento utilizando los

datos crudos de los días previos y posteriores a cada tormenta para calcularla; a esta curva se le referirá como el fondo de datos.

Se compararon dos curvas: aquella resultante del polinomio de tercer grado que se aproxima al comportamiento normal de los datos si no hubiera perturbación y la obtenida a partir de la tendencia de los datos. El criterio para poder deducir si las variaciones son significativas se realizó con base en la VD que presenta cada canal de energía. Al tratarse de una variación exacerbada que opaca las variaciones de los RC en largos periodos de tiempo, fue necesario encontrar a partir de qué porcentaje de la VD serán significativas las variaciones. Se calculó el porcentaje máximo promedio que alcanza la VD los días previos a la TG respecto al fondo de datos, para cada canal de energía; dependiendo de este valor, se obtuvo el porcentaje de la VD a partir del cual la variación en cuanto al fondo de datos será significativa, y se muestra en la Tabla 4.2.

Por ejemplo, durante los días previos a la TG-1, el canal S2_Anti presentó una VD promedio del 8.73% respecto al fondo de datos. Con esto, nuestro criterio para decir que las variaciones de los datos suavizados son significativas consistió en que fueran mayores al 20% de esta VD.

Tabla 4.2. Se presentan los porcentajes de VD que pueden presentar los canales de energía del TNS y el porcentaje de esta a partir del cual las variaciones de los datos suavizados serán significativas. Si la VD que presenta un canal es menor, mayor será el porcentaje a partir del cual será significativa una variación.

VD Promedio (%)	< 2	3	4	5	6	7	> 8
Porcentaje de la VD utilizado como criterio (%)	50	45	40	35	30	25	20

Por último, se ideó un nuevo parámetro que permite observar de una manera más clara la afectación de una TG sobre cada canal del TNS y comparar entre cada uno de los eventos. Este parámetro se calculó con base en el área que se crea entre la tendencia de los datos y la curva que se utilizó como criterio para que las variaciones fueran significativas. Utilizamos como

parámetro el área obtenida para el canal S2_Anti durante la TG-1, que fue de 1491830.50 u². A esta área se le denominará 1 Área de Afectación de Tormenta Geomagnética (1 ATG). Se diferenciará con un signo menos (-) en el caso de decrementos y con un signo más para incrementos (+).

Con la finalidad de mostrar claramente el procedimiento que se hizo, en la Figura 4.1 se presenta un periodo de tiempo geomagnético quieto, donde se observa cómo se comportan las curvas sin perturbaciones. Se puede apreciar en el panel de arriba que el ΔH_{Teo} oscila alrededor de 0 nT durante estos días sin presentar perturbaciones significativas. Debajo de este, se muestran los datos obtenidos para el canal S2_Anti, donde se presenta los datos crudos con la variación diurna exacerbada (cuyo valor promedio fue de 4.80 %), el fondo de datos (polinomio de tercer grado) mediante una línea negra con dos curvas punteadas alrededor que representan $\pm 40\%$ de la VD, y la tendencia de los datos con una línea roja. Se observa que el fondo y tendencia de los datos tienen un comportamiento muy similar durante todo el intervalo de tiempo analizado, confirmando que en ausencia de perturbaciones geomagnéticas la tendencia de los RC se ajusta al polinomio de tercer grado.

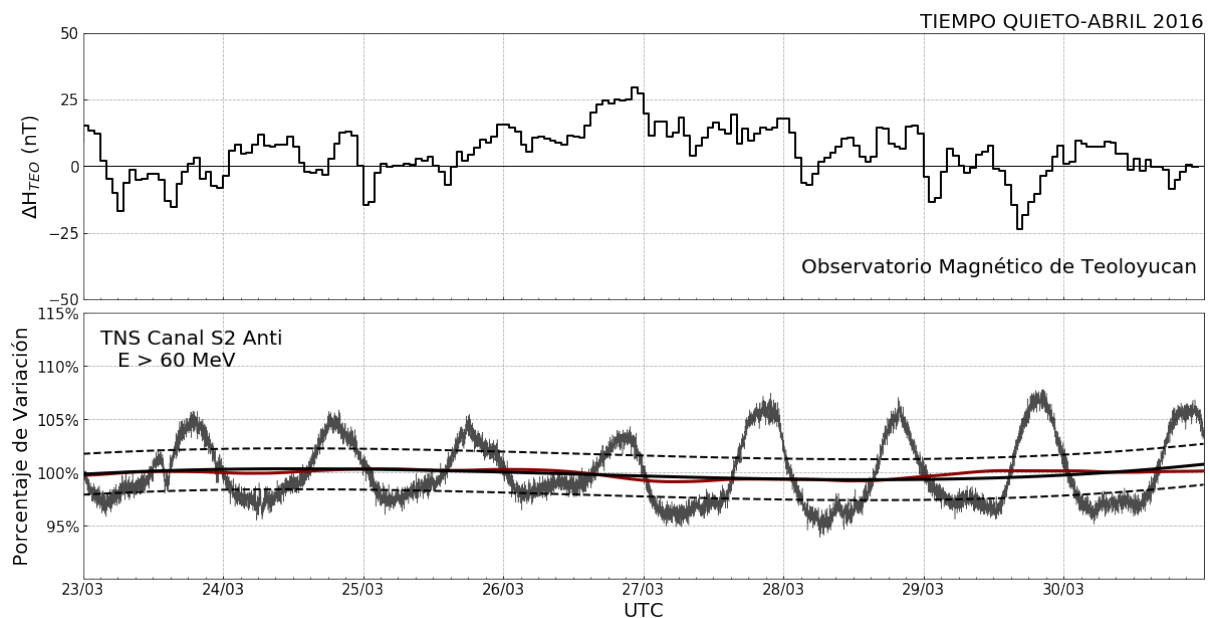


Figura 4.1. Durante un intervalo de tiempo geomagnético quieto se presenta: arriba el ΔH_{Teo} y abajo los datos obtenidos del canal S2_Anti del TNS, en los cuales se presenta los valores crudos en negro, el fondo de datos con una línea negra \pm el criterio de significancia y la tendencia en rojo.

La Figura 4.2 contiene el mismo arreglo de datos, pero durante la TG-1; en este caso, se sombreó el intervalo de tiempo que duró la perturbación geomagnética en color beige marcando con líneas verticales punteadas las fases de la tormenta geomagnética y en color verde el área entre la curva de la tendencia de datos cuando varía más que el 20% de la VD promedio durante los días previos. Se puede apreciar que ni antes, ni después de la tormenta, se rebasa este límite, con lo que podemos asegurar que la variación que se observa en el conteo de partículas se atribuye a afectaciones de la tormenta geomagnética. Este mismo tratamiento se realizó para los demás canales de energía de partículas neutras y cargadas, y así para todos los eventos.



Figura 4.2. Se presentan los datos de la TG-1. A partir del ΔH_{Teo} se obtuvo la ventana de tiempo que duró la perturbación geomagnética, la cuál presenta claramente las fases inicial, principal y de recuperación (líneas verticales punteadas). En la parte inferior, la tendencia de los datos obtenidos para canal S2_Anti del TNS muestra un decrecimiento Forbush durante la TG, el cual fue máximo durante la fase principal de la misma. El área verde representa -1 ATG.

RESULTADOS OBTENIDOS

La Tabla 4.3 enlista el ATG de cada canal para cada evento. Las cajas de color verde representan las TG donde se observó un decrecimiento Forbush que, como se vio en la sección 1.4, representa una caída en la intensidad de RC. Las cajas color naranja son aquellas donde se

presentó aumento en la intensidad de partículas detectadas. El canal en cuestión que no presentó ninguna variación significativa se representa con “NS” (No Significativa) y en color gris.

Debido a la cantidad de eventos analizados y al espacio de las gráficas que cada uno ocupa, en este trabajo se presentan únicamente las gráficas completas de los eventos más representativos (decremento e incremento).

Tabla 4.3. ATG obtenido para los canales de energía analizados del TNS, para cada TG. Los eventos donde no hubo mediciones por parte del TNS se representan con “SD” (Sin Datos).

#TG	ATG S2_Anti	ATG S3_Anti	ATG S4_Anti	ATG S2	ATG S3	ATG S4
TG 1	-1	-0.26	-0.05	-0.82	-0.25	NS
TG 2	NS	NS	NS	-0.15	NS	-0.13
TG 3	-0.18	-0.06	NS	NS	NS	-1.61
TG 4	-0.51	-0.18	6.29×10^{-3}	-1.06	-0.32	NS
TG 5	+2.43	+0.40	+0.56	+4.32	+1.36	+0.96
TG 6	$+2.7 \times 10^{-3}$	NS	NS	NS	NS	NS
TG 7	NS	NS	-0.01	NS	NS	NS
TG 8	SD	SD	SD	SD	SD	SD
TG 9	SD	SD	SD	SD	SD	SD
TG 10	SD	SD	SD	SD	SD	SD
TG 11	SD	SD	SD	SD	SD	SD
TG 12	NS	-0.03	NS	NS	NS	-0.02
TG 13	SD	SD	SD	SD	SD	SD
TG 14	-0.78	-0.10	NS	-1.14	-6.13×10^{-4}	NS
TG 15	NS	NS	NS	NS	NS	+0.02
TG 16	NS	NS	-2.65×10^{-4}	NS	NS	NS
TG 17	NS	NS	-2.15×10^{-3}	-0.08	-0.03	$+3.62 \times 10^{-4}$
TG 18	-0.18	-0.05	-8.0×10^{-3}	-0.94	-0.21	NS
			3.82×10^{-2}			

TG 19	-0.01	-0.01	-0.01	-0.01	NS	NS
TG 20	SD	SD	SD	SD	SD	SD
TG 21	NS	NS	+0.02	NS	NS	NS
TG 22	NS	NS	NS	NS	NS	NS
TG 23	SD	SD	SD	SD	SD	SD
TG 24	SD	SD	SD	SD	SD	SD
TG 25	NS	NS	+2x10 ⁻³	NS	NS	NS
TG 26	NS	SD	NS	NS	SD	NS
TG 27	SD	SD	SD	SD	SD	SD
TG 28	-0.68	NS	+0.10	-4.50	NS	NS
TG 29	-0.04	SD	SD	-0.29	SD	SD
TG 30	NS	SD	SD	NS	SD	SD

Tormenta geomagnética del 20/12/2015

Una tormenta geomagnética intensa, de tipo G3, se registró entre el 19-24 de diciembre del 2015. La tormenta fue el resultado de la combinación de dos eyecciones de masa coronal que golpearon a la magnetosfera, la primera producto de una fulguración de magnitud C6.6 (GOES) que ocurrió el 16 de diciembre y la segunda, de tipo halo, producto de la erupción de un filamento que se extendía desde el ecuador hasta el polo sur solar [51].

El inicio del evento ocurrió el 19 de diciembre del 2015 con un frente de choque en los parámetros del viento solar detectados por la sonda espacial ACE, así como un ascenso súbito en el índice Dst alrededor de las 16:00 TU que alcanzó los 43 nT. Posteriormente, durante la fase principal de la tormenta, el índice Dst disminuyó gradualmente hasta llegar a -155 nT el 20 de diciembre hacia las 22:00 TU. Finalmente, la fase de recuperación se extendió por varios días, hasta que los valores del Dst llegaron a sus valores normales el 24 de diciembre.

En cuanto al CMI, se aprecia un aumento en la intensidad del campo después del choque, indicando una compresión de las líneas de campo magnético al encontrarse con la

magnetósfera, hecho que causa el aumento súbito en el Dst. También, se registró que la componente vertical (Bz) tuvo dirección sur desde el día 20 a las 03:00 TU, hasta finales del día 21; estas condiciones fueron favorables para la reconexión magnética y generaron la tormenta geomagnética. Estos datos se aprecian en la Figura 4.3.

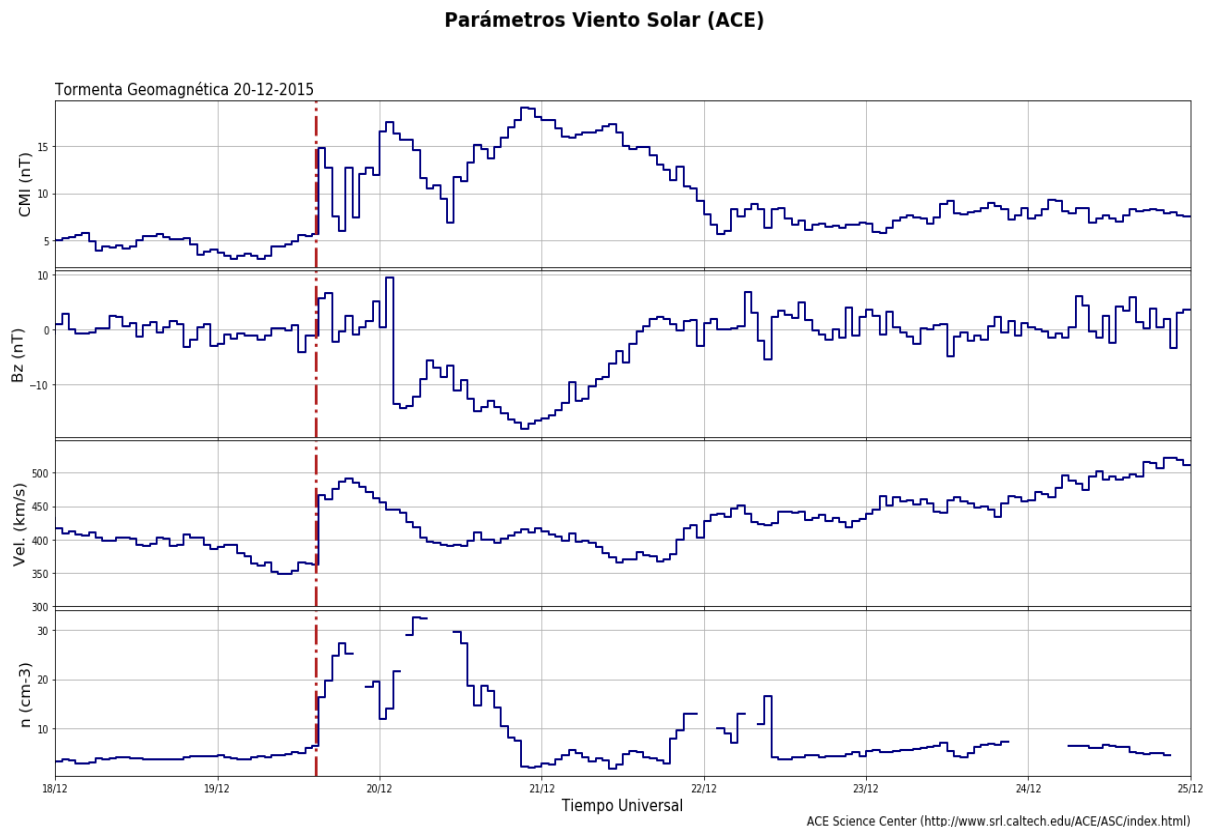


Figura 4.3. Principales parámetros del viento solar detectados por la sonda ACE donde se aprecia un frente de choque provocado por dos EMC y que da lugar a una tormenta geomagnética.

En la Figura 4.4 se presentan 4 paneles que, en orden descendente, son el índice ΔH_{Teo} y los tres canales de energía de partículas neutras elegidos para este trabajo. En todos, el intervalo de tiempo de mayor perturbación geomagnética se presenta de manera sombreada. El ΔH_{Teo} muestra las fases de un TG, es decir, el ascenso súbito, la fase principal (~ 24 h) que llegó hasta valores de -180 nT y la fase de recuperación (~ 48 h). Se puede apreciar un aumento en el campo geomagnético dentro de la fase principal de la tormenta, provocado por la entrada de partículas de la EMC.

En cuanto a los paneles de partículas neutras registradas, cada uno muestra el fondo de datos, los datos suavizados (línea roja) y el área verde que representa el ATG. Todos estos datos se

representan con el porcentaje de variación a partir del promedio de los datos crudos los días de tiempo quieto anteriores a la TG.

En cada canal de energía se aprecia un decremento en la intensidad de radiación cósmica que coincide con la ocurrencia de la TG. El porcentaje de variación al que descendió la intensidad de RC durante la TG fue muy similar (S2_Anti: 96.7%, S3_Anti: 96.46% y S4_Anti: 96.6%). En cuanto al ATG para cada canal, los valores fueron de -1, -0.25 y -0.05 respectivamente. Estos datos, junto con los de los canales de partículas cargadas, se resumen en la Tabla 3.

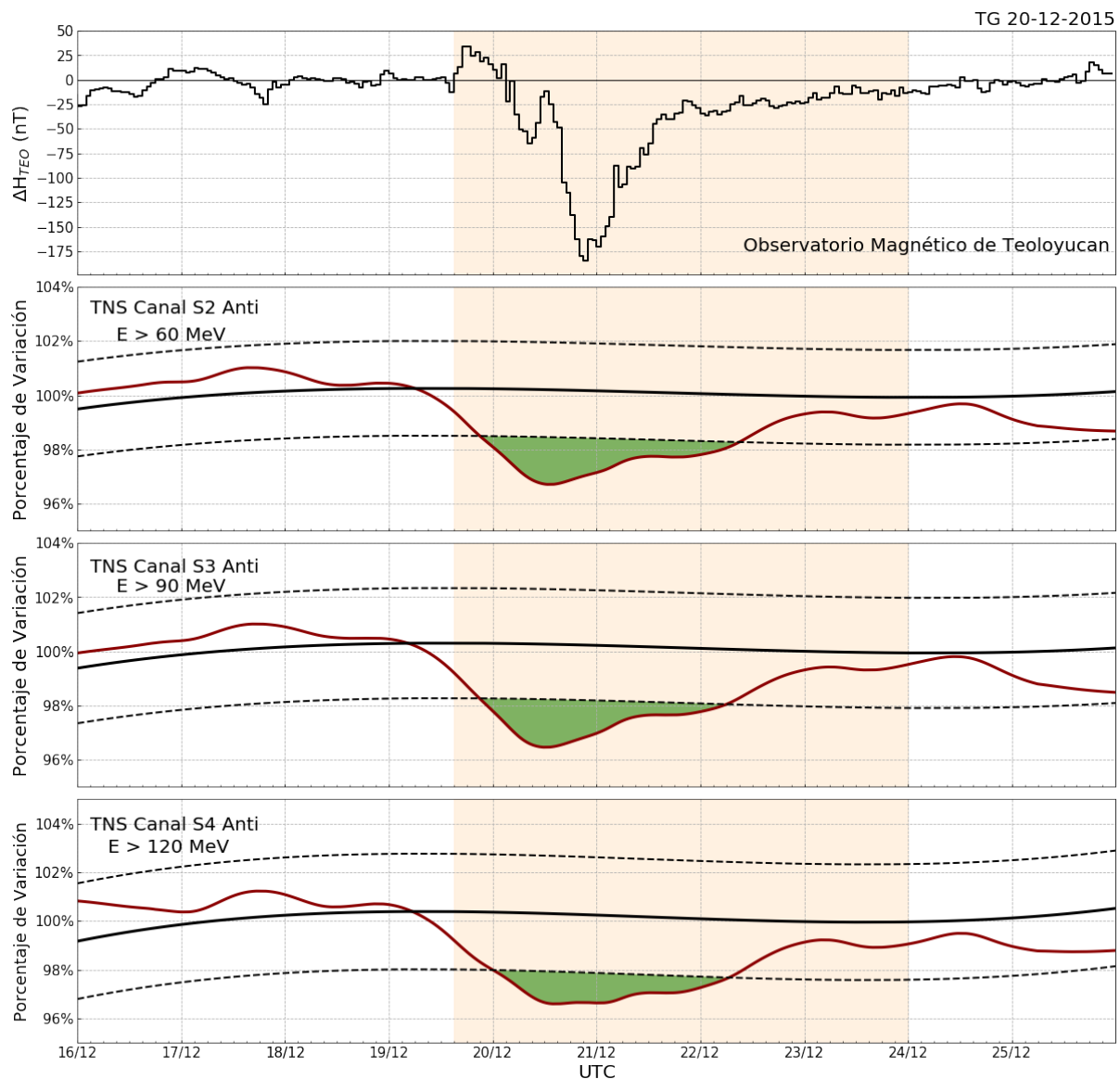


Figura 4.4. De arriba a abajo: Índice ΔH_{Teo} , canal S2_Anti, canal S3_Anti y canal S4_Anti. En estos últimos tres, el fondo de datos se representa con una línea negra \pm las curvas de significancia punteadas, los datos suavizados con la curva roja y el ATG en verde.

En la Figura 5.5 se presenta la misma TG, con los datos de los canales de partículas cargadas. Los canales S2 y S3 presentan un decrecimiento atribuido a este fenómeno, con una menor duración que los canales neutros. El canal S4 también presentó una disminución desde horas antes del inicio de la TG, pero no llegó a superar la curva de significancia. El porcentaje de variación mínimo y el ATG se presentan en la Tabla 4.4.

