



Benemérita Universidad Autónoma de Puebla

Facultad de Ciencias Físico-Matemáticas

**Eventos Solares detectados por el
Observatorio de Rayos Gamma
HAWC**

Tesis Presentada al
Colegio de Física
como requisito para la obtención del grado de
Licenciatura en Física

por
Eduardo Tirado Bueno

asesorado por
Dr. Alejandro Lara Sánchez
Dr. Eduardo Moreno Barbosa

Puebla, Pue.

2016

Eventos Solares detectados por el Observatorio de Rayos Gamma HAWC

Tesis

Eduardo Tirado Bueno

Dr. Alejandro Lara Sánchez

Dr. Eduardo Moreno Barbosa



Título: Eventos Solares detectados por el Observatorio de Rayos Gamma HAWC.

Estudiante: Eduardo Tirado Bueno

COMITÉ

Dr. Martín Rodolfo Palomino Merino
Presidente

Dr. Humberto Antonio Salazar Ibargüen
Secretario

Dr. Jaime Hernández Sánchez
Vocal

Dr. Alejandro Lara Sánchez
Dr. Eduardo Moreno Barbosa
Asesor

Agradecimientos

Agradezco a mis padres *Silvia* y *Juan Francisco*, por su amor, sacrificio y apoyo incondicional durante todos estos años.

Agradezco a mis asesores, Dr. Alejandro y Dr. Eduardo, por la orientación y ayuda que me brindaron para la realización de esta tesis, por su apoyo y amistad que me permitieron aprender mucho más que lo estudiado en el proyecto.

A todos mis amigos, sin excluir a ninguno, pero en especial a Karla, Rosa, Alma, Tony, Zeus y Chava. Me gustaría agradecerles su amistad, apoyo, ánimo y compañía en las diferentes etapas de mi vida. Algunos, están aquí conmigo y otros en mis recuerdos y en el corazón. Sin importar en dónde estén o si alguna vez llegan a leer estos agradecimientos quiero darles las gracias por formar parte de mí, por todo lo que me han brindado y por todas sus bendiciones.

A todos mis profesores de la licenciatura en física que me enseñaron tanto de la profesión como de la vida, impulsándome siempre a seguir adelante.

Agradezco el apoyo del Laboratorio Nacional de Supercómputo del Sureste de México para la realización de este trabajo.

Este proyecto fue parcialmente apoyado por la Vicerrectoría de Investigación y Estudios de Posgrado mediante los programas de fomento a la investigación en sus versiones Jóvenes Investigadores Otoño VII (2015) y Jóvenes Investigadores Primavera XI (2016). Asimismo, a la Academia Mexicana de Ciencias a través del XXVI Verano de la Investigación Científica.

Dedicatoria

Dedico este trabajo a mis sobrinos: María José, Rodrigo y Ximena.

Here comes the Sun

Here comes the Sun and I say

It's alright

Little darling, it's been a long, cold, lonely winter.

Little darling it feels like years since it's been here.

Here comes the Sun. Here comes the Sun and I say

It's alright.

Little darling, the smiles returning to their faces.

...

Sun, Sun, Sun, Here it comes.

George Harrison

Índice general

1. Introducción	1
1.1. El Sol	1
1.1.1. Estructura Solar	1
1.2. Actividad Solar	4
1.2.1. Manchas Solares	4
1.2.2. Características de las Manchas Solares	5
1.3. El Viento Solar	6
1.3.1. Propiedades del Viento Solar	7
1.3.2. Predicción Teórica del Viento Solar	7
2. El Observatorio HAWC	9
2.1. Detectores Cherenkov de Agua	10
2.2. Especificaciones del Experimento HAWC	12
2.2.1. El sitio de HAWC	12
2.2.2. Diseño de Detectores	12
2.2.3. Detección de Partículas	13
2.3. Sensibilidad de HAWC	14

2.3.1.	Separación Gamma / Hadrón	14
2.3.2.	Resolución Angular	15
2.3.3.	Resolución en Energía	15
2.4.	El Sistema TDC Scaler	16
2.4.1.	Requerimientos	17
2.5.	Física Solar con HAWC	17
3.	Erupciones Solares	19
3.1.	Prominencias o Filamentos	20
3.2.	Eyecciones de Masa Coronal	22
3.3.	Ráfagas Solares	23
3.3.1.	Definición de las Ráfagas	24
3.3.2.	Pre-ráfaga o Etapa Precursora	25
3.3.3.	Fase Impulsiva	25
3.3.4.	Fase Térmica o gradual	26
3.4.	Clasificación de las Ráfagas Solares Observadas en Rayos X	26
4.	Eyecciones de Masa Coronal y Decrecimientos Forbush	27
4.1.	Física Básica de un Decrecimiento Forbush	28
4.2.	Características de los Decrecimientos Forbush	30
4.3.	Modelos Teóricos	31
5.	Observación y Análisis	33
5.1.	Respuesta Espacial del Observatorio HAWC durante un Decrecimiento Forbush	35

5.2. Cálculo del Área Física de Respuesta del Detector	41
6. Conclusión	45
6.1. Respuesta Espacial del Observatorio HAWC durante un Decrecimiento For- bush	46
6.2. Cálculo del Área Geométrica de Respuesta del Detector	46
A. La Teoría del Fluido de la Formación del Viento Solar	47
B. Método para el Cálculo del Área Efectiva del Observatorio HAWC a Bajas Energías	57

Resumen

El observatorio de gran altura de luz Cherenkov en agua HAWC (por sus siglas en inglés), consta de 300 tanques de agua ultra pura y, a su vez, cada uno de ellos cuenta con 4 tubos foto-multiplicadores (PMTs). HAWC está dedicado a la observación de rayos gamma y rayos cósmicos con energías del orden de TeV y con una apertura que cubre más del 15 % del cielo instantáneamente.

Con su amplio campo de visión, el observatorio está expuesto a 2/3 partes del cielo durante cada ciclo de 24 horas. El detector cuenta con 2 sistemas de adquisición de datos principales: el modo telescopio que registra eventos particulares y el de suma total o Scalers. En este trabajo se hace uso del sistema de conteo llamado TDC Scalers, que registra el número de partículas que incidieron en cada detector en un intervalo de tiempo dado.

El propósito de este trabajo es estudiar el efecto que tienen los eventos transitorios sobre la geometría del observatorio HAWC. En específico, los decrecimientos Forbush. Estos son eventos que implican una disminución en la tasa de conteo de rayos cósmicos, causado por un evento interplanetario transitorio como es el caso de una eyección de masa coronal en el Sol, como la registrada el pasado 23 de junio del 2015.

En este trabajo, se estudia la respuesta espacial de los tanques, en el arreglo, es decir, buscamos cuáles son los tubos foto-multiplicadores que cambiaron su tasa de conteo durante un evento transitorio en específico: un decremento Forbush. De esta forma se podrá estudiar cuál es la huella que deja sobre la geometría del observatorio HAWC un evento como éste.

Capítulo 1

Introducción

El Sol es la estrella más cercana a la Tierra, y debido a esto, es la única estrella que se puede observar con una resolución espacial, temporal y espectral sin comparación en la astronomía. Por este motivo, el Sol constituye el laboratorio base para estudiar y comprender los fenómenos físicos que ocurren en otras estrellas de características similares.

Como estrella activa que es, el Sol presenta una atmósfera viva donde ocurren eventos violentos y energéticos, como pueden ser las ráfagas solares y las eyeciones de masa coronal. Durante estos eventos se emite radiación a muy altas energías, se aceleran partículas y se eyectan enormes cantidades de material al medio interplanetario.

1.1. El Sol

1.1.1. Estructura Solar

Para su estudio podemos considerar que el Sol está formado por dos regiones principales. La primera, que es el interior solar está formada por el núcleo, la zona radiativa y la zona convectiva mientras que, la segunda, está compuesta por la atmósfera solar donde se localiza la Fotosfera, la Cromosfera y la Corona solar, estas seis capas tienen distintas características físicas y se ejemplifican en la figura 1.1.

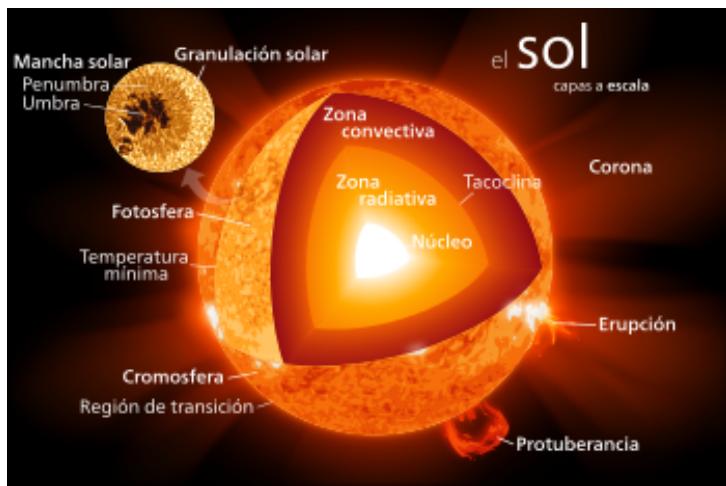


Imagen que muestra las capas del Sol. La imagen fue tomada y modificada del repositorio de Wikipedia.

Figura 1.1

El núcleo tiene un radio aproximado de 175,000 km y ocupa un 25 % del radio total del Sol. Es la región donde se llevan a cabo todas las reacciones termonucleares que proporcionan la energía del Sol, y su temperatura aproximada oscila entre los 15 y 20 millones de grados Kelvin con una densidad central alrededor de los 100 gr/cm^3 .

La zona radiativa comprende un grosor que va desde 0.25 hasta los 0.86 radios solares, en esta zona los fotones emergentes del núcleo son dispersados, absorbidos y remitidos muchísimas veces debido a la alta densidad. Por este hecho, el proceso de radiación se vuelve tan ineficiente que un fotón puede tardar millones de años para salir de esta zona.

