



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO
PROGRAMA DE POSGRADO EN CIENCIAS DE LA TIERRA

Modulación de Rayos Cósmicos Galácticos debido a Eyecciones de
Masa Coronal

T E S I S

QUE PARA OPTAR EL GRADO DE:
MAESTRO EN CIENCIAS (FÍSICO ESPACIAL)

PRESENTA:
ALBERTO SANTIAGO HERNÁNDEZ

DIRECTOR DE TESIS:

Dr. ALEJANDRO LARA SÁNCHEZ, Instituto de Geofísica, UNAM.

MIEMBROS DEL COMITÉ:

Dr. ROGELIO ANTONIO CABALLERO LÓPEZ, Instituto de Geofísica, UNAM

Dr. ANDRÉS SANDOVAL ESPINOSA, Instituto de Física, UNAM

Dr. LUKAS NELLEN FILLA, Instituto de Ciencias Nucleares, UNAM

Dr. JULIO JAVIER MARTINELL BENITO, Instituto de Ciencias Nucleares, UNAM

MÉXICO D.F., ENERO DE 2015



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

1. Datos del alumno.
Santiago
Hernández
Alberto
3310264688
Universidad Nacional Autónoma de México
Instituto de Geofísica
Maestría en ciencias
513012792

2. Datos del asesor.
Dr.
Alejandro
Lara
Sánchez
Instituto de Geofísica, UNAM

3. Datos del sinodal 1.
Dr.
Rogelio Antonio
Caballero
López
Instituto de Geofísica, UNAM

4. Datos del sinodal 2.
Dr.
Andrés
Sandoval
Espinosa
Instituto de Física, UNAM

5. Datos del sinodal 3.
Dr.
Lukas
Nellen
Filla
Instituto de Ciencias Nucleares, UNAM

6. Datos del sinodal 4.
Dr.
Julio Javier
Martinell
Benito
Instituto de Ciencias Nucleares, UNAM

7. Datos de la tesis
Modulación de Rayos C3smicos debido a Eyecciones de Masa Coronal
80 p.
2014

Índice general

Resumen	3
1. Decrecimientos Forbush	5
1.1. Aspectos históricos	5
1.2. Definición	6
1.3. Características generales	8
1.3.1. Estado del arte	9
2. Modulación solar de rayos cósmicos	11
2.1. Ecuación de Transporte de Partículas (ETP)	12
2.1.1. Ecuación de Transporte de Rayos Cósmicos	12
3. Medio Interplanetario	17
3.1. Viento solar	17
3.1.1. Espacio interplanetario	18
3.2. Eventos transitorios	20
3.2.1. Eyecciones de Masa Coronal	22
3.2.2. Firmas de EMCI	23
3.3. Movimiento de partículas en presencia de un campo	25
3.3.1. Campo magnético homogéneo	25
3.3.2. Campo magnético inhomogéneo	28

4. Observaciones	31
4.1. Detección de la radiación cósmica	31
4.1.1. Monitor de neutrones	31
4.2. Muestra de eventos	33
4.3. Casos de estudio	34
4.3.1. Criterios para la identificación de decrecimientos Forbush	34
4.3.2. Identificación de decrecimientos	35
4.3.3. Decrecimientos Forbush identificados	37
4.4. Estructuras de interés	38
4.4.1. Análisis de las variaciones	39
4.4.2. Método de ondeletas (Wavelets)	41
5. Corrección de datos del Observatorio HAWC por factores atmosféricos	47
5.1. Obtención de datos	48
5.1.1. Características del observatorio de rayos gamma HAWC	48
5.2. Métodos de corrección	52
5.3. Aplicación de correcciones	57
6. Conclusiones	61
Bibliografía	65
A. Cálculo de Fluctuaciones	71
B. Método de Ondeletas (Wavelets)	73
B.1. Definición	73
B.1.1. Wavelet Morlet	75
B.2. Transformada de Fourier con ventana	75

Resumen

La importancia del estudio de la radiación cósmica¹ radica en que los Rayos Cósmicos Galácticos (RCG)² proporcionan información valiosa de lo que acontece en el universo, tal como la formación y evolución de las estrellas, así como de las características de nuestra galaxia, el Sistema Solar y finalmente nos dan una perspectiva del impacto que tienen sobre nuestro planeta.

Antes de llegar a la Tierra, los RCG viajan através del medio interplanetario que se encuentra permeado por el Viento Solar; por ser éste un plasma de muy alta conductividad eléctrica, al expandirse arrastra consigo al campo magnético solar. De esta forma, el espacio interplanetario no es un vacío total por el cual los RCG puedan propagarse libremente. El flujo del viento solar varía dependiendo de la actividad del Sol. Esta dependencia determina el tipo de estructuras que se propagan en el Medio Interplanetario (MIP).

En ocasiones el Sol expulsa material al MIP denominado como Eyecciones de Masa Coronal (EMCs)³. Este tipo de estructuras, al tener un campo magnético inhomogéneo (perturbado), contribuyen en la modulación de los RCs, con la generación de barreras que impiden su propagación. Eventualmente si la disminución de la intensidad es apreciable, ocurre lo que se conoce como Decrecimientos Forbush (DF).

Los decrecimientos del flujo de RCs proporcionan información acerca de las perturbaciones en el MIP, mismas que están directamente relacionadas con el paso de estructuras magnéticas. A fin de identificar de manera adecuada los factores que provocan los decrecimientos; en el presente trabajo se propone el análisis de observaciones del Medio Interplanetario y del flujo de RCs hechas por naves espaciales. Y así, poder determinar las características de las estructuras que causan los decrecimientos.

¹Se hace referencia a la radiación cósmica (o radiación cósmica primaria) como el flujo de partículas cargadas provenientes del espacio exterior.

²Rayos Cósmicos Galácticos provienen de fuera del Sistema Solar, con energías desde unos cuantos cientos de MeV hasta 10^{15} eV. Sus fuentes, se especula, son núcleos de galaxias, radio galaxias y explosiones de supernovas. Están compuestos aproximadamente por 98 % de núcleos y 2 % de electrones, positrones y en menor cantidad anti-protones (Potgieter, 2009).

³Cuando las Eyecciones de Masa Coronal viajan en el MIP se les denomina Eyecciones de Masa Coronal en el medio Interplanetario (EMCIs)

Para el presente trabajo se utilizó la base de datos de la red de Monitores de Neutrones (se tomaron 4 monitores localizados a distintas latitudes: Oulu, México, Atenas y Tsumeb) y los parámetros del Viento Solar se obtuvieron de la base de datos de OMNI (omniweb.gsfc.nasa.gov). Se analizó el período comprendido del año 2000 a 2014. Se analizaron las perturbaciones asociadas a las estructuras del Viento Solar por medio de la herramienta matemática de Wavelets. Se identificaron las potencias características de las perturbaciones y se calculó el grado de afectación que tienen sobre el flujo de RCs. Finalmente, se analizaron datos del Observatorio HAWC a fin de localizar DFs; sin embargo, dichos datos se ven afectados por factores atmosféricos. Por lo que, en primer instancia se aplicaron tres métodos de corrección por factores atmosféricos. Encontrando su capacidad como detector de RCs.

Capítulo 1

Decrecimientos Forbush

En el presente Capítulo se hará una descripción de las características y factores asociados a decrecimientos Forbush. Ésto dará un panorama general de este tipo de eventos y se tomará como punto de partida para determinar sus causas.

1.1. Aspectos históricos

Fue Scott E. Forbush (físico estadounidense) quién descubrió, por medio de cámaras de ionización¹ (instaladas sobre la superficie de la Tierra) decrecimientos repentinos en la intensidad del flujo de RCs.

Desde sus primeras observaciones, Forbush hizo notar que los decrecimientos se producían uno o dos días después de ráfagas solares importantes y casi de manera conjunta a las tormentas geomagnéticas. Lo que llevó en un inicio a pensar que los decrecimientos estaban asociados a fenómenos puramente terrestres, como variaciones temporales del campo geomagnético; sin embargo, las observaciones experimentales (durante una tormenta geomagnética) mostraron que se trataba de un fenómeno mundial detectable en la Tierra (de manera simultánea) en todas las latitudes y longitudes. Por otra parte, cuando fue posible hacer mediciones con satélites fuera de la magnetósfera, se confirmó la presencia de estos decrecimientos en el medio interplanetario (Fan et al. 1960).

¹Recinto metálico lleno de gas en el cual se inserta un electrodo aislado bajo la influencia de una radiación ionizante, la aplicación de una diferencia de potencial de unos pocos centenares de volts entre dicho electrodo y las paredes de la cámara produce el paso de una corriente a través del gas. Se utilizan en la determinación de flujos o medidas de intensidad de fuentes de todos los tipos de radiación.

1.2. Definición

Un decrecimiento Forbush (DF) es la disminución abrupta del flujo de RCG (de 3 a 20 % aproximadamente) que ocurre en un pequeño intervalo de tiempo (en algunos casos se registra un decrecimiento de hasta un 12 % en aproximadamente 6 horas); después de llegar a un mínimo la intensidad comienza a recuperarse lentamente, este proceso puede durar desde unos cuantos días hasta semanas. En la Figura 1.1 se muestra el perfil de un DF “clásico” registrado en los monitores de neutrones de Oulu y Ciudad Universitaria.

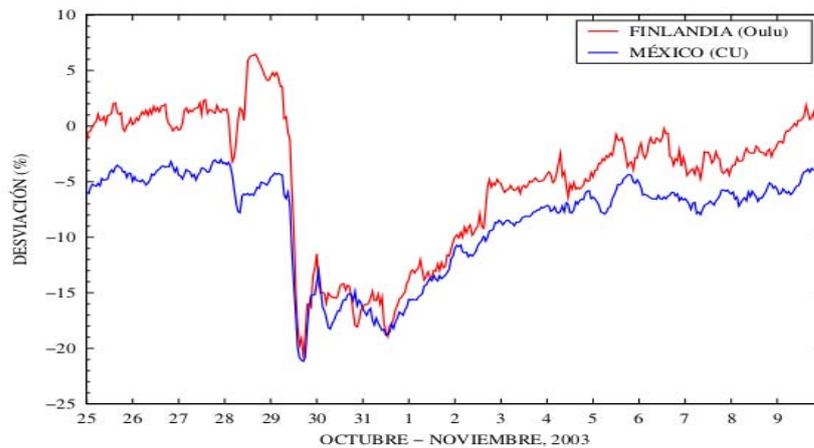


Figura 1.1: Decrecimiento Forbush observado el 29 de Octubre de 2003 por los monitores de neutrones localizados en Finlandia y México. En ambos detectores se registra una reducción similar de la intensidad de RCs (Caballero–López, 2004).

Los DFs están asociados con el paso por la Tierra de una región en la que el campo magnético es muy intenso y turbulento, que viaja con una velocidad mayor a la de Alfvén y la del sonido, produciendo una onda de choque. Esta onda de choque actúa como una barrera magnética de tal manera que impide el paso de la radiación cósmica (Barouch y Burlaga, 1975); de tal forma que si la región magnética se encuentra con la Tierra, dicha estructura puede impedir la llegada de RCs a ella. En particular, los Decrecimientos Forbush son una fuente de información valiosa, ya que a partir de estos se puede conocer las características de las irregularidades (perturbaciones) interplanetarias que causan este tipo de eventos.

El grado de decrecimiento en el flujo de RCs está en función de la topología de la estructura que se propaga a través del MIP. Yoshida y Akasofu (1965) encontraron que la magnitud del Decrecimiento Forbush asociado con eventos solares está en función de la posición geográfica solar donde se origina el evento; además del “cutoff” de rigidez del detector en la Tierra.

- Fuente

Estos decrecimientos son causados por variaciones del campo magnético asociados a perturbaciones en el medio interplanetario, tales como:

- Intenso campo magnético en una configuración de tipo botella magnética (Gold, 1959).
- Onda de choque (Parker, 1963).
- Debido a una discontinuidad muy grande (Quenby, 1971 y Barnden, 1973a).
- Irregularidades en el campo magnético (Morrison, 1956 y Parker, 1963).
- Una serie de discontinuidades direccionales en el campo magnético solar (Barnden, 1973b).

Este fenómeno aparece de forma aleatoria, esporádicamente sin ninguna regularidad, aumentando su frecuencia a medida que se acerca la fase de máxima actividad solar. Dependiendo de la naturaleza y origen de las perturbaciones del viento solar, es que pueden ser clasificadas las fuentes como Eyección de Masa Coronal Interplanetaria (EMCI)² o Región de Interacción Corrotante (RIC)³. Por otra parte, Cane (2000) propone tres tipos básicos de DFs: 1) Causado por un choque y EMC, 2) causado sólo por un choque y 3) causado sólo por una EMC.

- Modelo

Laster et al. (1962), partiendo de la idea de una nube turbulenta de gas expandiéndose hacia fuera del Sol, desarrolló un modelo teórico con el fin de predecir el decrecimiento en la intensidad del flujo de RC. En la Figura 1.2 se muestra una comparación del modelo desarrollado por Laster con un decrecimiento observado en septiembre de 1957 por el monitor de neutrones Climax⁴ (situado en Colorado y operado por la Universidad de Chicago, EUA.). Por lo que se concluye que los decrecimientos se observan cuando el plasma llega a la Tierra y de igual forma la intensidad del flujo de RCs se recupera cuando

²Las EMCI son eventos dinámicos en los cuales el plasma es eyectado desde el Sol y se propagará por el Medio Interplanetario (MI) como una enorme burbuja de gas que se expande rápidamente a altas temperaturas en un rango de velocidades de ~ 100 a ~ 3000 *km/s*, una masa $\approx 10^{13}$ y una energía de 10^{32} ergs. Ocurren en una escala de tiempo de pocos minutos a algunas horas, la mayor parte de la masa de las EMC típicamente se origina en o por debajo de la corona inferior.

³Las Regiones de Interacción Corrotante son zonas de compresión, en donde interaccionan dos corrientes de Viento Solar (VS) de diferente velocidad. De acuerdo con las propiedades MHD de los plasmas, dos corrientes de Viento Solar con diferente campo magnético no se pueden mezclar, por lo cual, interaccionan en el medio interplanetario formando zonas de compresión.

⁴<http://cr0.izmiran.rssi.ru/clmx/main.htm>

el plasma comienza a abandonar la Tierra. Sin embargo, para tiempos de recuperación ≥ 10 días no ha sido posible explicar su comportamiento con los modelos teóricos existentes.

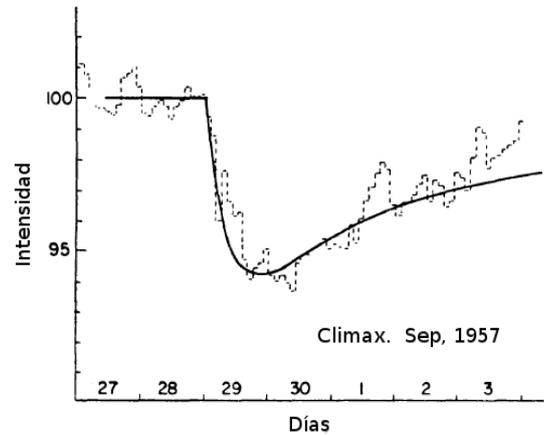


Figura 1.2: Comparación del modelo de Laster (línea continua) con un decaimiento observado en septiembre de 1957 por el monitor de neutrones Climax (línea a trazos). Tomado de Laster et al. 1957.

1.3. Características generales

- **Comienzos.** Estudios realizados sobre la observación simultánea en diferentes estaciones del inicio de los decaimientos Forbush [Fenton (1958) y Lockwood, (1971)] coinciden en señalar que:
 1. Los comienzos son simultáneos dentro de los límites de varias horas (2–4).
 2. Las estaciones que primero registran el decaimiento son aquellas que observan al oeste de la línea Sol–Tierra, independientemente de la posición de la erupción responsable en el Sol.
 3. La disminución en la intensidad de la radiación cósmica al oeste de la línea Sol–Tierra puede en ocasiones presentarse antes del comienzo de una tormenta geomagnética, lo cual no es así para la región al este de esa misma línea en donde la disminución ocurre siempre después del inicio de la tormenta magnética.
- **Amplitud Máxima.** La amplitud del Decremento Forbush está definida como la diferencia entre la intensidad de RCG en el comienzo y el punto mínimo. La amplitud de los decaimientos registrados depende del tipo de detector utilizado, la rigidez umbral, de la profundidad atmosférica a la que el detector se encuentra, características atmosféricas y del grado de actividad solar (Lockwood, 1971).

- **Recuperación.** La fase de recuperación dura generalmente algunos días, aunque en ciertos casos puede extenderse por varias semanas. En algunos casos aislados la recuperación puede ser descrita como exponencial con un tiempo medio de recuperación de ~ 5 días, pero que generalmente va desde ~ 3 a 10 días (Lockwood et al., 1986). El tiempo de recuperación es dependiente de la longitud de la región de origen solar (Cane et al., 1994). Lockwood et al. (1986) encontró que el tiempo de recuperación es independiente de la rigidez en el rango de ~ 2 a 5 GV y sin dependencia de la polaridad solar o etapa en el ciclo solar.

1.3.1. Estado del arte

En esta sección se mencionan algunos trabajos de investigación publicados en el 2014. Éstos trabajos nos darán un panorama general de cómo es que se analizan los Decrecimientos Forbush actualmente.

Las primeras observaciones de cambios temporales de la radiación cósmica en la Tierra fueron hechas por Forbush (1938). Posteriormente, Simpson et al. (1954) concluyeron que el mecanismo de modulación no es terrestre, sino debido a variaciones en el VS relacionados a efectos de actividad solar. Cerca de la Tierra, las principales componentes que contribuyen en la modulación son las EMCI y choques⁵ (Cane 2000). Además, el decrecimiento puede ser causado también por Regiones Corrotantes de Interacción (CIRs) formadas por la interacción entre dos regiones de plasma con distinta velocidad (Lockwood, 1971). La mayoría de los DFs presentan dos caídas (two-step), donde el primer decrecimiento es debido al choque y el segundo a la EMCI (Cane, 2000). El perfil de disminución y la recuperación debido al choque son graduales, mientras que la disminución brusca y rápida recuperación es atribuida a las ráfagas (Lucci et al., 1979). La magnitud de los DFs depende del espectro de rigidez (o energía), del nivel y fase de actividad solar y de la polaridad del MCI (Alania, 2011).

El análisis de las causas que generan DFs es importante, debido a que las estructuras solares asociadas son responsables de la dinámica del plasma del VS y del CMI, de perturbaciones geomagnéticas, de variaciones en el flujo de RCs y procesos físicos de interacción entre el Sol y la Tierra.

Trabajo realizado por Masías–Meza & Dasso (2014) muestra una alta correlación entre las componentes de Decrecimientos Forbush y las propiedades de las nubes magnéticas (NM), esto sugiere que las NM afectan el transporte de RCG. En este trabajo, se seleccionaron Eyecciones de Masa Coronal Interplanetarias asociadas con decrecimientos observados en Tierra por detectores de Neutrones durante el período 1996–2009, con el objetivo de comprender la complejidad de los parámetros que intervienen en las interacciones RCG–NM (la lista de eyecciones fue tomada del trabajo hecho por Richardson y

⁵Los choques tiene lugar cuando dos estructuras magnéticas compuestas por plasma de distinta especie, interactúan con distintas velocidades.

Cane (2000), de los cuales se seleccionaron aquellas clasificadas como Nube Magnética, debido a que su estructura es mejor entendida y modelada). Se introdujo un método para determinar los componentes de la eyecta para aquellos Decrecimientos Forbush que presentan un perfil de dos-pasos. Los decrecimientos analizados presentan dos fases características: a) un decrecimiento gradual debido al paso de una región turbulenta o choque y b) un decrecimiento mas pronunciado debido al paso de la Nube Magnética o eyecta.

Por otra parte, Belov et al., (2014) analizando los parámetros de EMCs encontraron una relación con Decrecimientos Forbush. Se analizaron 17520 eventos (de 1996 a 2011), para eso se utilizaron la lista de EMC de SOHO/LASCO (http://cdaw.gsfc.nasa.gov/CME_list). Encontraron que las EMCs asociadas a DFs están caracterizadas por una significativa velocidad alta, tamaño angular amplio y gran masa. Estos es, que los DFs más grandes son creados por grandes EMCs que se caracterizan por tener una alta velocidad y gran anchura. Sin embargo, la limitante en este trabajo es la existencia de factores externos que contribuyen a la modulación de RCs. Por último, se propone la necesidad de un análisis más detallado de las EMCs.

Capítulo 2

Modulación solar de rayos cósmicos

Los RCs en la Heliosfera experimentan cambios en sus intensidades en función de su energía, ubicación dentro de la Heliosfera y ciclo de actividad solar debido a la propagación de perturbaciones en el viento solar y en el campo magnético embebido. Este proceso es conocido como modulación de RCs. La modulación de RCs se considera que ocurre por debajo de ~ 30 GeV (componente galáctica de baja energía), debido a que los RCs de muy alta energía se propagan en la Heliosfera sin ser perturbados por el CMI (Potgieter, 2013).

El transporte de la radiación en el CMI es descrito por una ecuación que modela el comportamiento de los RCs, denominada ecuación de transporte, misma que fue desarrollada por Eugene Parker (1965). Esta teoría considera cuatro mecanismos de modulación: convección, difusión, cambios adiabáticos de energía y derivas por gradiente y curvatura del CMI (Potgieter et al. 1993, 2001):

Convección: Cuando una partícula cargada entra a la heliosfera interactúa con el CMI (que es arrastrado por el Viento Solar), de tal manera que las partículas son atrapadas por las líneas de campo (girando alrededor de ellas), formando una barrera que impide el paso de las partículas. Tomando en cuenta que el plasma y campo magnético solar fluye radialmente hacia afuera, las partículas son arrastradas por convección a la velocidad del Viento Solar.

Difusión: Este fenómeno tiene lugar debido a la presencia de irregularidades en el CMI (en ocasiones es más intenso o cambia de dirección), de tal manera que las partículas cuyo radio de giro sea comparable con la irregularidad, serán dispersadas. Por otro lado, si el radio de giro del RC es mucho mayor o menor que la irregularidad del CMI, la partícula no verá afectado su movimiento, y seguirá su trayectoria a través de la línea de campo sin sentir la irregularidad.