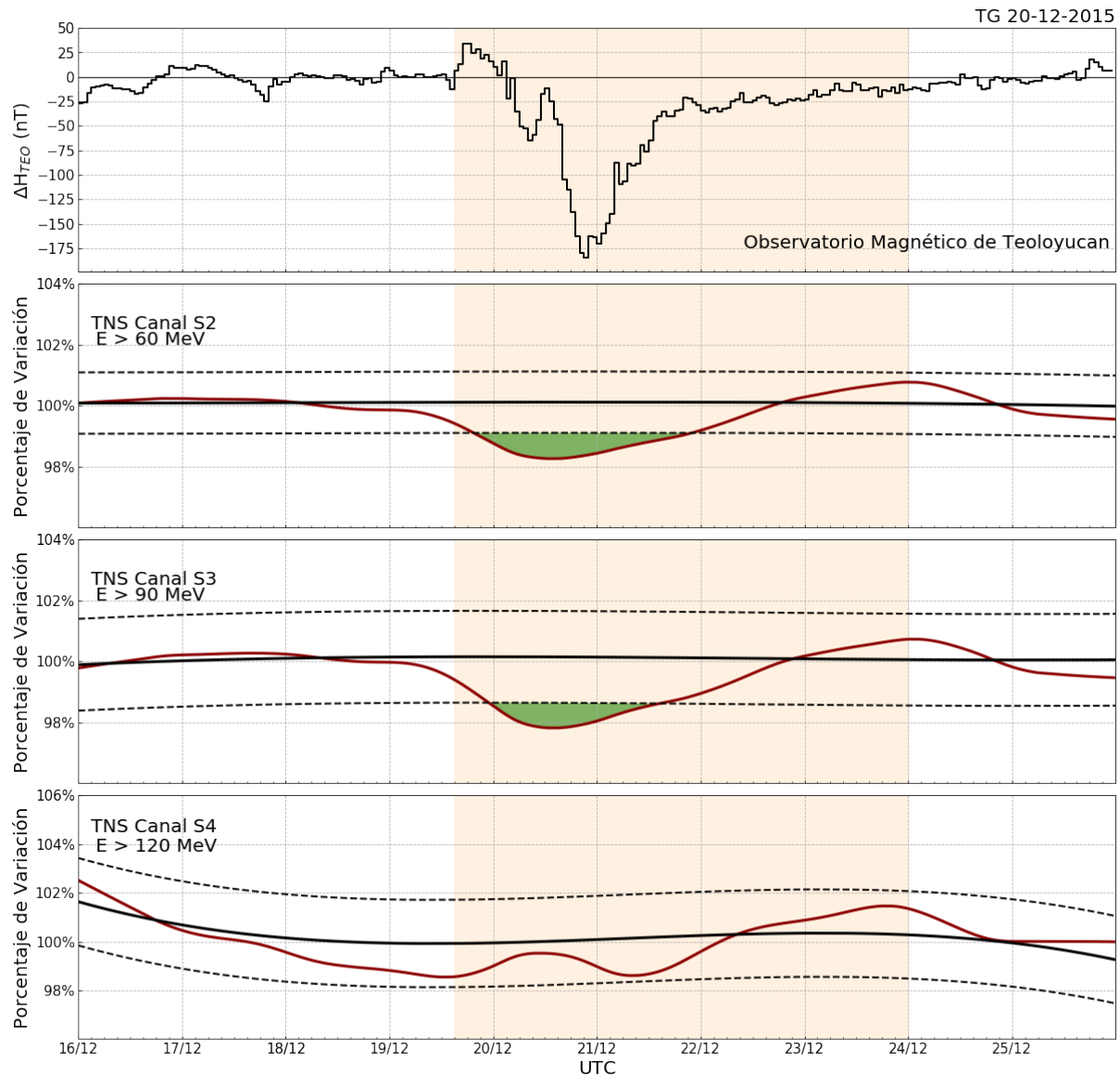


Figura 4.5. De arriba a abajo: Índice ΔH_{Teo} , canal S2, canal S3 y canal S4. En estos últimos tres, el fondo de datos se representa con una línea negra \pm las curvas de significancia punteadas, los datos suavizados con la curva roja y el ATG de color verde.

Tabla 4.4. Resumen de variaciones detectadas por los canales neutros y cargados del TNS durante la TG-1.

Canal TNS	Porcentaje de variación mínimo durante TG (%)	ATG
S2_Anti	96.7	-1
S3_Anti	96.46	-0.26
S4_Anti	96.6	-0.05
S2	98.25	-0.82
S3	97.81	-0.25
S4	98.54	NS

Comparando los datos de cada canal de energía del TNS durante la tormenta del 20 de diciembre del 2015, vemos que el decrecimiento Forbush que se detectó tuvo efecto tanto en partículas neutras como a las cargadas, siendo las primeras donde la perturbación influyó por más tiempo. La razón de que el canal S4_Anti sí registró un decremento significativo y el canal S4 no, se puede deber a que, como se aprecia en la gráfica de este último, tuvo un aumento en el número de cuentas que coincide con un pico en el ΔH_{Teo} producto de la colisión de la segunda EMC, que inyectó partículas cargadas que solo influyeron sobre dicho canal de energía.

Tormenta Geomagnética del 06/03/2016

Una tormenta geomagnética intensa, de tipo G2, se registró el 6 de marzo del 2016. La tormenta es atribuida a una región de interacción corrotante originada por un hoyo coronal. Perturbaciones en el Clima Espacial iniciaron en las primeras horas del día en cuestión, apreciándose un frente de choque en los parámetros del viento solar detectados por la sonda espacial ACE. El CMI y la densidad de partículas presentan un aumento en su intensidad después del choque, indicando una compresión del plasma y de las líneas de campo magnético al encontrarse con la magnetósfera. Se registró que la componente vertical Bz tuvo dirección sur durante algunas horas de este día, propiciando las condiciones favorables para reconexión

magnética, causando la tormenta geomagnética. En cuanto a la velocidad del plasma, fue hasta el final del día que se detectaron altos valores, superiores a 600 km/s.

Cabe destacar un frente de choque de similar intensidad tuvo lugar el día 11 de marzo, efecto del flujo de otro hoyo coronal. Sin embargo, a pesar de presentar perturbaciones similares, las condiciones para producir una tormenta geomagnética no se suscitaron. Estos datos se aprecian en la Figura 4.6.

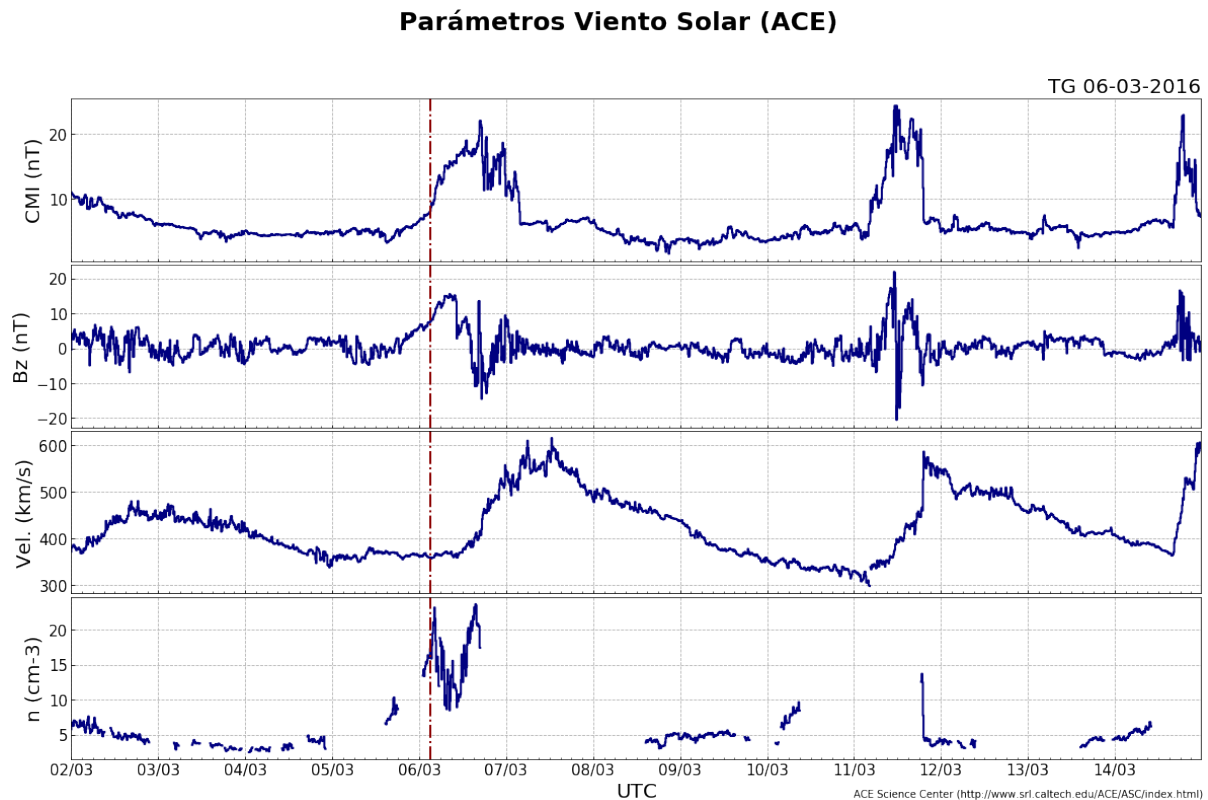


Figura 4.6. Principales parámetros del viento solar detectados por la sonda ACE, donde se aprecian dos frentes de choque provocados por las regiones de interacción corrotante originadas de dos distintos hoyos coronales.

Durante este evento, el ΔH_{Teo} muestra que la TG tuvo una fase principal que duró alrededor de 6 h, alcanzando un valor de -110 nT el 6 de marzo y tardó 48 h en regresar a los valores normales. Sin embargo, se puede apreciar que, si bien los valores no volvieron a descender significativamente, la componente horizontal continuó perturbada por varios días más.

La Figura 4.7 nos muestra que los canales de partículas neutras presentaron un aumento significativo en el número de cuentas registradas posterior al tiempo de máxima perturbación geomagnética, pero dentro de la fase de recuperación. El porcentaje de variación máximo y el ATG se presentan en la Tabla 4.5.

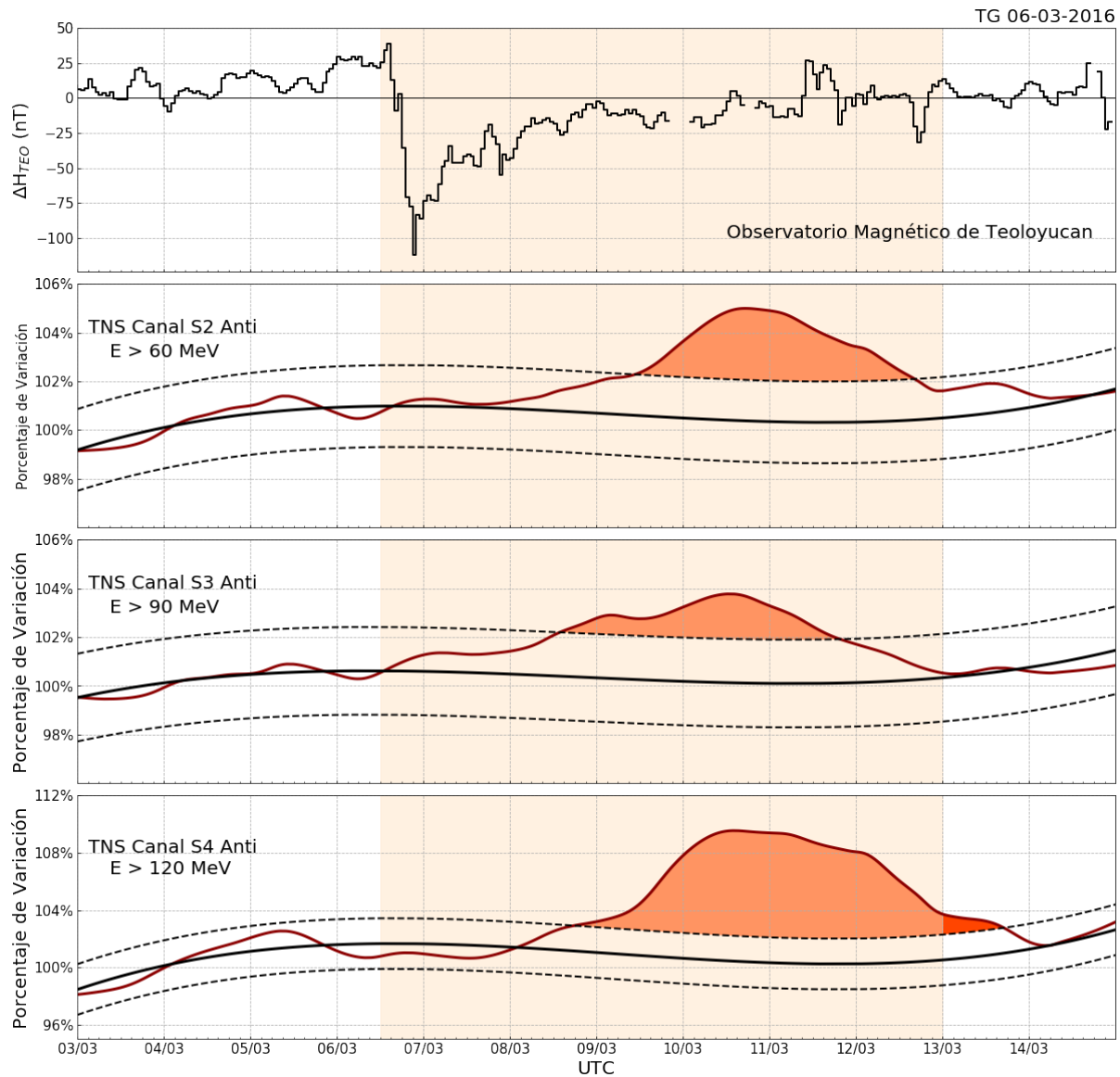


Figura 4.7. De arriba a abajo: Índice ΔH_{Teo} , canal S2_Anti, canal S3_Anti y canal S4_Anti. En estos últimos tres, el fondo de datos se representa con una línea negra \pm las curvas de significancia punteadas, los datos suavizados con la curva roja y el ATG en naranja.

Los datos para los canales cargados durante este mismo evento se presentan en la Figura 4.8. Se aprecia un comportamiento similar, donde un aumento significativo en el número de cuentas detectadas se presenta después de la máxima perturbación geomagnética. El porcentaje de variación máximo y el ATG también se presentan en la Tabla 4.5. En este caso, el canal S4 también presenta un significativo descenso que coincide con el máximo de perturbación geomagnética.

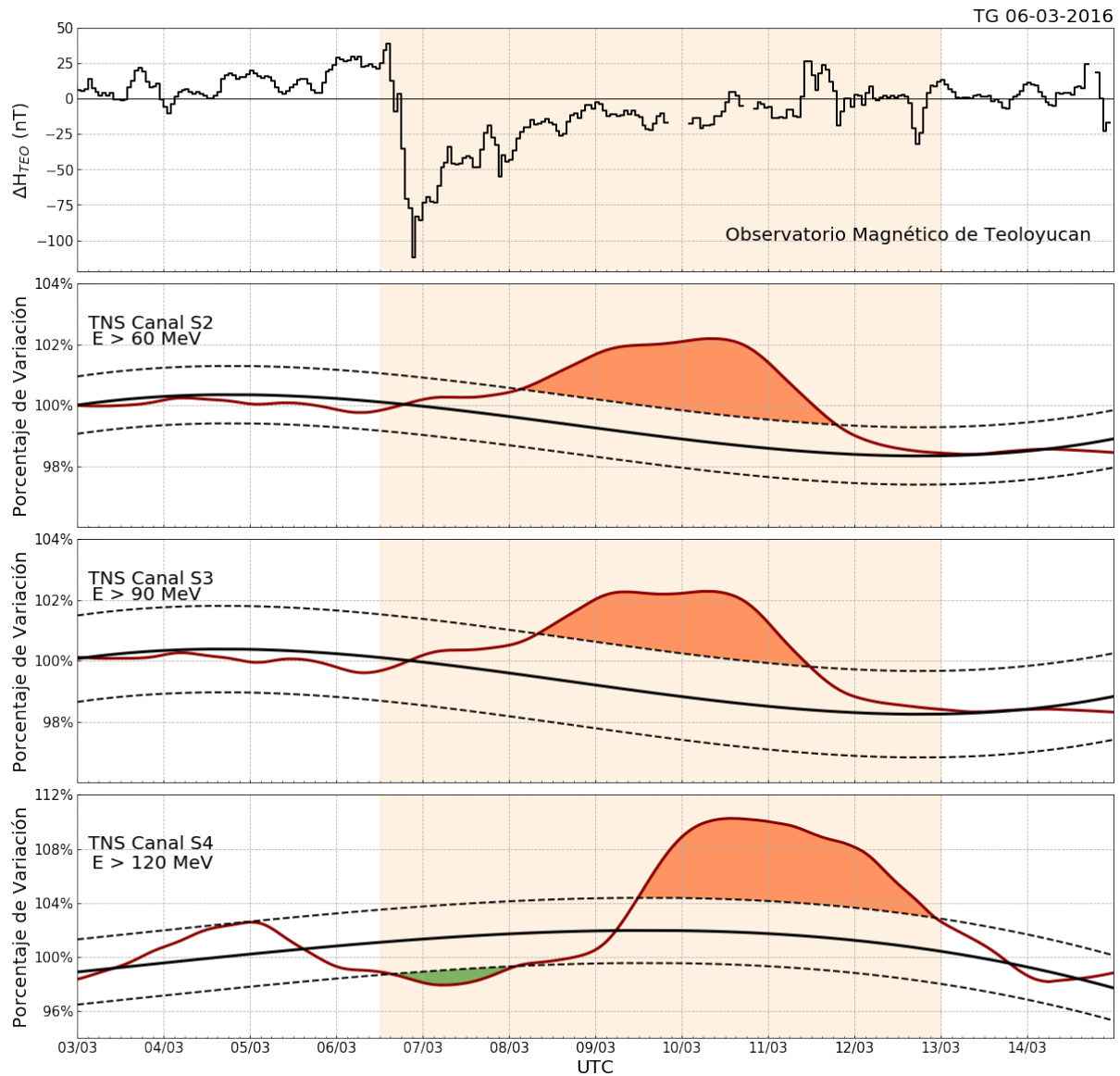


Figura 4.8. De arriba a abajo: índice ΔH_{Teo} , canal S1, canal S2 y canal S3. En estos últimos tres, el fondo de datos se representa con una línea negra \pm las curvas de significancia punteadas, los datos suavizados con la curva roja y el ATG de color naranja.

De acuerdo con los cálculos obtenidos, tanto la intensidad de partículas neutras como cargadas tuvieron un efecto muy similar posterior al periodo de máxima perturbación geomagnética, registrándose un aumento significativo. En ambos casos, los canales más energéticos son los que registraron una mayor afectación de acuerdo con el criterio de significancia propuesto.

El desfase entre el intervalo de tiempo de mayor perturbación geomagnética y el aumento en el flujo de RC detectado puede explicarse por la llegada de la segunda RIC el día 11 de septiembre. Si bien esta segunda estructura no impactó en gran magnitud sobre el campo geomagnético, traía consigo un flujo importante de iones y electrones, como se muestra en la Figura 4.9.