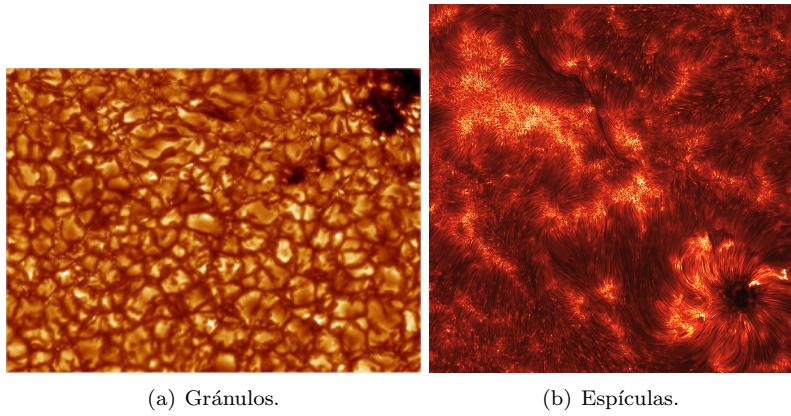
Entre la zona de rotación diferencial convectiva y la estable rotación uniforme de la zona radiativa, existe una delgada y fuerte capa de transición denominada la Tachoclinea. Esta región es relevante, ya que de acuerdo con los modelos actuales de dinámica solar se tiene a esta zona como la responsable del dínamo solar, por lo que en ella se generaría el campo magnético que rige muchos de los fenómenos visibles en la superficie del Sol.

La zona convectiva abarca el 30 % del interior solar. Existe un mecanismo de transporte, debido al gradiente de temperatura, donde el material se lleva a la superficie con una temperatura mayor y que da lugar a movimientos convectivos, vistos en la Fotosfera como gránulos que forman celdas con un diámetro típico de 700 a 1500 km.

La Fotosfera es considerada la superficie solar, debido a que es opaca y no deja ver el

interior. Desde aquí, es emitida casi toda la radiación del Sol. Esta capa es muy delgada con aproximadamente 350 km de grosor, tiene una alta opacidad que se combina con un marcado gradiente de densidad de gas fotosférico. Como consecuencia, un límite entre ésta y las capas que lo rodean es claro y visible desde la Tierra.

La Cromosfera está en la parte superior de la Fotosfera, con un grosor que va de 10,000 a 15,000 km, muy inhomogénea y con espículas espaciadas, las cuales son como tuberías de campo magnético, llenas de gas caliente en movimiento, que alcanzan alturas de 10,000 km y los gases dentro, tienen velocidades de 20 km/s , con un tiempo de vida de pocos minutos.



Gránulos y Espículas del Sol. Fuente: La NASA.

Figura 1.2

La Cromosfera baja alcanza una temperatura de 4000 a 5000 K y sólo a unos cientos de kilómetros más arriba la temperatura es del orden de los 20,000 K. Estas temperaturas en la Cromosfera dan como resultado la emisión del Hidrógeno en líneas de color rojizo y también de Calcio ionizado (Ca II).

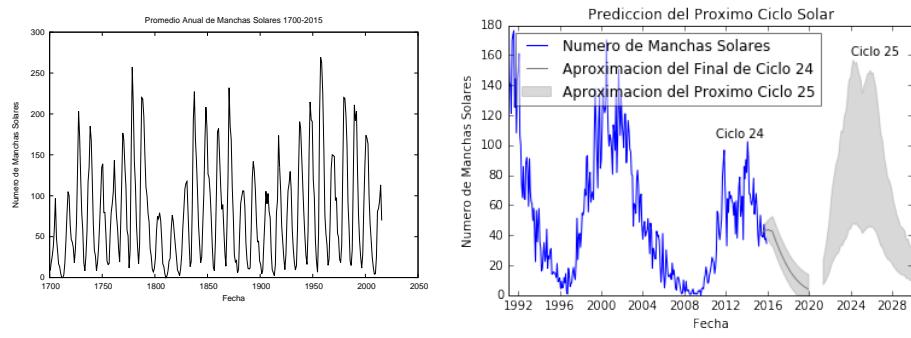
La Corona es la capa externa del Sol y va más allá de la órbita terrestre en forma de viento solar; su rango de densidades va desde $10^9 \text{ partículas/cm}^3$ en la frontera con la Cromosfera, hasta $10^6 \text{ partículas/cm}^3$ a 3 radios solares de distancia llegando a ser de $10 \text{ partículas/cm}^3$ en la órbita terrestre. En la Corona se pueden apreciar estructuras tales como las prominencias, eyecciones de masa coronal y las ráfagas solares.

1.2. Actividad Solar

1.2.1. Manchas Solares

Las manchas solares fueron estudiadas por los astrónomos chinos, pues, existen escritos desde el año 300 antes de Cristo. Los primeros estudios surgieron después de la invención del telescopio, cuando Galileo Galilei en 1610 observó las primeras manchas y notó que éstas cambiaban de posición al paso de los días.

A partir de estos estudios se observaron con frecuencia. Para 1944, el alemán Heinrich Schwabe habló acerca del ciclo de manchas solares o naturaleza periódica de éstas y señaló que cada 11 años se presenta una cantidad máxima de manchas en la superficie solar (ver figura 1.3).



(a) Promedio de manchas solares en el periodo de 1700 a 2015.

(b) Predicción teórica del proximo ciclo.

Gráficas en donde se muestra la actividad solar con datos proporcionados por SILSO/data, Royal Observatory of Belgium, Brussels.

Figura 1.3

Años más tarde, Gustav Spörer enunció la ley que lleva su apellido basada en observaciones de las manchas a diferentes latitudes, estableció que las primeras manchas (durante el mínimo de cada ciclo de 11 años) aparecen aproximadamente a los 30 grados de latitud del Ecuador solar hacia el norte y hacia el sur (es muy raro verlas en latitudes mayores).

1.2. ACTIVIDAD SOLAR

Mientras que las últimas manchas de cada ciclo, aparecen aproximadamente alrededor de los 5 grados de latitud del ecuador solar y, por otro lado, la cantidad de manchas se incrementa conforme uno se mueve a latitudes cada vez más cercanas al Ecuador, en el correspondiente ciclo solar.

1.2.2. Características de las Manchas Solares

Las manchas solares tienen diversos tamaños, algunas poseen un diámetro de aproximadamente 20,000 km mientras otras, sólo son visibles con instrumentos poderosos de alta resolución, la duración también varía pues algunas permanecen menos de un día y otras, meses.

La forma de las manchas solares grandes, presentan estructuras redondeadas con un núcleo oscuro llamado umbra, con una temperatura de alrededor de 4100 K (1500 K menos que la Fotosfera circundante). Su campo magnético típico es de unos 3000 Gauss (4000 Gauss para las manchas más grandes).

En la umbra, la orientación de las líneas magnéticas es vertical. Alrededor de ellas existe un borde menos oscuro llamado penumbra, donde las líneas magnéticas son horizontales. Pero no todas las manchas tienen penumbra, las jóvenes son las que no poseen esta penumbra y alrededor del 50 % de ellas no llegan a desarrollarla.

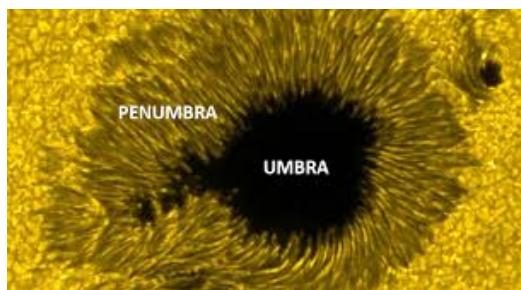


Imagen que muestra la umbra rodeada por la penumbra en una mancha solar. Fuente: spaceweatherlive.com

Figura 1.4

Las manchas solares, por lo general, aparecen conectadas a una región brillante que se denomina “plage” con polaridad opuesta a la mancha solar (es muy raro observar una mancha sin su “plage” correspondiente), usualmente, también, aparecen en grandes grupos

con un par de manchas dominantes (de polaridad opuesta).

Sus respectivas “plages” aparecen en complejos grupos con distribuciones irregulares de las polaridades. A través de las manchas fluye un tubo de campo magnético que surge de la zona de convección a la Fotosfera, este campo va de una mancha a otra pasando por las “plages”. A continuación, se muestran las reglas de polaridad dadas en 1919 por Hale:

- La orientación magnética de las manchas solares permanece constante en grupos bipolares, en cada hemisferio, durante un ciclo solar de 11 años.
- Grupos bipolares en los dos hemisferios tienen orientación magnética opuesta.
- La orientación magnética de grupos bipolares se invierte de un ciclo a otro.

1.3. El Viento Solar

El viento solar es un flujo de plasma y campo magnético que se genera en el Sol y permea todo el espacio interplanetario. Este flujo es el resultado de la gran diferencia de presiones que hay entre la Corona solar y el espacio interestelar. A mediados del siglo XX, se predijo la existencia de un flujo solar que cruzaba el medio interplanetario.

Observacionalmente, se encontró que algunas variaciones importantes en el campo magnético de la Tierra tenían lugar un tiempo después de que se detectaban ciertos fenómenos de actividad solar. Cabe mencionar, que desde el punto de vista teórico, se descubrió que debía haber un viento solar para que la Corona se mantuviera en equilibrio.

El estudio del viento solar y las perturbaciones que en él se propagan tienen relevancia en lo que se conoce como relaciones Sol - Tierra. Este se encuentra significativamente influenciado por la actividad solar (en términos físicos, por los cambios del campo magnético solar) y transmite su influencia a planetas, cometas y rayos cósmicos inmersos en el viento.

1.3.1. Propiedades del Viento Solar

Algunas de las propiedades físicas del plasma y del campo magnético a una distancia del Sol ($1,5 \times 10^{13}$ cm, o una unidad astronómica desde el centro del Sol), se resume en el siguiente cuadro 1.1

Densidad de Protones	$6,6 \text{ cm}^{-3}$
Densidad de Electrones	$7,1 \text{ cm}^{-3}$
Densidad de He^{2+}	$0,25 \text{ cm}^{-3}$
Flujo de Velocidad (cuasi radial)	$450 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$
Temperatura de Protones	$1,2 \times 10^5 \text{ K}$
Temperatura de Electrones	$1,4 \times 10^5 \text{ K}$
Campo Magnético (Inducción)	$7 \times 10^9 \text{ T}$

Propiedades Observadas del Viento Solar cerca de la órbita
de la Tierra (1 UA)

Cuadro 1.1

El viento solar que sopla más allá de la Tierra es caliente y tenue. El viento consiste en gran parte de Hidrógeno ionizado (o de protones y electrones en cantidades similares), con una pequeña adición del 5 % de Helio ionizado y aún menos iones de elementos pesados.