Desaceleración Adiabática El Viento Solar es un plasma que se expande a medida que se aleja del Sol; los rayos cósmicos que se propagan en este medio en promedio le entregan energía al medio y en consecuencia pierden energía y se desaceleran.

Deriva Este proceso es debido a que el CMI presenta gradiente y curvatura de las líneas, de tal manera que la partícula sufre un desplazamiento perpendicular al plano formado por el campo magnético (\mathbf{B}) y el gradiente del campo ($\nabla\mathbf{B}$). La deriva es un proceso que depende del signo de la carga del rayo cósmico y de la polaridad del campo magnético.

Es importante indicar que para fines del presente trabajo, no se implementará la ecuación de transporte de radiación cósmica. Sin embargo, debido a su importancia en el presente Capítulo se hará una breve descripción de la misma. Esto debido al peso de los procesos físicos a los que son sometidos los RCS antes de llegar a la Tierra. A partir de la ecuación de transporte es posible obtener información de la propagación de los RCs dentro de la Heliosfera. En este sentido y dada su importancia, se sugiere implementar dicha ecuación en trabajos posteriores.

2.1. Ecuación de Transporte de Partículas (ETP)

2.1.1. Ecuación de Transporte de Rayos Cósmicos

La ecuación de transporte se basa en el principio de continuidad, que establece que la tasa de cambio en el tiempo del número de partículas (N) en un volumen dado es igual a la tasa de partículas fluyendo a través de una superficie cerrada en torno al volumen, más la tasa en la cual las partículas son creadas/destruidas por procesos físicos (por ejemplo ionización, recombinación, colisiones inelásticas, etc.) en el volumen (Moraal, 2001). De tal manera que podemos escribir:

$$\frac{dN}{dt} = - \iint \mathbf{S} \cdot d\mathbf{a} + Q \quad (2.1)$$

Donde \mathbf{S} es el flujo de RCs, $d\mathbf{a}$ es el elemento de superficie y Q es la función fuente. De acuerdo con el teorema de la divergencia $\iint \mathbf{S} \cdot d\mathbf{a} = \int \nabla \cdot \mathbf{S} d\tau$, donde $d\tau$ es el elemento de volumen dentro de la superficie cerrada, la ecuación 2.1 es posible reescribirla de la siguiente manera:

$$\frac{\partial n}{\partial t} + \nabla \cdot \mathbf{S} = q' \quad (2.2)$$

Donde $N = \int n d\tau$ y q' es la función fuente/sumidero por unidad de volumen. La física del problema se centra en los factores que afectan al flujo \mathbf{S} . En el Viento Solar, los

procesos que modulan el flujo de partículas, se componen de dos partes, el flujo difusivo debido a la dispersión provocada por irregularidades en el CMI y la convección radial debido al movimiento hacia afuera del viento solar (con velocidad \mathbf{V}). El flujo convectivo se toma como $\mathbf{S}_c = n\mathbf{V}$ y el flujo difusivo es un poco más complicado de definir.

Como se mencionó anteriormente la difusión ocurre por irregularidades en el medio. De tal forma que, si existe un gradiente de densidad de líneas de campo, se producirá un flujo de difusión de acuerdo a la Ley de Fick ($\mathbf{S}_d = -\kappa\nabla n$). Cuando no hay isotropía, la difusión puede generalizarse de acuerdo a $\mathbf{S} = \mathbf{K} \cdot \nabla n$.

El tensor difusivo puede ser descompuesto en dos componentes (Figura 2.1): la parte simétrica (κ_S) y la parte antisimétrica (κ_A). Donde, la divergencia del tensor antisimétrico (κ_A), es la velocidad de deriva (\mathbf{V}_d). El tensor simétrico, κ_S , consiste en la difusión espacial paralela [$\kappa_{\parallel}(r, P, t)$] y perpendicular [$\kappa_{\perp}(r, P, t)$] con respecto a la dirección del Campo Magnético Interplanetario medio, donde P es la rigidez magnética de la partícula (la cual puede ser considerada como una medida de la resistencia de la partícula a ser desviada por el campo). Teniendo entonces, que la difusión puede expresarse como $\mathbf{S}_d = \kappa_{\parallel}\nabla n_{\parallel} + \kappa_{\perp}\nabla n_{\perp}$ (Pei et al. 2012).

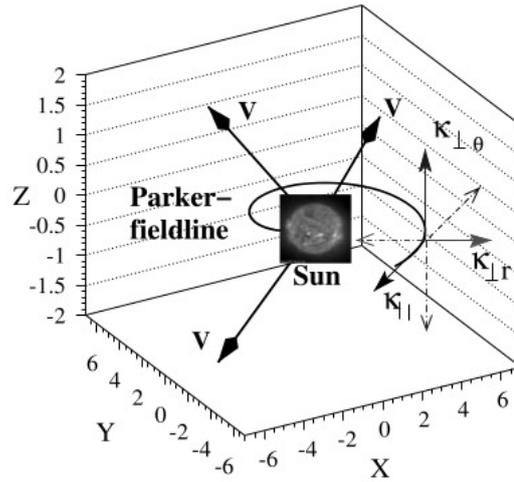


Figura 2.1: Componentes del tensor de difusión en la espiral de Parker. Las flechas \mathbf{V} indican el Viento Solar en expansión. La difusión (κ) se da en respuesta a la presencia de irregularidades en el CMI, la cual consiste de dos componentes: coeficiente de difusión paralelo (κ_{\parallel}) y perpendicular en dirección radial ($\kappa_{\perp r}$) y polar ($\kappa_{\perp \theta}$) (Tomado de Heber et al., 2007).

Así, el flujo total de RCs en la Heoliosfera esta definido de la siguiente forma:

$$\mathbf{S} = \mathbf{V}n - \mathbf{K} \cdot \nabla n \quad (2.3)$$

\mathbf{K} contiene las componentes simétrica y antisimétrica (así como flujo de deriva del Viento Solar). De tal manera que la ecuación de continuidad (2.2) obtiene la forma:

$$\frac{\partial n}{\partial t} + \nabla \cdot (\mathbf{V}n - \mathbf{K} \cdot \nabla n) = q' \quad (2.4)$$

Las propiedades de los RCs serán completamente conocidas si se tiene una función de distribución general ($F(\mathbf{r}, \mathbf{p}, t)$). De tal forma que, en un volumen d^3x , en el punto \mathbf{x} , el número de partículas dn en el espacio de momento d^3p alrededor de \mathbf{p} este definido como:

$$dn = F(\mathbf{r}, \mathbf{p}, t)d^3r d^3p \quad (2.5)$$

En la práctica no se posee la suficiente cantidad de observaciones para medir $F(x, p, t)$ completamente. En su lugar, se miden dos cantidades con significado físico. La densidad diferencial de partículas y la densidad diferencial de corriente. Estas cantidades corresponden a los momentos de cero y primer orden de F . El momento de orden cero de F se define como sigue:

$$f(\mathbf{r}, \mathbf{p}, t) = \frac{1}{4\pi} \int_{\Omega} F(\mathbf{r}, \mathbf{p}, t) d\Omega \quad (2.6)$$

y se denomina función de distribución omnidireccional. Su significado físico es que ella mide todas las partículas dN en el volumen d^3x , en el punto x con momento en el intervalo $(p, p + dp)$ independientemente de la dirección del momento (tomado de Morales, 2009), es decir:

$$dN = f(\mathbf{r}, \mathbf{p}, t)d^3x 4\pi p^2 dp \quad (2.7)$$

Con $n = \int f(\mathbf{r}, \mathbf{p}, t)4\pi p^2 dp = \int U_p dp$, donde $U = f(\mathbf{r}, \mathbf{p}, t)4\pi p^2$. En este sentido, la variación de RCs en el tiempo t y posición \mathbf{r} está dada por $\partial f/\partial t$. De tal manera que la ecuación 2.4 puede reescribirse como:

$$\frac{\partial f}{\partial t} + \nabla \cdot (\mathbf{V}f - \mathbf{K} \cdot \nabla f) = q \quad (2.8)$$

Esto, sin embargo, no toma en cuenta que las partículas pueden ganar o perder energía, y por lo tanto salir del intervalo $(p, p + dp)$. Causando un flujo en el espacio de momento, similar al flujo en el espacio de configuración. Así, el término asociado al cambio de posición está dado por $\nabla \cdot \mathbf{S} = \frac{1}{r^2} \frac{\partial}{\partial r} (r^2 \langle \mathbf{V} \rangle_r U_p) +$ (dos términos que contienen las componentes θ y ϕ del tensor de difusión); con $\mathbf{V} = \dot{\mathbf{r}} = \dot{r}\mathbf{e}_r + r\dot{\theta}\mathbf{e}_\theta + r\sin\theta\dot{\phi}\mathbf{e}_\phi$.

Cuando la distribución de la partículas es isotrópica, la velocidad promedio se reduce a $\langle \mathbf{V} \rangle = \langle \dot{r} \rangle \mathbf{e}_r$, debido a que los dos promedios direccionales y los dos últimos términos en la divergencia tienden a cero. Así la divergencia del flujo se reduce a $\nabla \cdot \mathbf{S} = \frac{1}{r^2} \frac{\partial}{\partial r} (r^2 \langle \dot{r} \rangle_r U_p)$. De forma análoga, cuando las partículas cambian la magnitud del vector de momento en lugar del vector de posición, la divergencia del flujo en el espacio de momento será $\nabla \cdot \mathbf{S}_p = \frac{1}{p^2} \frac{\partial}{\partial p} (p^2 \langle \dot{p} \rangle U_p)$. Con esto, la forma final de la ecuación diferencial de transporte, para partículas en el rango de momento $(p, p + dp)$ es:

$$\frac{\partial f}{\partial t} + \nabla \cdot \mathbf{S} + \frac{1}{p^2} \frac{\partial}{\partial p} (p^2 \langle \dot{p} \rangle f) = q \quad (2.9)$$

Parker fue el primero en deducir la Ecuación de Transporte de Partículas en la Heliosfera, sin embargo se debe a Gleeson y Axford (1967) el planteamiento de la ecuación como una ecuación de continuidad para la función de distribución omnidireccional f , con respecto al momento, la posición y el tiempo:

$$\frac{\partial f}{\partial t} + (\mathbf{V} + \langle \mathbf{v}_d \rangle) \cdot \nabla f + \nabla \cdot (\kappa_s \cdot \nabla f) - \frac{1}{3} (\nabla \cdot \mathbf{V}) \frac{\partial f}{\partial \ln P} = q \quad (2.10)$$

Donde:

- $f(\mathbf{r}, P, t)$ es la función de distribución omnidireccional. P es la rigidez, t es el tiempo, \mathbf{r} es la posición en 3D (r, θ, ϕ) en un sistema de coordenadas esféricas heliocéntricas donde el plano ecuatorial está en un ángulo polar de $\theta = 90^\circ$. En estado estacionario $\partial f / \partial t = 0$, lo cual significa que todos los efectos de modulación oscilan, de tal forma que se tiene un sistema en balance o equilibrio.
- $\langle \mathbf{v}_d \rangle$ es la velocidad de deriva promedio de la partícula causado por gradientes y curvatura del campo magnético heliosférico global.
- $\frac{1}{3} (\nabla \cdot \mathbf{V}) \frac{\partial f}{\partial \ln P}$ representa los cambios de energía adiabáticos. Si $(\nabla \cdot \mathbf{V}) > 0$, hay pérdida de energía. Si $(\nabla \cdot \mathbf{V}) < 0$, hay ganancia de energía. Si $(\nabla \cdot \mathbf{V}) = 0$ no hay cambios de energía.
- κ_s es el tensor de difusión, el cual contiene las componentes simétrica ($\kappa_\perp, \kappa_\parallel$) y antisimétrica (κ_T). Donde κ_\perp y κ_\parallel es el coeficiente paralelo y perpendicular con respecto a la dirección del CMI, respectivamente:

$$\kappa_s = \kappa_{ij} = \begin{pmatrix} \kappa_\parallel & 0 & 0 \\ 0 & \kappa_\perp & -\kappa_T \\ 0 & \kappa_T & \kappa_\perp \end{pmatrix}$$

La ecuación de continuidad 2.10 nos dice que al analizar la cantidad de partículas con cierta energía en un volumen fijo dentro de la Heliosfera, los cambios temporales de dicha cantidad sumados al flujo neto de partículas y al cambio producto de variaciones en la energía, tienen que ser iguales al número de partículas generadas en las fuentes (q) dentro de dicho volumen en cierto intervalo de tiempo.

Reiterando la importancia de la ETP en la descripción de la modulación de los RCs en la Heliosfera debido a fenómenos físicos que tienen lugar en el MIP y debido a la complejidad de su solución numérica, es que, por el momento se omite la inclusión en el presente trabajo. Siendo un tema muy vasto, es necesario un análisis tan amplio en el cual sea la única línea de investigación. Si embargo, en trabajos a futuro se propone la inclusión de la ETP, partiendo de sus soluciones más simples.

Capítulo 3

Medio Interplanetario

3.1. Viento solar

El medio interplanetario no está vacío, es una región permeada por un flujo continuo de partículas y campo magnético (viento solar) que se alejan del Sol. El viento solar se origina en la corona solar debido a la gran diferencia de presión que existe entre ella y el medio interplanetario, fenómeno conocido como expansión coronal (Kivelson & Russell, 1995). Al expandirse de manera radial, la densidad decrece (proporcional a r^{-2}) hasta equilibrar la presión del medio interestelar, generando la región conocida como Heliosfera.

De acuerdo con su velocidad y características físicas (densidad, temperatura y campo magnético) hay dos tipos principales de flujo de viento solar: el viento solar rápido que surge de los hoyos coronales (región coronal donde las líneas del campo magnético solar son localmente abiertas) [Krieger et al., 1973] y el viento solar lento cuyo origen se ha asociado a los bordes de los cascotes coronales (región de las líneas del campo magnético cerradas) [Arge & Pizzo, 2000]. En la Tabla 3.1 se muestran algunos parámetros de las corrientes rápidas y lentas del viento solar, a la altura de la órbita de la Tierra.

Prop. a 1 UA	Viento Lento	Viento Rápido
<i>Velocidad</i>	400 ± 50 km/s	700 ± 50 km/s
<i>Densidad</i> (part/cm ³)	~ 10	~ 3
<i>Temp. Protones</i> (T_p)	$\sim 4 \times 10^4$ K	$\sim 2 \times 10^5$ K
<i>Temp. electrones</i> (T_e)	$\sim 3 \times 10^5$ K	$\sim 1 \times 10^5$ K
<i>Campo Magnético</i>	~ 3 nT	~ 3 nT
<i>Composición</i> (He/H)	$\sim 1 - 30\%$	$\sim 5\%$

Tabla 3.1: Propiedades físicas del viento solar a 1 UA (González-Esparza, 2000).

3.1.1. Espacio interplanetario

Las variaciones en las propiedades físicas del Viento Solar modifican la configuración del MIP, cuya complejidad varía de acuerdo a la etapa del ciclo solar en la que se encuentre. La Figura 3.1 muestra la atmósfera solar durante un mínimo de actividad¹ (izquierda). Las regiones brillantes (cascos coronales) son regiones de campo magnético cerrado y a bajas alturas sobre la superficie solar, las líneas de campo magnético salen por un hemisferio (Norte o Sur) y entran en el opuesto. Sin embargo, existe una altura (aproximadamente de dos radios solares) en la que las líneas de campo ya no se cierran, por el contrario parece que se extienden indefinidamente hacia el medio interplanetario.

Es posible entender lo anterior si se toma en cuenta el parámetro β . Si el plasma y campo magnético coexisten, entonces se tiene un parámetro denominado beta del plasma, el cual se define como el cociente entre la presión ejercida por las partículas y la presión magnética que conforman una región magnética ($\beta = P/(B^2/2\mu_0)$). De esta forma, para alturas menores que dos radios solares la presión magnética en la región ecuatorial es más grande que la presión cinética, por lo tanto el campo no permite que el plasma escape y se tiene una configuración magnética cerrada. Con la altura la magnitud del campo decrece y llega un momento en el cual $\beta > 1$ y el material sale hacia el medio interplanetario para formar el viento solar. Una situación similar se presenta cerca de los polos, en donde la magnitud del campo magnético es pequeña y por lo tanto, $\beta > 1$ a bajas alturas (menores que un radio solar), formando así estructuras de campo abiertas (los hoyos coronales) en las que el viento es impulsado desde regiones muy bajas de la atmósfera solar (Cordero et al., 2010).

Durante el máximo solar los hoyos coronales son más pequeños y pueden encontrarse en cualquier punto sobre la corona (no sólo cerca de los polos). Como resultado, el viento solar se convierte en una mezcla de viento solar rápido y viento solar lento provenientes de todas las latitudes (ver Figura 3.1, derecha).

La polaridad del campo es representada por los colores azul y rojo en la Figura 3.1, (las regiones donde domina una polaridad de campo magnético (positiva o negativa) se les conoce como sectores magnéticos) esta configuración se conserva desde el polo hasta llegar al ecuador en cada hemisferio, en el ecuador la polaridad cambia súbitamente originando así una discontinuidad. A esta región de discontinuidad se le conoce como hoja neutra de corriente. Sin embargo, el eje magnético no es paralelo al eje de rotación, además cambia su dirección con el tiempo. En los períodos de mínima actividad el eje dipolar forma un ángulo relativamente pequeño con el eje de rotación. La combinación de los efectos de rotación y la diferencia entre los ejes de rotación magnético, crea una peculiar estructura, ilustrada en la Figura 3.2.

¹Durante el mínimo de actividad, el campo magnético solar se puede representar por el campo de un dipolo más o menos alineado con el eje de rotación del Sol.

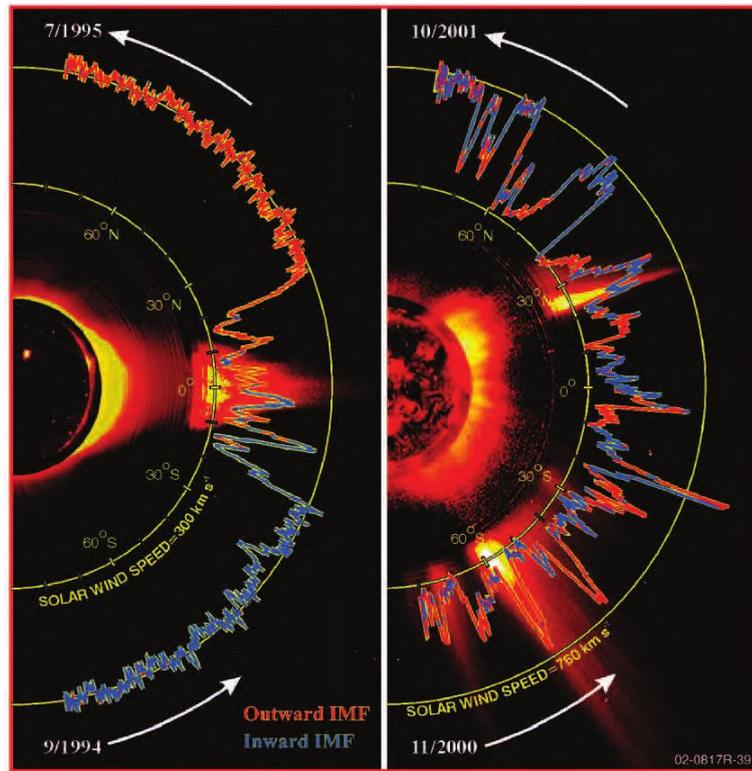


Figura 3.1: Perfiles de velocidad y campo magnético del viento solar a diferentes latitudes durante la fase mínima (izquierda, desde Septiembre de 1994 hasta Julio de 1995) y máxima (derecha, desde Noviembre del 2000 hasta Octubre del 2001) de actividad del ciclo solar. Las observaciones fueron hechas por la nave espacial Ulysses. En ambas figuras, el semicírculo amarillo interno representa velocidades de viento solar de 300 km/s y el externo, velocidades de 760 km/s. Los colores rojo y azul de las curvas indican polaridades positiva y negativa del campo magnético, respectivamente; y las flechas blancas indican la dirección de la trayectoria de Ulysses. Tomada de: <http://solarprobe.gsfc.nasa.gov/solarprobescience.htm>.

Espiral de Parker

La rotación solar e inclinación entre el eje de rotación y el eje magnético, provoca que las líneas de campo magnético en el medio interplanetario formen una espiral, denominada “espiral de Parker”. Cerca del Sol el plasma corrota con el campo magnético solar y todas las líneas de campo magnético siguen el mismo patrón espiral, excepto la línea polar.

De acuerdo con el modelo de Parker, el ángulo de la espiral del campo magnético interplanetario (ϕ) que forman el vector de velocidad radial del viento solar (\mathbf{v}) y el



Figura 3.2: A lo largo del plano del ecuador magnético del Sol, se genera una región donde las líneas de campo abiertas con direcciones opuestas son paralelas entre sí y están separados por una delgada capa de corriente conocida como la “hoja interplanetaria de corriente”. La hoja de corriente se inclina cuando se extiende a través del MIP (debido a un desfase entre la rotación solar y los ejes magnéticos) deformado el medio, generando así una estructura similar a una “falda de bailarina”. Tomado de: <http://www.spaceweather.ac.cn/english/forum1.htm>.

vector de campo magnético (B), está dado por:

$$\tan \phi = \frac{\Omega r \sin \theta}{v} \quad (3.1)$$

Cerca del Sol, el ángulo que forma la línea de campo con la dirección radial es pequeño. Pero al aumentar la distancia, el ángulo aumenta y a la altura de la órbita de la Tierra es de unos 45° (ver Figura 3.3).

Las observaciones in situ del ángulo de la espiral de Parker son importantes, ya que proveen información cuantitativa de la velocidad angular del Sol y la posición de la fuente del campo magnético (Balogh et al. 2007).