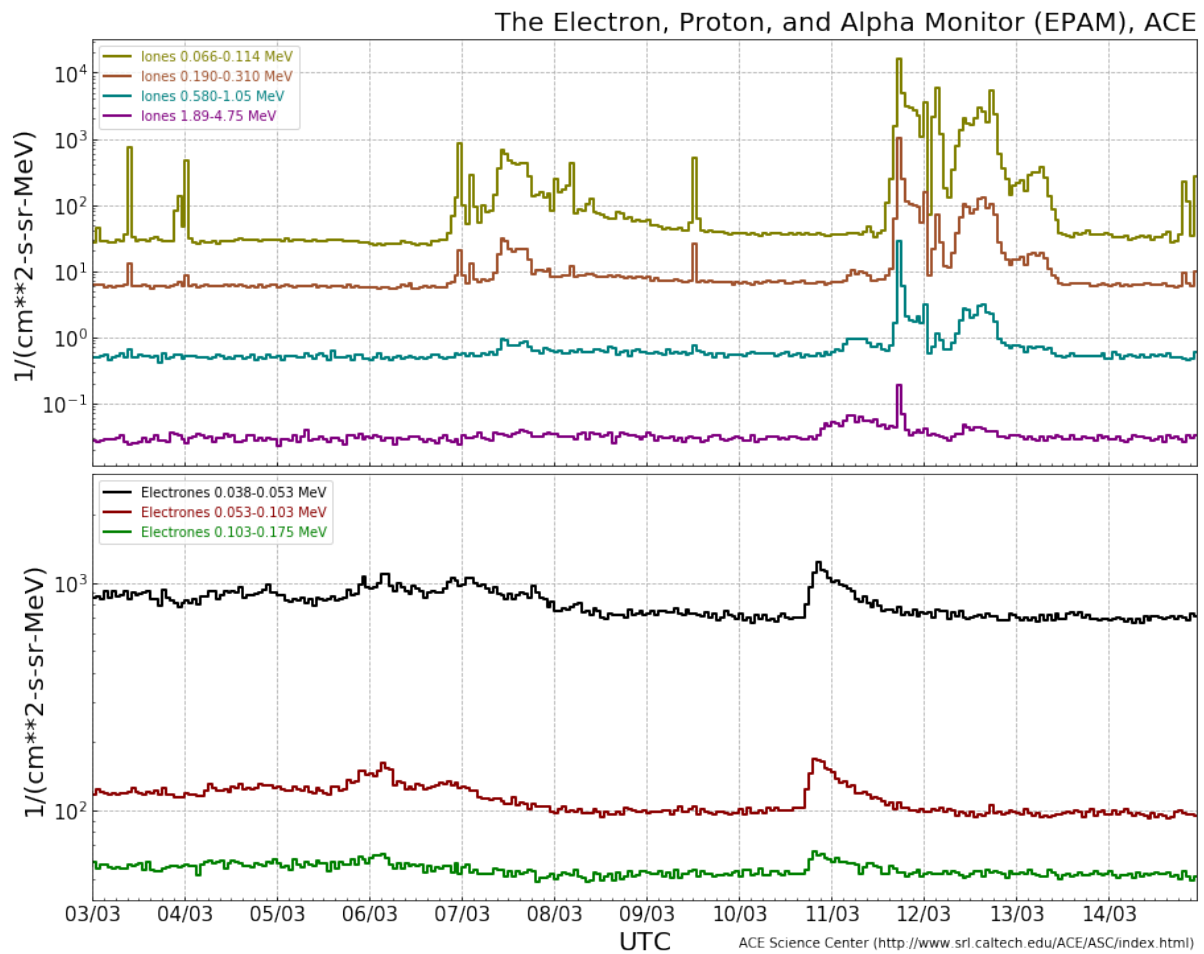


Figura 4.9. Flujo de iones (arriba) y electrones (abajo) detectados por los distintos instrumentos del EPAM, de la sonda ACE. Se puede apreciar un aumento en el flujo de electrones el día 10 y de iones los días 11-13 que coinciden con el tiempo en el que el TNS registró un incremento en la intensidad de RC. En ambos casos los canales menos energéticos fueron los que presentaron mayor perturbación.

Tabla 4.5. Resumen de variaciones detectadas por los canales neutros y cargados del TNS durante la TG-5. En este caso, la variación se presentó como un incremento en la intensidad de partículas.

Canal TNS	Porcentaje de variación máximo durante TG (%)	ATG
S2_Anti	104.99	+2.43
S3_Anti	103.77	+0.40
S4_Anti	109.54	+0.56
S1	102.19	+4.32
S2	102.28	+1.36
S3	110.25	+0.96

Tormenta Geomagnética del 07/09/2017

Entre los días 4-10 de septiembre del 2017 se presentaron múltiples fulguraciones en el Sol, siendo la más intensa la fulguración X9.3 ocurrida el día 6 de septiembre. En conjunto con estas, se detectaron al menos tres EMC de tipo halo que interactuaron con la magnetosfera de la Tierra. La primera en llegar desencadenó una tormenta geomagnética intensa, de tipo G4 (la más intensa analizada en este trabajo), que inició el 7 de septiembre. La llegada de esta EMC puede apreciarse en la Figura 4.10 por un frente de choque en las condiciones del viento solar detectado por la sonda espacial ACE, donde todos los parámetros mostrados presentan un aumento repentino en sus valores. Casi un día después se observa otro cambio abrupto en estas condiciones, indicando la llegada de una segunda EMC. Se puede observar que esta presentó un componente Bz con dirección sur por al menos 9 horas seguidas, propiciando la reconexión magnética en el lado día de la magnetósfera. En las últimas horas del 12 de septiembre se aprecia la llegada de un tercer frente de choque atribuido a otra EMC.

Sumado a la ocurrencia de una tormenta geomagnética intensa, esta actividad solar provocó una serie de eventos de Clima Espacial que pudieron ser observados por los instrumentos del SCiESMEX. Los resultados que se obtuvieron se encuentran bien detallados en [53].

Parámetros Viento Solar (ACE)

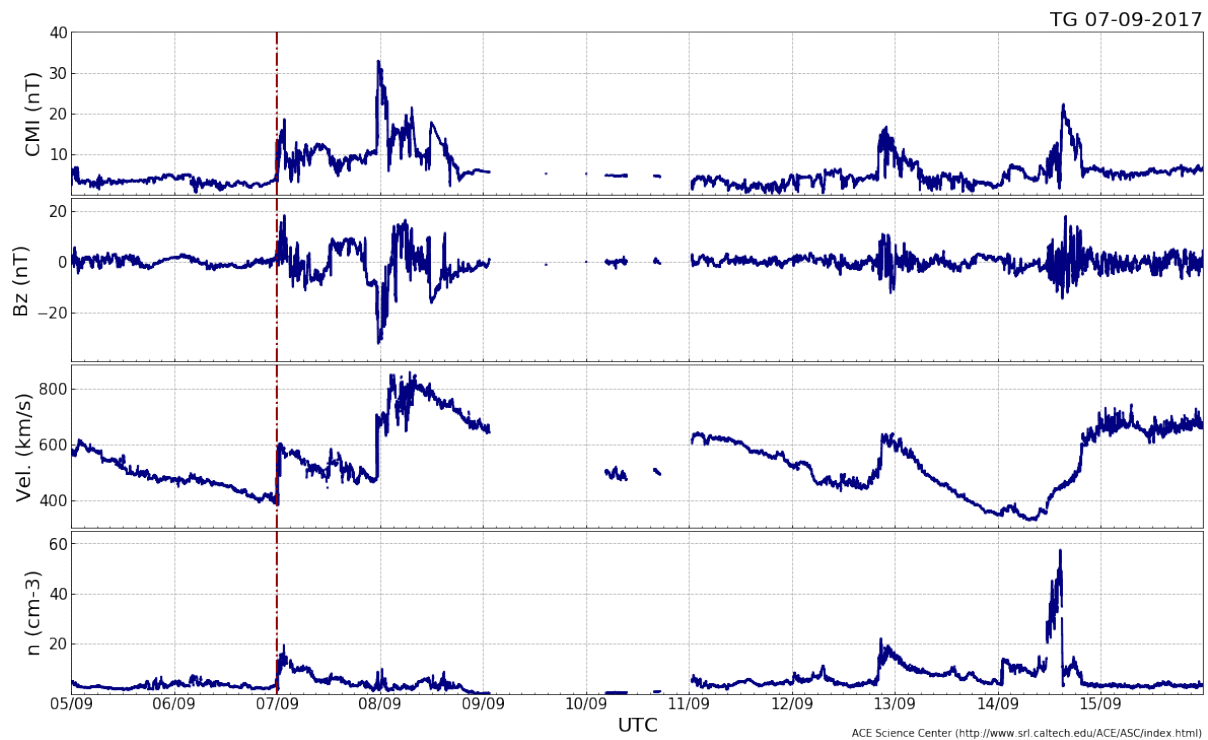


Figura 4.10. Principales parámetros del viento solar detectados por la sonda ACE, donde se aprecian los frentes de choque provocados por EMC relacionadas con la serie de fulguraciones que se presentaron los primeros días de septiembre.

Los datos del ΔH_{Te0} muestran que esta TG tuvo una fase principal que duró poco menos de 6 h, alcanzando un valor de -160 nT el 8 de septiembre y tardó ~ 72 h en regresar a sus valores normales. No obstante, la componente horizontal continuó perturbada por varios días más.

La Figura 4.11 nos muestra que los canales de partículas neutras presentaron un decrecimiento Forbush significativo que coincide con el intervalo de tiempo de máxima perturbación geomagnética. Tras este decrecimiento, se aprecia un aumento gradual del flujo de partículas, que llegó a ser significativo en el canal mas energético, el S4_Anti. Este incremento alcanzó su máximo los días 11 y 12 de septiembre. El porcentaje de variación máximo y el ATG se presentan en la Tabla 4.5.

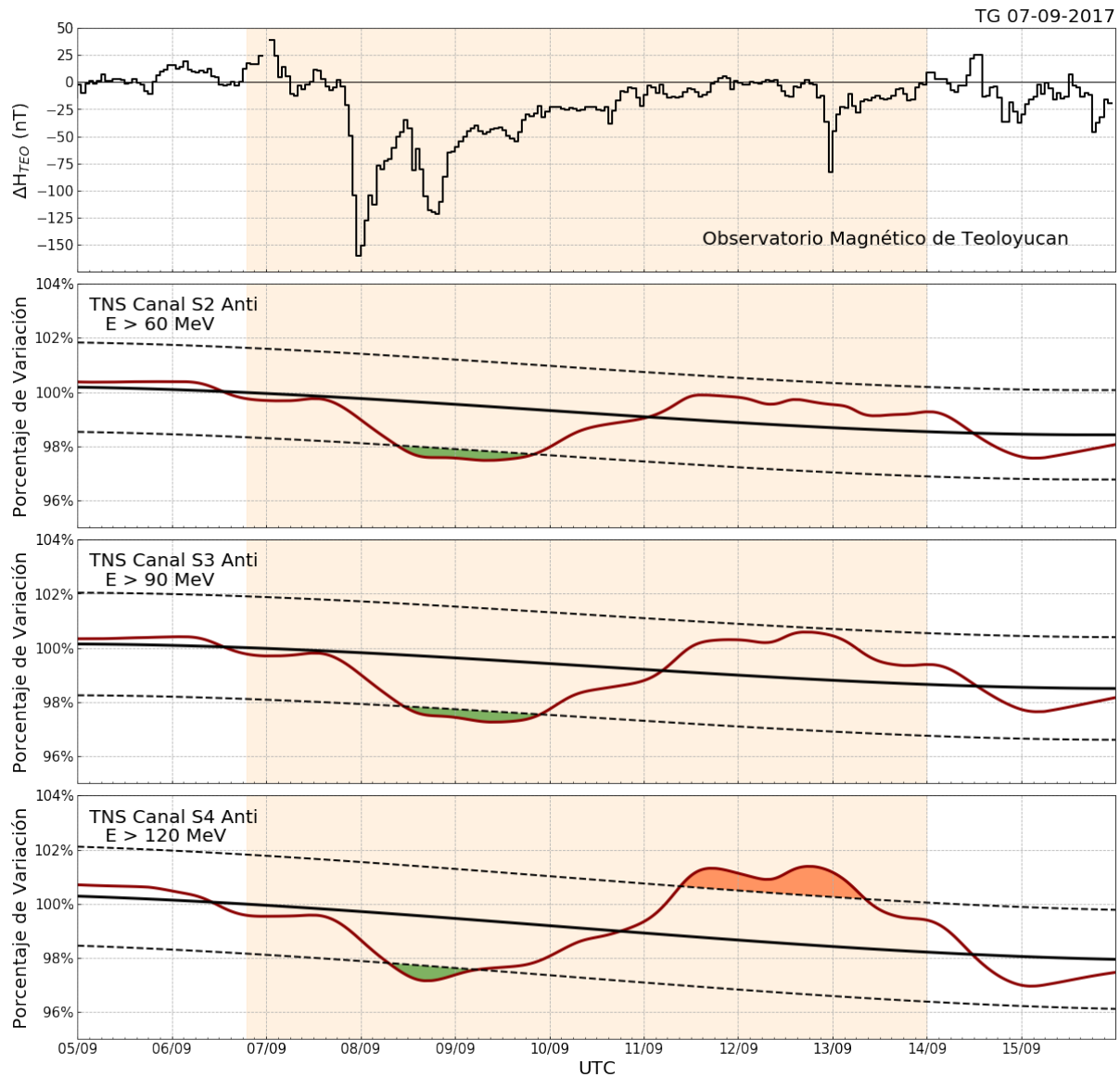


Figura 4.11. De arriba a abajo: Índice ΔH_{Teo} , canal S2_Anti, canal S3_Anti y canal S4_Anti. En estos últimos tres, el fondo de datos se representa con una línea negra \pm las curvas de significancia punteadas, los datos suavizados con la curva roja y el ATG en verde o naranja.

La Figura 4.12 muestra los datos para los canales cargados durante este mismo evento. Se aprecia nuevamente un decrecimiento Forbush que coincide con el intervalo de tiempo de mayor perturbación geomagnética. En este caso el canal S4 no presentó tal variación, indicando que las partículas mas energéticas no se vieron influenciadas por la TG. La tabla 4.6 resume el porcentaje de variación mínimo/máximo y el ATG durante este evento.

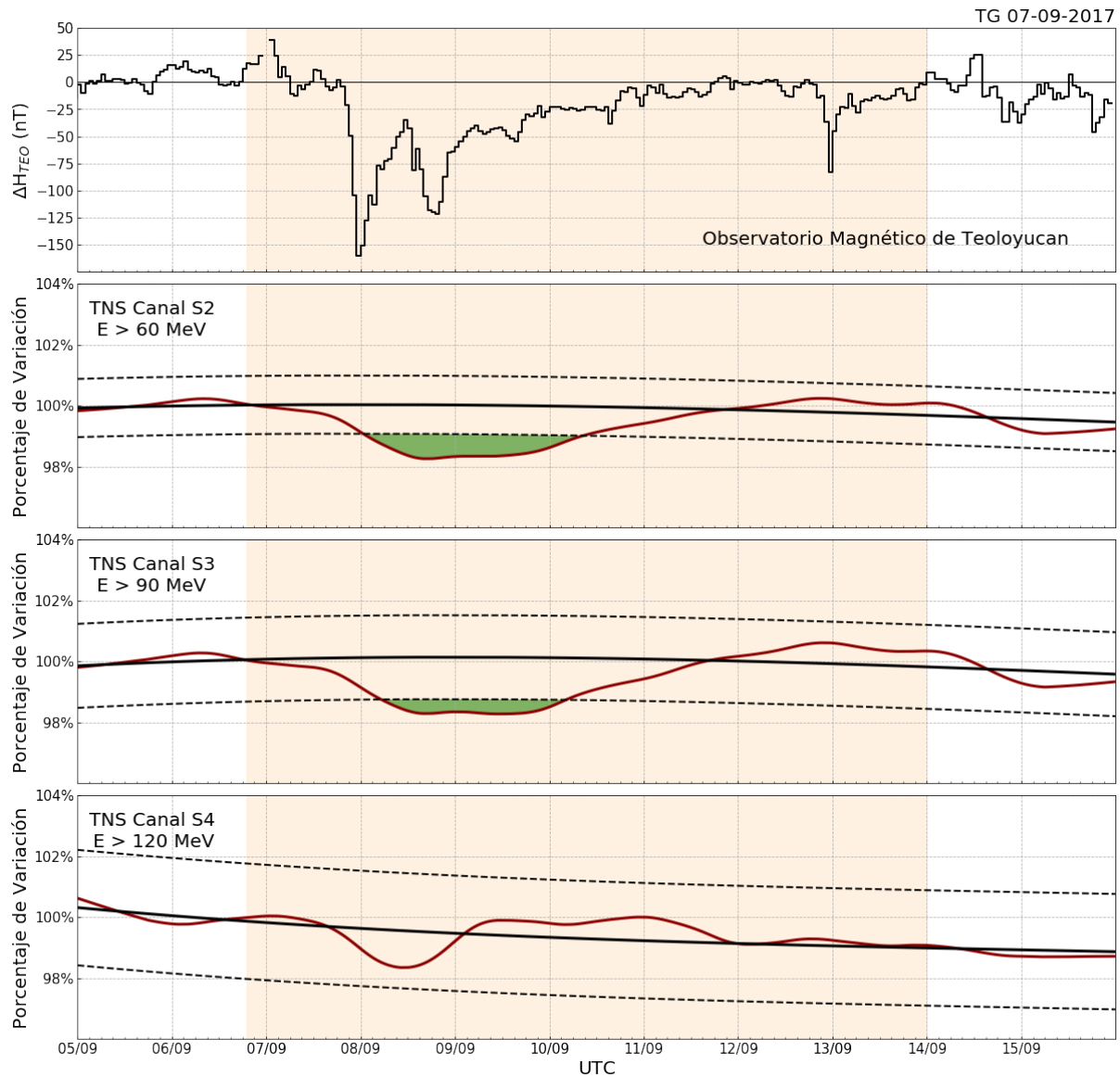


Figura 4.12. De arriba a abajo: índice ΔH_{Teo} , canal S1, canal S2 y canal S3. En estos últimos tres, el fondo de datos se representa con una línea negra \pm las curvas de significancia punteadas, los datos suavizados con la curva roja y el ATG de color verde.

A partir del tratamiento de los datos, vemos que el comportamiento del flujo de partículas neutras y cargadas esta relacionado con la tormenta geomagnética, pues al tiempo en el que disminuyó el índice ΔH_{Teo} se registró un decrecimiento Forbush. Este comportamiento concuerda con el registrado por el Observatorio de Rayos Cósmicos de la Ciudad de México [53]. Sin embargo, tras este fenómeno, los canales neutros del TNS fueron los únicos en observar el incremento en el flujo de RC, donde solo el del canal S4_Anti fue significativo.

Tabla 4.6. Variaciones significativas se presentaron en los canales neutros y cargados del TNS durante la TG-18 con un decrecimiento Forbush. En el canal S4 Anti también se registró un incremento significativo.

Canal TNS	Porcentaje de variación mínimo/máximo durante TG (%)	ATG
S2_Anti	97.47	-0.18
S3_Anti	97.25	-0.05
S4_Anti	96.95/ 101.38	$-8.0 \times 10^{-3} / +3.82 \times 10^{-2}$
S1	98.25	-0.94
S2	98.27	-0.21
S3	98.34	0

La intensa actividad solar ocurrida los primeros días de septiembre concluyó con una fulguración el día 10 de septiembre que aceleró iones y electrones hasta velocidades relativistas. Estas SEPs provocaron el mayor incremento de radiación cósmica a nivel de superficie (Ground Level Enhancement) desde el 2012 (<https://gle.oulu.fi/#/>). Este evento se conoce como GLE 72 y se caracterizó por presentar un flujo de partículas con energías mayores a 400 MeV durante un largo intervalo de tiempo, Figura 4.13. Se tiene evidencia que las múltiples fulguraciones y EMC previas a esta fecha crearon una buena población de SEPs en el medio interplanetario que luego fueron aceleradas por la fulguración del 10 de septiembre [54]. El flujo de estas partículas fue detectado por varios monitores de neutrones en latitudes altas y se propone como el causante del incremento que llegó a observar el TNS.

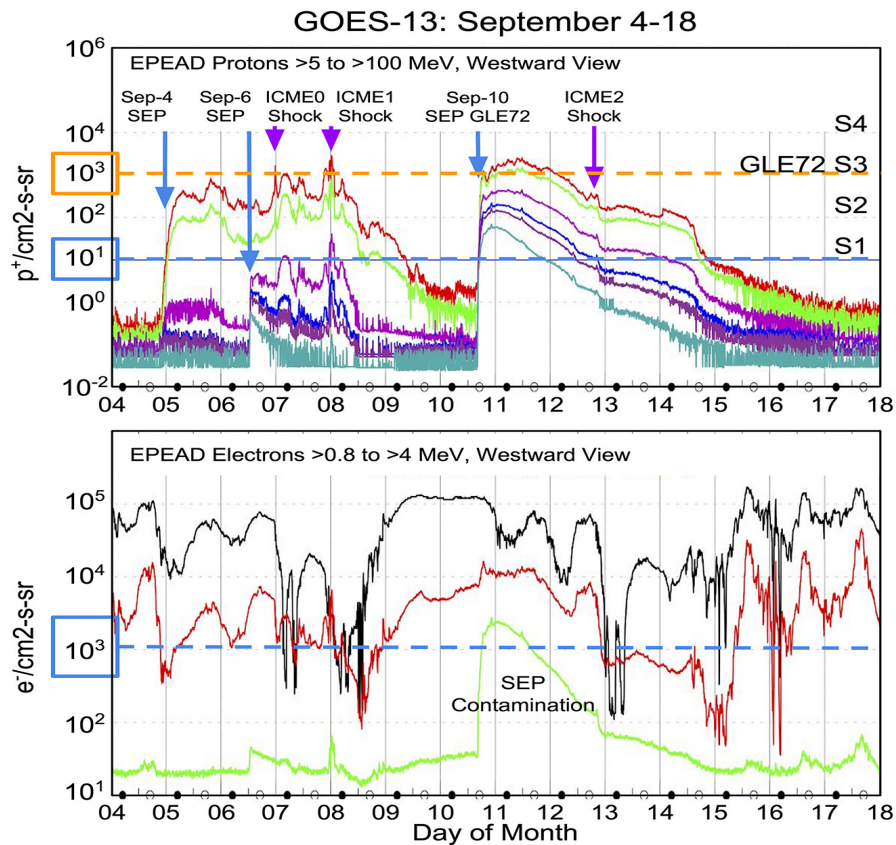


Figura 4.13. Se presenta el flujo de protones (arriba) y electrones (abajo) durante el intervalo de tiempo en el que se presentó la intensa actividad solar de los primeros días de septiembre, detectado por telescopio EPEAD del GOES-13. Los protones muestran 6 intervalos de energía en MeV: >5 (rojo), >10 (verde), >30 (magenta), >50 (azul), >60 (morado), and > 100 (cian). Las flechas indican los distintos fenómenos que se presentaron. En cuanto a los electrones, los tres intervalos de energía en MeV son: >0.8 (negro), >2 (rojo), and >4 (verde). Tomada de [55].