1.3.2. Predicción Teórica del Viento Solar

Las primeras predicciones teóricas de la existencia del viento solar surgieron de considerar el estado de equilibrio del plasma coronal (muy caliente) inmerso en el campo gravitacional del Sol para encontrar este estado, de manera simplificada podemos partir de las ecuaciones de continuidad de masa (1.1) y momento (1.2)

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot \rho \mathbf{u} = 0 \quad (1.1)$$

$$\rho \frac{\partial \mathbf{u}}{\partial t} + \rho \mathbf{u} \cdot \nabla \mathbf{u} = -\nabla p + \mathbf{j} \times \mathbf{B} + \rho \mathbf{F}_g \quad (1.2)$$

Con las siguientes suposiciones:

- Que el estado de equilibrio no cambia con el tiempo (es estacionario).
- Hay simetría esférica.

- La velocidad del flujo es radial, $u = u(r)\hat{e}_r$, en donde \hat{e}_r , es un vector unitario que apunta hacia afuera del Sol.
- La fuerza gravitacional es cero, donde M_s es la masa del Sol y G la constante gravitacional.
- El gradiente de presión también es radial $\nabla p = \frac{dp}{dr}\hat{e}_r$.
- Despreciamos la fuerza magnética $\mathbf{j} \times \mathbf{B}$.

De esta manera, se obtiene la solución que permite que la velocidad siga aumentando con la distancia y que predice que en algún punto la velocidad va a ser más grande que la de el sonido o lo que es lo mismo, el flujo se vuelve supersónico. Se puede observar la variación de la densidad con la distancia (1.3), esto es:

$$\rho(r) = \frac{1}{4\pi} \frac{1}{r^2 u(r)} \quad (1.3)$$

En donde se ve de inmediato que la densidad tiende a cero conforme la distancia crece. Así que ésta es la única solución en la que hay equilibrio entre la Corona baja que se encuentra a alta presión y el medio interestelar que se encuentra a muy baja presión. Sin embargo, no es un equilibrio estático, es un flujo de material o una expansión de la atmósfera.

Con base en el análisis anterior realizado a detalle en el Apéndice A, Eugene Parker en su artículo titulado *Dynamics of the Interplanetary Gas and Magnetic Fields* predijo que el medio interplanetario debería estar permeado por un *viento solar* de partículas con velocidades supersónicas.

Capítulo 2

El Observatorio HAWC

Los rayos gamma con energías de TeV son indicadores de los fenómenos más energéticos en el universo conocido, tales como explosiones de supernovas, destellos de rayos gamma y núcleos activos de galaxias. Se dice que los rayos gamma están relacionados con los sitios de aceleración de los rayos cósmicos (RC) con carga, cuyos orígenes han sido una incógnita por más de 100 años.

El observatorio a gran altura de luz Cherenkov en agua, llamado HAWC (High Altitude Water Cherenkov) por sus siglas en inglés, es un experimento diseñado para detectar rayos gamma y rayos cósmicos con energías de TeV que cuenta con una apertura que cubre más del 15 % del cielo instantáneamente.



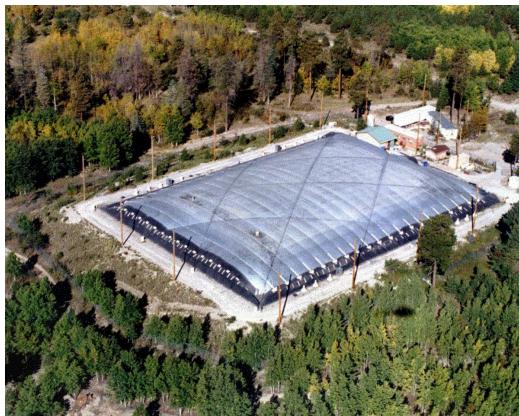
El Observatorio de Rayos γ HAWC. Fuente: Instituto Nacional de Astrofísica Óptica y Electrónica.

Figura 2.1

HAWC está construido en una de las laderas del volcán Sierra Negra cerca de Puebla, México, se encuentra a una altura aproximadamente de 4100 metros sobre el nivel del mar. HAWC es utilizado para realizar un estudio general del cielo en las energías entre 100 GeV y 100 TeV, dado el amplio campo de visión, el observatorio está expuesto a 2/3 partes del cielo durante cada ciclo de 24 horas.

2.1. Detectores Cherenkov de Agua

HAWC se propuso como la siguiente generación de detectores Cherenkov en agua, sucesor del experimento MILAGRO, éste fue un observatorio de rayos gamma que operó a partir de 1999, se ubicó en las montañas de Jémez en Los Alamos, Nuevo México, con una altura de 2600 metros sobre el nivel del mar.



Vista aérea del Observatorio MILAGRO. Fuente:
<http://umdgrb.umd.edu/cosmic/milagro.html>
Figura 2.2

MILAGRO se constituyó en un estanque de agua de 50×80 metros de lado y 8.0 metros de profundidad, también se construyeron 175 contenedores de agua de 2.4 metros de diámetro y 1.0 metro de profundidad denominados *outiggers*. Dentro del reservorio de agua se colocaron 723 fotomultiplicadores dispuestos en 2 capas:

- Primera capa: 450 tubos a 1.4 metros de profundidad.
- Segunda capa: 273 tubos a 4.5 metros de profundidad.

2.1. DETECTORES CHERENKOV DE AGUA

Cada contenedor de agua (*outrigger*) posee un fotomultiplicador mirando hacia abajo sumergido en el agua, MILAGRO inició operaciones con el estanque principal en 1999 y con los *outrigger*s en 2003. Para abril del año 2008, el experimento dejó de tomar datos, para así dar paso al inicio de un nuevo detector llamado HAWC.

La técnica de los detectores Cherenkov se basa en la detección del chubasco de partículas generadas por rayos cósmicos o gammas cuando entran en el agua, produciendo luz Cherenkov que es detectada por los fotomultiplicadores. Por el alto índice de refracción del agua, $n \approx 1.33$ la producción de luz Cherenkov en este medio es mucho más fácil que en el aire $n \approx 1.0003$.

La dirección de arrivo de la partícula primaria se determina, a partir de los tiempos relativos de disparo de los fotomultiplicadores de la capa superior del estanque. La mayoría de los electrones y fotones del chubasco son detenidos en los primeros metros de agua y sólo los muones, producidos en las cascadas hadrónicas, logran pasar hasta la capa más profunda de fotomultiplicadores.

MILAGRO observó el cielo con una apertura cercana a 2 sr de manera continua las 24 horas del día sin ser afectado por las condiciones meteorológicas. Por su alta tasa de conteo tuvo largos períodos de observación para detectar significativamente las fuentes más débiles, de ahí que, los resultados más importantes de MILAGRO fueron publicados en los últimos años, tal es el caso:

- De la primera detección de rayos γ a energías de TeV provenientes del plano galáctico.
- La detección de emisión difusa a energías de TeV de la región del cisne con una señal a ruido de 10σ .
- El descubrimiento de una nueva fuente extendida, MGROJ2019+37, a energías de TeV inmersa en la región del cisne.
- Límites a la emisión de alta energía por destellos de rayos gamma.

2.2. Especificaciones del Experimento HAWC

2.2.1. El sitio de HAWC

El parque nacional Pico de Orizaba fue el lugar idóneo para la construcción del observatorio HAWC. Este parque nacional mexicano alberga el Citlaltépetl o Pico de Orizaba, la cual es la montaña más alta de México con 5610 metros, y Sierra Negra, un volcán extinto con 4600 metros y se encuentra a 7 kilómetros al suroeste del Citlaltépetl.

El Pico de Orizaba posee gran cantidad de árboles de gran altura, con un bosque y unas laderas que favorecen la formación de nubes y, por tanto, constantes precipitaciones en las áreas pobladas al sur y al oeste. Este medio ambiente especial favoreció la ubicación del observatorio HAWC, y permitió la colocación de la infraestructura necesaria.



El sitio de HAWC en el parque nacional Pico de Orizaba.

Fuente: <https://hawc.wipac.wisc.edu/people>

Figura 2.3

2.2.2. Diseño de Detectores

A través del método de luz Cherenkov en agua se observan partículas de la cascada atmosférica producida por los rayos cósmicos y rayos gamma, las cuales, arriban a los detectores llenos de agua purificada, a nivel del observatorio HAWC a 4100 metros sobre el nivel del mar.

Los detectores están hechos de láminas de acero corrugado con una altura de 5.0 metros y con un diámetro de 7.3 metros. Cada tanque tiene por dentro una bolsa que guarda el

2.2. ESPECIFICACIONES DEL EXPERIMENTO HAWC

agua y 4 tubos fotomultiplicadores (PMTs) que son sensibles a las longitudes de onda en el rango ultravioleta.

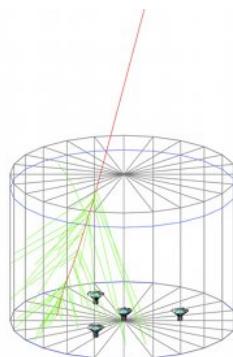
Tres de los cuatro fotomultiplicadores son PMTs hemisféricos de 8 pulgadas de la marca *Hamamatsu*. Son PMTs usados, previamente, en el experimento MILAGRO, estos tres PMTs son colocados en el fondo del tanque viendo hacia arriba y son puestos varios metros lejos del centro del tanque.

El cuarto PMT, localizado en el centro del tanque es de alta eficiencia cuántica; de 10 pulgadas, está diseñado para incrementar la eficiencia del observatorio a cascadas de baja energía (< 1 TeV) y también observa hacia arriba.

2.2.3. Detección de Partículas

La figura 2.4, indica una simulación de una cascada de un muon individual pasando a través de uno de los tanques. El código para la propagación de partículas, GEANT4 fue usado para simular los fotones de Cherenkov producidos por el muon y sus trayectorias a través del agua dentro del tanque.

La producción de luz Cherenkov es altamente eficiente dentro del agua, debido a su alto índice de refracción. La luz de Cherenkov se emite en un cono frontal que rodea la dirección de movimiento de la partícula cargada, el ángulo de apertura del cono depende del índice de refracción del medio.



Simulación del paso de una partícula cargada a través de un tanque (línea roja) y la emisión de luz de Cherenkov (líneas verdes). También se muestra la disposición de los PMTs dentro del tanque. Fuente: <http://www.hawc-observatory.org>

Figura 2.4

Por ejemplo, en el agua donde $n = 1.33$, el ángulo de apertura de la radiación Cherenkov es de 41° . Debido a esto casi todas las partículas cargadas que entran en el tanque deben observarse por lo menos por uno de los cuatro PMTs.