3.2. Eventos transitorios

El flujo del viento solar varía dependiendo de la actividad del Sol. Esta dependencia determina el tipo de estructuras que viajan en el MIP. Durante un mínimo de actividad solar, el Viento Solar se constituye principalmente por largos períodos de corrientes lentas y corrientes rápidas (las cuales se caracterizan por tener un período de 27 días);

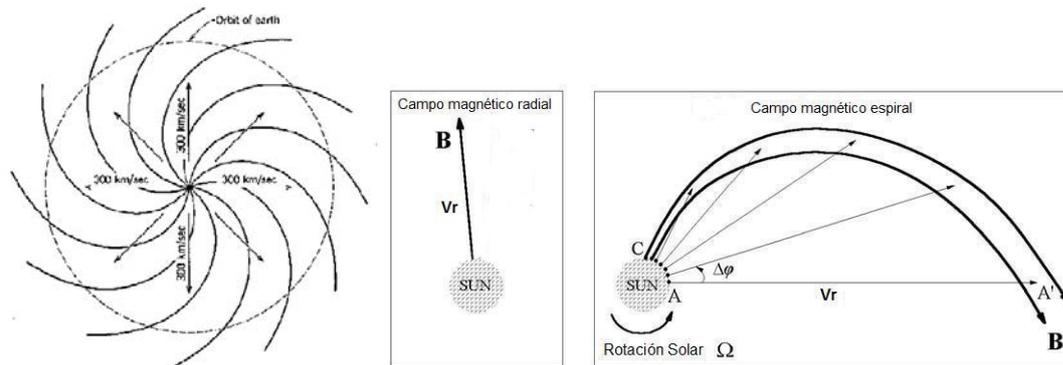


Figura 3.3: Izquierda: Cuando el plasma de la corona solar se desprende del Sol para fluir como el viento solar, se lleva consigo el campo magnético de su lugar de partida. Pero como el Sol gira y al girar traslada el “pie” de las líneas, la geometría que finalmente resulta para las líneas del campo magnético interplanetario es la de una espiral (Bravo, 1999). Centro: representación de la línea magnética polar (\mathbf{B}), el ángulo ($\Delta\varphi$) que forma con la dirección radial (\mathbf{V}_r) es muy pequeño (~ 0). Derecha: deflexión de las líneas de campo en la zona ecuatorial (adaptada de Meyer-Vernet, 2007).

consecuentemente, el tipo de estructura predominante durante esta fase del ciclo, son las Regiones de Interacción de Corrotantes (RICs)². Por otra parte, durante el máximo de actividad, el viento solar adquiere una configuración de velocidades más compleja y se ve fuertemente perturbado por estructuras transitorias que emergen de las regiones activas del Sol denominadas Eyecciones de Masa Coronal (EMC) [Wang et al., 1994; Webb et al., 1994]. Existen eventos transitorios con diversos orígenes, pero para los fines de este trabajo el más importante a considerar lo constituyen las EMC.

Las EMC son estructuras magnéticas de gran escala que afectan la configuración del campo magnético interplanetario (Cane, 2000). A su vez, contribuyen en la modulación y en la generación de barreras que impiden la propagación de RCG. Esto implica que en la interacción entre una EMC (viajando a través del MIP) y el viento solar exista un intercambio de energía entre los dos sistemas (provocando una desaceleración), produciendo ondas de choque intensos y turbulencias (funda), dando pie a la generación de DFs (Wibberenz et al. 1998).

²Si en una misma línea radial, desde donde esta fluyendo VS lento, se sucede un viento rápido, entonces en algún momento este último alcanzará al primero. Cada flujo lleva su campo magnético congelado, por lo que estos plasmas no se pueden mezclar. De esta forma se crea una región de compresión en la parte delantera y como eventualmente el viento rápido lo sucede un viento lento se generará un zona de rarefacción en la parte posterior. Las regiones entre ambas ondas de choque se conocen como regiones de interacción.

3.2.1. Eyecciones de Masa Coronal

Las EMCs son eventos explosivos de gran escala en los que una gran cantidad de masa coronal ($\sim 10^{12}$ a 10^{13} Kg) es expulsada al medio interplanetario con velocidades de hasta 10^3 Km/s (Meyer–Vernet, 2007, p. 309).

Las EMCs son fenómenos detectados en la corona baja, se originan en regiones de configuración magnética cerrada (regiones activas). Algunos modelos han propuesto que su origen tiene que ver con procesos de reconexión magnética [Forbes (2000), Hudson et al. (2006)]. Otros sugieren que una EMC se origina en la corona como resultado de un flujo emergente que interactúa con los flujos sobre la superficie y que evolucionan a un estado donde el equilibrio ya no es posible (Forbes et al., 2006). Por lo que las líneas de campo no pueden mantenerse y el plasma es eyectado hacia afuera.

La ocurrencia de EMCs aumenta de muy pocas por mes, durante el mínimo solar, a varias por día cerca del máximo solar. Las EMCs son frecuentemente observadas en latitudes cercanas al plano de la eclíptica debido a que sus fuentes coronales, tal como las regiones activas, surgen cerca del ecuador solar magnético durante el mínimo de actividad; mientras que en el máximo, cuando las regiones activas son mucho más frecuentes, éstas aparecen a distintas latitudes sobre el disco solar (Schwenn et al., 2006).

Una EMC puede tomarse como un cambio en la estructura de la corona que ocurre en escalas de tiempo de algunos minutos hasta horas. Éstas estructuras magnéticas pueden observarse en imágenes de coronógrafos como brillantamientos alrededor del disco solar. Si este brillantamiento ocurre alrededor de todo el disco se le denomina tipo halo (Howard, 1982), en este caso las EMCs salen en dirección a la Tierra y pueden generar Decrecimientos Forbush o ser geoeffectivas, es decir, pueden causar tormentas geomagnéticas (Zhang et al., 2003).

Las EMCs tienen una estructura espacial comúnmente conformada por tres partes: un brillo frontal exterior (material barrido hacia afuera), una cavidad oscura dentro del brillo frontal (región de plasma de baja densidad y campo magnético intenso) y el núcleo de la cavidad. En la Figura 3.4 se muestra una imagen de una EMC. Sin embargo, es importante mencionar que no todas las EMCs presentan las tres partes.

Cuando una EMC viaja en el MIP se le denomina Eyección de Masa Coronal en el Medio Interplanetario (EMCI) [Gosling, 1990]. Este tipo de estructuras tiene la forma de semi-cavidad. Como consecuencia de esta geometría las EMCs presentan con frecuencia flujos bidireccionales de electrones supratérmicos y, debido a su continua expansión al alejarse del Sol, las EMCs presentan temperaturas bajas en el medio interplanetario. En la Figura 3.5 se muestra el esquema de una EMCI (en amarillo) mientras que la línea negra representa el choque asociado. Dentro de la eyección (eyecta) hay una estructura de campo magnético intenso conocida como “cuerda de flujo” (flux rope). Se cree que la eyecta permanece anclada al Sol mediante su campo magnético, aunque no es un hecho comprobado.

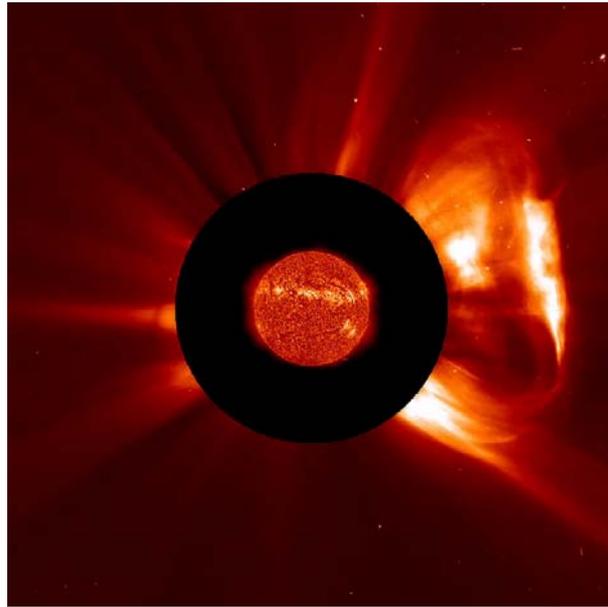


Figura 3.4: Estructura de una EMC tomada por el coronógrafo LASCO C2 (noviembre de 2012). Tomada de <http://sdo.gsfc.nasa.gov/gallery/main/item/116>.

3.2.2. Firmas de EMCI

Las firmas o características más comunes que denotan el paso de una EMCI son:

- Aumento en la intensidad del campo magnético con respecto al del viento solar ambiente [> 10 nT].
- Un campo magnético con giro.
- Temperatura de protones baja.
- La razón entre la densidad numérica de partículas y la de los protones N_{α}/N_p alta.
- Flujos bidireccionales de electrones.
- La velocidad de protones (v_p) cae lentamente.
- Incremento en la presión total del plasma.
- Coeficiente Beta del plasma bajo ($\beta < 1$).

Es importante enfatizar el hecho de que las propiedades físicas que distinguen a una EMCI del viento solar ambiente son variadas y en general, no se registran simultánea-

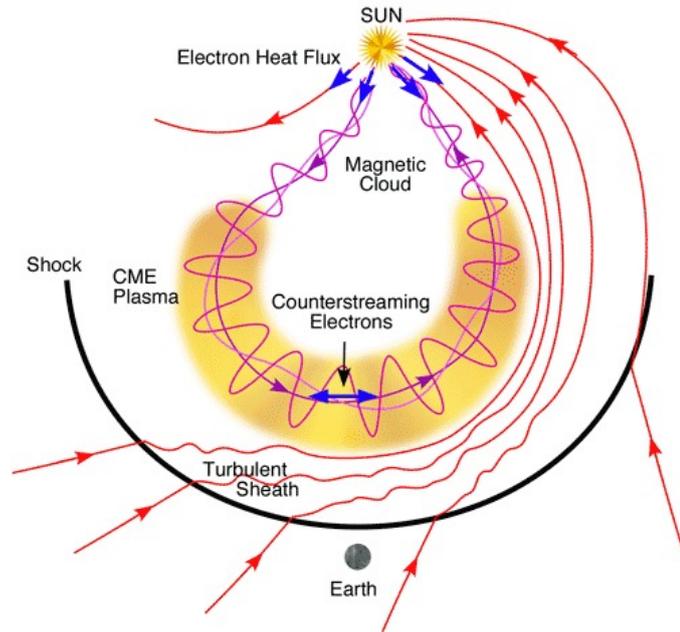


Figura 3.5: Estructura de una EMCI. La región en amarillo representa la EMCI, la línea negra representa el choque. Las líneas rojas representan líneas de campo magnético interplanetario deformadas por la rotación solar (espiral de Parker). Entre la onda de choque y la EMCI, las líneas de campo magnético interplanetario se muestran turbulentas; dicha región, llamada funda, está formada por plasma cuyas características han sido transformadas por la onda de choque (Zurbuchen et al., 2006).

mente todas las firmas, por lo cual no hay un criterio de identificación establecido (Russell & Shinde, 2005).

En la Figura 3.6 se muestra una medición in-situ de una EMC a 1 UA. La primera línea vertical punteada (lado izquierdo) indica que el inicio del evento fue por el paso de una onda de choque la cual tuvo lugar el 19 de marzo a las 12 horas aproximadamente. El choque se define perfectamente por el incremento súbito de la magnitud del campo magnético, así como de la velocidad, densidad y temperatura. La región que le sigue al choque es la funda³, cuyo tránsito registró un tiempo de aproximadamente 6 horas, y posteriormente, alrededor de las 18 horas del mismo día la segunda línea indica el inicio del tránsito de la EMC. La última línea, a las 0 horas del 22 de marzo, indica el final de la EMC. El paso de la EMC se identifica como una caída de la temperatura (T_p), densidad (N_p) y velocidad [respecto al viento solar ambiente localizado en los dos extremos de las gráficas (antes de las 12 horas del 19 de marzo o después de las 0 horas del 22 de marzo)]

³La funda es una zona de plasma comprimido por el choque, por lo cual la temperatura, la densidad y el campo magnético son más intensos y fluctúan.

como consecuencia de la expansión que sufre dicha estructura. Durante el paso de la EMC las mediciones de las componentes del campo magnético interplanetario (B_y/B y B_z/B) muestran una rotación de casi 90° . La magnitud del campo (B) exhibe un máximo en el centro de la estructura. El valor del coeficiente β del plasma es menor a 1, es decir, domina la presión magnética.

3.3. Movimiento de partículas en presencia de un campo

El espectro de RCs es fuertemente modulado por la presencia de perturbaciones en el Campo Magnético Heliosferico (CMH) y el Viento Solar. El grado de reducción en el flujo será una función de la actividad solar, fundamentalmente en el máximo solar donde se dan la mayor cantidad de irregularidades en el CMH (Heber & Potgieter, 2006). Sin embargo, las diferentes regiones en el interior de la Heliosfera presentan características distintivas de modulación; esto depende de las propiedades del CMI en cada región (Caballero–López, 2004).

La dinámica del Viento Solar (plasma) se puede analizar también a través del modelo de partícula independiente donde se describe el movimiento de deriva que describe una partícula cargada (ión o electrón) en medios magnetizados y no-magnetizados.

En la siguiente sección se describirá el movimiento de las partículas para varios casos a partir de la ecuación de momento, suponiendo que la única fuerza externa que actúa sobre la partícula es la fuerza electromagnética:

$$m \frac{d\mathbf{V}}{dt} = q(\mathbf{E} + \mathbf{v} \times \mathbf{B}) \quad (3.2)$$

3.3.1. Campo magnético homogéneo

Se tienen dos casos:

a) Se considera que $\mathbf{E} = 0$.

Al considerar $\mathbf{E}=0$, la ecuación de movimiento (3.2), se reduce a:

$$m \frac{d\mathbf{V}}{dt} = q\mathbf{v} \times \mathbf{B} \quad (3.3)$$

Considerando un campo uniforme en la dirección z (perpendicular a la dirección de la velocidad de una partícula) y desarrollando la ecuación 3.3, se obtiene que dicha

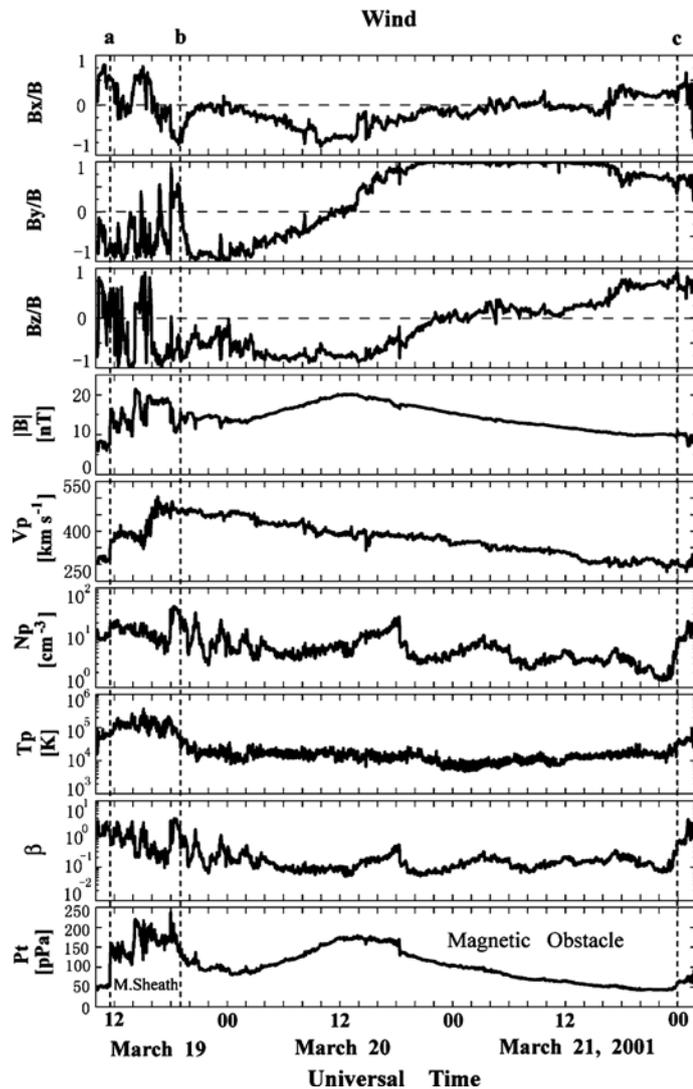


Figura 3.6: Eyección de Masa Coronal Interplanetaria registrada por la misión Wind a 1 UA. Los paneles de arriba a abajo corresponden a las componentes del campo magnético interplanetario (B_x/B , B_y/B y B_z/B), magnitud del campo magnético ($|B|$), velocidad del VS (V_p), densidad de protones (N_p), temperatura de protones (T_p), el coeficiente Beta del plasma (β) y presión total (P_t). Se señalan la posición del choque (discontinuidad), el espacio que ocupan la Funda y la EMC (obstáculo magnético) [adaptado de Jian et al., 2006]

partícula tendrá un movimiento circular alrededor de la línea de campo magnético con una frecuencia de:

$$\omega_c = \frac{qB}{m} \quad (3.4)$$

demoninada giro-frecuencia o también llamada frecuencia del ciclotrón o frecuencia de Larmor (ver Figura 3.7).

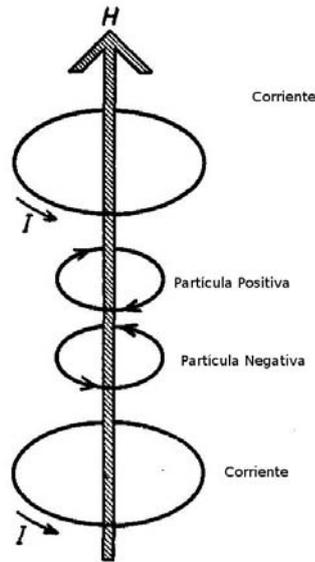


Figura 3.7: En un campo magnético \mathbf{H} producido por corrientes I , las partículas negativas rotan en la misma dirección que I y partículas positivas en dirección opuesta (Alfvén, 1950).

Se tiene entonces, que la trayectoria de la partícula es una hélice con eje en la dirección z (paralela al campo magnético) centrada en (x_0, y_0) , de radio (denominado radio de Larmor):

$$r_L = \frac{v_{perp}}{\omega_c} = \frac{mv_{perp}}{qB} \quad (3.5)$$

b) Se considera \mathbf{E} infinito.

Si ahora el campo eléctrico está presente, el movimiento de la partícula incluirá el movimiento giro-ciclotrón y una deriva del centro-guía.

Considerando el campo eléctrico se encuentra en el plano $x-z$ (ver Figura 3.8), por lo que $E_y = 0$. En este caso, la componente z de la velocidad no está relacionada con

las componentes transversales y puede ser analizada por separado. Entonces la ecuación 3.2 incluye el término para el campo eléctrico se expresa como:

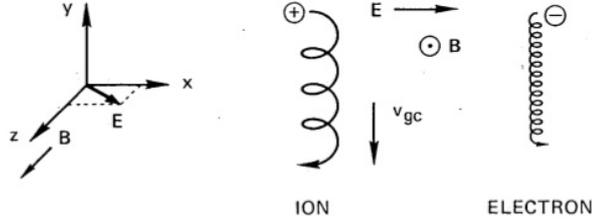


Figura 3.8: Movimiento de una partícula cargada en presencia de campos electromagnéticos (Chen, 2006).

$$m \left(\frac{d\mathbf{v}}{dt} \right) = q(\mathbf{E} + \mathbf{v} \times \mathbf{B}) \quad (3.6)$$

Y Resolviendo la ecuación anterior, se obtienen las siguientes soluciones:

$$v_x = v_{\perp} e^{i\omega_c t}$$

$$v_y = \pm i v_{\perp} e^{i\omega_c t} - \frac{E_x}{B} \quad (3.7)$$

De la ecuación 3.7 se observa que el radio de Larmor es el mismo que en el caso anterior sólo que aquí existe un movimiento adicional llamado deriva del centro—guía (o arrastre) en la dirección $-y$ (ver Figura 3.8), definido como:

$$\mathbf{v}_{cg} = \frac{\mathbf{E} \times \mathbf{B}}{B^2} = \mathbf{v}_E \quad (3.8)$$

con \mathbf{v}_E la velocidad de deriva del campo eléctrico del centro—guía también conocida como deriva $\mathbf{E} \times \mathbf{B}$. Esta deriva, como se observa de la ecuación 3.8 es independiente de la carga.

3.3.2. Campo magnético inhomogéneo

Ahora bien, que sucederá si se tiene una partícula cargada moviéndose en presencia de campos inhomogéneos (\mathbf{E} y \mathbf{B}) los cuales varían en el espacio y tiempo.

a) Deriva Gradiente de B

En este caso, las líneas de campo son rectas, pero su densidad incrementa en la dirección y , como se ve en la Figura 3.9.

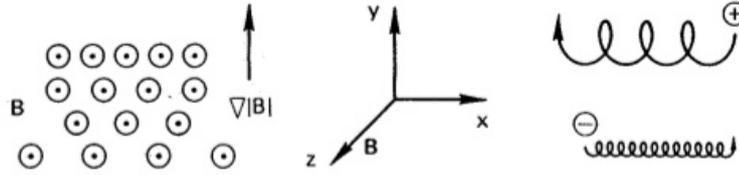


Figura 3.9: Movimiento de una partícula cargada en presencia de campos electromagnéticos (Chen, 2006).

Teniendo que, la deriva puede ser expresada como:

$$\mathbf{v}_{\nabla B} = \frac{1}{2} \frac{mv_{\perp}}{q} \frac{\mathbf{B} \times \nabla B}{B^3} \quad (3.9)$$

La ecuación puede plantearse en términos del momento magnético dipolar. Así, para una partícula que recorre $2\pi/\omega_c$ en cada vuelta y que arrastra una corriente $q\omega_c/2\pi$, el momento magnético se expresa de la siguiente forma:

$$\mu = \frac{q\omega_c}{2\pi} \pi r_c^2 = \frac{1}{2} \frac{mv_p v_{\perp}^2}{B} \quad (3.10)$$

donde μ es casi siempre una constante. $\mathbf{v}_{\nabla B}$ depende de la energía cinética (en la dirección perpendicular) de la partícula cargada y no solo de su velocidad.