DISCUSIÓN DE RESULTADOS

De los 30 eventos de tormentas geomagnéticas moderadas e intensas ocurridas entre diciembre del 2015 y junio del 2020, en 9 no se registraron datos por parte del TNS en ninguno de sus canales de energía. De los 21 eventos donde hubo mediciones en al menos dos de los canales de energía del detector, tan sólo 3 no presentaron variaciones significativas atribuidas a tormentas geomagnéticas.

Alrededor del 70% de las tormentas analizadas donde si hubo mediciones por parte del TNS presentaron un decrecimiento Forbush en al menos uno de sus canales de energía. Por su parte,

40% de las mismas presentaron un incremento significativo y 2 eventos presentaron ambos casos. Estas perturbaciones ocurrieron tanto en el registro de partículas neutras como cargadas, teniendo en cuenta que las partículas neutras observadas en este trabajo son producidas en el chubasco de partículas atmosférico, específicamente la componente hadrónica.

En cuanto al ATG, es importante tener en cuenta que sería un error comparar entre los distintos canales de energía, ya que fue construido con base en canal S2_Anti de la TG1, es decir, con las cuentas de este canal, cuyos valores son del orden de 4.5×10^4 cuentas por minuto; mientras que los del canal S3_Anti son de 1.3×10^4 y del S4_Anti de 3×10^3 . En el caso de los canales cargados, el número de cuentas por minuto tienen valores de: 7×10^4 , 3×10^4 y 6.5×10^3 para los canales S2, S3 y S4 respectivamente.

La finalidad de este parámetro es comparar entre eventos para cada canal. No obstante, tanto para partículas cargadas como neutras, se espera que el grado de perturbación cuantificado por el ATG sea mayor en los canales menos energéticos, hecho que permite corroborar que las mediciones del detector son correctas. Los resultados de la Tabla 4.3 muestran que efectivamente, en los eventos donde hay variaciones significativas en más de un canal de energía (cargadas o neutras), los menos energéticos son los más perturbados, con la excepción de la TG 19.

Debido a que uno de los objetivos de este trabajo es proponer un nuevo parámetro o índice para describir el grado de perturbación del Clima Espacial sobre territorio mexicano, se recomienda utilizar únicamente los datos del canal S2_Anti, ya que con base en estos fue que se calculó el valor de 1 ATG. A partir de los resultados obtenidos en los eventos que comprende este trabajo, podemos proponer los siguientes valores de ATG para medir la magnitud de la perturbación:

Valor ATG canal S2_Anti	Magnitud de la perturbación
≥ 1	Intensa
0.50-1	Moderada
≤ 0.50	Débil

Todas las TG causadas por EMC provocaron decrecimientos Forbush, confirmando que se trata principalmente de un fenómeno interplanetario cuya estructura magnética, que es órdenes de

magnitud más grande que la magnetósfera terrestre, actúa como un blindaje que desvía los RC que se dirigen hacia la Tierra, a pesar de que también rompe las líneas de campo geomagnético del lado día, disminuyendo la rigidez umbral. También, como bien está reportado en la literatura, la intensidad de la tormenta geomagnética no influye en que tanto decrece el flujo de RC durante estos eventos.

Las RICs son estructuras que no impactan de tal magnitud sobre el campo geomagnético como una EMC. Sin embargo, bajo las condiciones adecuadas, pueden provocar reconexión magnética en el lado día del campo geomagnético y disminuir la rigidez umbral en cualquier punto de la Tierra, permitiendo la entrada de partículas de menor energía. Este trabajo confirma este hecho, pues los incrementos en el flujo de RC detectado por el TNS-SN sucedieron a causa de RICs.

En cuanto a los decrecimientos Forbush registrados, de los tres canales de energía de partículas neutras analizados, el evento que provocó una mayor perturbación en cada uno fue la TG 1. Caso distinto sucedió en los canales cargados, donde el canal S2 se vio considerablemente más afectado durante la TG 28 (-4.50 ATG), el S3 en la TG 4 (-0.32 ATG) y el S4 durante la TG 3 (-1.61 ATG).

Por su parte, el aumento en el flujo de RC observado durante TG 5 fue considerablemente mayor a cualquier otro evento donde se presentó un incremento, en cualquier canal de energía. Los valores de Dst y ΔH_{Teo} no llegaron a valores tan extremos, indicando que la rigidez umbral no disminuyó de manera tan significativa. Sin embargo, este evento tuvo la peculiaridad de presentar la llegada de una segunda RIC mientras el campo geomagnético aún se encontraba perturbado. Con la rigidez umbral disminuida a causa de la interacción de la primera RIC, esta segunda estructura pudo inyectar las partículas que lleva en la zona de compresión, cuya presencia se observa en la Figura 4.9, hacia la magnetosfera. Al momento de escribir este trabajo, no hay registro de un aumento en flujo de RC observado durante este evento por la red de monitores de neutrones pertenecientes a la Neutron Monitor Data Base (NMDB) ni por otros tipos de detectores de radiación cósmica a nivel de superficie.

CONCLUSIONES

A partir de los resultados obtenidos en este trabajo y del análisis de los mismos podemos concluir lo siguiente:

1. Detectamos que las mediciones del flujo de radiación cósmica detectada por los canales de energía para partículas neutras ($S2_Anti E > 60 \text{ MeV}$, $S3_Anti E > 90 \text{ MeV}$, $S4_Anti E > 120 \text{ MeV}$) y cargadas ($S2 E > 60 \text{ MeV}$, $S3 E > 90 \text{ MeV}$, $S4 E > 120 \text{ MeV}$) del TNS-SN presentan variaciones significativas ante tormentas geomagnéticas moderadas e intensas causadas por perturbaciones del Clima Espacial, específicamente EMC y RIC's. De este modo, se confirma que, a parte de su principal objetivo de estudiar neutrones solares, este detector se puede utilizar para estudiar las variaciones en el flujo de RC atribuidas a tormentas geomagnéticas.
2. Estas variaciones sólo se pueden obtener haciendo un tratamiento robusto de los datos con herramientas de programación, encontrando su tendencia con la menor contribución posible de la variación diurna exacerbada que presenta cada canal (provocada por la profundidad atmosférica a la que se ubica el detector), pues su amplitud opaca estas variaciones.
3. Observamos que los eventos que presentaron variaciones en más de una canal (cargadas o neutras) muestran una mayor perturbación conforme el umbral de energía disminuye, corroborando que las mediciones son consistentes.
4. Nuestro análisis muestra que la firma de una región de interacción corrotante sobre la radiación cósmica detectada por el TNS-SN generalmente se refleja con un incremento significativo en el flujo, el cual se intensifica si ocurre una segunda perturbación en el viento solar que contenga una mayor densidad de partículas. Por su parte, la firma de una eyección de masa coronal siempre se refleja con un decremento en el flujo de radiación cósmica, cuya significancia no está en función de la magnitud de la tormenta geomagnética que provoque.

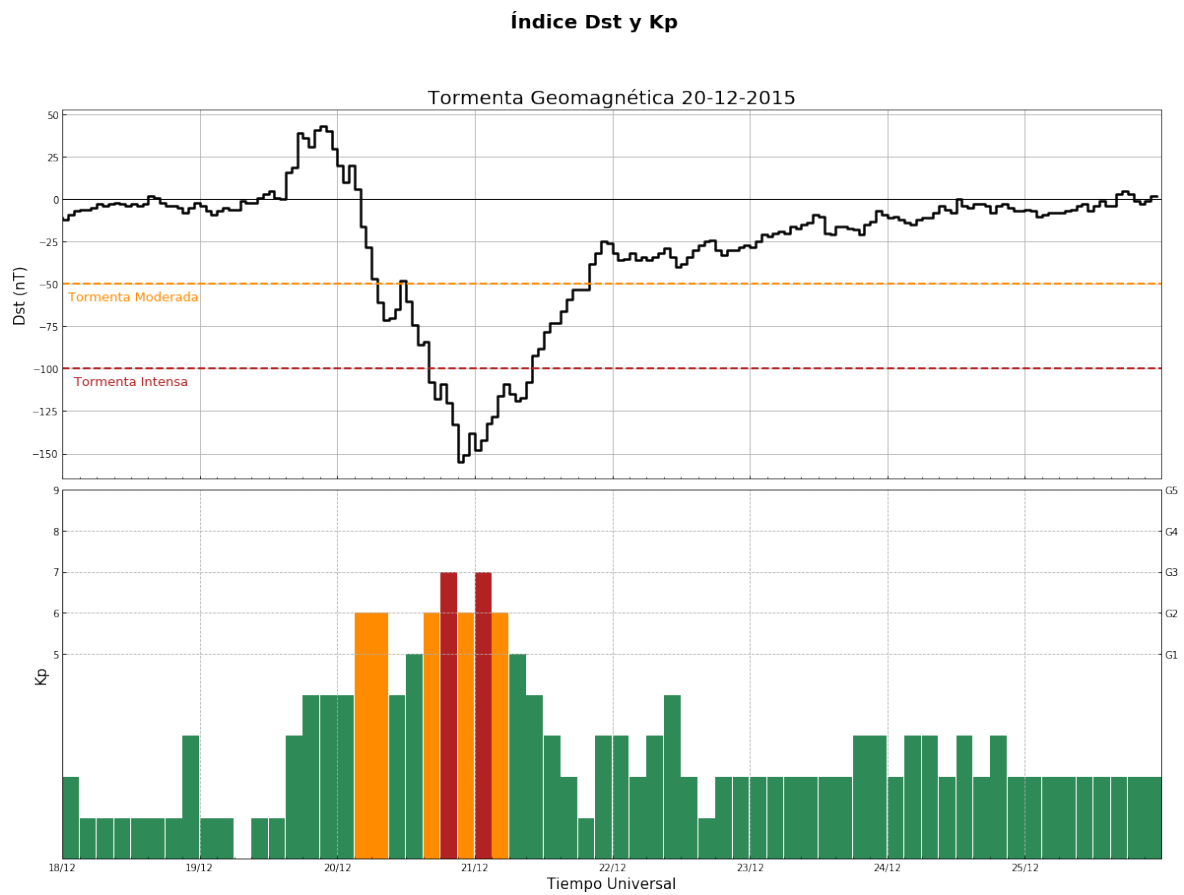
5. Si bien existen muchos estudios que han observado incrementos en el flujo de radiación cósmica atribuidos a estas perturbaciones del Clima Espacial, la mayoría obtiene sus mediciones de satélites o con detectores en latitudes medias-altas. Por esta razón, los incrementos en el flujo de RC atribuidos a RIC's observados en este trabajo son un resultado de gran relevancia, pues donde se ubica el TNS, la rigidez umbral de 8.24 GV no presenta una disminución de tal magnitud como en regiones de mas alta latitud. También, la altura (4580 msnm) del detector es una característica poco común de cualquier detector de RC en superficie.

6. El área de Afectación de Tormenta Geomagnética, parámetro introducido en este trabajo, permite cuantificar el grado de afectación de las TG en sobre el flujo de radiación cósmica detectada por cada canal de energía del TNS. Para de su cálculo, fue fundamental llevar a cabo una calibración para establecer la significancia de las variaciones con base en el porcentaje de la variación diurna que presente cada canal. Esta calibración significa una importante aportación para futuros trabajos con datos del TNS.

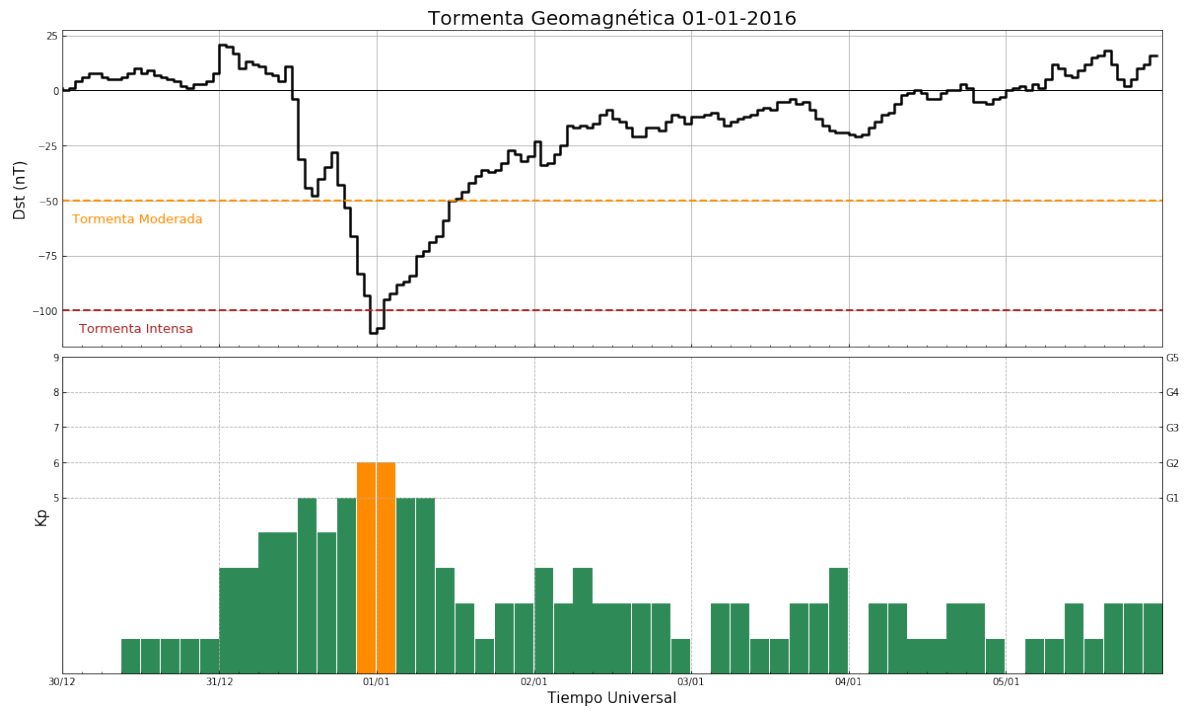
7. Al tratarse de un parámetro relativamente sencillo de obtener y de entender, se pretende que el ATG funcione como un nuevo índice del grado de perturbación del Clima Espacial sobre territorio nacional. Con la implementación de iono-sondas y con datos de las perturbaciones en las telecomunicaciones en México, se podrá llevar a cabo una descripción completa de las afectaciones que provocan las EMC y RIC's.

APÉNDICE A

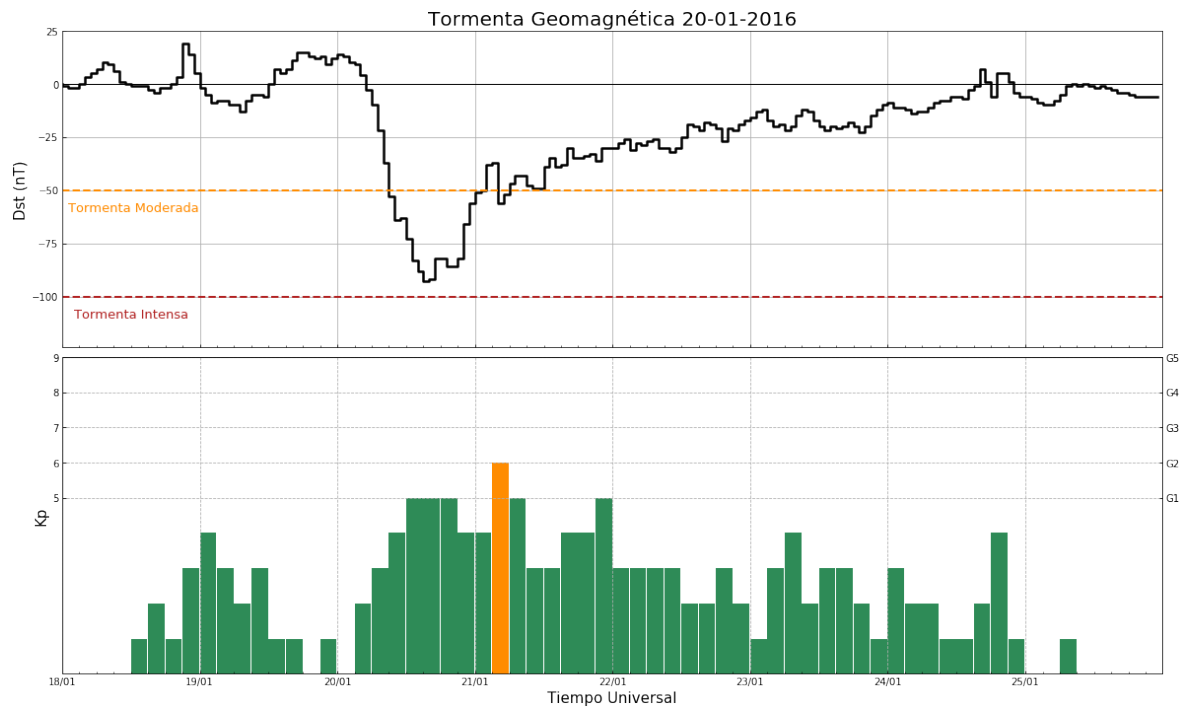
A continuación se presentan las gráficas de los índices Dst y Kp para las tormentas geomagnéticas moderadas e intensas ocurridas entre diciembre del 2015 y junio del 2020. Los colores indican la magnitud de la tormenta.