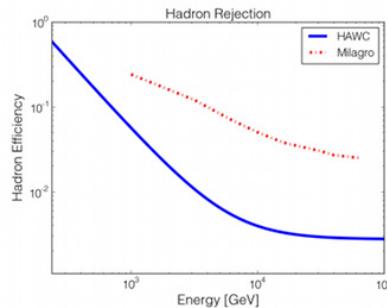
2.3. Sensibilidad de HAWC

2.3.1. Separación Gamma / Hadrón

La alta sensibilidad de HAWC para observar rayos gamma se debe a que los datos obtenidos pueden ser filtrados de eventos producidos por rayos cósmicos. Los rayos cósmicos pueden ser discriminados de los rayos gamma al observar el patrón de la señal que dejan en el detector.

Las cascadas de rayos gamma tiende a tener un perfil que disminuye radialmente desde el centro de la cascada, en contraste con los perfiles de las cascadas iniciadas por rayos cósmicos, que son relativamente más aleatorias y presentan grumos en el patrón de PMTs con señales.

Con el uso de simulaciones producidas por rayos gamma y rayos cósmicos, se determina nuestra habilidad de eliminar cascadas iniciadas por RC en los datos de HAWC. Con base a los patrones de PMTs con señales que se observan en las simulaciones, se puede rechazar $> 99\%$ de las cascadas de RC con energías ligeramente superiores a 3 TeV.



Poder de discriminación de rayos cósmicos con el observatorio HAWC, se muestra una comparación con el observatorio Milagro. Fuente: <http://www.hawc-observatory.org/observatory/sensi.php>

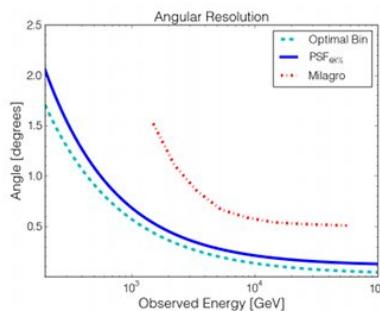
Figura 2.5

2.3.2. Resolución Angular

Otro aspecto tan relevante como la separación gamma / hadrón es la resolución angular del detector, la cual se define como la incertidumbre típica hecha al reconstruir la dirección de arriba de una cascada atmosférica. Todos los detectores tienen una resolución angular finita, que tiene como efecto el que las características de las fuentes no se puedan conocer con precisión infinita.

Lo que se espera es mantener a la resolución angular tan pequeña como sea posible, de tal forma, que el detector nos permita observar estructuras pequeñas; además, la resolución también afecta a la sensibilidad del detector por fuentes puntuales, debido a que estas contendrán una mezcla de señal (eventos de la fuente) y fondo (eventos que no son de la fuente o ruido).

Conforme la resolución angular disminuye, el cociente entre el fondo y la señal disminuirá, esto es, la señal permanecerá constante, porque se trata de una fuente puntual, mientras que el fondo disminuirá. Como se muestra en la figura 2.6, la resolución angular de HAWC es de alrededor de 0.1° para energías > 10 TeV.



Resolución angular de HAWC (con la etiqueta PSF68 %) comparada con la de Milagro. Fuente: <http://www.hawc-observatory.org/observatory/sensi.php>

Figura 2.6

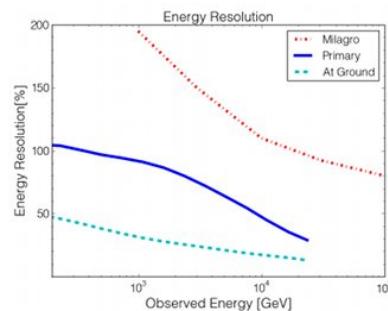
2.3.3. Resolución en Energía

La resolución en energía de HAWC se refiere a la incertidumbre típica al estimar la energía de la partícula primaria que inició la cascada atmosférica. Una resolución en

energía pequeña es una ventaja porque permite tener un espectro de energía de las fuentes observadas sin sesgos.

Si la resolución en energía de un detector es pobre, es posible obtener el espectro de energía de una fuente, sin embargo, esto requiere una cuidadosa separación de la respuesta del detector del espectro físico de la fuente, y este tipo de procedimiento es propenso a errores sistemáticos.

La resolución en energía de HAWC se ha calculado con base a eventos simulados (figura 2.7), arriba de 10 TeV la resolución en energía es inferior al 50 % de la energía real, es decir, que la energía de las partículas observadas arriba de este límite permitirán reconstruir la energía dentro del 50 % de la energía verdadera.



Resolución en energía del Observatorio HAWC comparada con la de Milagro. Fuente: <http://www.hawc-observatory.org/observatory/sensi.php>

Figura 2.7

2.4. El Sistema TDC Scaler

El sistema Scaler tiene tres propósitos principales: el monitoreo permanente del detector, la observación de transitorios de GRBs > GeV y la observación de emisión de partículas solares > GeV. El sistema Scaler es independiente de la electrónica de disparo (daq system).

2.4.1. Requerimientos

- Un ciclo de trabajo operativo del 98 %. Este ciclo excluye el tiempo de inactividad debido a las influencias externas.
- Monitorear la tasa de los PMTs en HAWC en un umbral de 1/4 pe (photoelectron).
- Monitor de la tasa de multiplicidad de los PMTs en múltiples niveles ≥ 1 PMTs, ≥ 2 , ≥ 3 y ≥ 4 .
- Proporcionar un flujo de datos de 40 Hz para el análisis de la física.
- Proporcionar un flujo de 0.1 - 1 Hz para el monitoreo del detector.
- El sello de tiempo en los archivos Scaler mejor que 1 ms de precisión.
- Las ventanas de tiempo consecutivas de los Scalers deben tener una anchura estable adentro de 30 nanosegundos.
- La estabilidad a largo plazo de la ventana de tiempo debe ser de 100 nanosegundos.
- Proporcionar información de autocontrol.

2.5. Física Solar con HAWC

El acelerador astrofísico más cercano es el Sol, en él se aceleran partículas con energías por arriba de algunos GeV. HAWC puede proveer diagnóstico y ampliar el potencial de descubrimiento en el estudio de las partículas solares de alta energía y de la dinámica de la heliosfera interna.

El observatorio MILAGRO comprobó su eficiencia, al medir protones e iones acelerados en choques coronales, al emplear los conteos individuales de los tubos fotomultiplicadores, con un nivel de ruido que aumentó cuando también se incrementó el flujo de protones solares medidos por el satélite GOES.

Gracias a la mayor sensibilidad, HAWC es capaz de captar niveles de flujo más bajos dentro del corte de rigidez del sitio. Debido a la baja latitud de Sierra Negra, el medir las

CAPÍTULO 2 EL OBSERVATORIO HAWC

colas de la distribución de los protones de alta energía proporcionará un nuevo diagnóstico para investigar la aceleración en choques coronales.

HAWC, actualmente, trabaja en sintonía con un mini monitor de neutrones que se encuentra en el sitio; como lo hizo MILAGRO con la estación Climax, asimismo, HAWC es capaz de medir los neutrones de mayor energía que emanan de las ráfagas solares, con acertados diagnósticos acerca de la aceleración de partículas en el ambiente de la ráfaga.

Dentro de la Heliosfera interna existen estructuras magnéticas de gran escala que modulan el flujo de rayos cósmicos que recibe la Tierra, se pueden estudiar las mediciones del flujo de rayos cósmicos y su anisotropía. Alternativamente, al medir anisotropías con dependencia temporal podemos buscar eyeciones de masa coronal aún no visibles por otros medios.

Cabe mencionar, que lo anterior no se encuentra concluido en su totalidad, todavía hay trabajo por hacer al mejorar las mediciones que puede realizar HAWC para estudiar de manera más eficaz algunos planteamientos de la física solar.

Capítulo 3

Erupciones Solares

Dentro de los procesos energéticos solares más importantes se encuentran las erupciones solares, eventos catastróficos de increíble energía que pueden producir abrillantamientos transitorios llamados *ráfagas solares*, e incluso el desprendimiento de material de la Corona solar llamadas *eyeciones de masa coronal*.



Erupción Solar. Fuente: La NASA

Figura 3.1

Las ráfagas solares inundan el sistema solar con intensa radiación que van desde los rayos γ , rayos X hasta las ondas de radio. Estas poderosas ráfagas se pueden observar con facilidad en longitudes de onda invisibles, donde por instantes dominan las emisiones solares y algunas veces ocultan todas las demás fuentes astronómicas.

La palabra ráfaga o llamarada significa una repentina, rápida e intensa variación en el brillo, y en minutos la perturbación se esparce a lo largo de campos magnéticos concentrados, liberando energía magnética almacenada equivalente a millones de explosiones

nucleares y elevando la temperatura de regiones del tamaño de la Tierra hasta decenas de millones de grados.

Otro tipo de actividad energética solar son las prominencias o filamentos que estallan repentinamente e impredeciblemente se abren y expelen su contenido desafiando la enorme gravedad del Sol. En ocasiones, los filamentos en erupción están asociados con las eyeciones de masa coronal, burbujas magnéticas gigantes que se propagan hacia fuera del Sol arrojando billones de toneladas de material al espacio interplanetario.

3.1. Prominencias o Filamentos

Las prominencias son nubes gigantes de gas relativamente frío, sobre la superficie solar soportadas por un campo magnético o especie de cama magnética y sumergidas en un campo intenso de entre 5 y 200 Gauss, su densidad es mayor que la del plasma coronal circundante, unos cientos de veces más grande (de 0.5 a 1.0×10^{17} partículas/ m^3).

Poseen una temperatura menor que la del plasma coronal, de alrededor de 5000 a 10,000 K, incluso menor que la temperatura de la Cromosfera, por lo que, observaciones en H_{α} muestran a las prominencias como filamentos oscuros vistos contra la Cromosfera.

Típicamente la forma de la nube es de una lámina vertical muy estable que llega a vivir hasta 300 días, en general, se clasifican en dos tipos: las prominencias activas y las prominencias quietas.

Las prominencias quietas reciben su nombre porque se localizan en regiones de baja actividad solar, son más largas que las activas y se extienden por encima de los 30 mil kilómetros, su campo magnético va de 5 a 10 Gauss y llegan a durar hasta 300 días más que las activas.

Al contrario de éstas, las prominencias activas (desarrolladas en regiones activas) son más pequeñas y su forma es un poco más curvada, la mayoría no sobrepasa los 30 mil kilómetros, siendo su densidad y campo magnético de 20 a 200 Gauss mayores a las prominencias inactivas.