El gradiente en $|B|$ causa que el radio de Larmor sea mas grande en la parte inferior de la órbita que en la parte superior, lo que conduce a una deriva en direcciones opuestas para iones y electrones, perpendicular tanto a \mathbf{B} como a ∇B . Una consecuencia física de esta deriva es que tiende a producir corrientes eléctricas netas.

b) Deriva de Curvatura

Se supone una partícula moviéndose a lo largo de una línea de campo. Se considera además que las líneas de campo están curvadas con un radio de curvatura constante (R_c) y campo magnético $|B|$ constante (Figura 3.10), de tal manera que las partículas al moverse sentirán una fuerza centrípeta \mathbf{F}_c , igual a:

$$\mathbf{F}_c = -\frac{mv_{\parallel}^2}{R_c} \mathbf{R}_c \quad (3.11)$$

Y de acuerdo a la ecuación para la velocidad del centro guía, esto da lugar a una deriva

$$\mathbf{v}_c = \frac{1}{q} \frac{F_{\perp} \times \mathbf{B}}{B^2} = \frac{mv_{\parallel}^2}{qB^2} \frac{\mathbf{R}_c \times \mathbf{B}}{R_c^2} \quad (3.12)$$

Para iones y electrones, la velocidad expresada por la ecuación 3.12 actúa en direcciones opuestas produciendo una corriente neta.

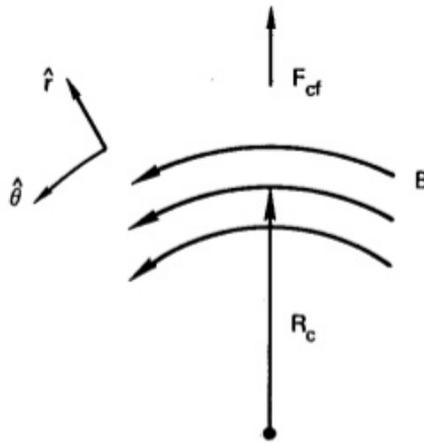


Figura 3.10: Campo magnético curvado (Chen, 2006).

Capítulo 4

Observaciones

En el presente Capítulo se estudia la causa que origina decrecimientos en el flujo de RCGs y su relación con los parámetros del Viento Solar. Es importante conocer el principio de detección de la radiación cósmica, por lo que a continuación se describe dicho proceso. Posteriormente, se hace una descripción de la metodología empleada en el análisis.

4.1. Detección de la radiación cósmica

Debido a que la radiación cósmica en general no es perceptible por los sentidos, es necesario valerse de dispositivos especiales para su detección (dependiendo del intervalo de energía que se quiere estudiar), con el fin de obtener la mayor cantidad de información. Actualmente existe una diversidad muy amplia de detectores de radiación, sin embargo para fines del presente trabajo, sólo se describirá de forma general el principio de operación de los monitores de Neutrones.

Sin tomar en cuenta las características del tipo de detector con el que se trabaje, se tiene como principio de operación, la transferencia de la totalidad o fracción de la energía de la radiación incidente en el material del detector. Dicha transferencia depende de la partícula incidente.

4.1.1. Monitor de neutrones

Se entiende que los neutrones no ionizan directamente; por lo que los métodos para la detección de la presencia y flujo de estas partículas se basa en mecanismos indirectos, tales como, la medición de la energía liberada en la dispersión, la fisión o en interacciones de captura.

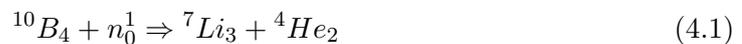
Un monitor de neutrones consta principalmente de las siguientes componentes:

1. Plomo Productor: Se localiza alrededor del moderador, su función es:
 - Generar neutrones de evaporación y neutrones de baja energía, mediante reacciones nucleares entre las partículas energéticas incidentes y el plomo.
 - Incrementar la probabilidad global de detección.

Se elige el plomo como material productor, porque es un elemento con una masa atómica elevada y un núcleo grande que favorece la producción de neutrones de evaporación. Además, el plomo presenta una sección transversal de absorción relativamente baja para los neutrones térmicos.

2. Moderador: Su función es la de disminuir la energía de los neutrones hasta niveles térmicos para producir así la reacción dentro del detector. Esto se consigue haciendo que los neutrones colisionen con otros núcleos. El intercambio de energía cinética es mejor cuanto más se parezca la masa de los núcleos con la del propio neutrón.
3. Reflector: Es una capa de polietileno de baja densidad que impide la salida de los neutrones de evaporación creados localmente, del mismo modo impide la entrada de los neutrones de baja energía producidos en el exterior.
4. Contador: Registra los neutrones producidos (en el interior del monitor) por la radiación cósmica secundaria.

El principio de funcionamiento es a través de una reacción nuclear que se produce dentro de los contadores proporcionales (de trifloruro de boro gaseoso BF_3 , enriquecidos por el isótopo B^{10} (96 %) a una presión de 0.27 bar). Los nucleones que inciden en el monitor (protones y neutrones) procedentes de rayos cósmicos secundarios, provocan reacciones nucleares en el plomo. Estas reacciones generan neutrones de evaporación de baja energía. A su vez, el moderador reduce la velocidad de estos nuevos neutrones del rango de los MeV hasta el de energías térmicas. Los neutrones, al llegar al interior del tubo producen una reacción nuclear con el Boro, cuyo resultado son núcleos de Litio y Helio (partícula alfa), es decir:



Los productos de esta reacción son detectados debido a la ionización del gas dentro del tubo.

A partir de 1990, se han desarrollado monitores de neutrones donde la reacción nuclear se da a partir de gas compuesto por ${}^3\text{He}$ en lugar de BF_3 . La reacción exotérmica de los neutrones con el ${}^3\text{He}$ es:

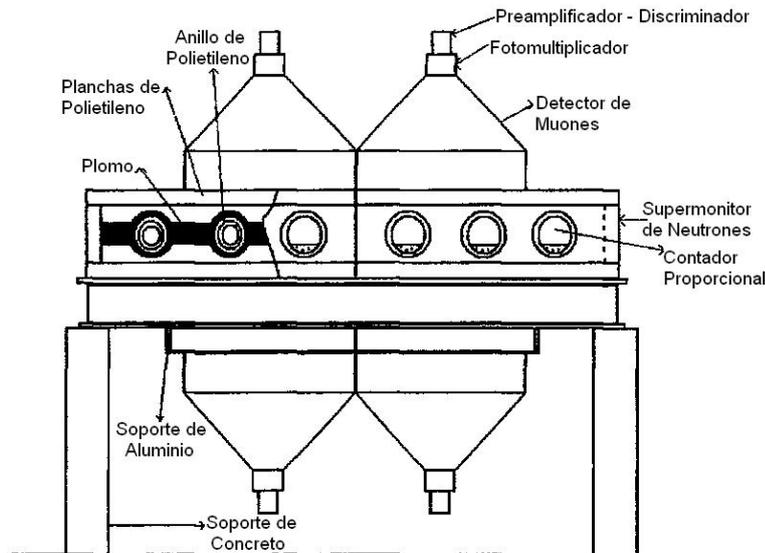


Figura 4.1: Esquema del monitor de neutrones (NM64), instalado en la Ciudad de México. Este detector incluye un telescopio de muones en la parte superior e inferior del MN (Otaola et al., 1989).



La ventaja de este tipo de monitores es que el tubo contador puede ser operado a una presión de gas mucho más alta. A mayor presión en el gas, se tiene una mayor eficiencia de detección por unidad de volumen.

4.2. Muestra de eventos

El período de estudio tanto del flujo de RCG como del Viento Solar es del 2000 al 2014. Los datos empleados para el análisis y desarrollo se tomaron de las siguientes fuentes:

1. El comportamiento del flujo de RCGs se obtuvo de la Base de Datos de la Red Monitores de Neutrones (BDMN)¹. Se utiliza la información de cuatro monitores

¹La red BDMN comenzó como un proyecto de la Unión Europea en 2008, e incluye un número creciente de estaciones de monitoreo de neutrones de 11 países con sus datos disponibles en tiempo real. Ver: <http://www.nmdb.eu/>

(cada uno localizado en distinta latitud,² ver Tabla 4.1). Cada monitor cuenta con distinta resolución, Oulu de 1 minuto, Atenas 5 minutos, México y Tsumeb de 1 hora.

Monitor	Rigidez Umbral (GV)	Ubicación	Altitud (m snm)
Oulu (Finlandia)	0.81	65.05°N, 25.47°E	15
Atenas	8.53	37.58°N, 23.47°E	260
México	8.20	19.19°N, 99.11°E	2274
Tsumeb (Namibia)	9.20	19° 12'S, 17° 35'E	1240

Tabla 4.1: Características de los monitores de neutrones Oulu (Finlandia), Atenas, México y Tsumeb.

2. Los parámetros para la localización de choques generados por estructuras en el Viento Solar son: magnitud de campo magnético y velocidad (así como sus componentes), beta del plasma, densidad de partículas, temperatura y presión. sin embargo, el campo magnético y la velocidad del plasma se toman como los parámetros que tiene mayor influencia sobre el flujo de RCs. Estos fueron tomados de la base OMNI³ (<http://omniweb.gsfc.nasa.gov/>).

4.3. Casos de estudio

4.3.1. Criterios para la identificación de decrecimientos Forbush

1. Considerando que es un fenómeno global, se espera que los monitores seleccionados detecten el decrecimiento de la intensidad al mismo tiempo; sin embargo la amplitud dependerá del tipo de detector, es decir, la rigidez umbral vertical y la profundidad atmosférica a la que el detector se encuentre.
2. Se tomarán en cuenta decrecimientos al menos $> 1\sigma$. Donde σ es la desviación estándar⁴ de todo el período de estudio.

²El campo magnético terrestre impide a las partículas de baja energía alcanzar la superficie, y estas giran alrededor de las líneas de campo, debido a la fuerza de Lorentz. Donde el radio de giro de la partícula es dependiente de la energía y de la intensidad del campo magnético. De este modo, una partícula con mayor energía tendrá una rigidez mayor. Para cada punto en la Tierra, existe un valor de rigidez umbral. Este valor es la energía mínima requerida para que una partícula pueda alcanzar un lugar determinado en la superficie terrestre.

³OMNI es una compilación de datos de diferentes sondas espaciales ubicadas en la proximidad terrestre. Los datos de cada sonda espacial están extrapolados, en espacio y tiempo hacia la ubicación del punto subsolar sobre la magnetopausa. Las sondas involucradas en la compilación de datos son ACE, Wind, IMP 8 y Geotail, las cuales proveen información del campo magnético y plasma.

⁴La desviación estándar permite determinar la fluctuación promedio de los datos respecto a su punto central o media.

- Es importante, asociar dicho evento a variaciones en las componentes del Viento Solar.

4.3.2. Identificación de decrecimientos

Al localizar estructuras que cumplen con el perfil que caracteriza un DF, se inicia el análisis. En la Figura 4.2 se muestra el flujo de RCs detectado durante el mes de Octubre de 2013 por los cuatro monitores antes mencionados. Se puede apreciar que los cuatro monitores de neutrones detectan un flujo relativamente similar durante todo ese período; haciendo un énfasis en la disminución detectada el 2 de octubre (línea vertical azul). Sin embargo, es necesario cumplir con los criterios de identificación para definir dicho evento como un DF.

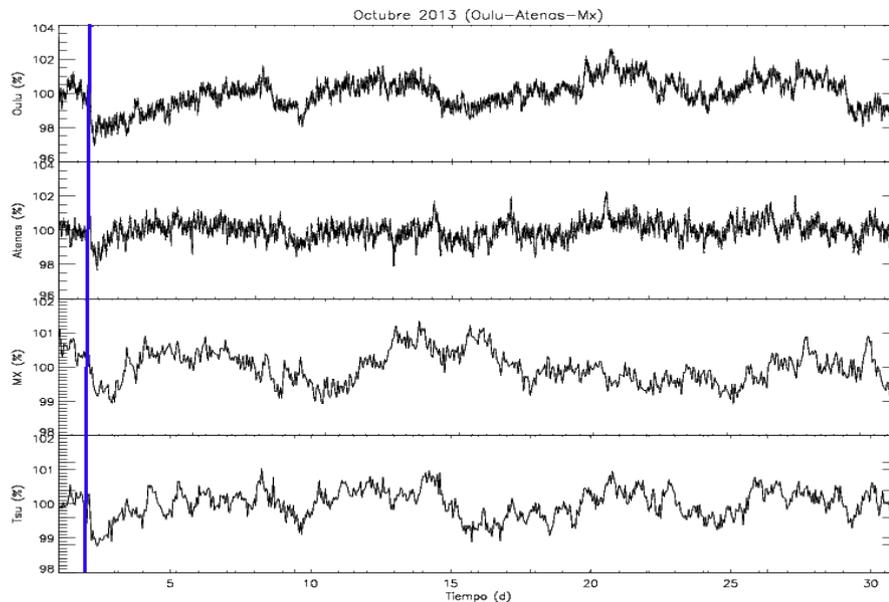


Figura 4.2: Intensidad (%) del flujo de RCs detectado por Oulu, Atenas, México y Tsumeb del 1^o a 31 de octubre de 2013.

Para la identificación exacta de los DFs se construyeron gráficas con los parámetros de Viento Solar y se comparó con el flujo de RCs de Oulu (debido a que tienen la misma resolución de 1 minuto y por su rigidez de corte las variaciones son más apreciables). En la Figura 4.3 se muestra la evolución del Viento Solar durante Octubre de 2013. Los paneles de arriba a abajo corresponden a la magnitud del campo magnético ($|B|$), las componentes del campo magnético interplanetario (B_x , B_y y B_z), flujo de RCs (%), velocidad del Viento Solar (V_p), densidad de protones (N_p) y temperatura de protones (T_p).

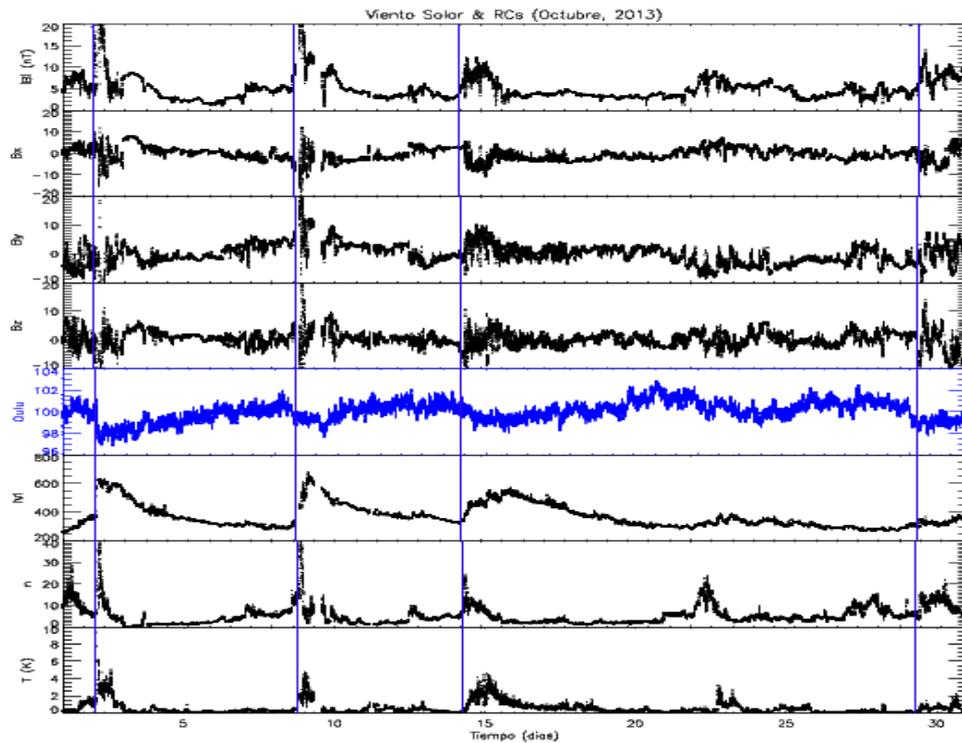


Figura 4.3: Parámetros del Viento Solar y flujo de RCs registrados en Octubre de 2013. Se localizaron 4 Decrecimientos Forbush (2, 8, 15 y 29 de Octubre) asociados al paso de una perturbación.

La primer línea vertical (lado izquierdo) indica que el inicio del evento (decrecimiento) fue debido al paso de una estructura y que a causa de su configuración dio lugar a una onda de choque la cual tuvo lugar el 02 de Octubre a las 05:00 horas aproximadamente. El choque se da debido al incremento súbito en la magnitud del campo magnético, así como de la velocidad, densidad y temperatura. Al manifestarse dicho incremento en las componentes del Viento Solar, se evidencia un abrupto decrecimiento en el flujo de RCs observado por el Monitor de Neutrones Oulu.

Comportándose del mismo modo, el 08 de Octubre a las 18:00 horas aproximadamente se observa una estructura que se caracteriza por tener alta velocidad (~ 700 km/s) y campo magnético (~ 20 nT) mayor que los valores medios en el Viento Solar. La tercer línea vertical (de derecha a izquierda) indica el paso de otra estructura que debido a la diferencia de velocidades con el medio ambiente a su alrededor, generó una onda de choque el día 14 de Octubre. En este caso el decrecimiento observado es gradual; encontrando el máximo del decrecimiento el 15 de Octubre.

No todas las estructuras magnéticas que viajan en el MIP pueden generar decrec-

imientos en la intensidad de RCs (Figura 4.4). Para el 09 de Agosto se observa un incremento en las componentes del Viento Solar, aunque, el flujo registrado no presenta un decrecimiento notable; claramente existe una influencia, de las estructuras magnéticas en el Viento Solar que presentan turbulencia, con la modulación de la radiación cósmica. Para determinar su existencia, en las secciones siguientes se hará un análisis de las variaciones presentes en las estructuras de interés.

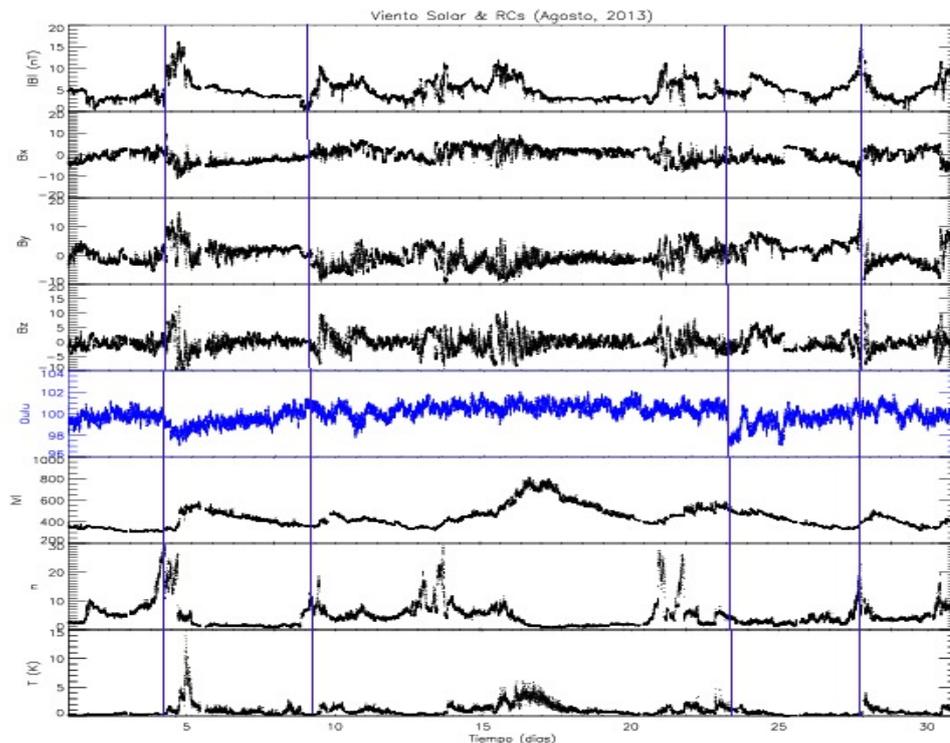


Figura 4.4: Parámetros del Viento Solar y flujo de RCs registrados en Agosto de 2013. Se localizaron 2 Decrecimientos Forbush (4 y 24 de Octubre) asociados al paso de una onda de choque. Además se tienen estructuras tipo choque que no generaron decrecimiento.

4.3.3. Decrecimientos Forbush identificados

Tomando como referencia el análisis de datos del Viento Solar y flujo de RCs, en la Tabla 4.2 se muestran las propiedades de los eventos seleccionados como DF. Las columnas de la tabla, de izquierda a derecha, proporcionan la siguiente información: fecha y hora (en tiempo local) a la cual fue detectado el comienzo del evento, decrecimiento en sigmas y en porcentaje detectado por cada monitor, velocidad máxima del Viento Solar asociado a la estructura, variación máxima presente en el campo magnético y potencia característica.