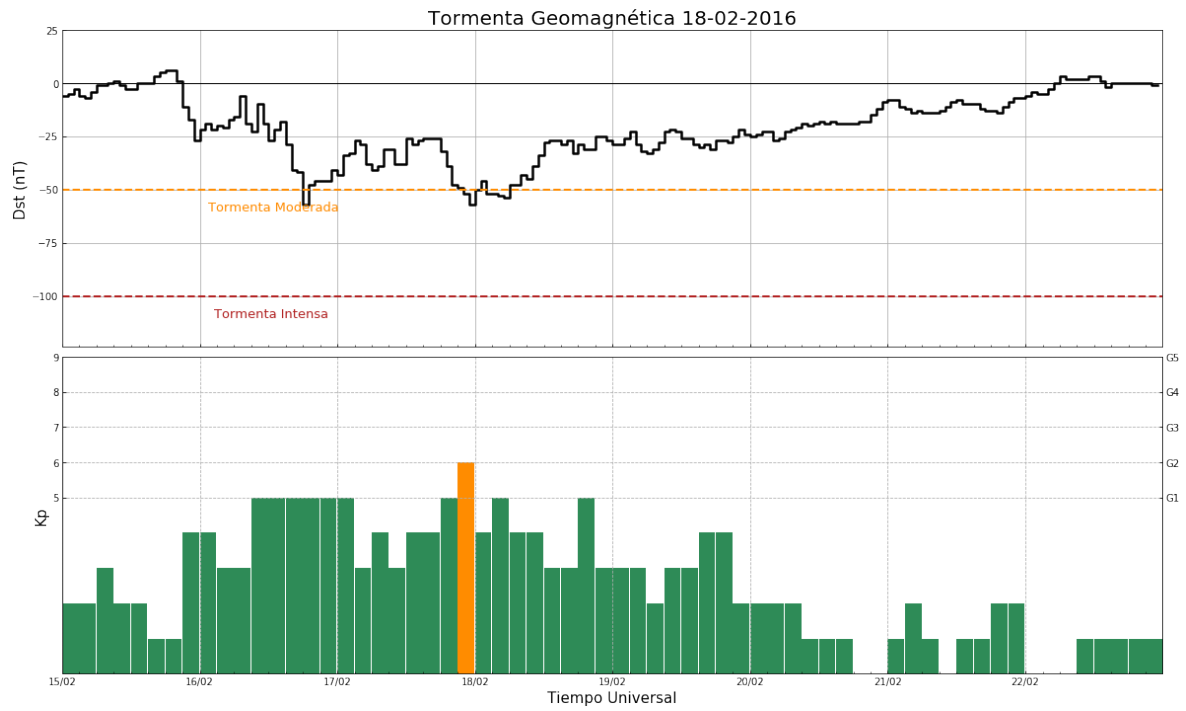
índice Dst y Kp



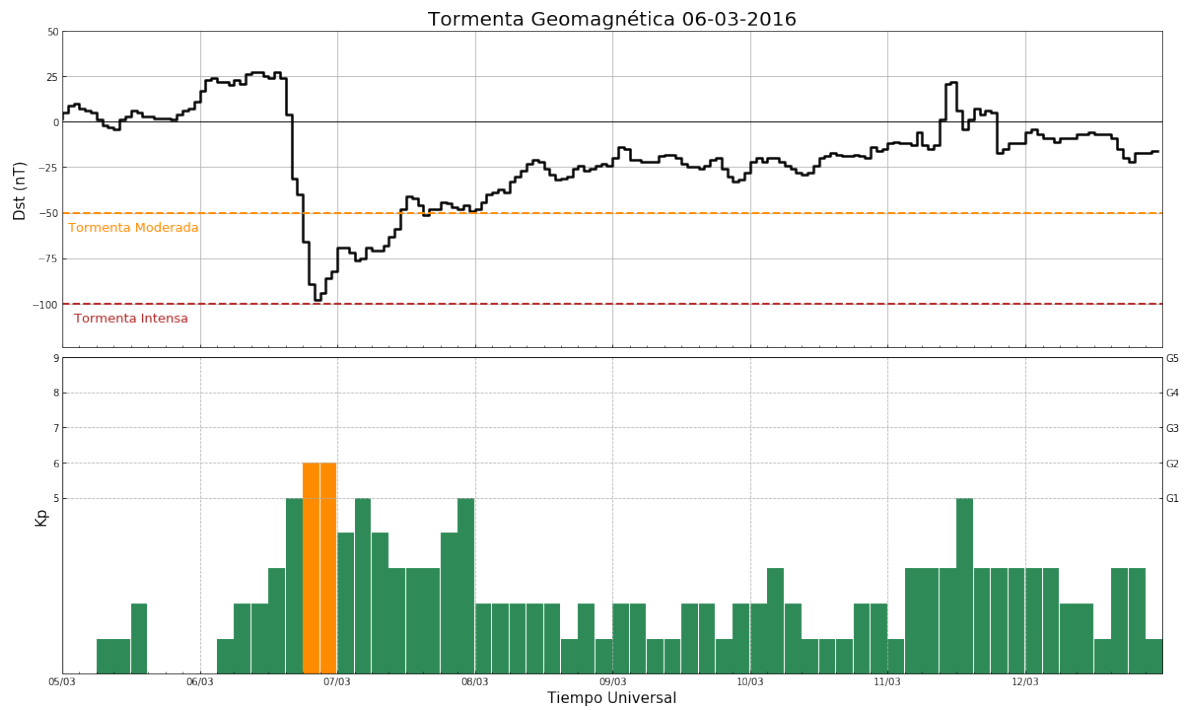
índice Dst y Kp



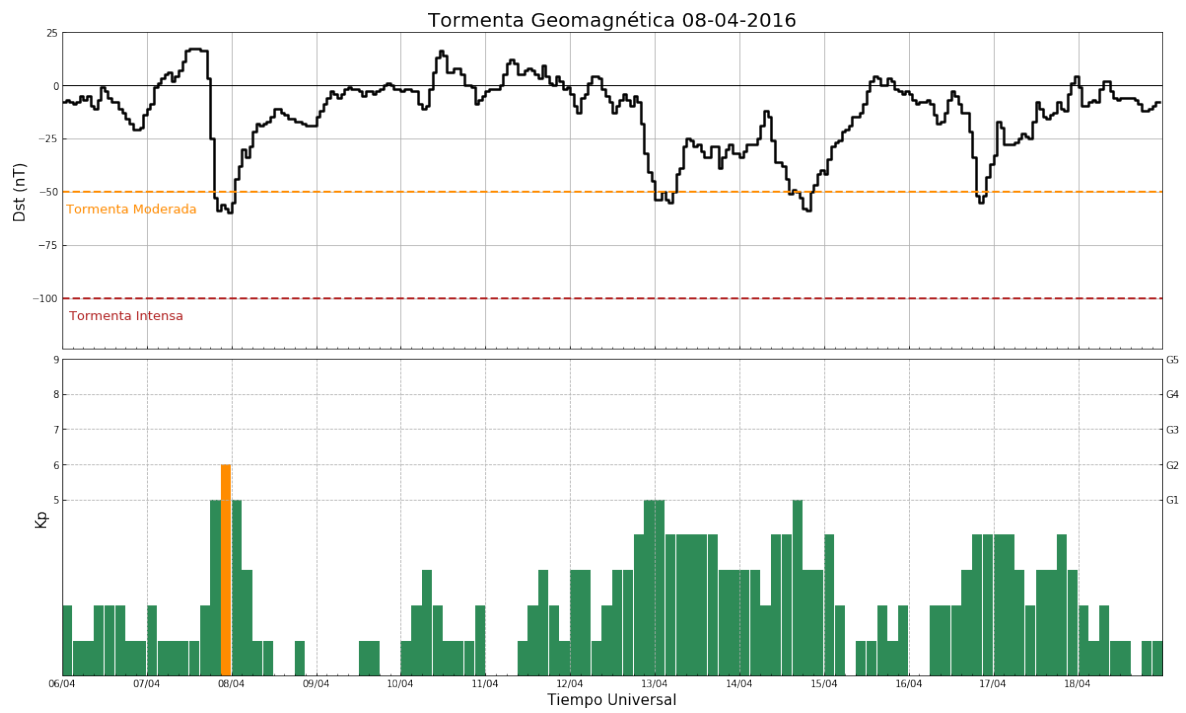
Índice Dst y Kp



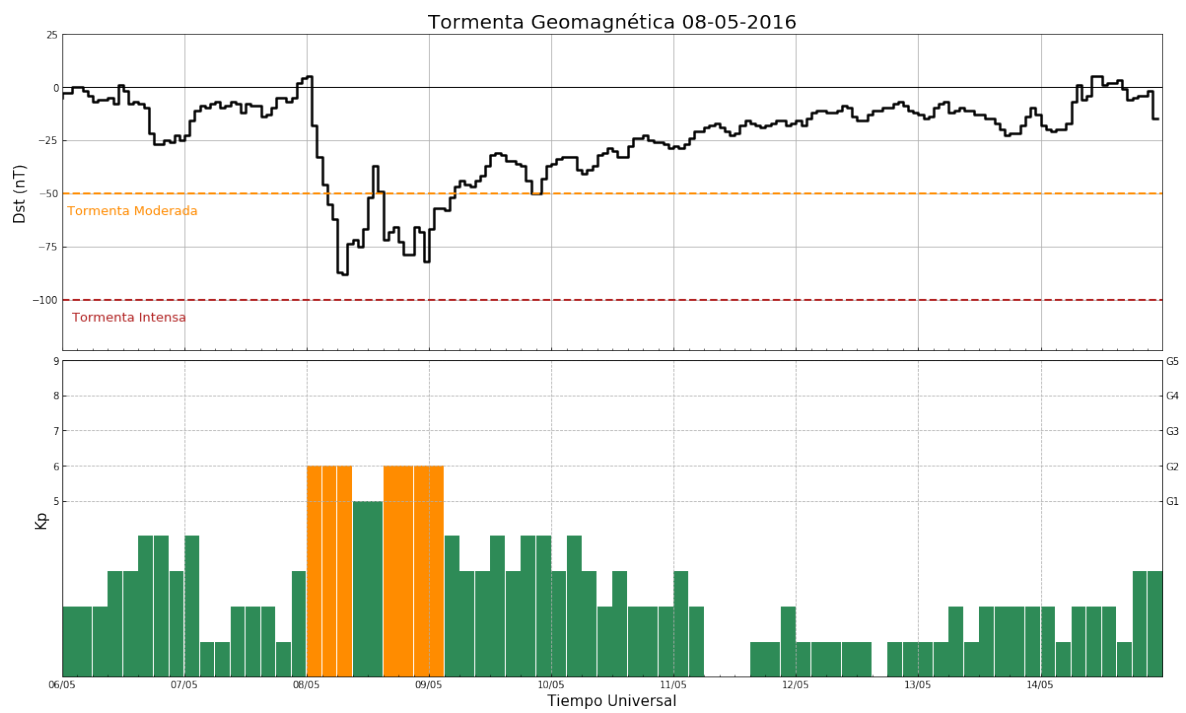
Índice Dst y Kp



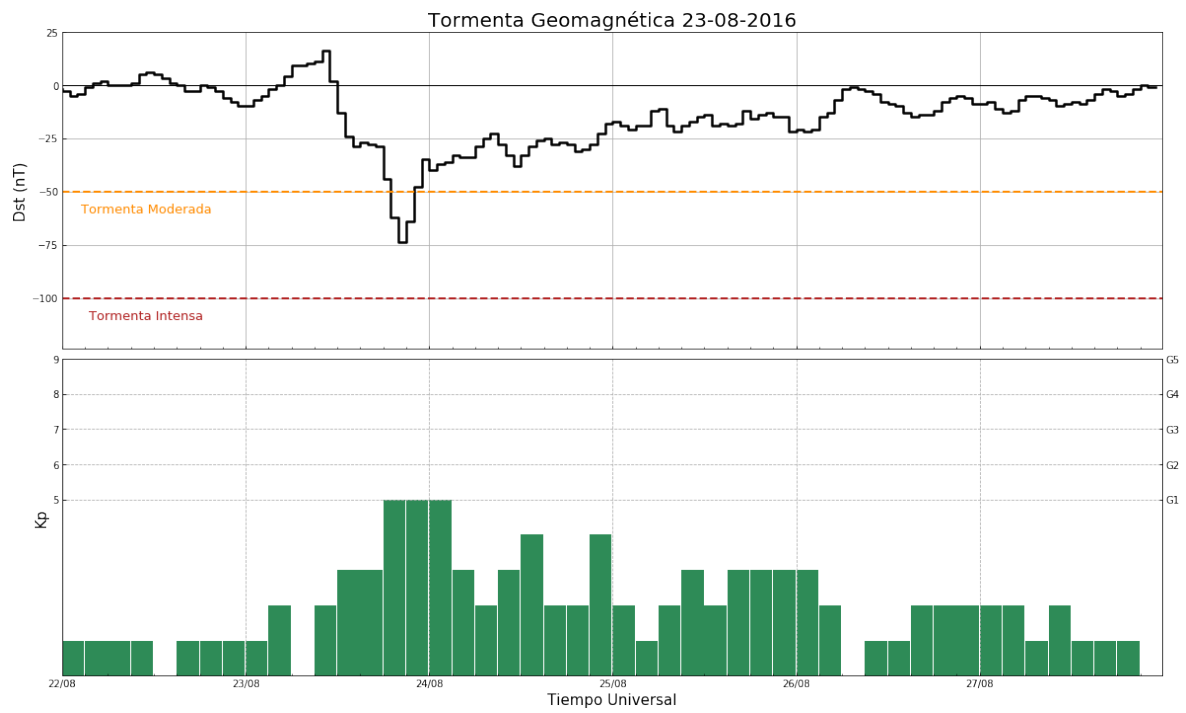
índice Dst y Kp



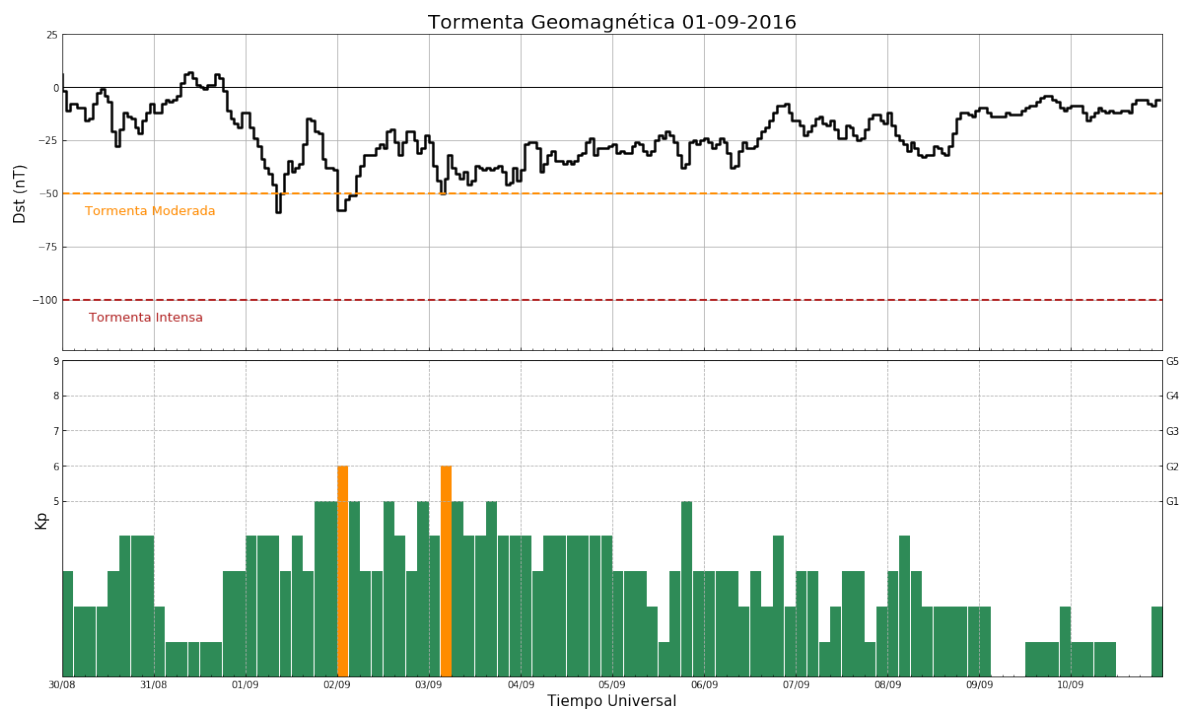
índice Dst y Kp



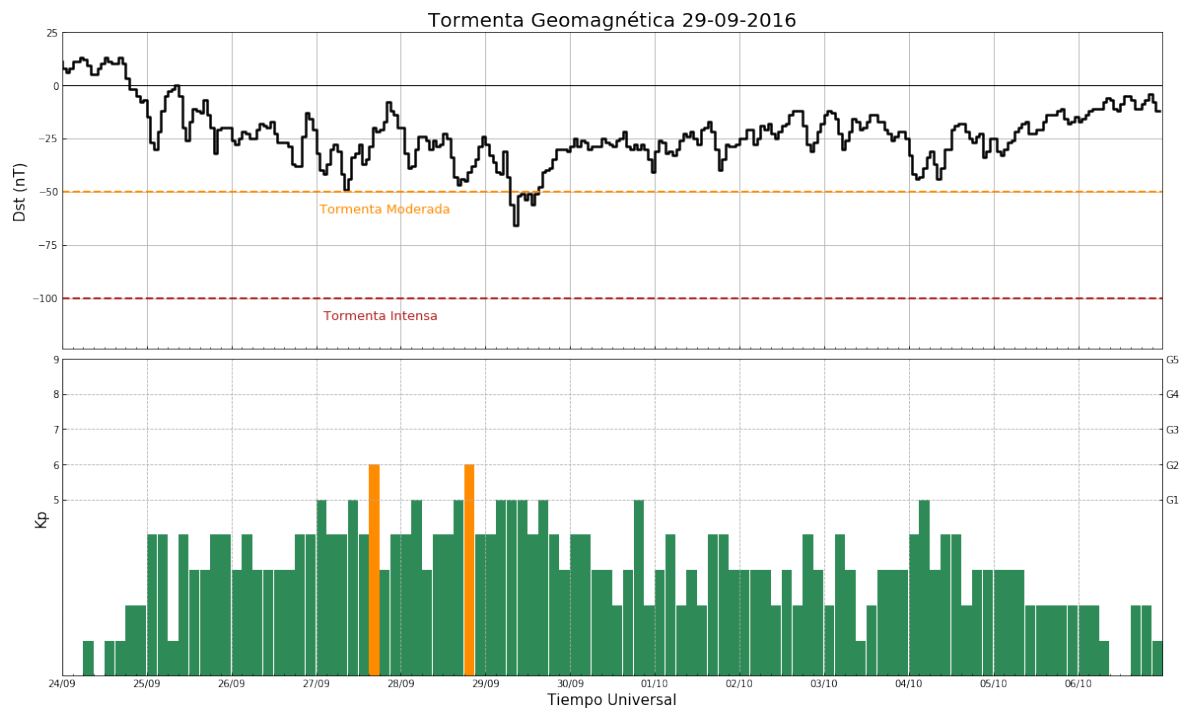
Índice Dst y Kp



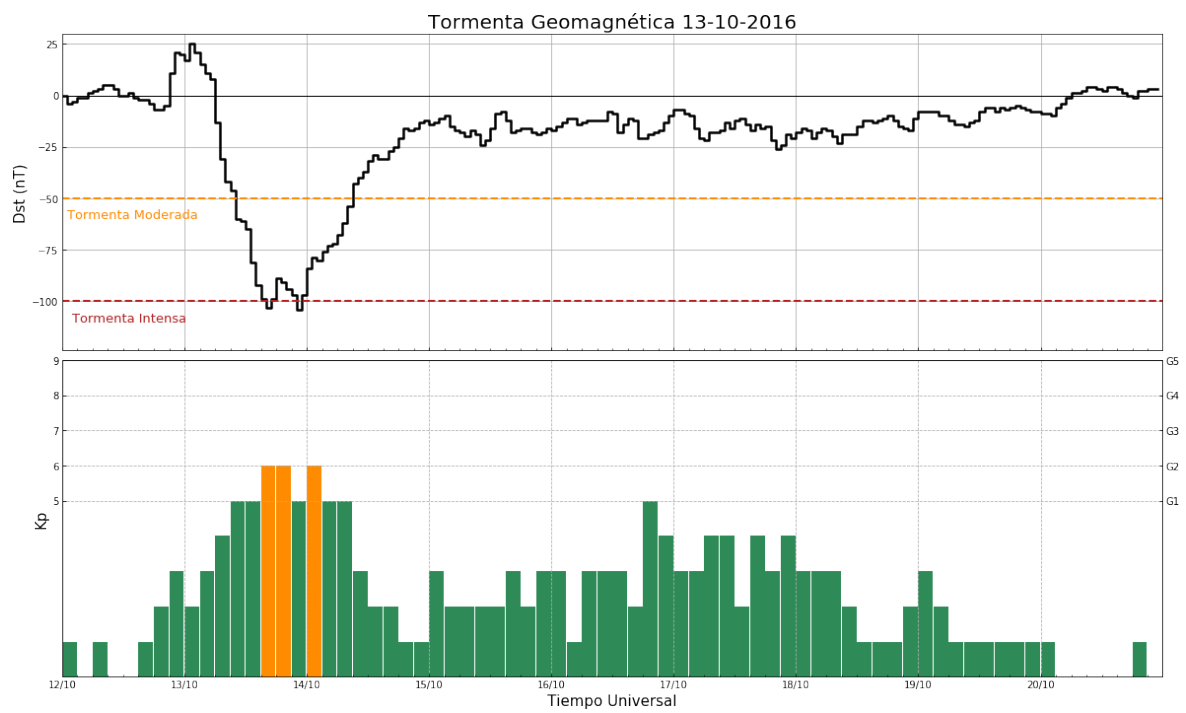
Índice Dst y Kp



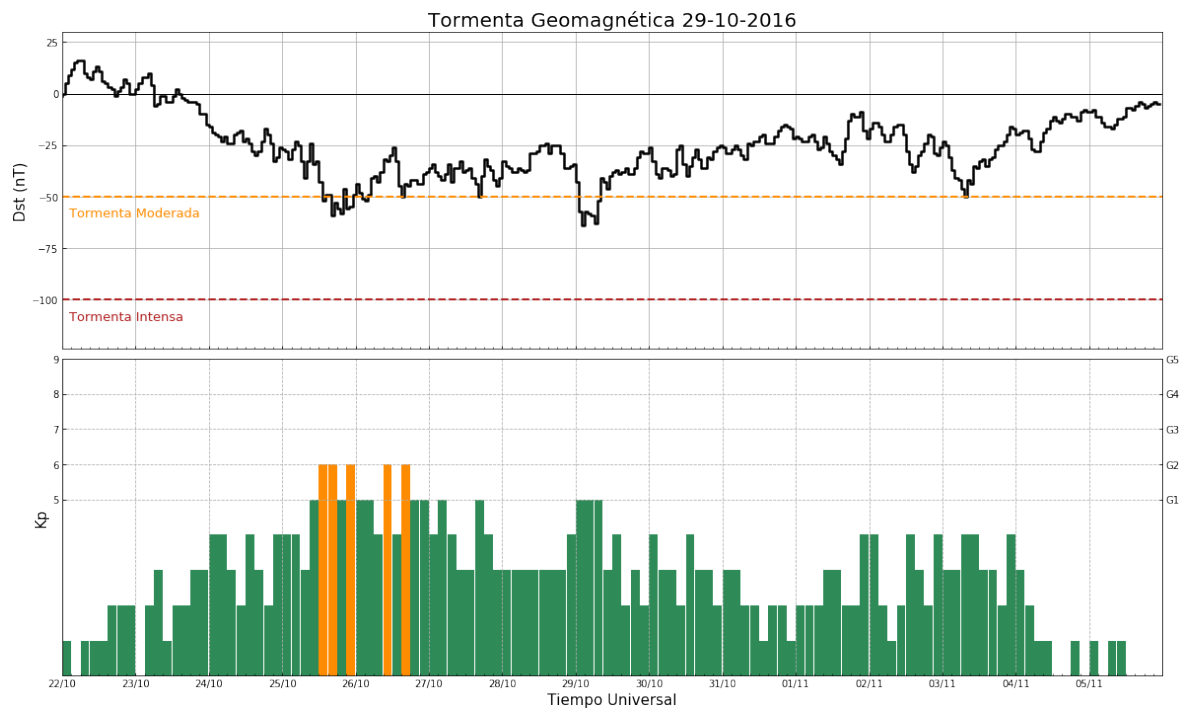
índice Dst y Kp



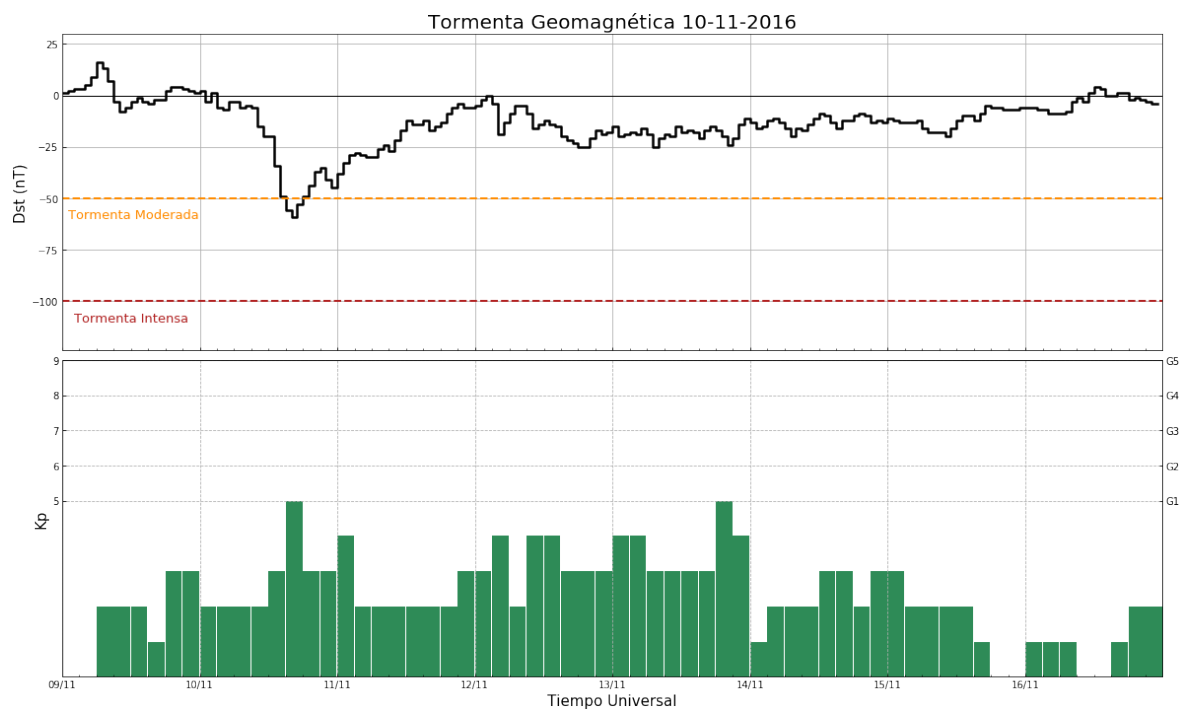
índice Dst y Kp



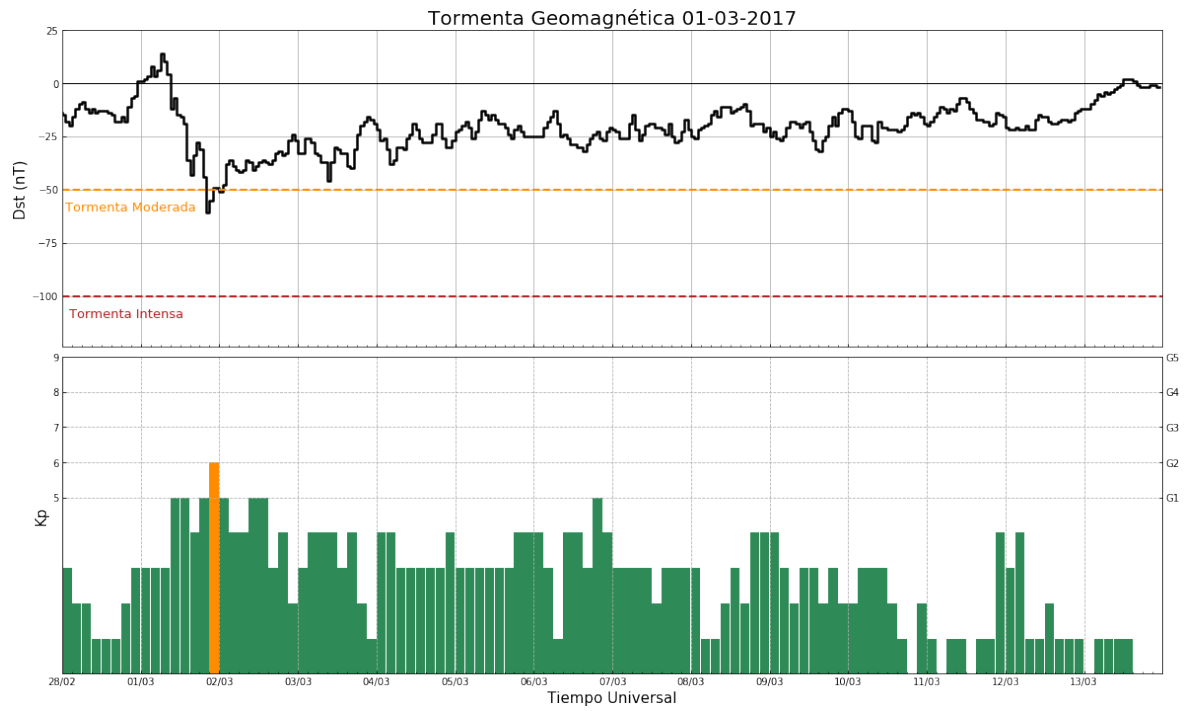
índice Dst y Kp



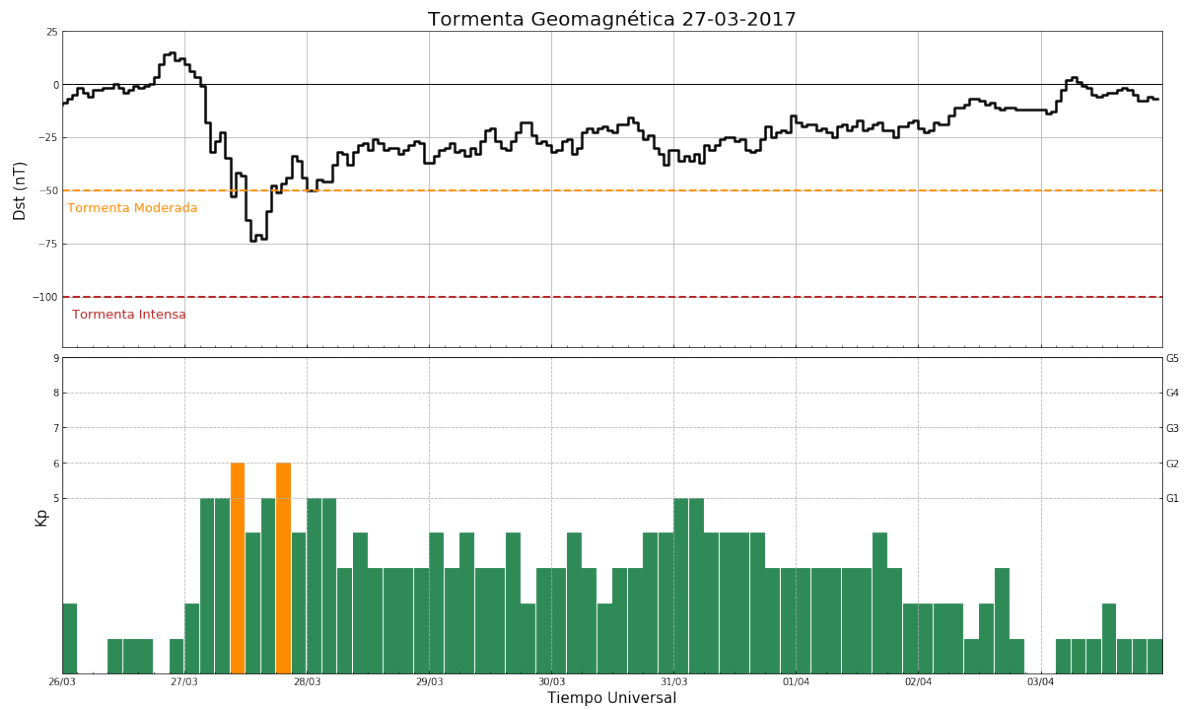
índice Dst y Kp



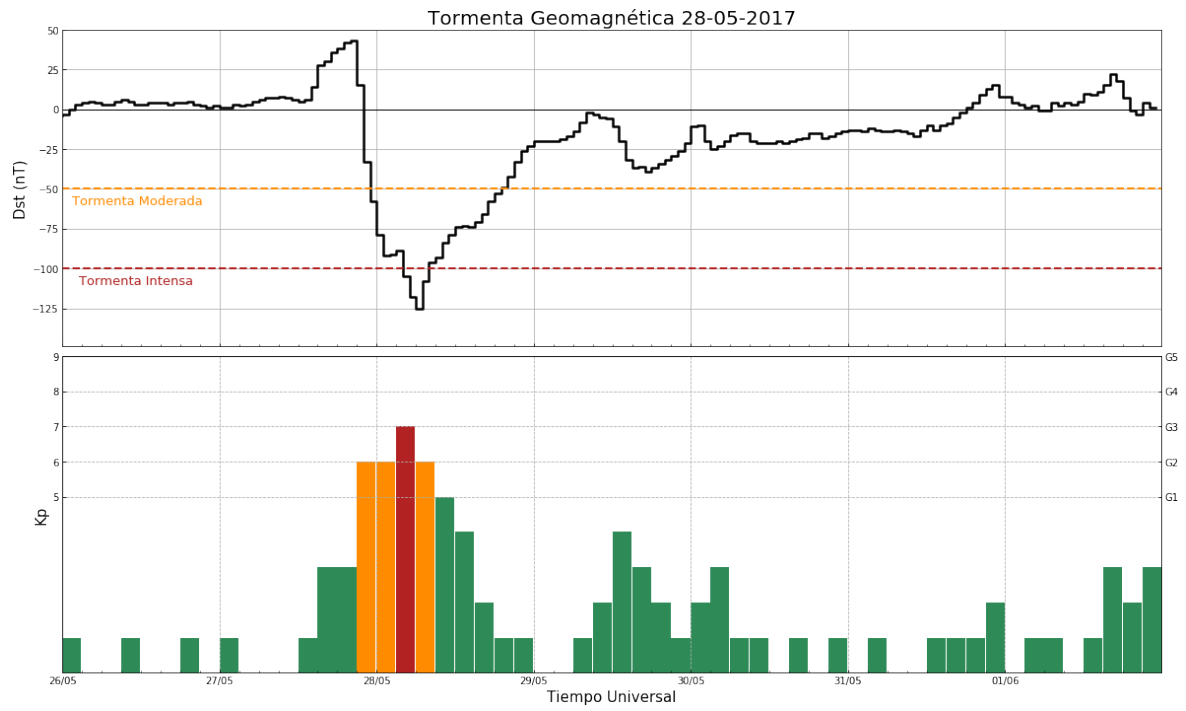
índice Dst y Kp



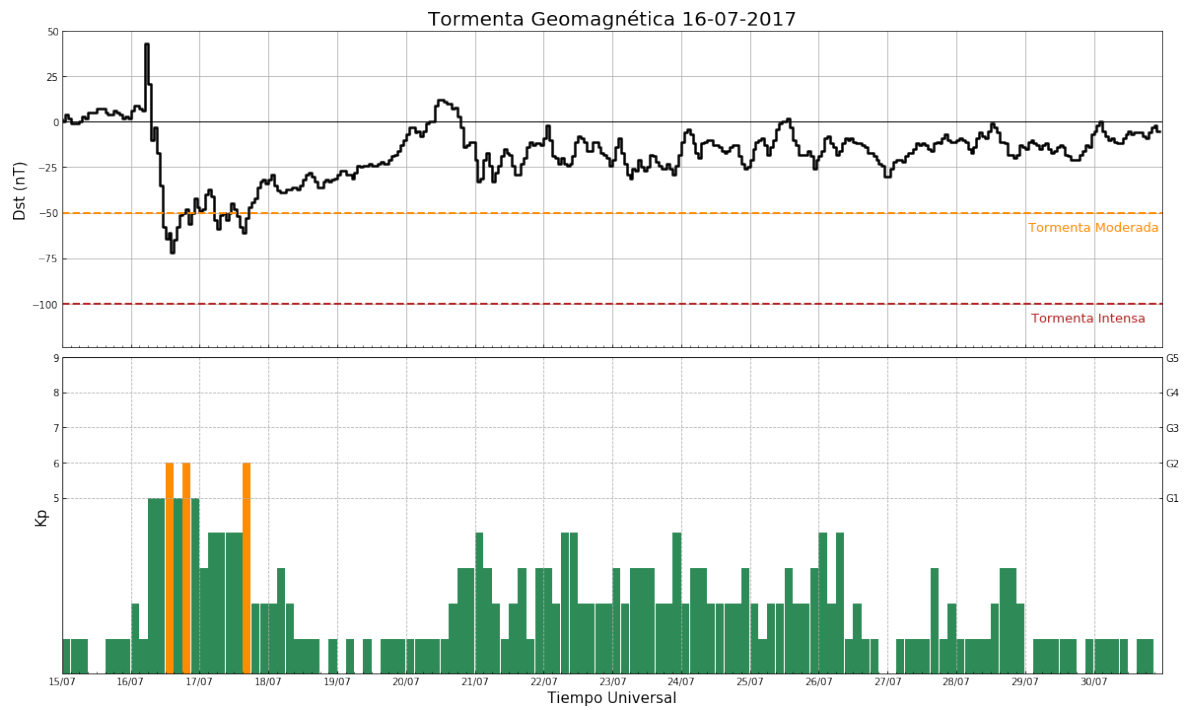
índice Dst y Kp



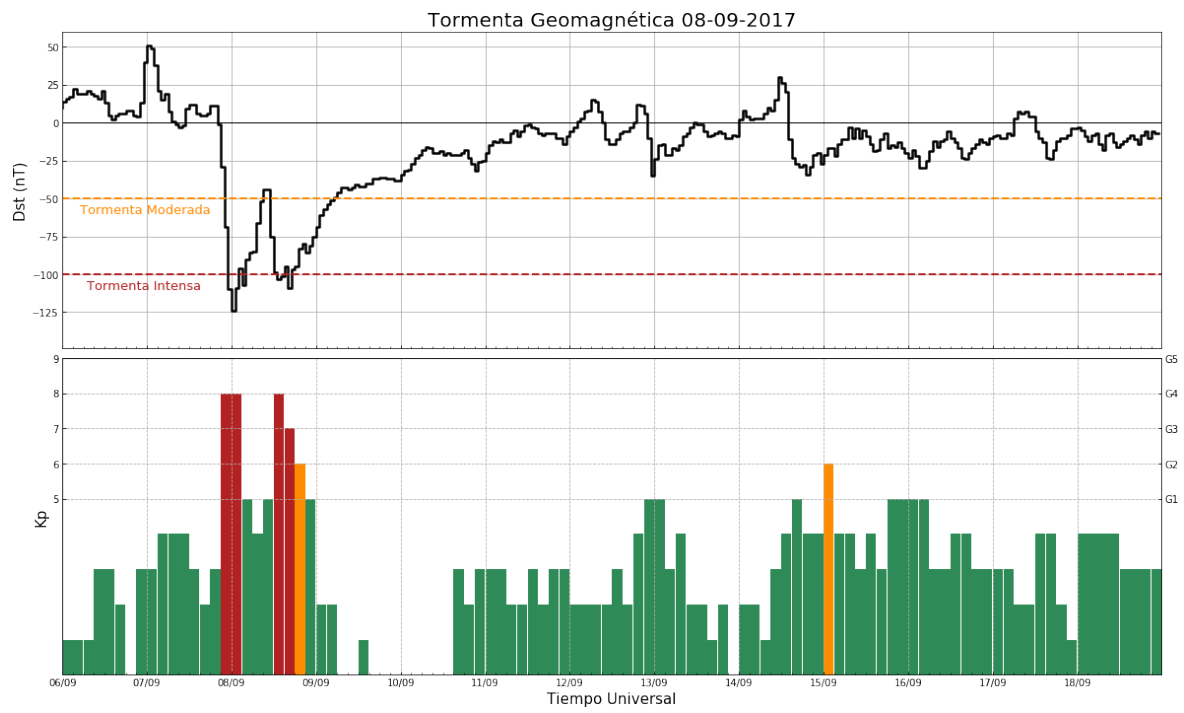
índice Dst y Kp



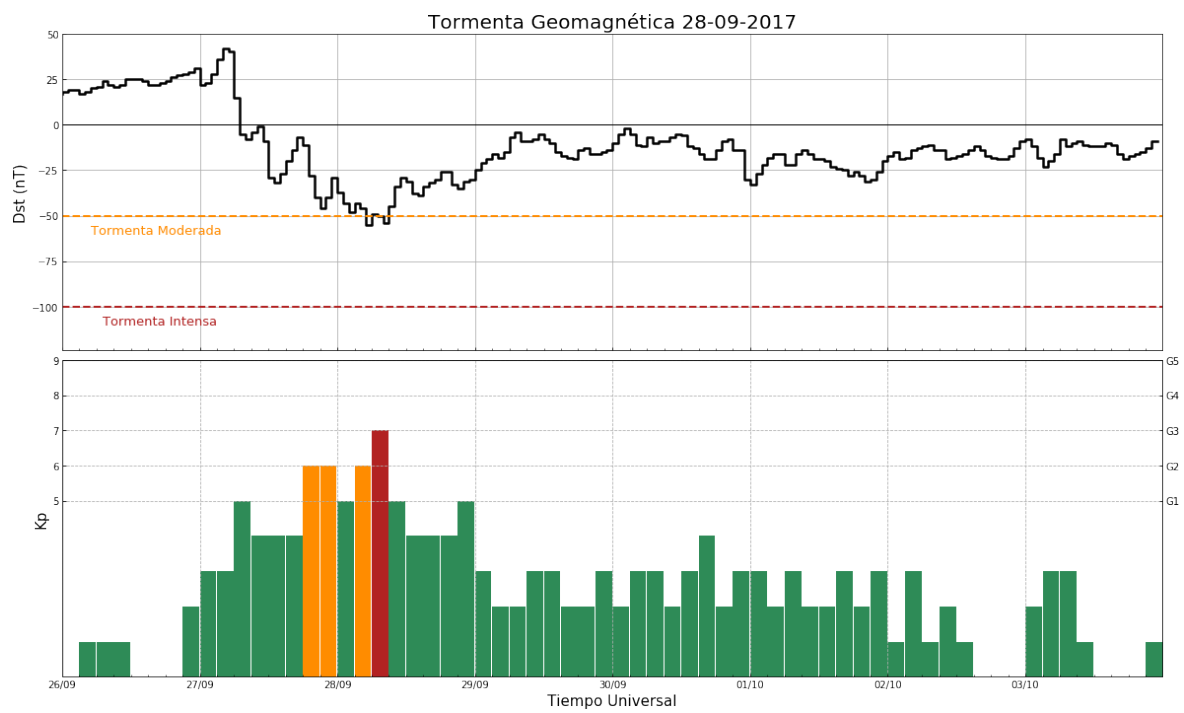
índice Dst y Kp



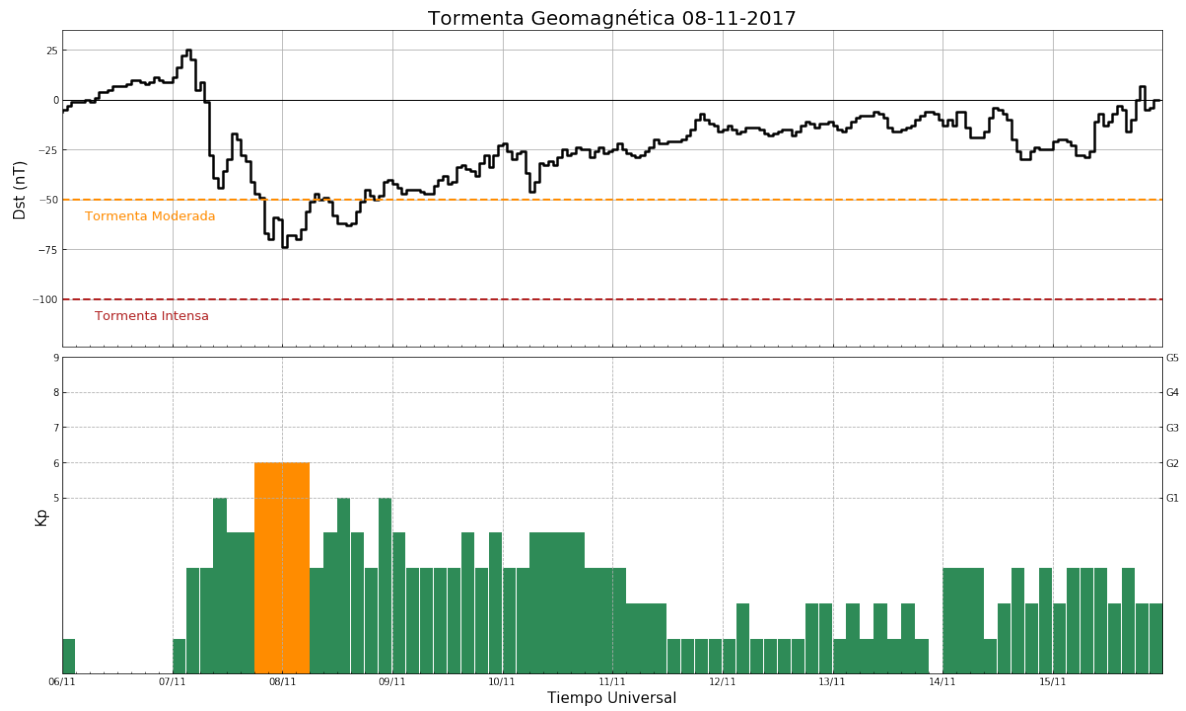
índice Dst y Kp



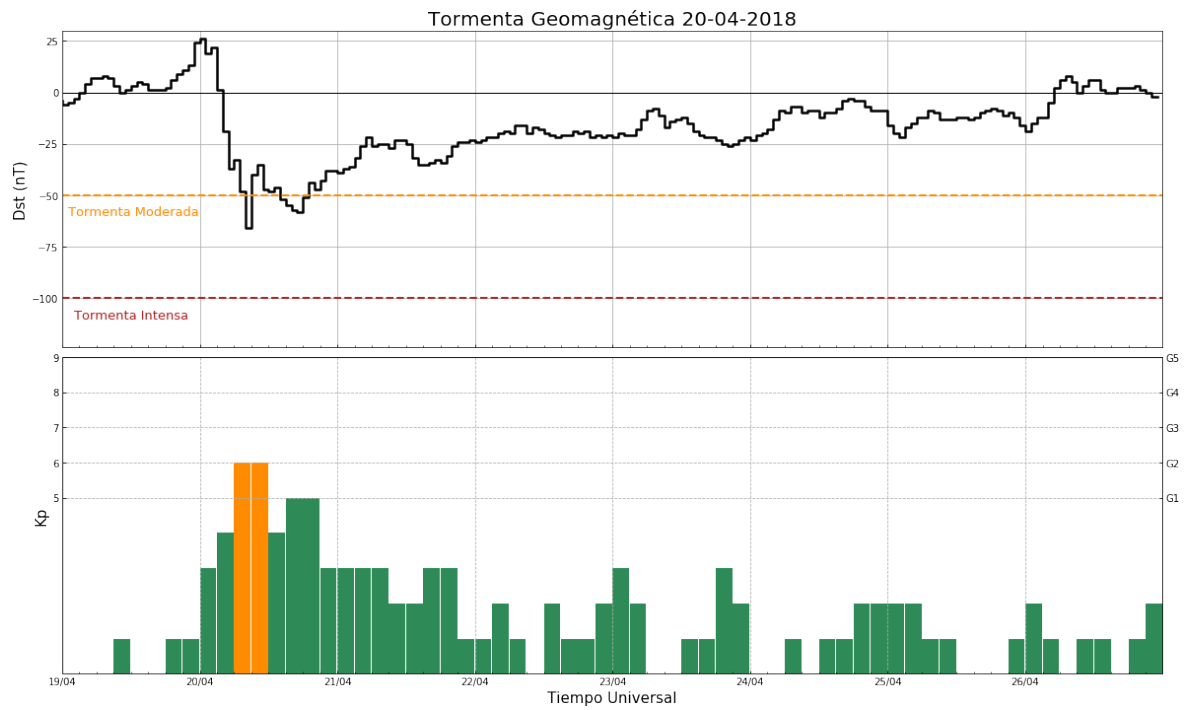
índice Dst y Kp



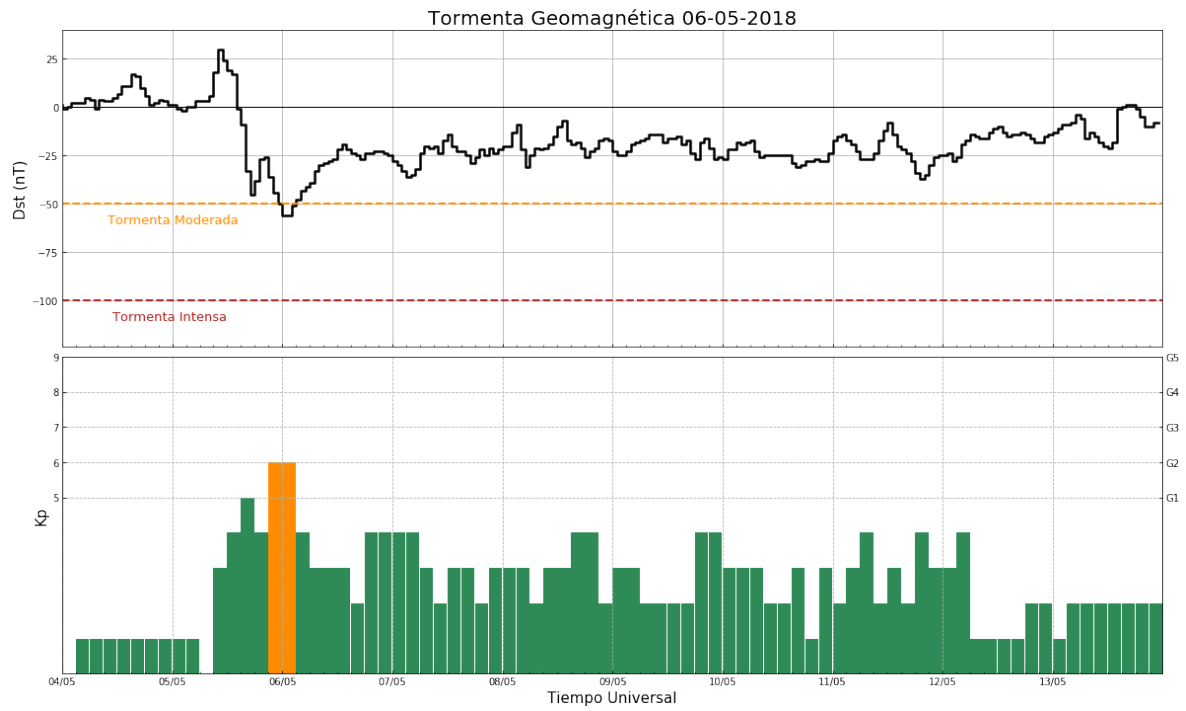
Índice Dst y Kp



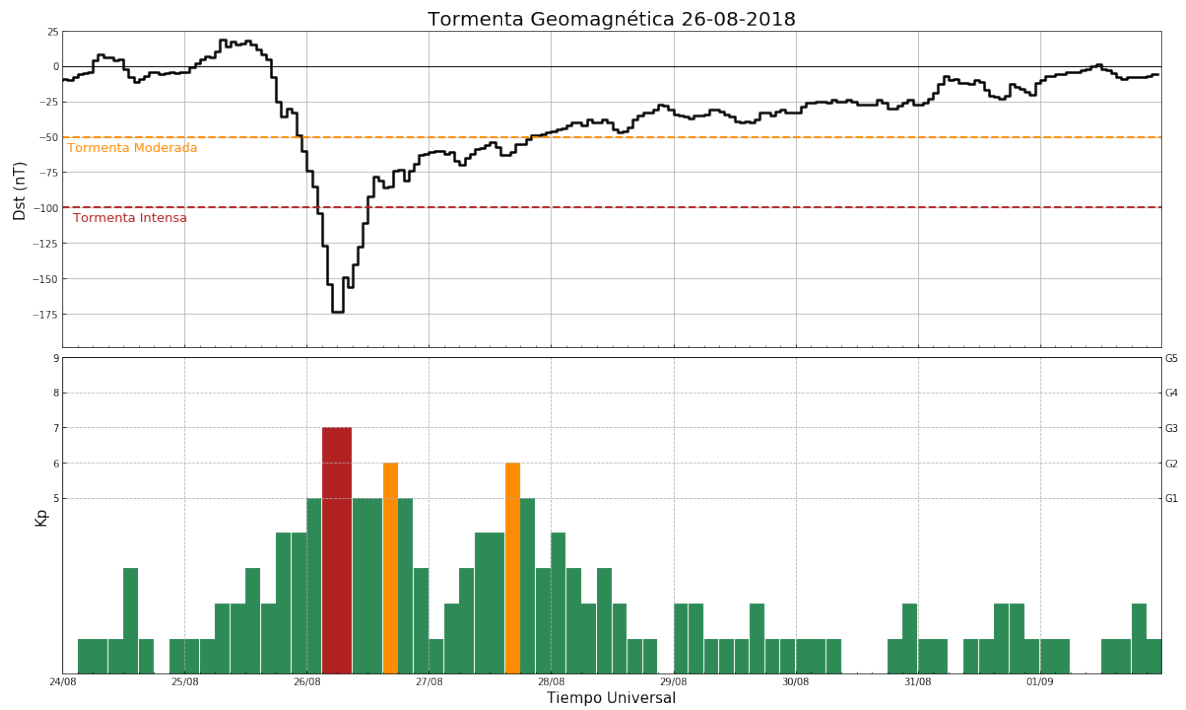
Índice Dst y Kp



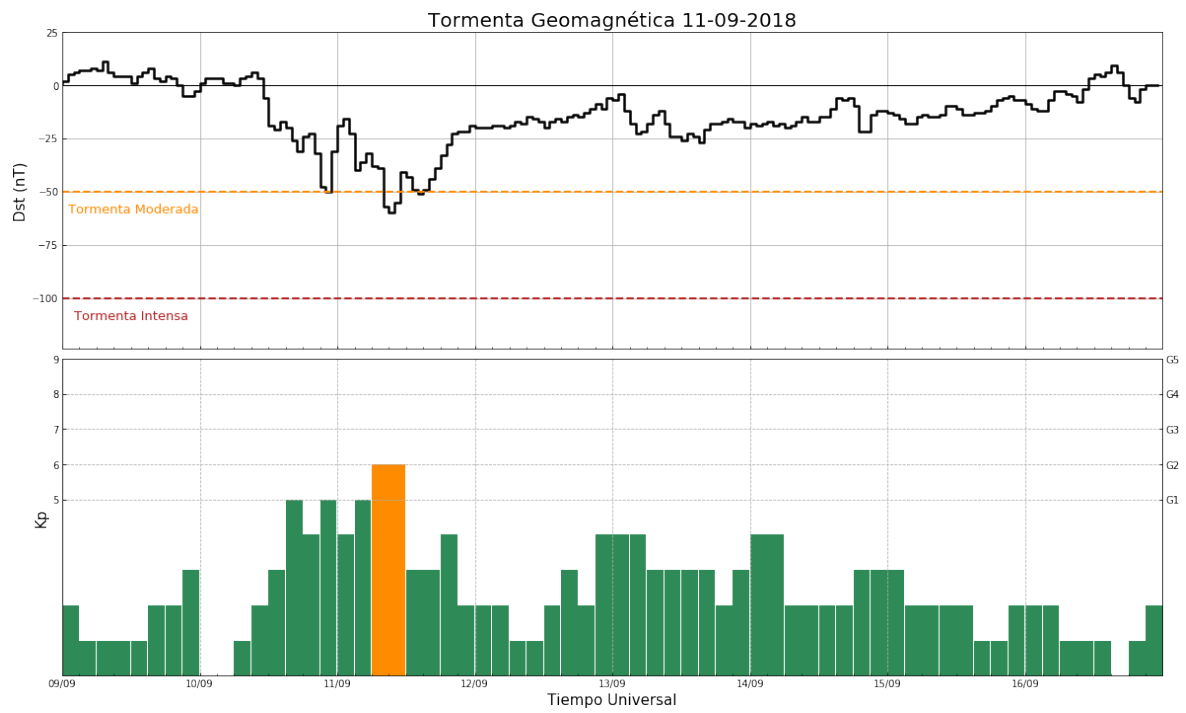
índice Dst y Kp



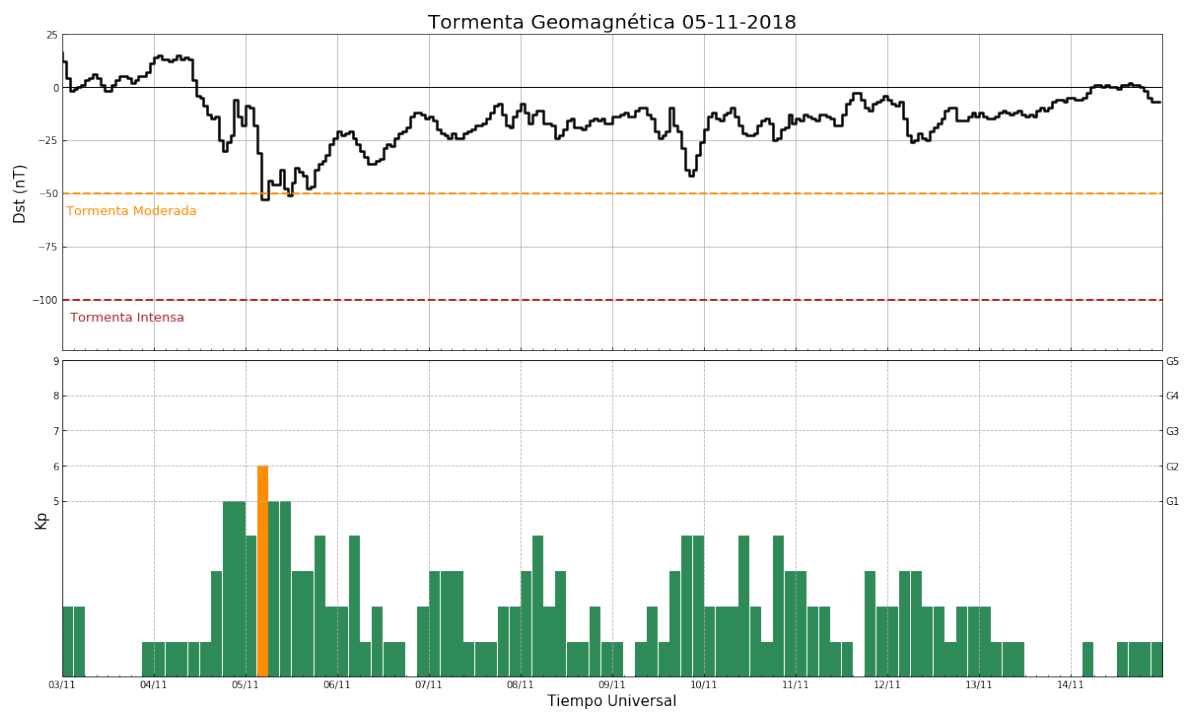
índice Dst y Kp



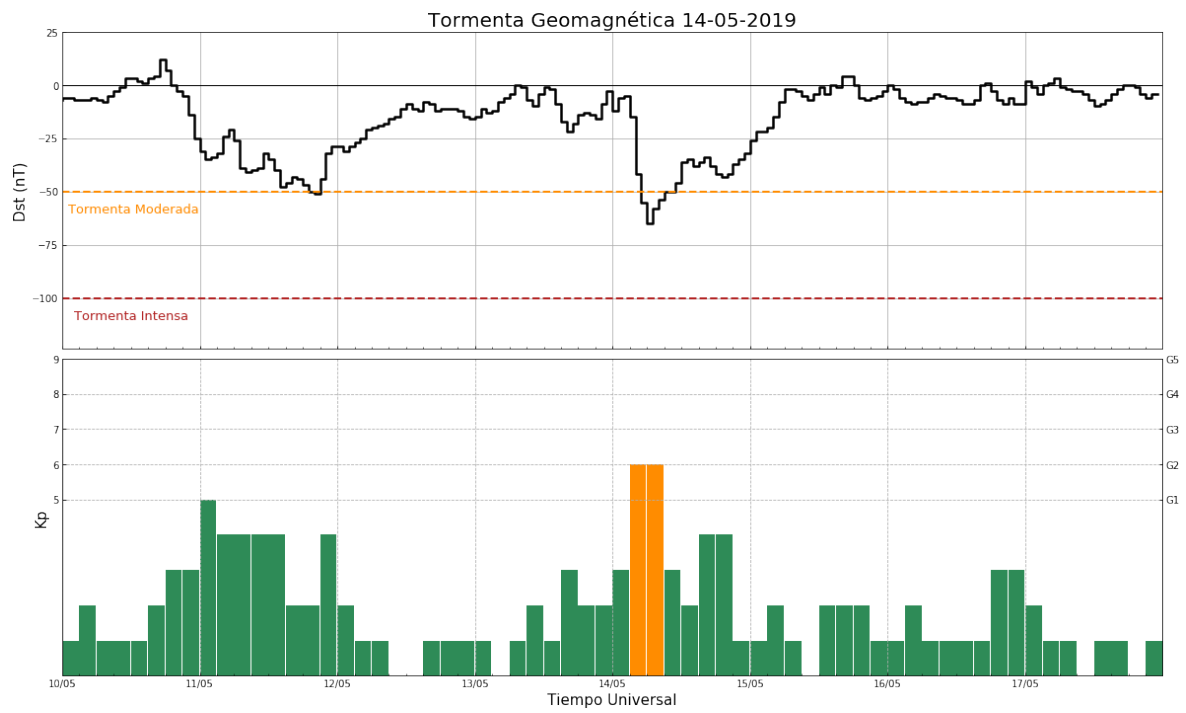
Índice Dst y Kp



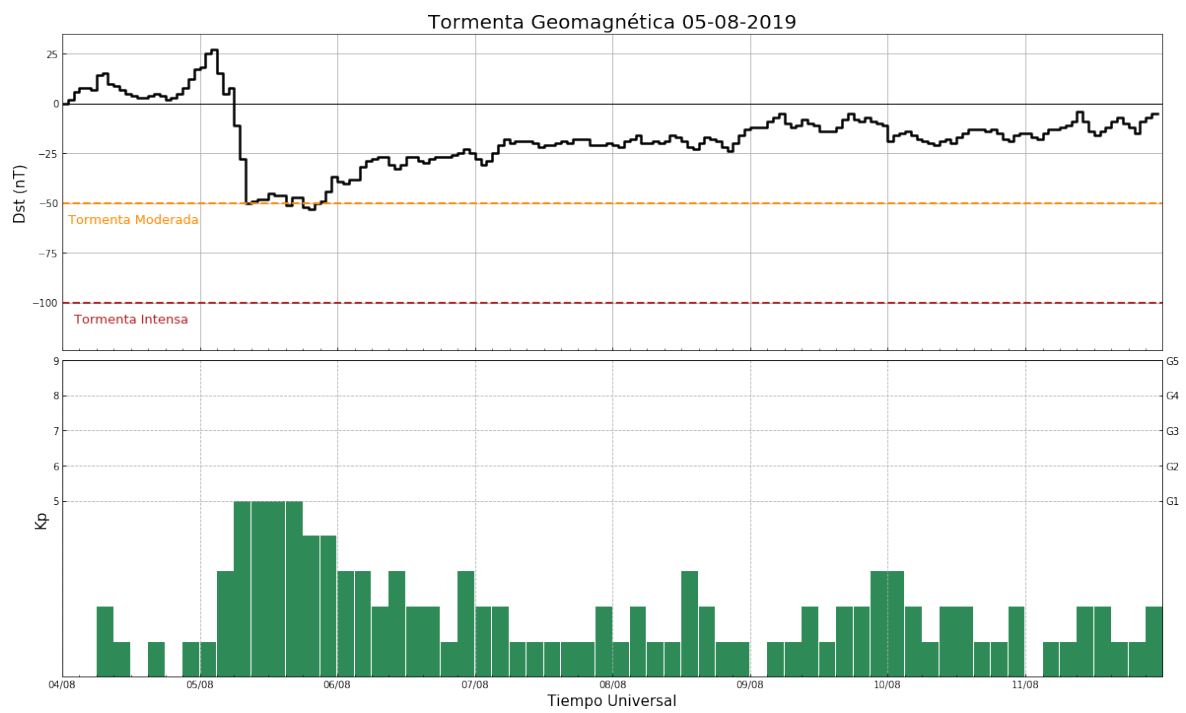
Índice Dst y Kp



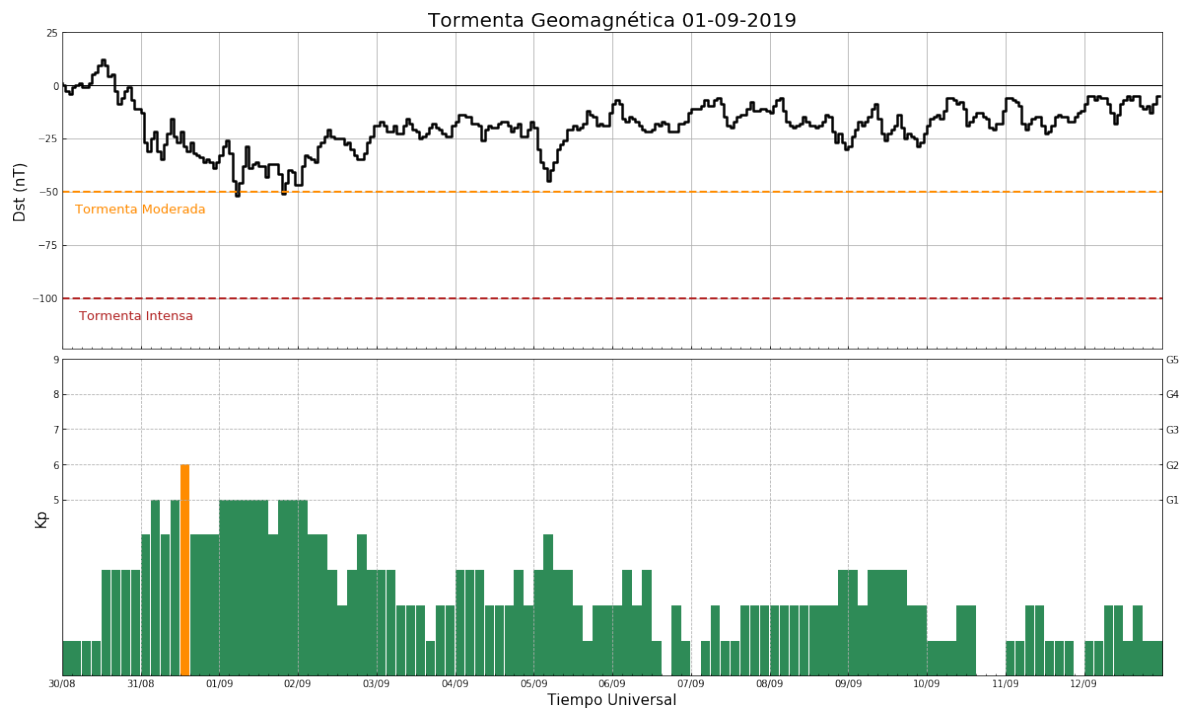
Índice Dst y Kp



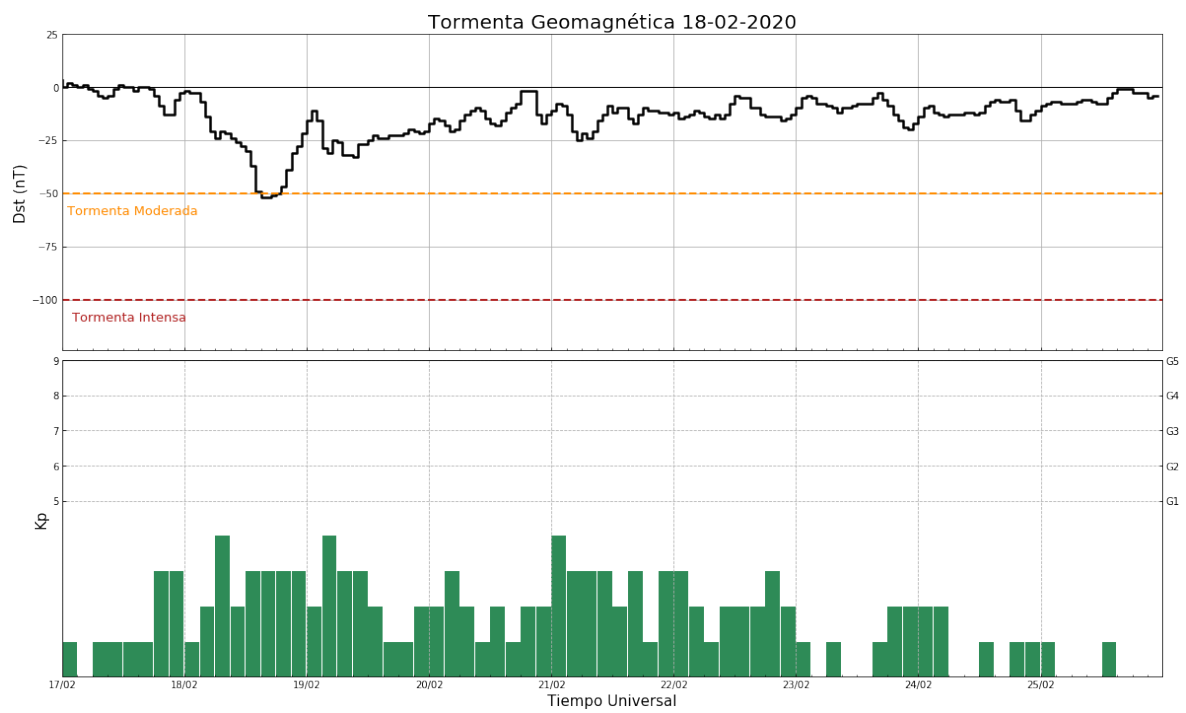
Índice Dst y Kp



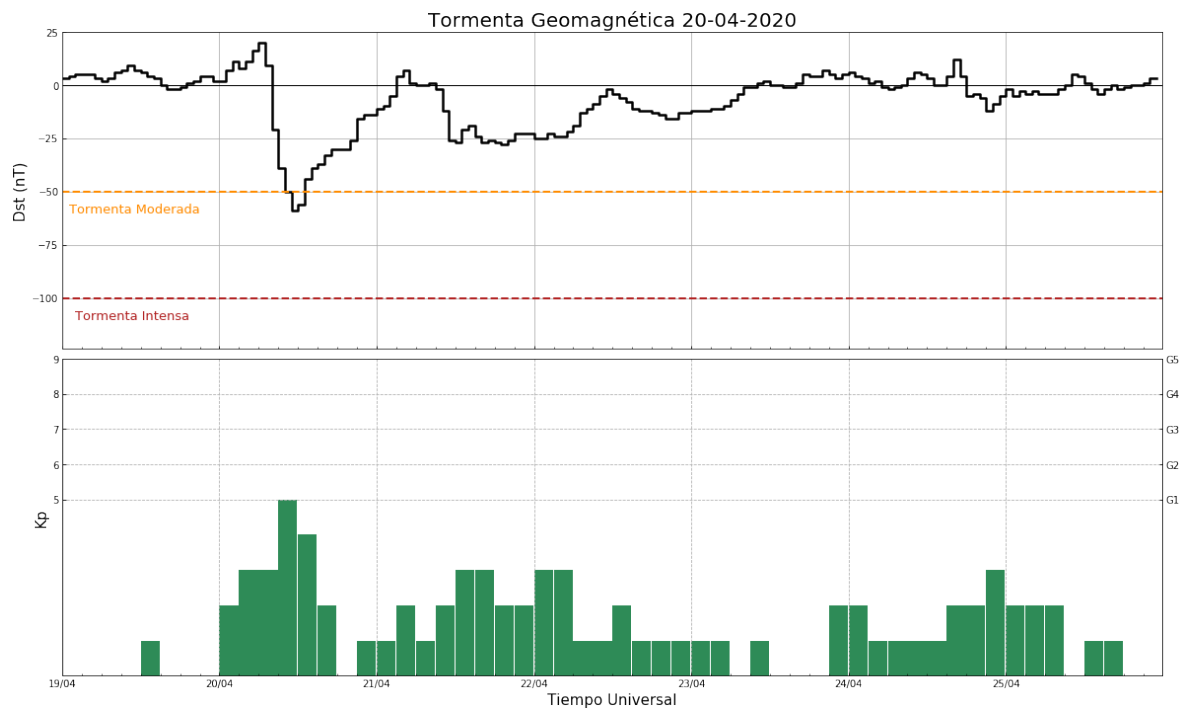
índice Dst y Kp



índice Dst y Kp



Índice Dst y Kp



REFERENCIAS

- [1] Baker, D. N. (2004). *Introduction to Space Weather*. Lecture Notes in Physics Space Weather, 3-20.
- [2] M. Moldwin. (2008). *An Introduction to Space Weather*. Cambridge University Press.
- [3] Forbush, S. E. (1938). *On cosmic-ray effects associated with magnetic storms*. Journal of Geophysical Research, 43(3), 203.
- [4] Alfvén, H. (1946). *Changes in Cosmic Ray Intensity Associated with Magnetic Storms*. Nature, 158(4018), 618-619.
- [5] Kudela K., Storini M., Hofer M.Y., Belov A. (2000). *Cosmic Rays in Relation to Space Weather*. In: Bieber J.W., Eroshenko E., Evenson P., Flückiger E.O., Kallenbach R. (eds) Cosmic Rays and Earth. Space Sciences Series of ISSI, vol 10. Springer, Dordrecht.
- [6] Chilingarian, A., & Bostanjyan, N. (2009). *Cosmic ray intensity increases detected by Aragats Space Environmental Center monitors during the 23rd solar activity cycle in correlation with geomagnetic storms*. Journal of Geophysical Research: Space Physics, 114 (A9).
- [7] Gonzalez-Esparza, J. A., V. De la Luz, P. Corona-Romero, J. C. Mejia-Ambriz, L. X. Gonzalez, M. A. Sergeeva, E. Romero-Hernandez, & E. Aguilar-Rodriguez (2016), Mexican Space Weather Service (SCIESMEX), Space Weather, 1