3.1. PROMINENCIAS O FILAMENTOS

La polaridad de los filamentos puede ser normal, es decir, las líneas de campo magnético que atraviesa el filamento conservan su dirección después de atravesarlo, o viceversa donde las líneas de campo invierten su dirección una vez que lo atraviesan, como se muestra en la figura 3.2:

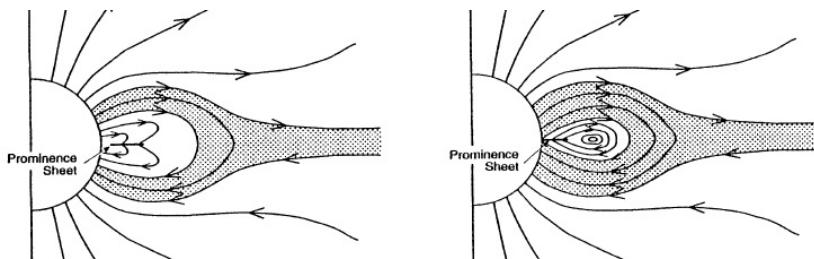
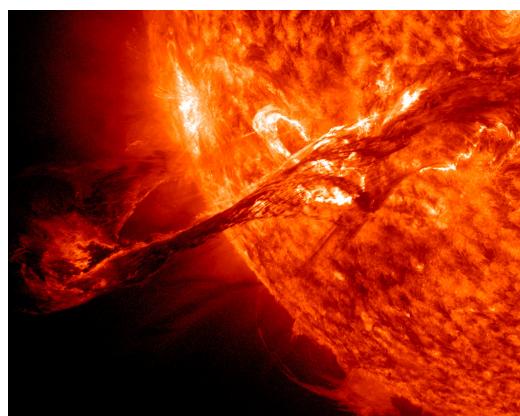


Imagen que muestra del lado izquierdo la polaridad normal de una prominencia y del lado derecho la polaridad inversa.
Fuente: Koskinen, H. y Vainio, R. (2011) Lectures on Solar Physics: From the core to the heliopause.

Figura 3.2

Tarde o temprano, los filamentos activos se desprenden de la superficie solar y, en regiones activas, pueden entrar en erupción, asociadas a las ráfagas solares y las eyecciones de masa coronal (CME's), por lo que al ocurrir una CME, usualmente, se toma como origen la desaparición de un determinado filamento en la superficie solar (ver figura 3.3).



Fotografía tomada por Solar Dynamics Observatory el 31 de agosto de 2012 donde se muestra un filamento en erupción.

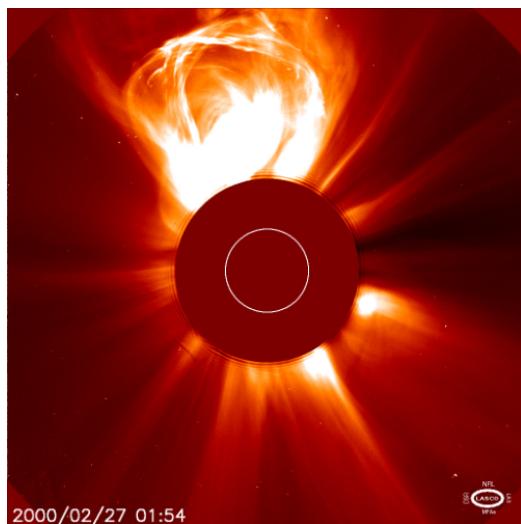
Fuente: La NASA.

Figura 3.3

3.2. Eyecciones de Masa Coronal

Las eyecciones de masa coronal (CME's) son grandes nubes de plasma y campo magnético que se desprende del Sol, su masa está en el rango de 5×10^{12} kg a 5×10^{13} kg y salen a velocidades que van desde $100\ km/s$ hasta los $3000\ km/s$, con una energía aproximada de 10^{32} ergios.

Este material tarda alrededor de 1 a 5 días en impactar la magnetósfera terrestre, dependiendo de su velocidad. A pesar del nombre y de que el fenómeno es visto en la Corona, parte del plasma eyectado proviene de la atmósfera baja del Sol. La figura 3.4 muestra una típica CME.



Se observa una eyección de masa coronal en la parte superior de la imagen tomada por el coronógrafo C2 de LASCO abordo del SOHO. Fuente: La NASA.

Figura 3.4

Para detectarlas, se usan coronógrafos de luz blanca colocados en sondas espaciales, ya que la débil luz que llega a las eyecciones, se difunde en la atmósfera terrestre. Es importante saber que la luz detectada durante la eyección no es propia de la misma (las CME's no radian), esta luz se produce por dispersión de los fotones solares a partir de los electrones en la nube de plasma.

Las CME's están en estrecha relación con las ráfagas solares y las prominencias eruptivas, sin embargo, es más común asociarlas con las prominencias, ya que, alrededor del 70 %

3.3. RÁFAGAS SOLARES

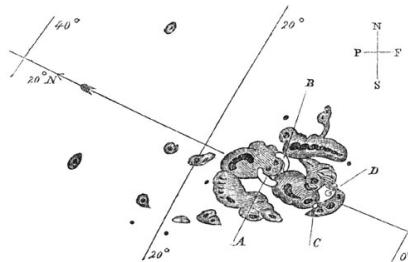
de las eyecciones, se les puede relacionar directamente con una prominencia o filamento.

Aproximadamente, el 40 % de las CME's, tienen una ráfaga asociada cercana al sitio de la eyección, sin embargo, estas ráfagas pueden iniciar antes, simultáneamente o después del desprendimiento de la nube de plasma.

Estimaciones basadas en las observaciones de LASCO abordo del SOHO (Solar and Heliospheric Observatory) durante el ciclo 23, concuerdan con que las CME's son un fenómeno muy común, con una razón de ocurrencia de 0.8 eventos por día (en especial en la región ecuatorial) en el mínimo solar y de 3.5 eventos por día (en todas las latitudes) durante el máximo.

3.3. Ráfagas Solares

Los eventos más energéticos que se observan en el Sol son las ráfagas solares. Fueron vistas por primera vez en 1859 por R. C. Carrington y R. Hodgson, quienes, observaron un brillo más intenso en el Sol en las proximidades de un complejo grupo de manchas solares (Carrington, 1859).



Manchas solares bosquejadas por R. Carrington el 01 de septiembre de 1859. Fuente: Real Sociedad Astronómica
Figura 3.5

En ese caso particular, el realce en el brillo fue lo que ahora se conoce como una *ráfaga de luz blanca*, en el que la intensidad en el continuo, se ha acrecentado significativamente con respecto a la luz de fondo del Sol durante unos minutos.

3.3.1. Definición de las Ráfagas

Las ráfagas son violentas explosiones de energía que tienen lugar en la atmósfera solar, éstas provocan aceleración de partículas a altas velocidades. Se caracterizan por un rápido incremento en el flujo radiativo seguido de un descenso lento del mismo. Una ráfaga solar emite en toda la gama del espectro electromagnético.

La ráfagas solares, por lo general, ocurren dentro de regiones activas donde las manchas solares y arcos coronales se congregan y cuanto más complejo magnéticamente es el grupo de manchas, más frecuente es la ocurrencia de las ráfagas solares, por eso es muy común detectar una mayor cantidad de ráfagas durante las etapas más activas del ciclo solar.

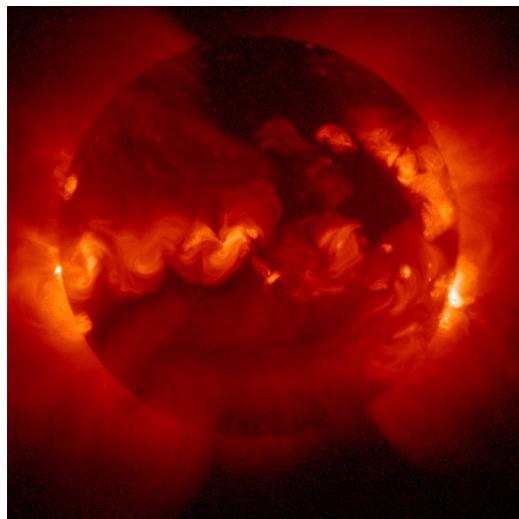


Imagen de una ráfaga solar en el Sol. Fuente:
<http://hesperia.gsfc.nasa.gov/sftheory/flare.htm>

Figura 3.6

Las emisiones de radio y rayos X, indican la presencia de partículas a alta velocidad y gas caliente, derivado de la rápida liberación de energía durante las ráfagas solares. Desafortunadamente no se cuenta aún con un modelo satisfactorio de los mecanismos que las generan, entre sus aspectos más relevantes se encuentran:

- Almacenamiento de energía.
- Liberación súbita.
- La aceleración de partículas hasta energías relativistas en una fracción muy corta de

tiempo.

- Alteraciones en la Tierra.

3.3.2. Pre-ráfaga o Etapa Precursora

En esta etapa, da inicio la liberación de la energía magnética que se ha generado en el interior del Sol y almacenado en los arcos coronales, se hace evidente el cambio en los bajos niveles de rayos X suaves y emisiones de radio dentro de las regiones activas. Se caracteriza por un aumento gradual en algunas emisiones térmicas como rayos X de bajas energías.

Los movimientos subfotosféricos y la rotación diferencial son capaces de torcer los tubos de flujo magnético y aumentar su energía, cuando estos cruzan la superficie crecen, elongándose las líneas de campo y aumentando su energía disponible, puesto que la deformación del campo no puede sobrepasar cierto nivel. Las líneas de campo se rompen, se re conectan y adquieren una configuración de más baja energía.

3.3.3. Fase Impulsiva

Es el proceso en el cual se libera de manera súbita la energía almacenada por la torcedura del campo magnético. Los electrones y los protones son acelerados con rapidez y la energía magnética almacenada es liberada en cuestión de segundos o menos, gracias a la ruptura del campo y su posterior reconexión.

Durante esta etapa hay intensas explosiones de radio, rayos X duros y rayos γ . Las partículas que son aceleradas, durante la fase impulsiva, viajan a través de la atmósfera solar perturbando el medio ambiente que encuentran a su paso; las partículas del medio ambiente excitadas radian su exceso de energía en diferentes longitudes de onda.

De acuerdo con la variación de la densidad, temperatura y campo magnético es posible observar los efectos de esta fase impulsiva desde la Tierra con un gran número de longitudes de onda del espectro electromagnético.

3.3.4. Fase Térmica o gradual

En esta fase las partículas aceleradas durante la fase impulsiva viajan a través de la atmósfera solar perturbando el medio ambiente que se encuentran a su paso.

Las partículas del medio ambiente, excitadas, radian su exceso de energía en diferentes longitudes de onda, dependiendo de la densidad, temperatura y campo magnético de la región en que se encuentran y como esos parámetros cambian mucho desde la superficie del Sol hasta el medio interplanetario, en la Tierra se puede observar la fase gradual de las ráfagas en prácticamente todo el espectro electromagnético.