Forbush	Decrecimiento								Vel (Km/s)	δB	Potencia Característica				
	Oulu		Atenas		México		Tsumeb				57	100	132	174	
	σ	%	σ	%	σ	%	σ	%							
11/02/2000 13:00	21.4	4.9	/	/	7.9	2.5	8.5	2.7	620	1.03	109.3	181.3	210.0	113.0	155.2
06/04/2000 17:00	6.1	2.7	/	/	/	/	/	/	637	1.00	102.0	171.3	152.0	183.4	223.7
08/06/2000 10:00	14.8	7.1	/	/	37.7	4.7	14.7	4.5	828	0.93	191.1	168.7	267.3	224.2	179.6
13/07/2000 10:00	23.7	8.1	/	/	18.5	5.7	15.2	5.5	692	0.80	23.3	31.4	27.2	17.6	44.4
15/07/2000 15:00	7.8	10.2	/	/	10.7	6.2	/	/	979	3.00	534.4	716.5	765.7	680.9	590.3
17/09/2000 17:00	14.6	7.4	/	/	10.5	4.6	13.7	4.0	879	1.11	85.6	143.1	173.7	100.3	56.0
12/10/2000 23:00	8.6	4.2	/	/	4.8	2.0	5.9	1.7	491	0.85	250.7	422.5	442.0	267.5	325.1
28/10/2000 03:00	11.8	6.7	/	/	21.4	4.7	6.4	3.6	435	0.77	177.8	82.6	65.3	183.8	229.5
06/11/2000 12:00	8.5	6.7	/	/	12.4	4.5	9.8	4.0	645	0.45	15.1	52.4	45.4	22.2	32.7
26/11/2000 14:00	17.8	6.7	6.1	3.8	12.4	4.2	/	/	675	1.08	31.3	92.5	125.2	126.3	447.4
23/01/2001 18:00	6.0	3.5	4.4	2.4	7.6	1.6	3.9	1.4	560	0.57	65.6	85.1	160.0	71.0	140.0
03/03/2001 19:00	8.0	3.1	6.4	2.6	6.9	1.8	7.9	1.9	528	0.55	26.7	38.8	80.3	58.3	64.5
19/03/2001 11:00	6.8	3.6	5.1	2.5	8.6	1.8	4.0	1.3	525	0.44	89.0	102.0	143.0	84.1	162.7
27/03/2001 01:00	15.6	6.4	8.1	5.2	10.8	3.4	12.5	4.0	662	0.68	67.1	140.0	115.5	107.4	201.3
04/04/2001 15:00	13.7	7.4	10.5	4.7	11.0	3.2	11.7	3.9	799	0.87	201.8	295.0	332.0	238.5	103.4
08/04/2001 14:00	7.4	6.1	7.9	4.8	8.1	4.5	/	/	803	0.74	29.4	64.5	136.8	127.8	156.2
11/04/2001 17:00	17.2	11.1	23.3	7.9	16.8	7.3	/	/	762	1.53	143.0	150.1	135.3	246.4	262.0
28/04/2001 03:00	14.9	7.0	3.6	3.8	12.2	5.6	/	/	767	1.04	194.6	298.1	176.5	65.5	86.0
27/05/2001 18:00	10.7	4.4	6.5	2.8	10.9	3.1	8.1	2.9	628	0.38	47.7	138.3	442.4	538.9	463.0
17/08/2001 00:00	12.0	6.4	6.6	3.1	9.1	3.1	/	/	612	1.08	97.6	130.3	80.0	140.3	106.1
06/11/2001 02:00	20.8	10.9	14.7	6.6	28.7	6.5	/	/	749	1.00	86.0	144.6	115.5	147.2	84.6
19/11/2001 18:00	7.4	3.2	6.5	2.9	/	/	/	/	602	0.26	18.8	62.2	138.8	110.2	139.8
24/11/2001 06:00	20.6	9.7	7.5	3.4	26.0	4.9	14.0	4.3	1059	2.43	130.8	229.4	198.0	142.4	204.6
10/01/2002 18:00	11.8	4.7	9.3	3.2	13.2	3.7	5.7	2.9	701	0.74	83.1	268.0	220.3	86.4	61.2
20/03/2002 14:00	5.4	3.2	5.5	2.1	3.7	2.2	5.9	2.4	599	0.42	52.0	227.3	140.2	45.2	39.1
17/04/2002 12:00	7.1	5.0	5.3	2.3	16.2	3.1	10.6	1.8	617	0.91	89.1	54.9	121.5	176.4	156.3
18/05/2002 18:00	7.1	3.1	5.0	2.4	7.2	1.6	/	/	524	0.67	68.2	92.5	102.6	77.4	80.1
23/05/2002 09:00	8.2	4.5	7.6	3.1	14.1	3.5	/	/	981	1.85	101.7	201.7	205.1	74.7	47.9
19/07/2002 15:00	4.0	4.2	/	/	3.6	2.8	/	/	941	0.60	56.1	71.6	90.4	202.3	112.0
07/09/2002 14:00	6.3	3.0	4.7	2.6	8.7	2.2	/	/	585	0.82	163.3	412.6	372.3	234.6	251.8
22/12/2002 12:00	9.6	4.0	6.8	2.9	9.2	2.9	8.9	2.3	606	0.32	66.2	118.3	72.7	106.6	90.6
29/05/2003 12:00	16.3	8.0	8.7	4.3	10.9	4.0	11.8	4.7	846	1.13	45.6	80.0	82.6	51.4	154.4
24/10/2003 12:00	10.2	6.0	7.2	4.1	9.4	4.2	7.0	3.5	639	1.00	45.4	87.5	142.0	125.0	217.4
20/11/2003 09:00	6.0	4.6	/	/	/	/	/	/	766	0.63	110.0	163.0	139.0	73.0	54.5
22/01/2004 00:00	16.7	8.4	14.7	5.6	17.8	5.7	/	/	683	0.95	70.5	124.5	221.6	195.8	94.2
27/07/2004 00:00	22.4	11.9	/	/	19.8	9.3	29.2	7.8	1077	1.16	190.1	258.5	207.7	127.5	158.0
07/11/2004 18:00	15.0	6.9	7.7	3.7	11.9	4.3	8.9	2.8	760	1.72	48.5	67.0	71.0	51.1	73.5
09/11/2004 18:00	14.0	7.2	9.7	4.7	8.8	5.9	7.0	4.7	845	1.51	55.7	85.7	223.6	83.2	72.7
21/01/2005 18:00	10.7	9.0	/	/	5.6	3.9	3.9	3.5	974	1.03	68.6	196.1	176.3	85.6	74.1
15/05/2005 02:00	23.1	10.4	10.1	4.7	23.6	6.8	/	/	991	1.74	24.6	146.7	210.2	263.6	465.8
29/05/2005 10:00	9.4	4.6	9.1	3.7	9.6	3.3	/	/	548	0.70	170.4	162.9	275.8	458.7	357.4
24/08/2005 06:00	16.4	7.4	/	/	13.8	4.2	/	/	774	2.15	185.8	284.3	172.0	394.4	355.6
11/09/2005 00:00	17.1	11.4	/	/	13.9	8.3	/	/	1066	1.16	46.1	121.4	84.3	119.4	135.1
13/04/2006 14:00	6.4	3.0	4.3	1.9	/	/	6.0	1.5	569	0.59	54.9	72.8	57.0	147.4	130.1
14/12/2006 12:00	13.3	8.8	6.7	3.7	19.0	5.4	7.2	3.6	929	0.87	33.1	54.2	41.1	82.5	96.9
05/04/2010 09:00	8.3	3.6	5.7	1.9	/	/	/	/	809	0.82	127.7	182.1	153.4	141.5	106.7
18/02/2011 00:00	11.5	5.0	9.4	3.2	8.9	3.2	15.0	3.1	750	1.33	50.7	82.6	113.9	86.3	155.0
05/08/2011 06:00	12.4	4.4	3.3	1.5	/	/	7.1	2.1	698	2.23	81.0	228.5	203.0	123.2	85.6
26/09/2011 15:00	8.4	5.5	4.4	1.9	9.2	3.1	4.1	1.6	739	2.34	158.8	117.5	55.1	118.0	338.4
24/10/2011 18:00	14.5	6.0	8.7	3.0	7.8	3.4	8.0	2.3	563	0.88	21.9	23.4	165.7	287.5	70.4
24/01/2012 12:00	5.8	3.6	4.4	2.1	/	/	5.2	1.9	731	1.62	96.5	284.5	206.2	95.5	102.4
16/06/2012 15:00	9.3	4.9	5.6	3.9	10.0	4.7	9.3	3.5	538	1.00	85.5	209.9	71.7	64.0	66.8
14/07/2012 15:00	13.0	6.7	5.3	3.7	/	/	5.5	2.1	694	1.25	78.8	76.1	114.6	186.1	122.1
02/10/2013 05:00	7.2	3.3	6.4	2.2	5.3	2.0	5.4	1.3	634	2.63	279.7	206.4	199.2	493.5	505.7
09/01/2014 21:00	7.6	3.2	5.8	2.6	4.6	2.2	7.7	1.8	478	0.63	43.2	323.0	443.5	175.2	106.6
28/02/2014 00:00	10.6	4.9	5.4	3.1	5.5	3.2	5.0	2.6	493	0.72	106.6	156.4	205.1	163.0	56.3

Tabla 4.2: Características de los decrecimientos identificados. La diagonal (/) indica ausencia de datos.

4.4. Estructuras de interés

En general, dependiendo de la diferencia de velocidades, cualquier estructura de gran escala que viaja en el MIP y que interacciona con el medio que la rodea, puede presentar variaciones importantes en los diferentes parámetros que la definen. En este sentido, es importante el análisis de las perturbaciones presentes en las estructuras, a fin de

determinar el grado de influencia sobre los DFs observados.

En esta sección se identificarán las variaciones presentes en las estructuras solares y se les aplicará un análisis wavelet a fin de identificar, discriminar y cuantificar la preponderancia de las potencias características a dichas estructuras. Las fluctuaciones están presentes en todos los parámetros del Viento Solar, sin embargo, para este trabajo se considera que las presentes en el campo magnético son las que afectan más sobre el flujo detectado.

4.4.1. Análisis de las variaciones

El trabajo desarrollado por Niembro (2012; ver apéndice A) es empleado para determinar la relación entre las componentes de la estructura de interés con variaciones en el flujo de Radiación Cósmica. Se resalta por ejemplo, en el panel superior de la Figura 4.5, que el evento (Decrecimiento observado el 4 de Abril de 2001 por el monitor Oulu) esta asociado con el paso de una estructura solar, la cual se define perfectamente por el incremento repentino de la magnitud de la velocidad (de ~ 426 a 799 km/s; línea en negro) y del campo magnético (de ~ 5.62 a ~ 18.04 nT; línea en negro). Se tiene entonces, una región de interacción entre dos parcelas de plasma (Viento Solar) con condiciones diferentes que hace que los parámetros no sean estables. Dando lugar así, a fluctuaciones en las componentes del Viento Solar (líneas en azul).

En cada uno de los decrecimientos reportados en la Tabla 4.2, se presenta un aumento significativo en las variaciones presentes del campo magnético que concuerdan con el inicio del decrecimiento y posterior disminución de fluctuaciones con la recuperación en el flujo detectado. De igual forma, se tiene un incremento máximo en la velocidad, con un mínimo de cuentas detectadas por el monitor. En este sentido, se tiene que los decrecimientos observados están íntimamente relacionados con perturbaciones en los parámetros de la estructura magnética, de ahí el interés por su análisis.

Un método para estudiar dichas fluctuaciones, es por medio de una análisis de señales el cual permite el acceso a información que antes no se podía visualizar de manera clara, como la frecuencia o el período. Este tipo de análisis parte del hecho, de que en una señal que se encuentra en el dominio del tiempo, mucha de su información no puede ser rescatada, por lo que es necesario cambiar el dominio de la señal registrada, generalmente a tiempo–frecuencia⁵.

El periodo o frecuencia de vibración de una estructura es una característica intrínseca de ésta. A través de una transformación matemática, como la transformada de Fourier (TF), se puede obtener dicha frecuencia, la cual es un valor numérico constante y que no depende de agentes externos, sino de las propiedades de la estructura que la genera. De esta forma, el espectro de la señal proporciona información de la energía en función

⁵La frecuencia se toma como una razón de cambio, la cual es medida en ciclos/segundo (Hz).

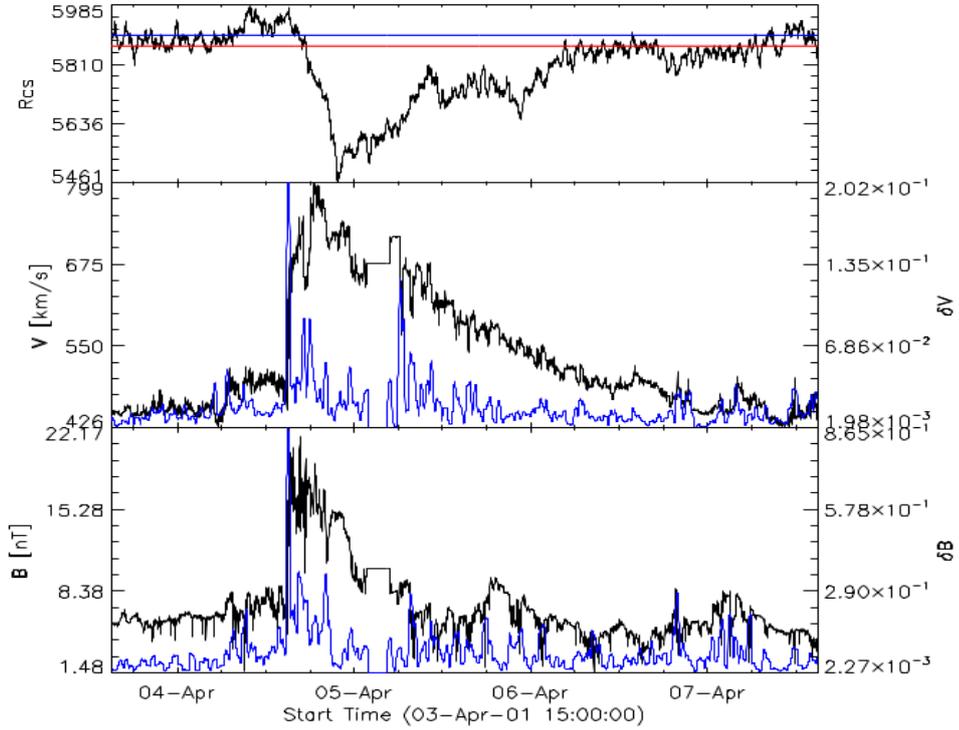


Figura 4.5: Relación entre los parámetros del Viento Solar con el decrecimiento observado el 4 de abril de 2001. Panel superior: Flujo de RCs registrado por el monitor de Neutrones Oulu, en azul media aritmética y rojo la desviación estándar. Páneos inferiores: Velocidad (Km/s; eje izquierdo, línea en negro) y campo magnético (nT; eje izquierdo, línea en negro); así como las fluctuaciones asociadas a cada variable (línea azul, eje derecho).

de la frecuencia.

La TF expresa una señal en términos de una combinación lineal de senos y cosenos de diferentes frecuencias.

$$TF(f) = \int_{-\infty}^{\infty} f(t)e^{-i\omega t} dt \quad (4.3)$$

Donde $f(t)$ es la función temporal de la señal y ω es la frecuencia angular.

Una limitante de la TF es que es aplicable a señales de tipo estacionaria y no proporciona información de la localización temporal de las frecuencias contenidas en la serie de tiempo. Esta limitante, llevó a Morlet (1970) a implementar el concepto de Wavelet. El análisis Wavelet es una herramienta matemática que descompone una señal temporal

en una suma de señales temporales base; cada una de estas tiene diferentes escalas en diferentes niveles de resolución que surgen al dilatar y desplazar una función temporal denominada Wavelet (ondeleta) Madre. Esto permite el análisis con diferentes niveles de detalle dando lugar al análisis multiresolución (ver apéndice B).

Volviendo al análisis de fluctuaciones como señales conformadas por potencias o frecuencias características, en la sección siguiente se hará un análisis Wavelet a fin de determinar cual de estas potencias afectan más sobre el flujo de RCGs. El análisis se restringió únicamente a las variaciones presentes en el campo magnético, suponiendo que estas son las dominantes en la modulación de RCGs. Algo que resaltar es que la velocidad no se considera en el análisis de Wavelet, sólo fue considerada (así como los otros parámetros) para la identificación del choque.

4.4.2. Método de ondeletas (Wavelets)

La transformada de ondeletas consiste en analizar la señal para diferentes frecuencias con diferentes resoluciones. De este modo, se tienen un grupo de funciones que representan a la misma señal, pero todas ellas corresponden a diferentes bandas de frecuencia. En otras palabras, la transformada de ondeleta descompone la señal en versiones trasladadas (en tiempo) y escaladas, empleando una función Wavelet madre.

Utilizamos en el presente trabajo la Wavelet madre Morlet porque se consideró que entrega buenas características sobre la oscilación de los períodos en la señal (variaciones en el campo magnético), además de que proporciona una escala en tiempo para altas frecuencias y una escala en frecuencia para frecuencia bajas (Torrence & Compo, 1998).

Aplicación

El análisis de Wavelet fue aplicado a las perturbaciones observadas en el campo magnético (Ver Figura 4.5, panel inferior perfil azul). En la Figura 4.6 se muestra el mapa de contorno de la estructura asociada al decrecimiento observado el 4 de abril de 2011. El mapa de contorno presenta información del tiempo (min) en el eje x , la escala en el eje y (donde, $escala = 1/frecuencia$) y de la potencia en escala de colores. En este caso, el intervalo de tiempo comprendido va del 3 a 7 de Abril de 2001.

En la figura generada a partir de la aplicación de la transformada de Wavelet, se observa la conjunción de la escala y la traslación⁶. De tal manera que para escalas altas (que corresponden a frecuencias bajas) se tiene una mejor resolución en la frecuencia, mientras que para escalas bajas (frecuencias altas), la resolución es mejor en el eje del tiempo. En otras palabras, se tiene información de las características de gran y pequeña

⁶La translation representa el corrimiento en tiempo que presenta la Wavelet madre, por lo que tiene una estrecha relación con la escala de tiempo.

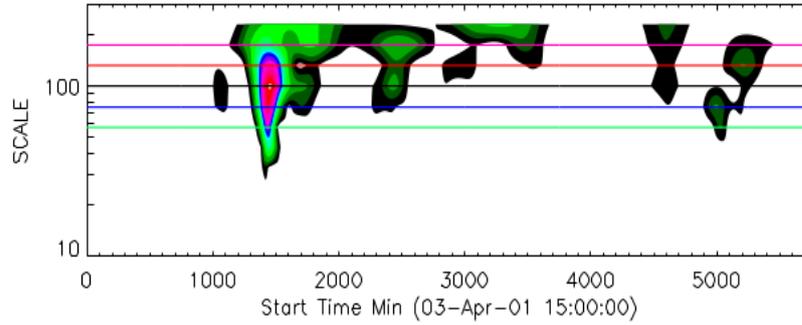


Figura 4.6: Relación de las potencias características presentes en la estructura de interés, observados el 4 de Abril de 2001.

escala. A pesar de que el ancho y alto de la ventana cambia, el área permanece constante ($\Delta f \times \Delta t$), por lo que cada ventana analiza una porción igual de la señal (ver Figura B.1, Apéndice B).

La técnica de wavelet proporciona información de la morfología de la estructura de estudio, asociada al DF registrado el 04 de abril de 2011. En este sentido, es posible localizar temporalmente la distribución de la potencia asociada a las bandas de frecuencia. A partir de la escala de colores es posible notar que la estructura se encuentra dominada predominantemente por frecuencias bajas, donde la tendencia al rojo indica un incremento y al azul una disminución en la magnitud de la escala.

Para identificar la potencia característica preponderante, es decir, la que presenta mayor afectación sobre el flujo de RCGs, se hace una comparación temporal del espectro de potencias. Para eso, se realizó un corte horizontal sobre el mapa de contorno (Figura 4.6), de tal forma que se tomaron únicamente las potencias deseadas. Las potencias tomadas en cuenta son 57, 75, 100, 132 y 175, cuyos valores máximos están reportados en la Tabla 4.2. Así, en la Figura 4.7 es posible visualizar el perfil de las potencias, las cuales corresponden a los colores rojo, azul, negro, verde y gris respectivamente. Encontrando que todas las potencias presentan un incremento máximo en un mismo intervalo de tiempo que corresponde temporalmente con el DF reportado.

Así, a partir del análisis temporal de las potencias característica, se observa que las escalas bajas (principalmente 100–132) son las dominantes en las estructuras asociadas a los DFs.

Por último, a fin de determinar y caracterizar el grado de dependencia entre la potencia característica y la magnitud del decrecimiento, en la Figura 4.8 se presenta un diagrama de dispersión entre dichos parámetros. El eje vertical muestra la magnitud de la potencia (para un corte de escala en 100 (izquierda) y 132 (derecha)) y el eje horizontal el decrecimiento registrado por el monitor de neutrones (en σ).

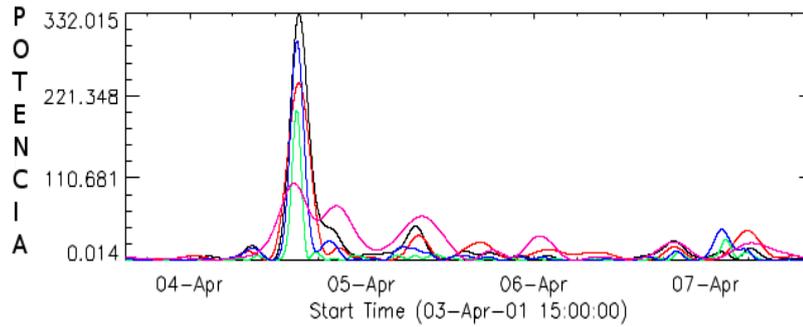


Figura 4.7: Perfil de las potencias características presentes en la estructura de interés.

Como se aprecia en las distintas gráficas, la mayor parte de la muestra se agrupa en potencia con magnitud de 100 a 200 y decrecimiento menor a 25σ , sin embargo, es poco visible una relación entre los parámetros. La variación en la cantidad de elementos en la muestra, es debido a la ausencia de datos en los monitores.

La línea azul, representa la tendencia de los parámetros para el período de estudio comprendido. Teniendo entonces que, la magnitud del decrecimiento (*dec*) dada una potencia (*pot*), está determinado por la siguiente ecuación:

$$pot = (m \times dec) + b \quad (4.4)$$

Donde, el coeficiente m es la pendiente de la recta, el cual describe el cambio medio en la magnitud de la potencia característica (*pot*) por unidad de cambio que se produce en el flujo de RCs (*dec*). El coeficiente b es el punto en el que la recta corta el eje vertical, o bien, la magnitud de la potencia que corresponde a un decrecimiento con magnitud cero. Así, a partir de la ecuación 4.4 es posible predecir la magnitud de la potencia característica que se registrará para un valor de decrecimiento en el flujo de RCs que no se encuentre en la distribución. En este sentido, en la Tabla 4.3 se presentan los valores de los coeficientes para un corte en la escala de 100 y 132 respectivamente.

Monitor	Coeficientes			
	Potencia 100		Potencia 132	
	m	b	m	b
Oulu	1.96	112.7	1.88	95.0
Atenas	1.67	122.8	6.42	70.1
México	1.97	109.9	3.26	77.1
Tsumeb	1.41	121.9	0.19	108.4

Tabla 4.3: Coeficientes calculados a partir del ajuste lineal.