- [8] Stanev, T. (2013). *High Energy Cosmic Rays*. Berlin: Springer Berlin.
- [9] Rauch, B. (2014). *Predicted CALET measurements of ultra-heavy cosmic ray relative abundances*. Advances in Space Research, 53(10), 1444-1450.
- [10] Wilkens, H. G. (2003). *Experimental study of high energy muons from Extensive Air Showers in the energy range 100 TeV to 10 PeV*. (Unpublished doctoral thesis). Katholieke Universiteit Nijmegen.
- [11] Parizot, Etienne, (2014). *Cosmic Ray Origin: Lessons from Ultra-High-Energy Cosmic Rays and the Galactic/Extragalactic Transition*. Nuclear Physics B -Proceedings Supplements, vol. 256-257, pp. 197–212
- [12] Smart, D. F., & Shea, M. A. (1985). *Handbook of geophysics and the space environment, Chapter 6: Galactic Cosmic Radiation and Solar Energetic Particles*. Air Force Geophysics Laboratory, Air Force Systems Command, United States Air Force.

- [13] Mewaldt, R. A., Selesnick, R. S., & Cummings, J. R. (2013). *Anomalous Cosmic Rays: The Principal Source of High Energy Heavy Ions in the Radiation Belts*. Radiation Belts: Models and Standards Geophysical Monograph Series, 35–41.
- [14] G. T. Zatsepin & V. A. Kuzmin. (1966). *Upper limit of the spectrum of cosmic rays*. JETP Lett. 4-78
- [15] Miroshnichenko, L. I. (2016). *Solar cosmic rays: fundamentals and applications*. Cham: Springer.
- [16] Ross, E., Chaplin, W. J. (2019). *The Behaviour of Galactic Cosmic-Ray Intensity During Solar Activity Cycle 24*. Sol. Phys 294,8.
- [17] Cordero Tercero, M. G. *et al.* (2013). *Introducción a la física espacial*. Universidad Nacional Autónoma de México.
- [18] Smart, D., & Shea, M. (2005). *A review of geomagnetic cutoff rigidities for earth-orbiting spacecraft*. Advances in Space Research, 36(10), 2012-2020
- [19] Otaola, J. A., & Valdés Galicia J. F. (1992). *Los rayos cósmicos: Mensajeros de las estrellas*. México: FCE, SEP, CONACyT.
- [20] Amsler, C., Doser, M., Antonelli, M., *et al.* (2008). Review of particle physics, Physics Letters B, 667, 1–5.
- [21] Jokipii, J. R., & Thomas, B. (1981). *Effects of drift on the transport of cosmic rays. IV - Modulation by a wavy interplanetary current sheet*. The Astrophysical Journal, 243, 1115.
- [22] Manda, M., Korte, M., Yau, A. W., & Petrovský, E. (2020). *Geomagnetism, aeronomy, and space weather: A journey from the Earth's core to the sun*. Cambridge, United Kingdom: Cambridge University Press
- [23] Longair, M. S. (1992). *High energy astrophysics*. Cambridge: Cambridge University Press.
- [24] Priest, E. R., & Forbes, T. (2006). *Magnetic reconnection: MHD theory and applications*. Cambridge: Cambridge University Press.
- [25] <https://sdo.gsfc.nasa.gov/>