3.4. Clasificación de las Ráfagas Solares Observadas en Rayos X

Las ráfagas solares se clasifican de acuerdo a su brillo en rayos X (en el intervalo de longitud de onda de 1 a 8 Å) de menor a mayor intensidad como A, B, C, M, X.

Cuando las más intensas, las de tipo X, se originan en lugares cercanos al centro del disco solar, pueden causar interferencia total en las radiocomunicaciones, tormentas solares de larga duración y auroras boreales extremas, además de que los satélites pueden también sufrir daños.

Cada categoría o clase de ráfagas tiene nueve subdivisiones y los rangos de su intensidad se encuentran en el cuadro 3.1.

Clase	Intensidad ($Watts/m^2$)
A	10^{-8} a 10^{-7}
B	10^{-7} a 10^{-6}
C	10^{-6} a 10^{-5}
M	10^{-5} a 10^{-4}
X	$> 10^{-4}$

Clasificación de las Ráfagas Solares en Rayos X.
Cuadro 3.1

Capítulo 4

Eyecciones de Masa Coronal y Decrecimientos Forbush

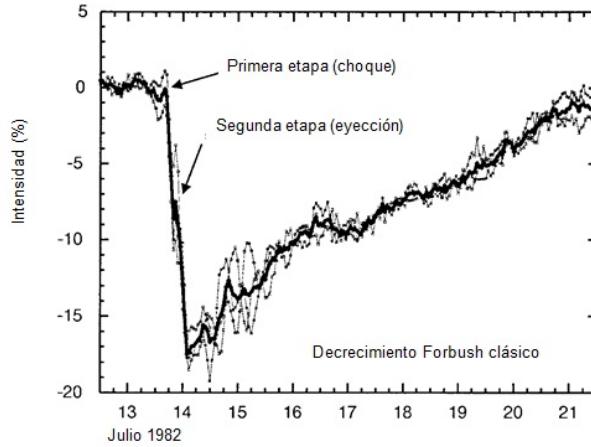
Las disminuciones, en la tasa de conteo de rayos cósmicos, que, por lo general, duran en promedio una semana fueron observadas, por vez primera por Forbush, Hess y Demelmair en 1937 con el uso de cámaras de ionización. A principios de 1950, el trabajo de Simpson, quien utilizó monitores de neutrones (Simpson,1954) mostró que el origen de estos decrecimientos se encontraba en el medio interplanetario.

Hay dos tipos básicos de decrecimientos: *Disminuciones no periódicas*, las cuales son causadas por eventos transitorios interplanetarios. Éstas, se relacionan con eyecciones de masa del Sol. Tienen un inicio repentino y tienden a alcanzar la máxima depresión dentro de, aproximadamente un día, y tienen una recuperación más gradual.

Por otro lado, la *Disminución periódica*, tienen un inicio más gradual, son de perfil más simétrico y están bien asociadas con la rotación solar y las corrientes del viento solar de alta velocidad. Históricamente, todas las disminuciones a corto plazo han sido denominadas **Forbush Decrease (FDs)**, pero en este trabajo esta denominación se utilizará para las disminuciones no periódicas.

En la figura 4.1 se muestra un ejemplo de una disminución Forbush clásica, en la cual se presentan dos etapas. La primera disminución, se produce en una región de campo

turbulento que se genera tras el choque que una eyección de masa coronal rápida crea en el medio por delante de ella. Una reducción en la densidad de rayos cósmicos también se produce en el interior del material expulsado durante la CME.



Las dos etapas de una disminución Forbush. Fuente: Hilary V. Cane (2000)

Figura 4.1

4.1. Física Básica de un Decrecimiento Forbush

Es bien conocido que las partículas cargadas no se pueden mover con libertad a través de las líneas de campo magnético. Una partícula cargada es capturada por una línea de campo magnético en una trayectoria circular, cuyo radio (llamado radio de Larmor) es directamente proporcional al momento de la partícula e inversamente proporcional a la magnitud del campo magnético y la carga de la partícula:

$$r_L = \frac{p}{qB} \quad (4.1)$$

En física de rayos cósmicos, a menudo en la literatura, se hace referencia a la rigidez de una partícula, es una medida del momento de la partícula y a su carga eléctrica, y se refiere al hecho de que una partícula de momento superior tendrá una mayor resistencia a la deflexión por un campo magnético dependiendo de su carga. Se define a continuación

4.1. FÍSICA BÁSICA DE UN DECRECIMIENTO FORBUSH

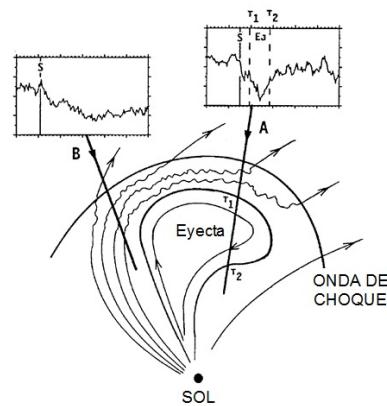
(ver ecuación 4.2)

$$P \equiv r_L B = \frac{p}{q} \quad (4.2)$$

Las eyecciones de masa coronal rápidas impulsan una onda de choque, la cual comprime el plasma enfrente de ellas. Si asumimos que en el viento solar el campo magnético es (en general) congelado en el plasma, se sigue que la magnitud del campo magnético se incrementa en la vecindad de la onda de choque.

Como la onda de choque pasa por la Tierra, actúa como una especie de escudo en contra del flujo de rayos cósmicos, dado que ellos no se difunden con facilidad a través del incremento del campo magnético en la vecindad de la onda de choque.

Esto nos conduce a una disminución en la intensidad de rayos cósmicos cuando la Tierra se encuentra dentro de la onda de choque; esto se manifiesta como parte de lo observado en una disminución Forbush.



Configuración de una onda de choque de una eyección de masa coronal (CME). Fuente: Hilary V. Cane (2000)

Figura 4.2

La contraparte de una eyección de masa coronal (CME) cercana a la Tierra (la que impulsa la onda de choque) también es responsable de una parte substancial de la disminución Forbush. Esto se explica a continuación: Las CMEs, se pueden pensar como una botella cerrada de baja densidad magnética, la cual se expande y se propaga a través del espacio interplanetario.

El plasma dentro de una CME es de origen coronal, por lo tanto, está desprovisto de los rayos cósmicos de alta energía. Conforme la CME se propaga, el flujo de rayos cósmicos intentan difundirse dentro de la CME; este proceso de difusión es inhibido por la estructura de gran escala del campo magnético encerrado.

En consecuencia, el interior de una CME tiene una baja densidad de rayos cósmicos en comparación con sus alrededores. Cuando una CME/nube magnética pasa a través de la Tierra, esta disminución en la densidad contribuye a lo observado en un decrecimiento Forbush.

4.2. Características de los Decrecimientos Forbush

Las características importantes de los Fds son producto de deducciones a partir de observaciones experimentales:

- **Magnitud de una Fds.** Las mayores disminuciones Forbush tienen magnitudes en el rango de 10 a 25 % para los monitores de neutrones. Hay que tener en cuenta que por las anisotropías presentes en los datos de los monitores de neutrones, el tamaño indicado para un Fd puede variar de una estación a otra.
- **Dependencia de la Rigidez.** La dependencia de la rigidez (P) de la amplitud de una Fds es una aproximación igual a $P^{-\gamma}$ donde γ varía de 0,4 – 1,2.
- **Aumento en la etapa Precursora.** Muchos Fds muestran un aumento en esta etapa, dicho aumento puede ser el resultado de la reflexión de partículas desde la onda de choque o se debe a la aceleración en la onda de choque.
- **Características de la Recuperación.** En una sola Fds aislada la recuperación puede ser descrita como una exponencial (ecuación 4.3) con un tiempo medio de recuperación de 5 días que van de 3 a 10 días (Lockwood *et al.*, 1986). El tiempo de recuperación es dependiente de la longitud de la región solar de origen.

$$I = I_0 \exp(-t/t_0) \quad (4.3)$$

- **Anisotropías.** Las Fds exhiben anisotropías tanto en, y perpendiculares al plano

4.3. MODELOS TEÓRICOS

de la eclíptica y ellas se relacionan con la estructura del viento solar asociado. Las anisotropías son más marcadas cerca del paso de la onda de choque y en el interior del material eyectado.

- **Asociaciones Solares.** Los grandes Fds son consecuencia de CMEs rápidas y sus perturbaciones interplanetarias, las cuales pueden estar en relación con ráfagas solares específicas. Se tiene en cuenta que una ráfaga solar no produce una CME, pero resulta útil, para diagnosticar la posición en el Sol, en el que las CMEs ocurren y los choques interplanetarios asociados originan Fds.
- **Tasa de Ocurrencia.** Las Fds son más comunes cerca del máximo solar, pero se producen durante todo el ciclo solar. Hay menos de 10 Fds superiores al 10% por ciclo y se originan alrededor del máximo de manchas solares, pero, después del periodo de máximo solar.

4.3. Modelos Teóricos

Un excelente resumen, acerca de las investigaciones teóricas que se realizaron con anterioridad, es proporcionado por Chih y Lee (1986). Además, en este documento se muestra una solución analítica a la ecuación de difusión y convección simple. Una ecuación similar se obtuvo por le Roux y Potgieter (1991).

La idea básica, de una *propagación de una barrera de difusión*, se exploró por Wibberenz *et al.* (1997) y Wibberenz *et al.* (1998). En ese trabajo se asume que la barrera es responsable del *efecto de choque* y se aplicó a los datos en el que el efecto eyecta se eliminó.

En términos de modelos simples, válidos para condiciones cercanas a 1 UA, la disminución de rayos cósmicos se impulsa por las variaciones en el plasma interplanetario y en los parámetros de campo magnético, lo que conduce a cambios en la difusión de partículas y propiedades de convección.

En el caso del efecto de choque, la depresión máxima se puede relacionar en una primera aproximación con el parámetro de modulación, el cual se obtiene en la solución de campo

de fuerza (Gleeson y Axford, 1968),

$$\Phi = \int \left(\frac{V}{3K} \right) dr \quad (4.4)$$

donde V es la velocidad del viento solar y K es el coeficiente de difusión radial.

$$\frac{\Delta U}{U_0} = -3C\Delta\Phi \quad (4.5)$$

C es el factor de obtención de Compton. $\Delta\Phi$ representa la diferencia entre la no perturbación y las condiciones de perturbación, y la integral en la ecuación (4.4) se toma sobre la región en el espacio, en el que los parámetros, del viento solar, se desvían de las condiciones ambientales. Para la derivación de esta solución aproximada, en diversas circunstancias, se puede ver Richardson *et al.* (1996) y Wibberenz *et al.* (1998).