Por ejemplo, para el monitor de México la pendiente de la recta indica que, en

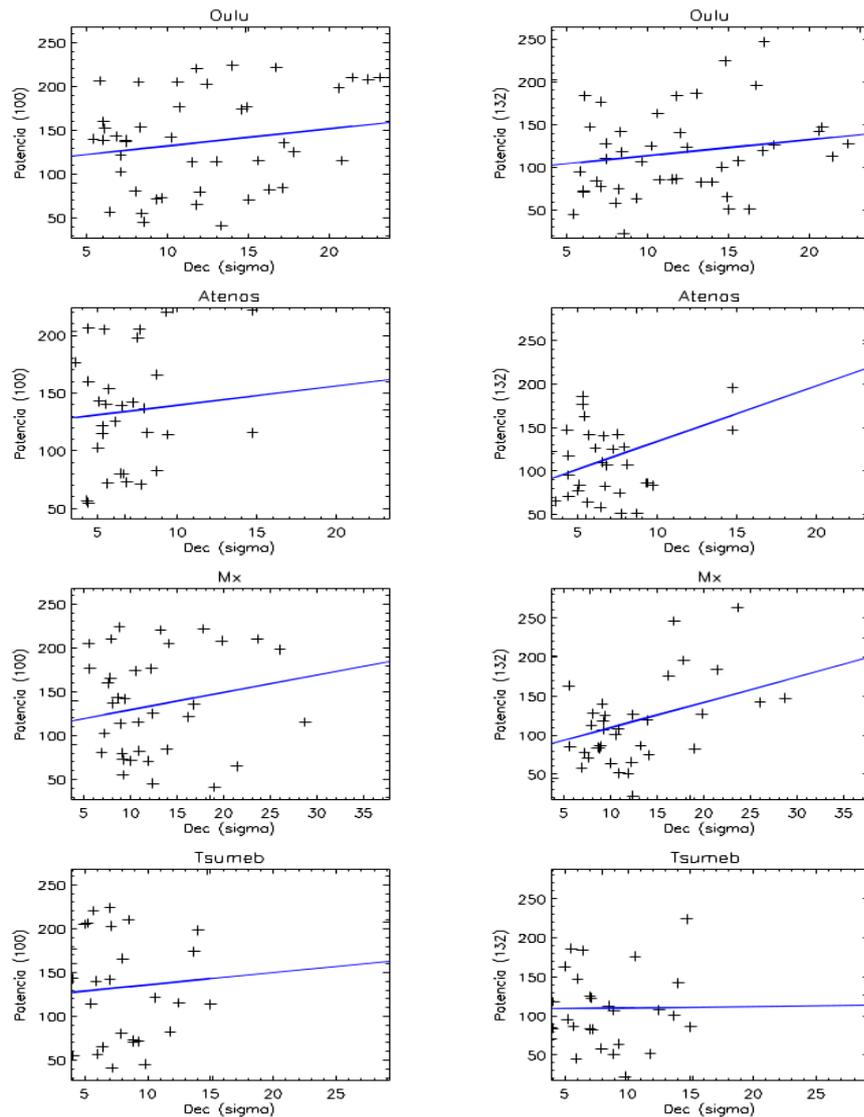


Figura 4.8: Diagrama de dispersión y recta de regresión entre la potencia característica (100 y 132) con los DFs (en σ) registrados por distintos Monitores de Neutrones. Valores tomados de la Tabla 4.2.

promedio, a cada incremento de unidad en la magnitud del flujo de CRs (medido en σ) le corresponde un incremento de 1.97 en la magnitud de la potencia. El origen de la recta (b) sugiere que un decrecimiento nulo estará dado por una potencia de 109.9 (para un corte en escala de 100).

Como resultado, se muestra que las variaciones presentes en el flujo de RCs están

relacionadas con estructuras magnéticas que presentan una velocidad alta, y a su vez, fluctuaciones en el campo magnético. Estas estructuras se conforman por potencias características que contribuyen en la modulación del flujo de RCs. Así, a partir del análisis de datos, que llevó a la obtención de los valores reportados en la Tabla 4.3 y empleando la ecuación 4.4, es posible inferir de manera general las características de la estructura que genera variaciones en el flujo de RCs, en base a las observaciones reportadas por algún monitor en la Tierra.

Capítulo 5

Corrección de datos del Observatorio HAWC por factores atmosféricos

En base a la experiencia adquirida en el Capítulo anterior, en el presente Capítulo se desea localizar y analizar DFs en las detecciones del Observatorio HAWC, a fin de determinar su capacidad como detector de RCs. Finalmente y una vez se tengan eventos suficientes, aplicar el análisis de Wavelets a datos de HAWC.

Para analizar las observaciones realizadas por el Observatorio HAWC, desde el punto de vista de la física Heliosférica, es necesario corregir las fluctuaciones provocadas por factores atmosféricos. Dado que actualmente el observatorio HAWC no cuenta con un método de corrección de datos, se ha aplicado una rutina en base a los trabajos desarrollados por Anzenberg (2006) y Dorman (1957), así mismo, se ha implementado un método por ajuste lineal.

La interacción de los RCs con las partículas atmosféricas depende de las condiciones físicas que caracterizan a la atmósfera, específicamente presión y temperatura. Por tal razón el número de RCs (partículas secundarias) registrados en cualquier detector en la superficie de la Tierra es una función de las condiciones atmosféricas (Caballero López y Valdéz-Galicia, 2000), de ahí la importancia en corregir las observaciones realizadas por HAWC.

El presente Capítulo se centra en el análisis de los distintos métodos de corrección, a fin de comparar la eficiencia de cada uno de ellos.

5.1. Obtención de datos

La información obtenida por HAWC se almacena en archivos correspondientes a una ventana de tiempo específica o “run”, los cuales están conformados por una lista de 11 elementos:

1. **jd_m**: Día juliano en minuto o segundo.
2. **utc_m**: Tiempo universal en minuto o segundo.
3. **nch_m**: Numero de canal.
4. **dt7s**: Fecha en formato H:M:S,MS D:M:A
5. **chid_m**: Channel id
6. **chtankid_m**: Channel tank id
7. **chcount_m**: Channel Counts
8. **tkid_m**
9. **mult2_m**: Multiplicidad 2
10. **mult3_m**: Multiplicidad 3
11. **mult4_m**: Multiplicidad 4

Como se mencionó en la sección 5.1.1, cada tanque está conformado por 4 PMTs los cuales detectan la radiación Cherenkov y la convierten en un pulso eléctrico, de tal manera que se tiene información por tanque y PMTs. En este sentido, la multiplicidad se define como el número de PMTs (cualquiera dentro del arreglo del tanque) que registran dicha radiación. Así, la multiplicidad 2 indica que dos PMTs detectaron radiación Cherenkov al mismo tiempo. La multiplicidad 3, que tres PMTs registraron la radiación, etc.

El algoritmo desarrollado filtra únicamente los paquetes que se requieren en la corrección de datos. Los elementos seleccionados son dt7s, mult2_m, mult3_m y mult4_m.

5.1.1. Características del observatorio de rayos gamma HAWC

HAWC (por sus siglas en inglés High Altitude Water Cherenkov) es un observatorio de rayos gamma diseñado para monitorear el cielo en el rango de energías de 100 GeV a 100 TeV. Este observatorio se basa en la detección de luz Cherenkov en agua. Consiste de un arreglo de 300 detectores (cada uno con 4 tubos fotomultiplicadores), distribuidos

en un área de 225000 m². El sitio HAWC se encuentra dentro del Parque Nacional Pico de Orizaba, en una meseta de 200m×450m en la cima del volcán de Sierra Negra. Se localiza a una latitud 18° 59'41" N, longitud 97° 18'28" y altitud de 4100m sobre el nivel del mar.



Figura 5.1: El sitio de HAWC se encuentra ubicado en el volcán de Sierra Negra, Mexico, a una altura de 4100m. Consultado en: <http://hipacc.ucsc.edu/AstroShorts/November2013.html>.

HAWC es la segunda generación en observatorios de este tipo; su funcionamiento se basa en la tecnología del Observatorio MILAGRO¹.

Los objetivos principales de HAWC son:

1. Mapear la emisión galáctica difusa de rayos gamma por encima de 1 TeV y por tanto, medir el flujo de RCs y el espectro en toda la galaxia.
2. Estudiar la anisotropía local de RCs para entender los mecanismos que la generan.
3. Llevar a cabo un mapeo del cielo con un umbral de detección de ~ 30 millicrab² en dos años, lo que permite el seguimiento de fuentes de rayos gamma conocidas tanto puntuales como difusas en TeV.
4. Detectar fuentes de rayos gamma como remanentes de Supernova, núcleos activos de galaxias, entre otros, con el fin de revelar su comportamiento (Disponible en: <http://www.inaoep.mx/hawc/>).

¹MILAGRO fue un observatorio de rayos gamma de alta energía que se encontró ubicado a 2400 metros sobre el nivel del mar en las montañas Jemez en Nuevo México, USA. <http://umdgrb.umd.edu/cosmic/milagro.html>.

²Un millicrab corresponde a una densidad del flujo alrededor de 2.4×10^{-11} ergs⁻¹cm⁻². Es utilizado generalmente por astrónomos como fuente de calibración en diferentes instrumentos.

- Principio de detección

Cuando un rayo gamma de alta energía interacciona con una partícula de la atmósfera, se produce una cascada de partículas; estas se propagan formando un frente de onda con una superficie curva y un centro de cascada (Figura 5.2). Si la energía de los rayos gamma es lo suficientemente alta, estas partículas llegarán a los detectores; al entrar en contacto con el agua de los tanques producirán luz Cherenkov que iluminará los tubos fotomultiplicadores.

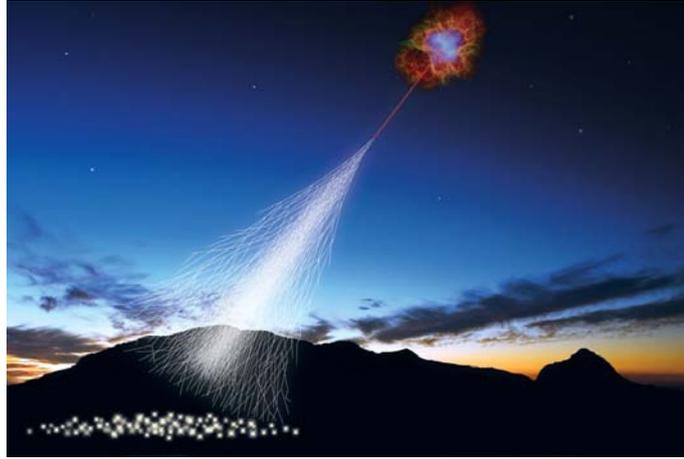


Figura 5.2: Representación de una cascada de partículas, generada por un rayo gamma de alta energía proveniente de una fuente lejana. [Obtenido de: http://www.thelivingmoon.com/45jack_files/03files/HAWC_and_the_Future.html](http://www.thelivingmoon.com/45jack_files/03files/HAWC_and_the_Future.html).

Al ser iluminados varios tanques con la misma cascada es posible reconstruir el frente de la cascada y por lo tanto la dirección del rayo gamma original y determinar las coordenadas de la posible fuente que lo originó en el universo; así el patrón de tiempo nos definirá la dirección perpendicular de la superficie de la curva y la distribución de la luz Cherenkov con el arreglo de tanques determinará la posición del centro de la cascada (figura).

- Radiación Cherenkov

El efecto Cherenkov consiste en la emisión de luz coherente³ (entre 350–500 nm) de una partícula cargada, cuando atraviesa un medio dieléctrico de índice de refracción n , con una velocidad v mayor que la velocidad de propagación de la luz c en ese medio (Figura 5.3).⁴

³Se dice que la luz es coherente cuando los fotones tienen la misma fase, la misma polarización, presentan la misma frecuencia y se propaga en la misma dirección.

⁴Sabemos que ninguna partícula puede viajar a una velocidad mayor que la velocidad de la luz en el vacío, pero para el caso de partículas con altas energías y debido a que la velocidad de fase de la luz

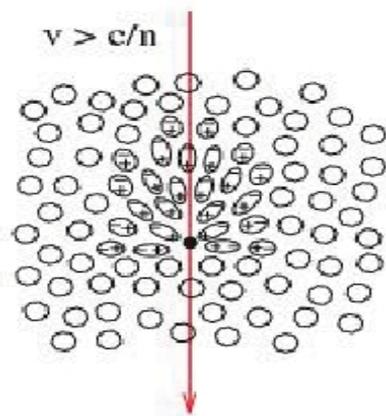


Figura 5.3: Partícula desplazándose en un medio denso transparente, perturbando drásticamente los átomos del medio (Pérez, 2009).

Existirá una velocidad umbral a partir de la cual se producirá el efecto Cherenkov:

$$\beta_u = \frac{1}{n}, \quad (5.1)$$

lo que se traduce, equivalentemente, en una energía umbral (mínima) para que una partícula emita radiación Cherenkov:

$$E_u = \gamma_u mc^2 = mc^2 \sqrt{\frac{n^2}{n^2 - 1}}, \quad (5.2)$$

siendo m la masa de la partícula. A partir del valor umbral, la emisión de la luz Cherenkov se produce a un ángulo alrededor de la dirección del movimiento de la partícula, dado por:

$$\cos \theta_c = \frac{1}{\beta n} \quad (5.3)$$

El ángulo de emisión variará con β , refiriendo a la energía, hasta llegar a un valor máximo que vendrá dado por $\cos \theta_c^{max} = 1/n$ que en el caso del agua es $\theta_c = 41^\circ 30'$. De esta forma, el ángulo de emisión está determinado exclusivamente por el medio y la velocidad de la partícula. Este efecto puede visualizarse mediante la Figura 5.4.

en medios dieléctricos de índice de refracción mayores que 1 es menor que c , se da el caso de que estas partículas pueden viajar a velocidades mayores que la de la luz en aquellos medios.

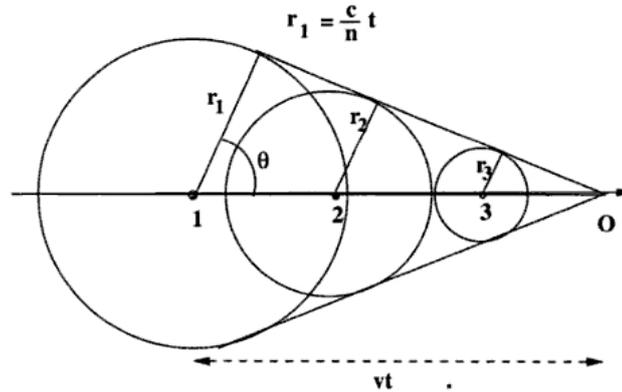


Figura 5.4: Esquema del efecto Cherenkov. Ferrer y Ros, (2005). Sección 4.7: Detectores Cherenkov.

En tanto que, la partícula recorre la distancia del punto 1 al punto “O”, es decir, $l = vt$, el frente de la onda electromagnética se ha desplazado según la esfera de radio $r_1 = \frac{c}{n}t$, donde el ángulo θ_c es el de emisión de luz Cherenkov.

5.2. Métodos de corrección

Corrección de los escalares del Observatorio MILAGRO

La ecuación de corrección que utilizó el Observatorio MILAGRO y propuesta por Anzenberg (2006), se basa en la adición de términos a los parámetros observados:

$$rate'_i = rate_i + C_1(T_{i,1} - T_{0,1}) + C_2(T_{i,2} - T_{0,2}) \quad (5.4)$$

Los factores C_1 , C_2 y C_3 son constantes, mientras que las T_i corresponden a los valores de la presión ($T_{i,1}$) y temperatura atmosférica ($T_{i,2}$). Los $rate_i$ son los datos de los contadores (o “scaler rates”), es decir, los datos sin corrección. Los T_0 son constantes definidas como la media aritmética de los datos correspondientes a la temperatura y presión; definidos de la siguiente forma:

$$T_{0,1} = \frac{1}{n} \sum_i^n (T_{i,1})$$

$$T_{0,2} = \frac{1}{n} \sum_i^n (T_{i,2}) \quad (5.5)$$

$$T_{0,3} = \frac{1}{n} \sum_i^n (T_{i,2})$$

Se propone como restricción, minimizar los RMS⁵ de la variable $rate'_i$, con el fin de reducir al mínimo las fluctuaciones de los datos corregidos. Para esto es necesario encontrar los valores de las constantes C_1 y C_2 que nos darán el más bajo RMS de $rate'_i$. Esto se hace tomando derivadas con respecto a los factores (C) e igualando a 0:

$$\frac{d}{dC_1} RMS' = 0$$

$$\frac{d}{dC_2} RMS' = 0 \quad (5.6)$$

donde

$$(RMS')^2 = \langle RMS'^2 \rangle - \langle RMS' \rangle^2 \quad (5.7)$$

Obteniendo así, dos ecuaciones de las derivadas 5.6 con dos incógnitas, las cuales pueden ser representadas por la siguiente matriz:

$$\begin{bmatrix} \sum_i^n (T_{i,1})^2 - \frac{1}{n} (\sum_i^n T_{i,1})^2 & \sum_i^n T_{i,1} T_{i,2} - \frac{1}{n} \sum_i^n T_{i,1} \sum_i^n T_{i,2} \\ \sum_i^n T_{i,1} T_{i,2} - \frac{1}{n} \sum_i^n T_{i,1} \sum_i^n T_{i,2} & \sum_i^n (T_{i,2})^2 - \frac{1}{n} (\sum_i^n T_{i,2})^2 \end{bmatrix} \begin{bmatrix} C_1 \\ C_2 \end{bmatrix} \\ = \begin{bmatrix} \frac{1}{n} \sum_i rate_i \sum_i T_{i,1} - \sum_i rate_i T_{i,1} \\ \frac{1}{n} \sum_i rate_i \sum_i T_{i,2} - \sum_i rate_i T_{i,2} \end{bmatrix} \quad (5.8)$$

A fin de mantener la tasa media sin cambios, es decir, que la media de los datos corregidos no cambie respecto a la de los datos sin corregir ($\langle RMS' \rangle = \langle RMS \rangle$), el sistema de ecuaciones es resuelto sin considerar los términos que contengan T_0 (de ahí la ausencia en la matriz 5.8).

⁵Por sus siglas en inglés, Root Mean Square: Raíz cuadrada media. Esta dada por la siguiente ecuación:

$$x_{RMS} = \sqrt{\frac{1}{n} \sum_{i=1}^n x_i^2}$$

Este método se basa en el análisis de componentes principales (ACP) el cual es una técnica estadística de síntesis de información, es decir, se reduce la dimensión (o número de variables) en función de la cantidad de información disponible. Es aplicada para determinar las causas de variabilidad (varianza) de un conjunto de datos y ordenarlas por importancia. Así, las componentes principales o factores serán una combinación lineal de las variables originales y además serán independientes entre si.

La elección de los factores se realiza de tal forma que el primero contenga la mayor información posible de la variabilidad original; el segundo factor debe incluir la máxima variabilidad posible no recogida por el primero, y así sucesivamente. Del total de factores se elegirán aquéllos que recojan el porcentaje de variabilidad que se considere suficiente.

Corrección desarrollada por Dorman

Dorman (1957) encontró que la intensidad (N) de neutrones secundarios registrados por el detector varía con un pequeño cambio de presión (P) como:

$$\frac{\Delta N}{N} = \beta \Delta P + \int_0^{h_0} w(h) \Delta T(h) dh \quad (5.9)$$

Donde ΔP es el cambio de la presión atmosférica y ΔT es el cambio en la temperatura atmosférica en función de la altitud (h). El primer término de lado derecho de la ecuación 5.9 representa el efecto barométrico, donde β es el coeficiente barométrico. El segundo término de lado derecho representa el efecto de la temperatura, donde w el coeficiente de temperatura, el cual depende de la altitud.

Dorman propone que las variaciones por efecto de temperatura son despreciables para el caso de la componente nucleónica. Por lo tanto, la corrección de datos es únicamente para factores barométricos. De esta manera la ecuación 5.9 se reduce a:

$$\frac{dN}{N} = \beta dP \quad (5.10)$$

e integrando, la intensidad estará dada por la siguiente ecuación:

$$N = N_i \exp(\beta(P - P_i)) \quad (5.11)$$

Sin embargo, para variaciones pequeñas de presión, el factor exponencial en la ecuación 5.11 puede ser sustituido por su expansión en serie de Taylor de primer orden:

$$N = N_i(1 + \beta(P - P_i)) \quad (5.12)$$

La ecuación 5.12 es a menudo usada para obtener el valor de β por correlación de la tasa de neutrones con la presión, siendo β el valor de la pendiente. De igual forma, es posible conocer el valor del coeficiente barométrico a partir de la siguiente expresión (la definición del coeficiente barométrico fue tomado de <http://www.nmdb.eu/?q=node/196>):

$$\beta = r\sigma_i/\sigma_p \quad (5.13)$$

donde el coeficiente de correlación (r) es :

$$r = \frac{\sum_{i=1}^n (N_i - N_0)(P_i - P_0)}{\sigma_i \sigma_p n} \quad (5.14)$$

con

$$\sigma_i^2 = \sum_{i=1}^n \frac{(N_i - N_0)^2}{n}$$

$$\sigma_p^2 = \sum_{i=1}^n \frac{(P_i - P_0)^2}{n}$$

$$I_0 = \sum_{i=1}^n \frac{(I_i)^2}{n}$$

$$P_0 = \sum_{i=1}^n \frac{(P_i)^2}{n}$$

El coeficiente barométrico proporciona información sobre el cambio del número de cuentas por unidad de cambio de presión, es decir, para un monitor de neutrones es posible saber qué tanto varía el número de cuentas en porcentaje por milímetro de mercurio. De tal forma, que el coeficiente β depende del tipo de detector, del tiempo y de la rigidez umbral.

En la Tabla 5.1 se reportan los distintos valores del coeficiente barométrico (por aproximación lineal), calculado en base a las observaciones del Observatorio HAWC, para cada mes durante el período de octubre de 2013 a marzo de 2014.