- [26] Webb, D.F. and Allen, J.H. (2004), *Spacecraft and Ground Anomalies Related to the October-November 2003 Solar Activity*. Space Weather, 2
- [27] <https://sohowww.nascom.nasa.gov/>

- [28] González Méndez, L. X. (2010). *El telescopio de neutrones solares en Sierra Negra y aceleración de iones en la atmósfera solar*. (Tesis de doctorado). Universidad Nacional Autónoma de México.
- [29] Smith E. J. & Wolfe J. W. (1976). *Observations of interaction regions and corotating shocks between one and five AU: Pioneers 10 and 11*, Geophys. Res. Lett., 3.
- [30] Nagatsuma, T. (2002). *Geomagnetic Storms*. Journal of the Communications Research Laboratory, Vol. 49 No. 3, 139-154
- [31] Tsurutani, B. T. (2000). *Solar/Interplanetary plasma phenomena causing geomagnetic activity at Earth*. Proceedings of the International School of Physics 'Enrico Fermi', B. Coppi, A. Ferrari and E. Sindoni (eds.), IOS Press, Amsterdam, pp. 273-286.
- [32] Dungey, J. W. (1961). *Interplanetary Magnetic Field and the Auroral Zones*. Physical Review Letters, 6(2), 47-48. doi:10.1103/physrevlett.6.47
- [33] Kivelson, M. G. (2005). *Introduction to space physics*. Cambridge: Cambridge Univ. Press.
- [34] Lanza, R., & Meloni, A. (2011). *The Earth's magnetism: an introduction for geologists*. Berlin: Springer.
- [35] Matzka, J., Chulliat, A., Manda, M., Finlay, C.C. & Qamili. (2010). *Earth's Geomagnetic Observations for Main Field Studies: From Ground to Space*. Published online: Springer.
- [36] <http://areas.geofisica.unam.mx/magnetico/observatorio-teoloyucan.html>
- [37] P. Corona-Romero, M. Sergeeva, J.A. Gonzalez-Esparza, G. Cifuentes-Nava, E. Hernandez-Quintero, A. Caccavari, E. Sanchez-Garcia. (2017). *Mexican Geomagnetic K Index*, Latinmag Letters, Volume 7, Special Issue, GEP01, 1-6. Proceedings Juriquilla, Qro, Mexico.
- [38] Smart, D. F., & M. A. Shea. (2003). *The space developed dynamic vertical cutoff and its applicability to aircraft radiation dose*. Adv. Space Res., 32(1), 103– 108.
- [39] Kress, B. T., C. J. Mertens, & M. Wiltberger. (2010). *Solar energetic particle cutoff variations during the 29–31 October 2003 geomagnetic storm*. Space Weather, 8, S05001.
- [40] Leske, R. A., R. A. Mewaldt, E. C. Stone, & T. T. von Rosen. (2001). *Observations of geomagnetic cutoff variations during solar energetic particle events and implications for the radiation environment at the Space Station*. J. Geophys. Res., 106(A12), 30,011– 30,022.
- [41] Rodger, C. J., M. A. Clilverd, P. T. Verronen, T. Ulich, M. J. Jarvis, & E. Turunen. (2006). *Dynamic geomagnetic rigidity cutoff variations during a solar proton event*. J. Geophys. Res., 111, A04222.

- [42] Clilverd, M. A., C. J. Rodger, T. Moffat-Griffin, & P. T. Verronen. (2007). *Improved dynamic geomagnetic rigidity cutoff modeling: Testing predictive accuracy*. J. Geophys. Res., 112, A08302.