Cane *et al.* (1995) discutieron el *efecto eyecta*, en términos de un modelo simple, en el cual las partículas de rayos cósmicos entran a la eyecta a través de la difusión perpendicular. En este modelo el tamaño de la depresión es función de los parámetros de la nube magnética, con el siguiente resultado

$$\frac{\Delta U}{U_0} = F \left(\frac{K_{\perp}r}{Va^2} \right) \quad (4.6)$$

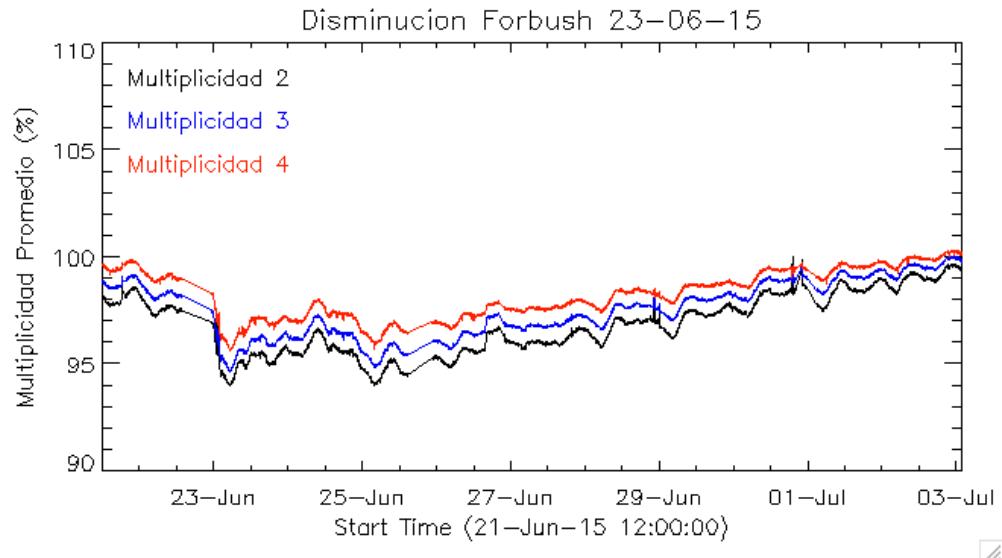
donde $\frac{\Delta U}{U_0}$ es la máxima depresión, r la distancia de un observador desde el Sol, a y V el radio y la velocidad de la nube, y K_{\perp} es el coeficiente de difusión perpendicular. La función F decrece monótonamente.

Bajo la suposición de que $K_{\perp} \propto 1/B$, la depresión $\frac{\Delta U}{U_0}$ decrece monótonamente con el producto Ba^2V . Esto explica por qué el tamaño de la depresión se hace más pequeño cuando B , a o V se reducen.

Capítulo 5

Observación y Análisis

Para poder estudiar, el comportamiento de las observaciones del arreglo de rayos gamma HAWC ante eventos solares, en este caso, un decrecimiento Forbush que se registró el día 23 de junio del año 2015, es necesario observar la tasas de conteo de las diferentes multiplicidades promedios de los escalares TDC, las cuales se pueden ver en la figura 5.1.



Multiplicidades promedio del observatorio HAWC, en el intervalo donde se registró la disminución Forbush en junio 2015.

Figura 5.1

CAPÍTULO 5 OBSERVACIÓN Y ANÁLISIS

Para calcular las diferentes multiplicidades promedio, de la tasa de conteo registrada por el observatorio, se realizó un programa en el software IDL (Interactive Data Language).

Éste calcula la media de los datos de los 300 tanques en un intervalo de tiempo, y después se procede a dividir los datos originales entre la media, antes calculada, para obtener un porcentaje, el cual se denomina multiplicidad promedio (%). A continuación, en la figura 5.2, se muestra el diagrama de flujo para el procedimiento antes descrito.

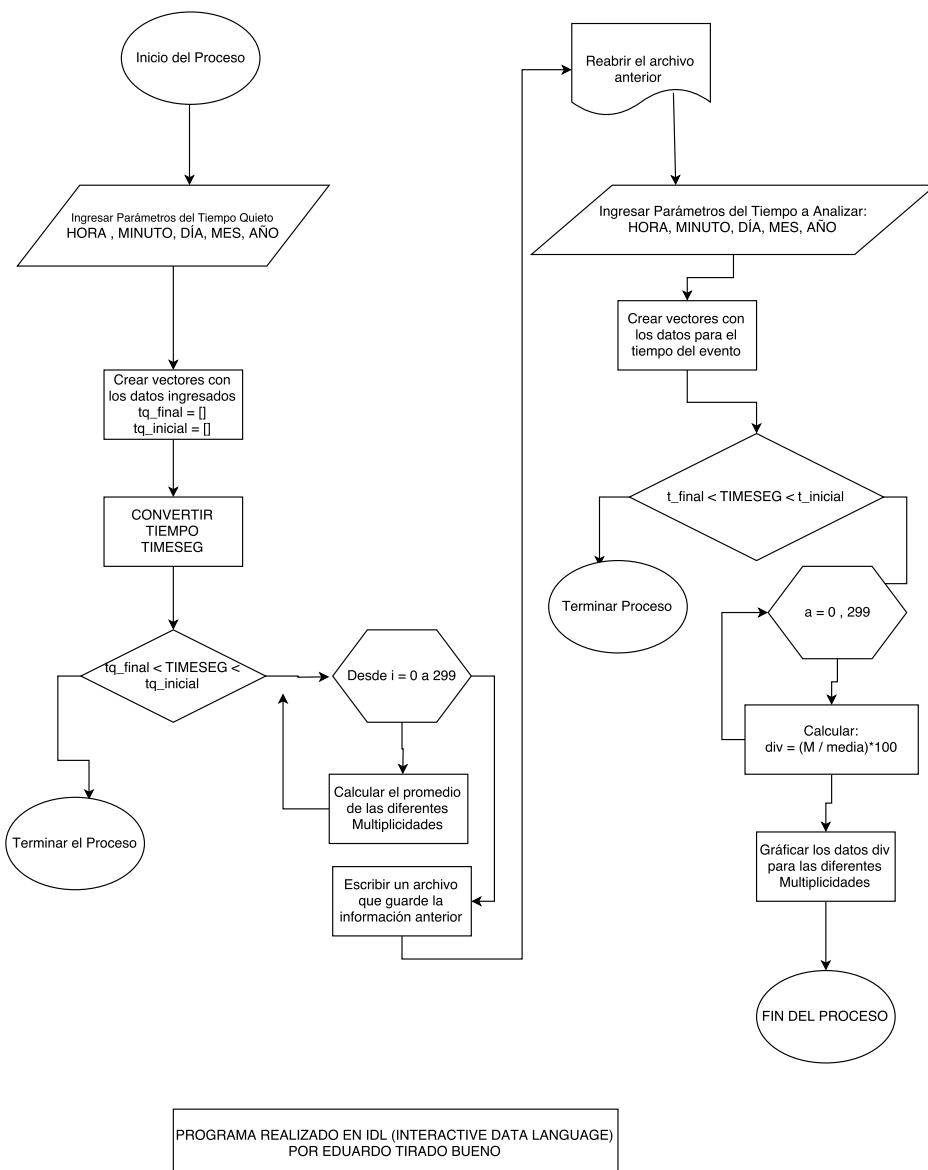


Diagrama de Flujo del procedimiento para el cálculo de las Multiplicidades Promedio de los escalares TDC.

Figura 5.2

5.1. RESPUESTA ESPACIAL DEL OBSERVATORIO HAWC DURANTE UN DECRECIMIENTO FORBUSH

5.1. Respuesta Espacial del Observatorio HAWC durante un Decrecimiento Forbush

Los cálculos anteriores, permiten graficar la respuesta espacial del observatorio HAWC a un evento interplanetario transitorio como puede ser la disminución Forbush, registrada el día 23 de junio del 2015, para las diferentes multiplicidades de los escalares TDC.

Cabe mencionar, que se hizo otro programa (ver figura 5.3) que calcula el porcentaje de disminución durante el evento Forbush (23-junio-2015) de la tasa de conteo del detector con respecto a otro día (19-junio-2015) en el cual el conteo se mantenía estable, y así poder graficar la disposición del observatorio.

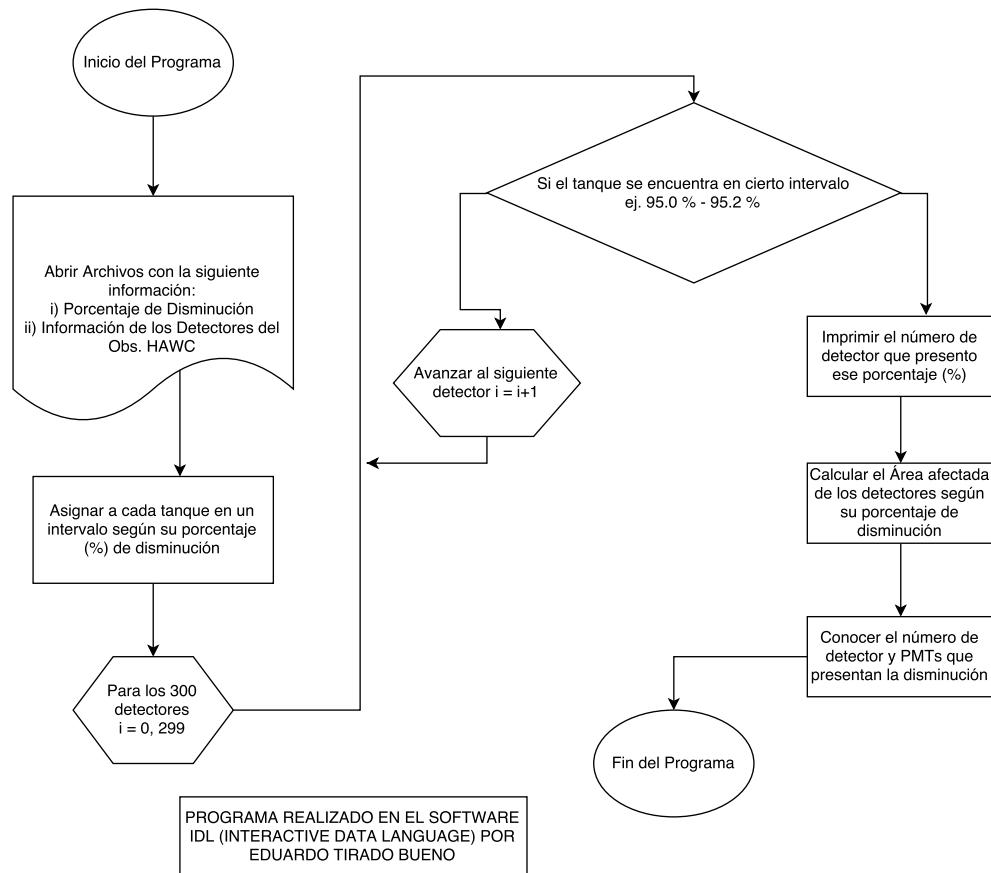


Diagrama de Flujo del procedimiento para el cálculo del porcentaje de disminución para los tanques del detector y el área de respuesta afectada.