Debido al efecto de absorción en la atmósfera, el valor de β es negativo, indicando una anticorrelación entre el flujo observado y la presión atmosférica. Un análisis durante

	Oct	Nov	Dic	Ene	Feb	Mar
C. B. (%/mb)	-0.365	-0.362	No datos	-0.360	-0.44	-0.069

Tabla 5.1: Coeficiente barométrico para el Observatorio HAWC.

un período de tiempo más largo permitirá una mejor estimación y precisión de la posible dependencia del nivel de actividad solar.

Corrección por Ajuste Lineal

Esta corrección se aplica sobre un parámetro a la vez y se considera terminada cuando se elimine la dependencia de los datos obtenidos por el observatorio con los parámetros de presión y temperatura.

Con los parámetros atmosféricos y de cuentas, se graficó la presión contra cuentas (rates) a fin de encontrar la relación entre las variables. En la Figura 5.5 se puede observar dicha relación, correspondiente al período; así como la relación cuentas–temperatura. Es claro que la relación entre los conteos y la presión es lineal e inversa; sin embargo, no es tan claro con la temperatura.

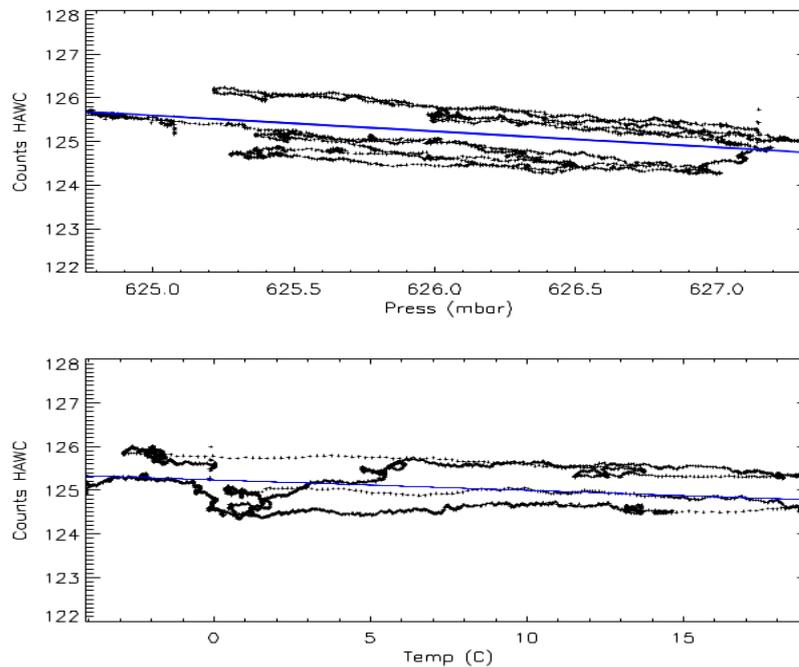


Figura 5.5: Las dos variables se ajustan en una línea con una pendiente negativa, que indica una fuerte e inversa relación lineal entre ambos parámetros.

A partir del diagrama de dispersión, es posible ajustar una recta que describa la relación entre dichos parámetros. Teniendo entonces que, la magnitud en las cuentas dado un valor de la presión, esta determinada por la siguiente ecuación: $rate = (m \times press) + b$, con m la pendiente y b la ordenada al origen. Se tiene como primer ecuación de corrección (por presión atmosférica) la siguiente ecuación:

$$rate_2 = rate_i - rate_1 + \langle rate_i \rangle \quad (5.15)$$

donde $rate_i$ son los datos sin corrección, $rate_1$ representa la relación lineal entre la presión y las cuentas, y $\langle rate_i \rangle$ es la media aritmética de $rate_i$.

Por último, para corregir los datos por temperatura se realiza el mismo proceso antes mencionado, pero ahora tomando los datos corregidos por presión atmosférica (ecuación 5.15). Finalmente, la ecuación de corrección de datos por factores atmosféricos es:

$$rate'_i = rate_2 - rate_3 + \langle rate_i \rangle \quad (5.16)$$

5.3. Aplicación de correcciones

Existe una influencia notoria de la presión atmosférica sobre el flujo detectado por el Observatorio HAWC. En la Figura 5.6 se muestra el perfil de la intensidad de cuentas (con multiplicidad 4 y para el tanque 10), la presión y la temperatura registrada correspondiente al período del 1 a 5 de octubre de 2013. Como puede observarse en dicha Figura, a medida que disminuye la presión, se tiene un efecto inverso sobre los conteos registrados; de forma contraria, se tiene que al aumentar el valor de la presión atmosférica se presenta una disminución en las cuentas de HAWC. Si embargo, este efecto no es tan claro al compararlo con la temperatura, teniendo incrementos notorios en intervalos 12 horas (que corresponde con incrementos en la presión). Debido a la anticorrelación notoria entre las cuentas de HAWC y factores atmosféricos, es que es necesario eliminar dicha dependencia a fin de tener la certeza de que un evento observado es en realidad un objeto de interés y no un evento “fantasma” generado por las condiciones que imperan cerca del detector.

La resolución que se tomó de las observaciones del Observatorio HAWC y parámetros atmosféricos son de cuentas por minuto. Los datos de presión y temperatura son registrados en el mismo espacio físico donde se ubica el Observatorio HAWC.

Un factor a hacer notar, es el hecho de que los tres métodos expuestos en la sección anterior corrigen los datos a partir de una ecuación lineal; sin embargo el procedimiento matemático para obtener la corrección es distinto. Por lo que se tienen tres métodos distintos para obtener una misma corrección por factores atmosféricos. Una posible ventaja

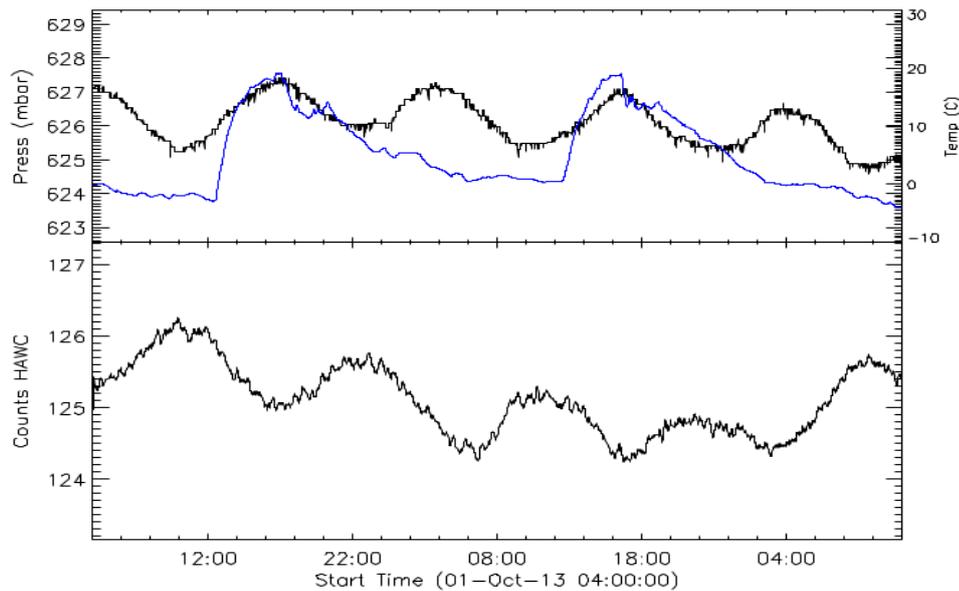


Figura 5.6: Perfil de intensidad, presión y temperatura del 1 al 5 de Octubre de 2013. con base en la observación, es claro que existe una disminución en el flujo durante períodos de tiempo con presión alta.

del método desarrollado por Anzenberg es que se pueden agregar más variables, es decir, presión, temperatura dentro de los tanques, errores por procesos electrónicos, etc.

En la Figura 5.7 se muestra el resultado de la aplicación de los métodos de corrección sobre los datos de HAWC durante el decrecimiento Forbush detectado el 2 de octubre de 2013. Se observa en negro el perfil de los “rates” o cuentas detectadas por el Observatorio HAWC, en azul al aplicar el método desarrollado por Anzenberg, en rojo al aplicar el método desarrollado por Dorman y en verde al aplicar el método por ajuste lineal. Se observa una clara reducción en las fluctuaciones, esto hace que se evidencie en mayor grado el decrecimiento Forbush.

Por último y en sentido de confirmar la observación del decrecimiento, se hace una comparación de las observaciones de HAWC (corregidas por factores atmosféricos) con el flujo de RCs detectado por distintos monitores de neutrones. Los monitores utilizados son los reportados en la Tabla 4.1 del capítulo anterior, los cuales son publicados corregidos por factores atmosféricos.

En la Figura 5.8 se observa el evento registrado por los monitores de Oulu, Atenas, Tsumeb y México, comparado con los datos de HAWC, corregidos por el método desarrollado por Dorman (azul). Como se aprecia, el decrecimiento fue observado por los cuatro monitores, sin embargo, una factor que resaltar es la similitud del evento registra-

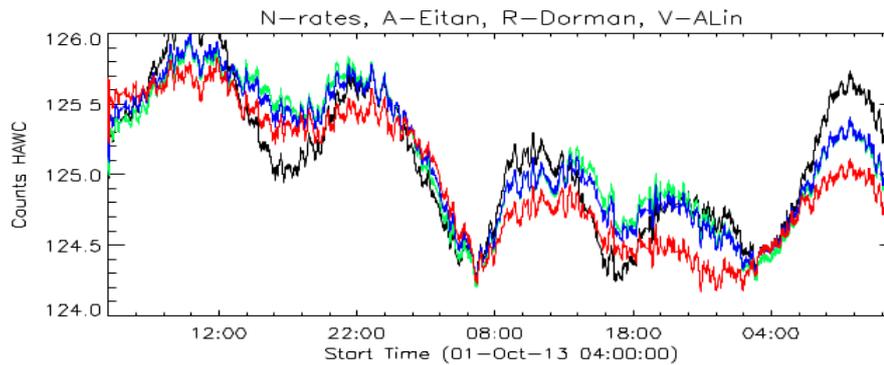


Figura 5.7: Perfil del decrecimiento Forbush detectado el 2 de octubre de 2013, con datos corregidos por factores atmosféricos, comparado con la observación realizada por HAWC sin corrección (negro). De igual forma se presenta el perfil del evento al aplicar los métodos de Anzenberg (azul), Dorman (rojo) y ajuste Lineal (verde).

do por México y HAWC; no así, al comparar con el perfil de las observaciones realizadas por los otros monitores. Dicho desfase se atribuye al valor de rigidez umbral de cada detector.

Las características del decrecimiento Forbush observado el 2 de octubre de 2013, se muestran en la Tabla 5.2. Como se aprecia, el porcentaje de variación calculado a partir del valor medio del flujo de RCs fue muy pequeño, sin embargo, dicho evento cumple con las características delimitadas en la sección 4.3.1. Se tomó este evento debido a que para el Observatorio HAWC sólo se tienen datos de agosto de 2013 a mayo de 2014, siendo este el evento más apreciable durante ese período.

	Decrecimiento	
	σ	%
Hawc	6.8	1.0
Atenas	4.3	1.5
Oulu	8.8	3.2
Tsumeb	7.2	1.5
México	5.7	1.6

Tabla 5.2: Valores del decrecimiento Forbush (en σ y %) observado por HAWC y los monitores de neutrones.

Como resultado, se tiene que los datos de los escalares de HAWC tienen una dependencia con los factores atmosféricos; sin embargo, a partir de la aplicación de las correcciones se obtiene una considerable disminución en las fluctuaciones y en consecuencia una mejor apreciación de posibles eventos.

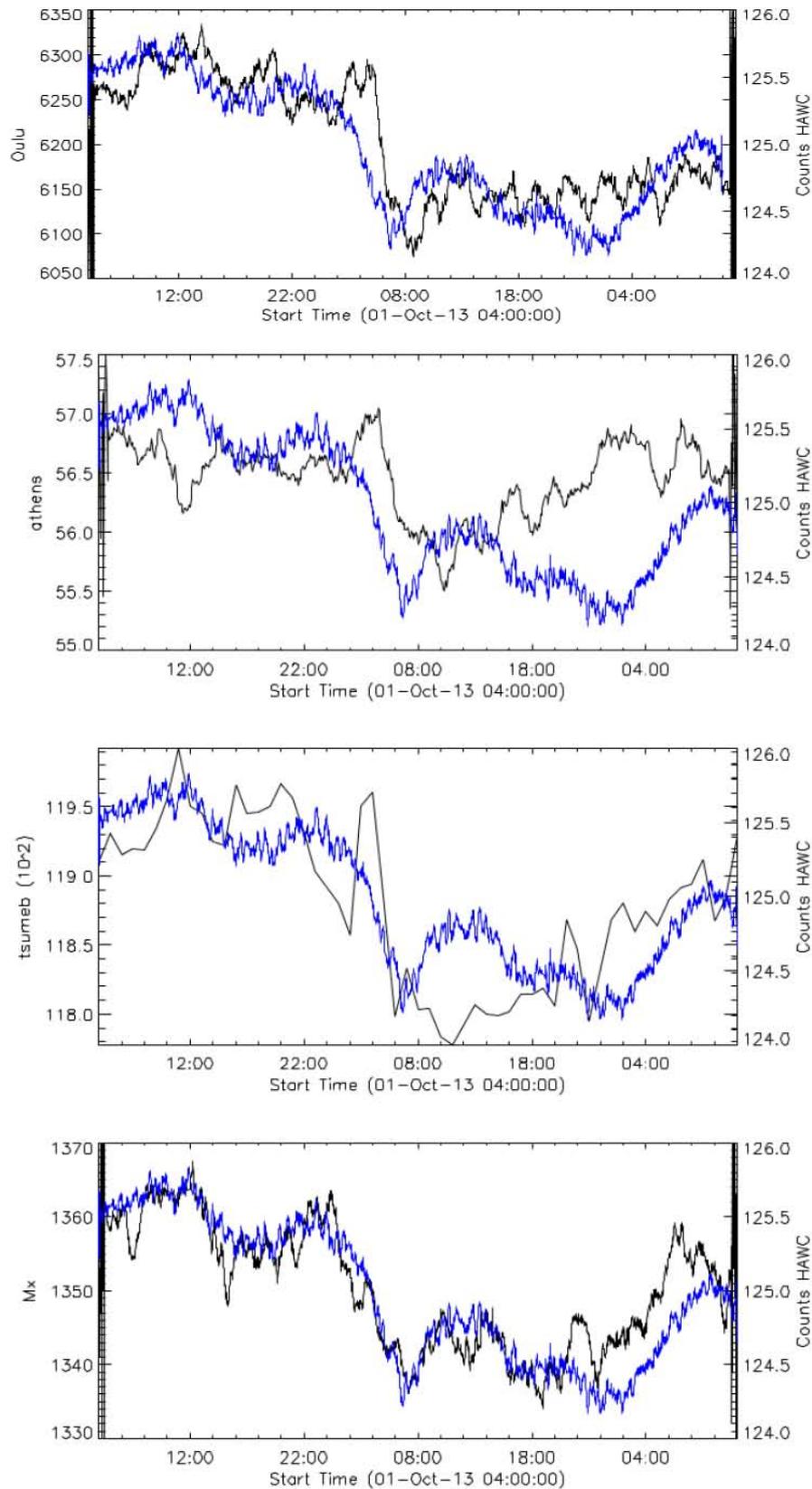


Figura 5.8: Perfil del decrecimiento Forbush observado por los monitores de neutrones de Oulu, Atenas, Tsumeb y México (paneles de arriba a abajo respectivamente).

Capítulo 6

Conclusiones

El presente trabajo de tesis se basó en la investigación y análisis de factores que causan decrecimientos en el flujo de RCs. En particular, se analizaron observaciones insitu hechas por naves espaciales (y repostadas en OMNI) así como por Detectores de Neutrones (de la red de Monitores de Neutrones), el análisis se centró en los parámetros del Viento Solar (campo magnético, velocidad, densidad, temperatura y fluctuaciones) y flujo de Radiación Cósmica. De esta forma:

1. Se tomaron datos actuales del presente período de máxima actividad solar comprendido del 2000–2014.
2. Se analizó el comportamiento del flujo de RCs a fin de encontrar estructuras similares al perfil de Decrecimientos Forbush. La identificación de Decrecimientos fue corroborada con la presencia de discontinuidades (choque) en los parámetros del Viento Solar.
3. Las estructuras de interés presentan variaciones importantes en los parámetros que la definen.

I. Decrecimientos identificados

- Se identificaron 56 decrecimientos Forbush, los cuales cumplen con el perfil, fueron observados por los 4 monitores de neutrones y el grado de decrecimiento fue de por lo menos a $\sigma > 1$. La ausencia de datos por parte de los monitores, generó que en algunas ocasiones no fueran identificados por todos los monitores.
- los DFs observados están influenciados por las perturbaciones presentes en las estructuras.
- Dichas perturbaciones están conformadas por potencias características.

- Los mapas de contorno de la transformada continua de Wavelet son una herramienta práctica para la identificación de las potencias dominantes. Proporciona información de la morfología de la estructura de estudio. Para un fenómeno dado no necesariamente afecta todas las escalas, si no que existe una preponderancia.
- Las escalas más bajas (100–132) son las que afectan más a la modulación, que corresponden a frecuencias altas.
- A partir del diagrama de dispersión entre la magnitud de la potencia y el decrecimiento observado, se calcularon los coeficientes de una ecuación lineal, la cual describe la relación entre los parámetros.
- Es posible inferir de manera general (empleando la ecuación lineal), las características de la estructura a partir del flujo de RCS detectado.
- Es posible determinar el nivel de decrecimiento en función del nivel de fluctuaciones.

Sin embargo, es necesario una mayor cantidad de eventos a fin de tener un mejor análisis y estadística.

I. Métodos de corrección

- Las observaciones realizadas por el observatorio HAWC se ve influenciada por factores atmosféricos.
- Para contrarrestar dicha dependencia, se analizaron métodos de corrección. Encontrando tres métodos distintos que generan una misma corrección por factores atmosféricos.
- El método desarrollado por Anzenberg, es posiblemente quién presenta una posible ventaja debido a que admite la inserción de más variables.
- Se confirmó la observación de un DF por el observatorio HAWC al comparar con las observaciones de distintos monitores de neutrones.
- El DF observado el 2 de octubre de 2013 cumple con todas las características definidas en el Capítulo 4.
- Se corrigió de manera adecuada los datos del HAWC, teniendo así la certeza de que el observatorio tiene la capacidad para fungir como detector de RCs.

Trabajo a Futuro

A fin de mejorar el trabajo y análisis desarrollado, se propone:

- Optimizar la identificación de decrecimientos, haciendo un estudio más amplio en métodos de corrección y en el lenguaje de programación.
- Ampliar el período de estudio, a fin de tener una mejor estadística.
- Aplicar un análisis Wavelet a datos del Observatorio HAWC.
- Determinar las características y limitaciones del Observatorio HAWC como detector de RCs.

Bibliografía

Alfven H., 1950. *Cosmical Electrodynamics*. On the Motion of Charged Particles in Magnetic Fields. Oxford at the Clarendon Press. London. p.13–34.

Anzenberg E., (July 2006). *Temperature and Pressure Corrections in the Milagro Scaler Rates*. University of California, S.C. p. 1-6.

Arge C. N. y Pizzo V. J., (2000). *Improvement in the prediction of solar wind conditions using near-real time solar magnetic field updates*. Journal of Geophysical Research, 105, pages 10, 465– 10, 479.

Barnden L. R., (1973a). *The Large-Scale Magnetic Field Configuration Associated With Forbush Decreases*. Proceedings of the 13th International Conference on Cosmic Rays. Vol. 2, p. 1277.

Barnden L. R., (1973b). *Forbush Decreases 1966-1972: Their Solar and Interplanetary Associations and Their Anisotropies*. Proceedings of the 13th International Conference on Cosmic Rays. Vol. 2, p. 1271.

Barouch E. y Burlaga L. F., (1975). *Enhanced Interplanetary Magnetic Fields as the Cause of Forbush Decreases*. 14th International Cosmic Ray Conference, Advances in Space Research. Vol. 3. p. 1082–1085.

Bravo S., (1999). *El campo magnético interplanetario*. Boletín Skylab No. 16. Depto. Física Espacial, IGEF, UNAM. México, DF.

Caballero López R. y Valdéz-Galicia J. F. (2000). *Variations in Cosmic Radiation Intensity Associated with the Barometric Effect*. Instituto de Geofísica–UNAM, México, Geofísica Internacional. Vol. 39, p. 135–137.

Caballero López, (2001). *Estudio de las Fluctuaciones de las Radiación Cósmica detectadas en la Superficie Terrestre Durante los Ciclos Solares 22 y 23*. Tesis de Doctorado en Ciencias (Física Espacial).

Caballero López, (2004). *La Heliosfera y la Modulación Solar de los Rayos Cósmicos*. Notas: Física de Rayos Cósmicos. Posgrado en Ciencias de la Tierra. Instituto de Geofísica,

UNAM. México, D.F.

Cane, H. V., Richardson, I. G., von Rosenvinge, T. T., and Wibberenz, G.: 1994. *Cosmic Ray Decreases and Shock Structure: A Multispacecraft Study*. J. Geophys. Res. 99, 429–21.

Cane H., (2000). *Coronal Mass Ejections and Forbush Decreases*. Space Science Reviews. Vol. 93, p. 55–77.

Chen Francis, 2006. *Introduction to Plasma Physics and Controlled Fusion*. Single Particle Motion. Springer; Edición: 2nd ed. 1984. Corr. 2nd printing 2006. p. 19–52.

Cordero G.; Lara A.; Maravilla D.; Mendoza B.; Valdéz-Galicia J. F. y Velasco V. (2010). *Introducción a la Física Espacial*. UNAM: Instituto de Geofísica. México, DF.

Fan C. Y.; Meyer Peter; Simpson J. A., (1960). *Rapid Reduction of Cosmic-Radiation Intensity Measured in Interplanetary Space*. Phys. Rev. Lett. Vol. 5, p. 269–271.

Farge, (1992). *Wavelet Transforms and their Applications to Turbulence*. Annu. Rev. Fluid Mech., 24. p. 395–457.