- [43] Barón, M. G. (2018). *Análisis de estabilidad de partículas neutras detectadas por el Telescopio de Neutrones Solares en Sierra Negra, Puebla*. (Tesis de Licenciatura). Universidad Nacional Autónoma de México.
- [44] Valdés-Galicia, et al., (2004). *An improved solar neutron telescope installed at a very high altitude in México*. Nuclear Instruments and Methods in Physics Research Section A: Accelerators, Spectrometers, Detectors and Associated Equipment, 535(3), 656-664
- [45] Y. Muraki, et al., (2004). *A data taking system with low power consumption for cosmic ray research*. Nuclear Instruments and Methods in Physics Research A, 530:367-378
- [46] Anzorena, M. A. (2014). *Identificación de partículas neutras mediante análisis de forma de pulso en el Telescopio de Neutrones Solares en Sierra Negra, Puebla*. (Tesis de Maestría). Universidad Nacional Autónoma de México.]
- [47] Hiraide, K. (2006). *The SciBar Detector at FNAL Booster Neutrino Experiment*. Nuclear Physics B - Proceedings Supplements, 159, 85-90
- [48] Sasai, Y., Nagai, Y., Itow, Y. et al. (2014). *Performance of the SciBar cosmic ray telescope (SciCRT) toward the detection of high-energy solar neutrons in solar cycle 24*. Earth Planet Sp 66, 130.
- [49] Ortiz, E., Valdés-Galicia, J., Matsubara, Y., Nagai, Y., Hurtado, A., Musalem, O., Koi, T. (2016). *Observation of cosmic ray hadrons at the top of the Sierra Negra volcano in Mexico with the SciCRT prototype*. Advances in Space Research, 58(10), 2018-2025.
- [50] Gopalswamy, N., Akiyama, S., Yashiro, S., Xie, H., Makela, P., & Michalek, G. (2015). *The Mild Space Weather in Solar Cycle 24*. Proc. 14th International Ionospheric Effects Symposium.
- [51] <https://solen.info/solar/index.html>
- [52] Perea, S. (2018). *Variaciones en el flujo de los rayos cósmicos detectados por el Telescopio de Neutrones Solares (TNS) en Sierra Negra atribuidas a tormentas geomagnéticas*. (Tesis de Licenciatura). Universidad Nacional Autónoma de México.
- [53] Gonzalez-Esparza, J. A., Sergeeva, M. A., Corona-Romero, P., Mejia-Ambriz, J. C., Gonzalez, L. X., De la Luz, V., et al. (2018). *Space weather events, hurricanes, and earthquakes in Mexico in September 2017*. Space Weather, 16, 2038–2051.
- [54] Schwadron, N. A., Rahmanifard, F., Wilson, J., Jordan, A. P., Spence, H. E., Joyce, C. J., et al. (2018). *Update on the worsening particle radiation environment observed by*

CRaTER and implications for future human deep-space exploration. Space Weather, 16, 289– 303.

[55] Redmon, R. J., Seaton, D. B., Steenburgh, R., He, J., & Rodriguez, J. V. (2018). *September 2017's geoeffective space weather and impacts to Caribbean radio communications during hurricane response.* Space Weather, 16, 1190– 1201.