Fenton K. B.; Katzman J.; Rose D. C.; Simpson J. A., (1958). *Geomagnetic Coordinates Derived from Cosmic Ray Observations*. Proceedings of the Fifth International Congress on Cosmic Radiation. p. 85.

Forbes T. G., (2000). *A review on the genesis of the coronal mass ejections*, Journal of Geophysical Research, 105, A10, p. 153–165.

Giri Shivraman, 2003. *Speech Compression Using Wavelets*. Director: Dr. S. C. GADRE. [Tesis de licenciatura]. Department of electrical engineering, Veermata Jijabai Technological Institute. University of Mumbai.

Gleeson L. J. y Axford W. I., (1968). *The Compton-Getting Effect*. AA(Faculty of Science, Monash University), AB(Institute for Pure and Applied Physics and Depts. of Physics and Applied Electrophysics, University of California, San Diego). Vol. 2, p. 431–437.

Gleeson L. J. y Axford W. I., (1967). *Cosmic Rays in the Interplanetary Medium*. Astrophysical Journal. vol. 149, p. L115–L118.

Gleeson L. J. y G. M. Webb (1978). *Energy Changes of Cosmic Rays*. Proc. ASA. vol. 3(3), p. 233–234.

Gold Thomas, (1959). *Plasma and Magnetic Fields in the Solar System*. Journal of Geophysical Research. Vol. 64, p. 1665–1674.

González-Esparza J. A., (2000) *Introducción al medio interplanetario*. Comunicación Técnica, serie Docencia. Instituto de Geofísica, UNAM.

- Gosling, J. T., (1990). *Coronal mass ejections and large geomagnetic storms*. Geophysical Research Letters, 17, p. 901–904.
- Heber B.; Fichtner H.; Scherer K., (2007). *Solar and Heliospheric Modulation of Galactic Cosmic Rays*. Space Science Reviews. p. 81–93.
- Heber B. y Potgieter M. S., (2006). Space Science Reviews 127. p. 117-197.
- Hudson H. S.; Bougeret J. L.; Burkepile J., (2006). *Coronal mass ejections: overview of observations*, Space Science Reviews, 123, p. 13–30.
- Isenberg P. A. y J. R. Jokipii (1979). *Gradient and Curvature Drifts in Magnetic Field With Arbitrary Spatial Variations*. Astrophys. J., vol. 234, p. 746–752.
- Jian L.; Russell C.; Luhmann J. y Skoug R., (2006). *Properties of interplanetary coronal mass ejections at one au during 1995-2004*. Solar Physics, p. 239–393.
- Krieger A. S.; Timothy A. F. y Roelof E. C., (1973). *A coronal hole and its identification as the source of a high velocity solar wind stream*. Solar Physics, 29, p. 505–525.
- Kivelson Margaret G. y Russell Christopher T., (1995) *Introduction to space physics*. Cambridge University Press, E.U.
- Krieger A. S.; Timothy A. F. y Roelof E. C., (1973). *A Coronal Hole and Its Identification as the Source of a High Velocity Solar Wind Stream*. SoPh, 29:505.
- Laster H.; Singer S. F.; Lenchek A. M., (1962). *Forbush Decreases Produced by Diffusive Deceleration Mechanism in Interplanetary Space*. Journal of the Physical Society of Japan. Vol. 17, p. 583.
- Lockwood John A., (1971). *Forbush Decreases in the Cosmic Radiation*. Space Science Reviews. Vol. 12, p. 658-715.
- Lockwood, J. A., Webber, W. R., and Jokipii, J. R.: 1986. *Characteristic Recovery Times of Forbush Type Decreases in the Cosmic Radiation, I. Observations at Earth at Different Energies*. J.Geophys. Res. 91, 2851–2857.
- Longair M. S., (1992). *High Energy Astrophysics*. Cambridge University Press. vol. 1.
- Meyer–Vernet, N. (2007). *Basics of the solar wind*. Cambridge University Press
- Moraal, H. (2001). *The Discovery and Early Developed of Anomalous Cosmic Rays*. Cospar Colloquia Series. vol. 11, p. 147–161.
- Moraal, H. (2001). *Cosmic Ray Modulation Equations*. Space Sci Rev. North–West University, Pottchefstroom, South Africa, p. 1–21.
- Morales Olivares Oscar G., (2009). *Estudio del Gradiente de Intensidad de los Rayos C3smicos Gal3cticos en el M3ximo Solar*. Tesis de Maestría en Ciencias de la Tierra

(Física Espacial). Universidad Nacional Autónoma de México. México, DF.

Morrison P., (1956). *Solar Origin of Cosmic-Ray Time Variations*. Physical Review. vol. 101, p. 1397–1404.

Maraun D. & Kurths, (2004). *Cross Wavelet Analysis: Significance Testing and Pitfall*. Nonlinear Processes in Geophysics, European Geosciences Union.

Niembro T., 2012. *Fluctuaciones Características en Regiones de Compresión del Viento Solar a 1 UA*. Tesis de Maestría en Ciencias de la Tierra (Física Espacial). Universidad Nacional Autónoma de México. México, DF.

Otaola J.A. y Valdéz-Galicia J. F., (1992). *Los Rayos Cósmicos: Mensajeros de las Estrellas*. F. C. E. Primera Edición. México.

Paul s. addison, (2002). *The Illustrated Wavelet Transform Handbook*. Introduction Theory and Applications in Science, engineering, Medicine anf Finance. Institute of Physics Publishing Bristol and Philadelphia.

Parker E. N., (1963). *Interplanetary dynamical processes*. New York, Interscience Publishers.

Parker, E. N. 1965, Planet Space Sci. 13, 9

Parker E. N., (1965). *The Passage of Energetic Charged Particles Through Interplanetary Space*. Planetary and Space Science. vol. 13, p. 9–49.

Pei C., Bieber J., Burger R. y Clem J., 2012. *Three-Dimensional Wavy Heliospheric Currents Sheet Drifts*. The Astrophysical Journal. p. 1–5.

Polikar Robi, (2014). *A Wavelet Tutorial for Engineers*. Tomado el 25 de Mayo de 2014: <http://users.rowan.edu/polikar/WAVELETS/WTtutorial.html>

Potgieter M. S.; Le Roux J. A.; Mc Donald F. B. y Burlaga L. F., (1993). in Proc. 23rd Int. Cosmic Ray Conf. (Calgary), 525.

Potgieter S. Marius, (2009). *The Dynamic Heliosphere, Solar Activity, and Cosmic Rays*. J. Adv. Space Res. p. 1–11.

Pudovkin et al., (1996). *Electric field in the region of solar flares*. GeAe, 36:8.

Quenby J. J., (1971). *The Mechanism for the Forbush Decrease, in Particular for the Event of February 26, 1969*. Proceedings of the 12th International Conference on Cosmic Rays. Vol. 2, p.730.

Russell C. T. y Shinde A. A., (2005). *On Defining Interplanetary Coronal Mass Ejections from Fluid Parameters*. Solar Physics, 229. p. 323–344.

Simpson, J.A.: 1954, Phys. Rev. 94, 426–440.

Schwenn R.; Raymond J. C.; Alexander D.; Ciaravella A.; Gopalswamy N.; Howard, R.; Hudson H.; Kaufmann P.; Klassen A.; Maia D.; Muñoz–Martínez G.; Pick M.; Reiner M.; Srivastava N.; Tripathi D.; Vourlidis A.; Wang Y. M. y Zhang J., (2006). *Coronal observations of cmes*. *Space Science Reviews*. 123, p. 127–176.

Spiegel R. Murray (1970). *Manual de Fórmulas y Tablas Matemáticas*. Serie Schaum, Mc Graw.

Torrence C.; Compo G.P., (1998). *A Practical Guide to Wavelet Analysis*. Bulletin of the American Meteorological Society. Vol. 79. No. 1, pp. 61–78.

Wang Y. M. y Sheeley N. R., (1994). *The Rotation of Photospheric Magnetic Fields: A Random Walk Transport Model*. ApJ, 430:399.

Webb D. F. y Howard R. A., (1994). *The solar cycle variation of coronal mass ejections and the solar wind mass flux*. JGR, 99:4201.

Wibberenz G.; Le Roux J. A.; Potgieter M. S. y Bieber J. W., (1998). *Space Sci. Rev.*, 83. p. 309.

Wimmer–Schweingruber R. F.; , Crooker N. U.; Balogh A.; Bothmer V.; Forsyth R. J.; Gazis P.; Gosling J. P.; Horbury; Kilchenmann A.; Richardson I. G.; Richardson J. D.; Riley P.; Rodrig e L.; Von Steiger R.; Wurz P.; & Zurbuchen T. H., (2006). *Understanding Interplanetary Coronal Mass Ejection Signatures*. Coronal Mass Ejections. Reprinted from *Space Science Reviews*, Volume 123, Nos. 1–3. p. 177–216.

Yoshida y Akasofu, (1965). S. I., *Planetary Space Sci.* p. 435.

Zhang et al., (2008). *Statistical Analysis of Corotating Interaction Regions and their Geoeffectiveness During Solar Cycle 23*. JGR, 113:8106.

Zurbuchen & Richardson, (2004). *In-situ Solar Wind and Magnetic Field Signatures of Interplanetary Coronal Mass Ejections*. SSR, 123:31.

Apéndice A

Cálculo de Fluctuaciones

El cálculo de las fluctuaciones para un vector \mathbf{A} , se da a partir del siguiente criterio:

Los medios más utilizados para detectar y eliminar la tendencia de una serie se basan en la aplicación de filtros a los datos. Mediante el uso de medias móviles, se determina la tendencia de los datos. Una media móvil se calcula, para cada punto, como un promedio del mismo número de valores a cada lado de ese punto. Así una media móvil centrada se define como:

$$\langle A \rangle_i^* = \frac{\sum_{i-d\mu/2}^{i+d\mu/2} A_i}{d\mu} \quad (\text{A.1})$$

donde $d\mu$ es un número finito de elementos alrededor de cada valor A_i (se refiere al tamaño de la ventana de tiempo del promedio móvil). El promedio móvil actúa como un filtro pasa bajas, siendo en este caso $1/d\mu$ la frecuencia de corte. Si $d\mu$ es muy pequeño la frecuencia de corte se va al infinito y el filtro no “hace nada”. Por otra parte si $d\mu$ es muy grande, se filtrarán todas las estructuras, sin importar su dimensión.

Y a partir de la media móvil es posible obtener la varianza:

$$var(A_i) = \frac{\sum_{i-d\mu/2}^{i+d\mu/2} (A_i - \langle A_i \rangle^*)^2}{d\mu} \quad (\text{A.2})$$

y entonces la desviación estándar móvil $\sigma(\mathbf{A})$ es un vector que contiene la desviación estándar $\sigma_i(A_i)$ para cada elemento de \mathbf{A} definida como:

$$\sigma_i(A_i) = \sqrt{var(A_i)} \quad (\text{A.3})$$

Si el cambio en las fluctuaciones es proporcional al cambio de $\langle A_i \rangle^*$ no podemos distinguir diferencias importantes entre estas fluctuaciones. Para evitarlo, elegimos como referencia el promedio total definido como:

$$\langle \mathbf{A} \rangle_T = \frac{1}{Z} \sum_{i=0}^Z A_i \quad (\text{A.4})$$

donde Z es el número total de elementos de cada vector parámetro \mathbf{A} . Se define $\Delta(\mathbf{A})$ donde cada uno de sus elementos se toma como:

$$\Delta_i(A_i) = \frac{\sigma(A_i)}{\langle \mathbf{A} \rangle_T} \quad (\text{A.5})$$

normalizando y dividiendo entre el valor máximo de $\sigma(\mathbf{A})$ con el fin de comparar las fluctuaciones de los diferentes parámetros entre sí,

$$\delta(\mathbf{A}) = \frac{\Delta \mathbf{A}}{\text{MAX}(\sigma(\mathbf{A}))} \quad (\text{A.6})$$

entonces elegimos $\delta(\mathbf{A})$ como nuestra definición de fluctuación.

Esto quiere decir que a partir de \mathbf{A} construyó el arreglo $\delta(A)$ que indica el grado de fluctuación normalizado del parámetro \mathbf{A} para cada tiempo. Donde la señal $\delta(A)$ es una función del tamaño de la ventana $d\mu = 40$ que se eligió a prueba y error. Si $d\mu$ es muy pequeña se tendrá demasiada información de cambios rápidos en \mathbf{A} . Por otra parte, si $d\mu$ es demasiado grande perderemos información de los cambios del parámetro.

El índice $d\mu$ [min] tiene un rango de operación que está determinado por las características temporales de las EMCIs. Se contó el número de tiempos iniciales y finales (mínimo y máximo) y se buscaron los valores que daban el número menor de tiempos posibles. El rango en común para $d\mu$ es [37, 42], teniendo que el valor medio entero es 40 (Tomado de Niembro, 2012).

Apéndice B

Método de Ondeletas (Wavelets)

El análisis de Wavelet es una herramienta que permite localizar variaciones de potencia en una serie de tiempo, mediante la descomposición de una serie de tiempo dentro del espacio frecuencia–tiempo, la cual es capaz de determinar, los modos dominantes de variabilidad y como estos modos varían en el tiempo (Addison, 2002).

B.1. Definición

La Transformada Wavelet de una función $f(t)$ es la descomposición de la misma, de tal forma que se tiene un conjunto de funciones base $\psi_{s,\tau}(t)$. La forma general de la transformada Wavelet se define de la siguiente manera:

$$W(s, \tau) = \frac{1}{\sqrt{s}} \int_{-\infty}^{\infty} f(t) \psi^* \left(\frac{t - \tau}{s} \right) dt \quad (\text{B.1})$$

Esta ecuación contiene la señal $f(t)$ y $*$ denota el complejo conjugado, donde el factor $1/\sqrt{s}$ es debido a la normalización de energía a través de las distintas escalas; con $s \neq 0$ y $s, \tau \in \mathbf{R}$, definidas como:

- Escala (s): permite hacer dilataciones o contracciones de la señal $f(t)$. Éste parámetro es análogo al parámetro de escala utilizado en los mapas, por lo que las escalas altas corresponden a una visión global y no detallada: mientras que, las escalas bajas corresponden a una vista detallada.
- Traslación (τ): este término está relacionado con la localización de la ventana a medida que ésta se desplaza a través de la señal (proporciona el dominio del tiempo de la función).

El análisis Wavelet permite analizar una señal de manera que se puedan tener ventanas grandes para análisis de bajas frecuencias y ventanas cortas para altas frecuencias. De esta manera, la ventana se desplaza a lo largo de la señal, calculando el espectro en cada posición (repitiéndose varias veces con distintas escalas o ventanas). Teniendo entonces, la descomposición de la señal en una representación de tiempo–frecuencia (ver Figura B.1).

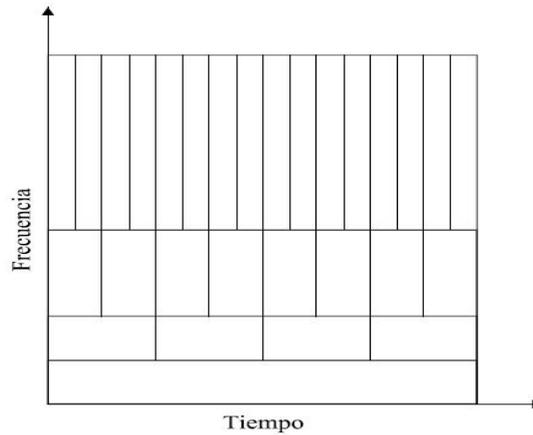


Figura B.1: Dominio tiempo–frecuencia efectuado por la transformada Wavelet.

En otras palabras, para escalas pequeñas la transformada continua Wavelet genera una buena resolución en el dominio del tiempo, mientras que para escalas grandes nos entrega una buena resolución en el dominio de la frecuencia. La escala se relaciona con la frecuencia según: $escala = 1/frecuencia$ (Giri Shivraman et al., 2003).

Una desventaja que se tiene de la resolución frecuencia–tiempo es resultado de un fenómeno físico aplicado originalmente a resolver la posición y el momento de una partícula; conocido como Principio de Incertidumbre de Heisenberg, el cual es completamente independiente de la transformada que se utilice (de Castro y Díaz, 2002). El Principio de Incertidumbre de Heisenberg en el caso de señales, establece que no es posible determinar simultáneamente la información en tiempo y frecuencia de una señal en el plano tiempo–frecuencia (Polikar, 2002). Así, debido a que la transformada Wavelet trabaja con una resolución variable en el tiempo, se considera como una herramienta aceptable.

Características

Una Wavelet es una señal oscilatoria de corta duración cuya energía es finita y se encuentra concentrada en un determinado intervalo de tiempo. Para que una función de análisis sea considerada como Wavelet $\psi(t)$, ésta debe cumplir los siguientes criterios:

1. El valor medio de $\psi(t)$ es igual a cero (es una onda que oscila).
2. La dispersión de $\psi(t)$ es igual a cero.
3. Todos los momentos $\psi(t) > 2$ deben ser igual a cero.
4. $\psi_0(\eta)$ debe de converger rápidamente a cero a medida que se aleja del origen.

B.1.1. Wavelet Morlet

La función ondeleta madre que mejor correlaciona el comportamiento dinámico de un sistema mecánico es Morlet. La Ondeleta de Morlet se expresa de la forma siguiente (Addison, 2002):

$$\psi(t) = \sqrt[4]{\frac{1}{\pi}} \left(e^{i2\pi f_0 t} e^{-t^2/2} \right) \quad (\text{B.2})$$

Donde f_0 es la frecuencia central de la ondeleta madre y $1/\sqrt[4]{\pi}$ es un factor de normalización. La Wavelet Morlet es una onda compleja senoidal ($e^{i2\pi f_0 t}$) la cual tiene como envolvente una Gaussiana ($e^{-t^2/2}$) que localiza a la Wavelet en tiempo. La resolución tiempo–escala es ajustada por $\omega_0 = 2\pi f_0$, así, para valores altos de ω_0 la resolución en la escala incrementa y viceversa. Así, la transformada de Wavelet Morlet en términos de la frecuencias se expresa como:

$$\psi(\omega) = \frac{1}{\sqrt[4]{\pi}} \left(e^{i\omega_0 t} e^{-t^2/2} \right) \quad (\text{B.3})$$

La frecuencia expresada en Fourier y la escala de la ondeleta no son cantidades recíprocas, por lo que se tiene que realizar un reescalamiento con un factor que dependerá de la ondeleta madre; para la ondeleta de Morlet esta conversión se obtiene mediante la ecuación:

$$\frac{1}{f} = \frac{4\pi s}{\omega_0 + \sqrt{2 + \omega_0^2}} \quad (\text{B.4})$$

Donde para un valor de $\omega_0 = 6$, la escala por la frecuencia ($s * f$) es aproximadamente igual a uno (Maraun et al. 2004).

B.2. Transformada de Fourier con ventana

Una forma de analizar una señal no estacionaria es realizar un análisis espectral dependiente del tiempo. Una señal estacionaria es dividida en una secuencia de segmentos

de tiempo en los cuales la señal puede ser considerada como cuasi-estacionaria y la Transformada de Fourier es aplicada a cada segmento local de la señal.

Gabor, en 1940, fue el primero en introducir la Transformada de Fourier de tiempo corto, conocida como la Transformada de Fourier con Ventana Deslizante, definida como:

$$S_f(\omega, \tau) = \int_{-\infty}^{\infty} f(t)g(t - \tau)e^{-i\omega t} dt \quad (\text{B.5})$$

donde $g(t)$ es una ventana deslizante (o función atómica de Gabor), la cual tiene un ancho fijo y cambia a lo largo del eje x por un factor τ . Así, propuso a la función Gaussiana como la función ventana $g(t)$ y demostró que la Transformada de Fourier de una ventana Gaussiana continúa siendo Gaussiana.

La función está definida como (Figura B.2):

$$g(t) = \frac{1}{s} e^{-\frac{\pi t^2}{s^2}} \quad (\text{B.6})$$

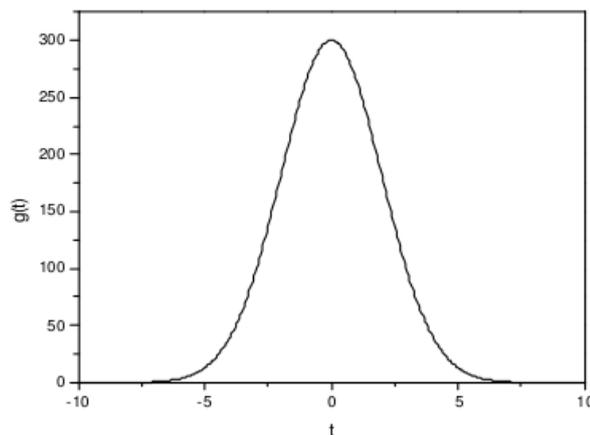


Figura B.2: Con la Transformada de Fourier con Ventana se logra una mejor localización de la aparición de una singularidad en una señal. Pero solo se conocerá en qué intervalo de tiempo se produce la singularidad, debido a que la localización depende del ancho elegido para la función ventana. Además, los eventos no podrán ser resueltos si aparecen muy cerca unos de otros, ya que no será posible distinguir diferentes comportamientos dentro de una misma amplitud de ventana.

Una herramienta matemática que permite resolver estos problemas es la Transformada Wavelet. Este tipo de transformada es capaz de concentrarse en fenómenos transitorios y de alta frecuencia mejor que la Transformada de Fourier con Ventana. Con

esta última, una vez que el tamaño de la ventana es elegido, todas las frecuencias son analizadas con las mismas resoluciones de tiempo y frecuencia, distinto de lo que sucede en la Transformada Wavelet que tiene un tamaño de ventana adaptado a las frecuencias.

Con respecto a imágenes, la Transformada de Fourier $F(k)$ de una función $f(x)$ de soporte finito se extiende entre $[-\infty, +\infty]$. Luego de aplicar cualquier algoritmo de análisis a $F(k)$ se pierde información al realizarse la antitransformación en un intervalo finito. En cambio, en el caso de la Transformada Wavelet la función y su transformada se encuentran en un intervalo finito y, por lo tanto, no hay pérdida de información al realizar la antitransformación.