Figura 5.3

En el programa anterior, se utilizó la función SMOOTH, la cual devuelve una matriz de suavizado con un *boxcar average* y un ancho especificado ($w = 60$). Esto se realiza para disminuir el ruido en el conjunto de datos original. El algoritmo que se utiliza es el siguiente:

$$R_i = \begin{cases} \frac{1}{w} \sum_{j=0}^{w-1} A_{i+j-w/2} & \text{si } \frac{w-1}{2} \leq i \leq N - \frac{w+1}{2} \\ A_i & \text{de otra forma} \end{cases} \quad (5.1)$$

El algoritmo, que se describe en la ecuación 5.1, se utiliza para determinar si la disminución que se observa el 23 de junio del 2015 a las 05:00, en el conjunto de datos original, es un evento transitorio interplanetario (Decrecimiento Forbush) y no una señal de ruido que se haya presentado en la información del sistema de escalares TDC.

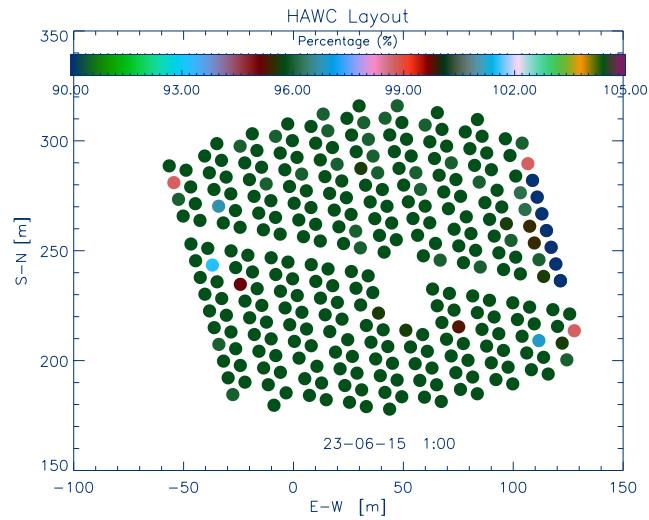
En las siguientes figuras, se muestra la geometría del Observatorio HAWC, señalando en la escala de colores el porcentaje de disminución de la tasa de conteo para la Multiplicidad 2 Promedio de los escalares TDC durante el decrecimiento Forbush que se llevó a cabo el día 23 de junio del año 2015.

En la figura 5.4 se observa la configuración de la respuesta espacial del detector horas antes del mínimo: a las 01:00 (ver fig. 5.4a) y a las 03:00 (ver fig. 5.4b), en la figura 5.5 se puede ver el comportamiento del observatorio durante el mínimo del decrecimiento Forbush el cual sucedió a las 05:00.

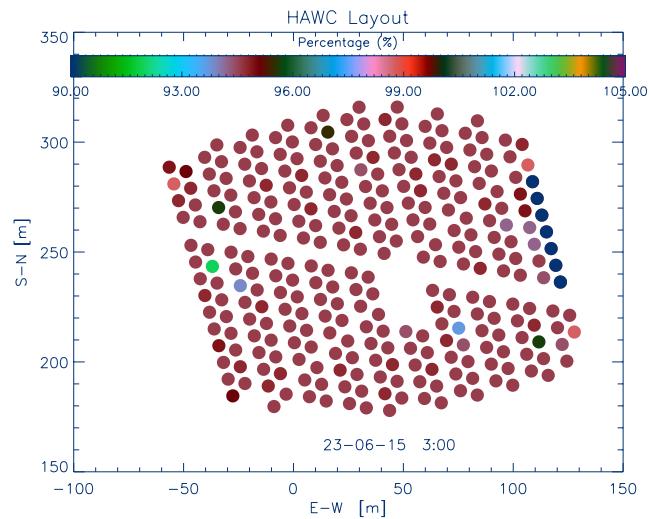
Además en la figura 5.6, se observa en dos tiempos diferentes a las 07:00 (ver fig. 5.6a) y a las 09:00 (ver fig. 5.6b) la recuperación de la tasa de conteo de la Multiplicidad 2 Promedio sobre la distribución espacial del detector HAWC.

Cabe mencionar, que también se realizaron cálculos similares para la Multiplicidad 3 Promedio de los escalares TDC, en la figura 5.7 se muestra la resolución espacial durante el mínimo del decrecimiento Forbush.

**5.1. RESPUESTA ESPACIAL DEL OBSERVATORIO HAWC DURANTE UN
DECRECIMIENTO FORBUSH**



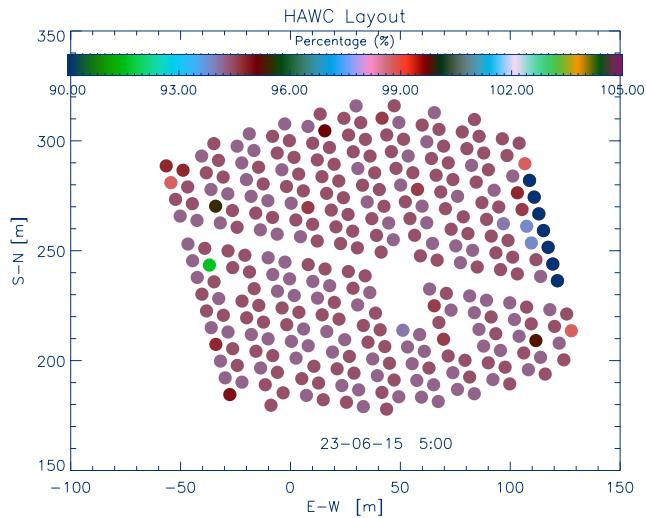
(a) 23 de junio del 2015 a las 01:00.



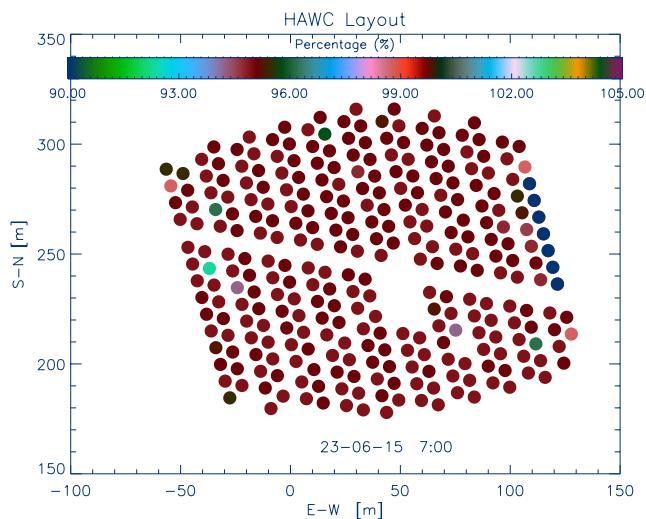
(b) 23 de junio del 2015 a las 03:00.

Geometría del Observatorio HAWC durante la disminución del evento Forbush registrado el 23 de junio del 2015. (Multiplicidad 2).

Figura 5.4



(a) 23 de junio del 2015 a las 05:00.

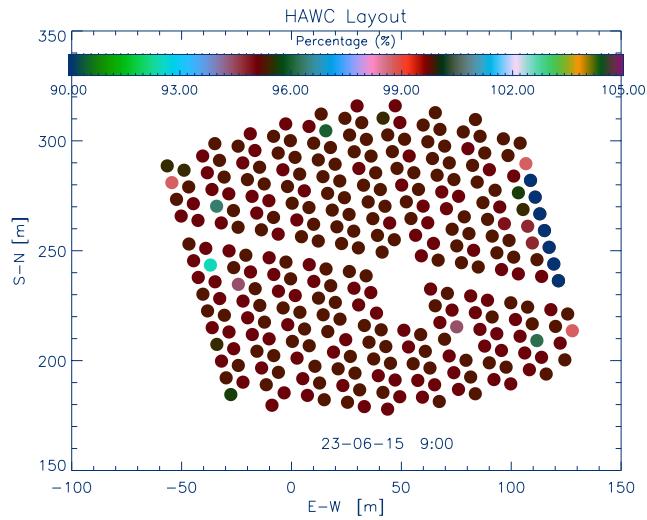


(b) 23 de junio del 2015 a las 07:00.

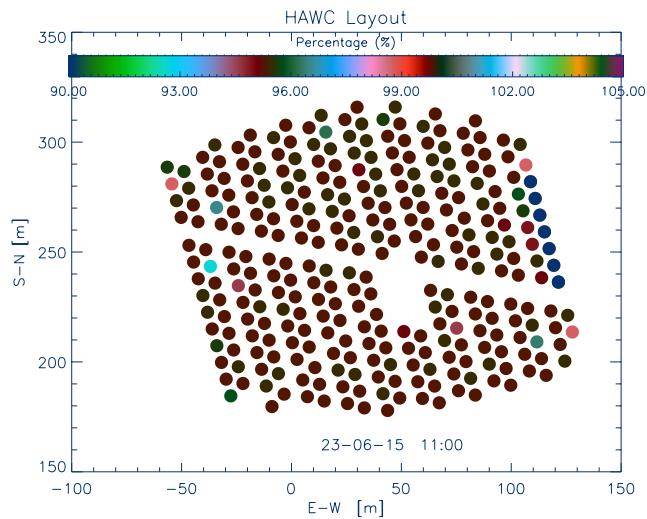
Respuesta Espacial del Observatorio HAWC durante el mínimo del decrecimiento Forbush (Multiplicidad 2).

Figura 5.5

**5.1. RESPUESTA ESPACIAL DEL OBSERVATORIO HAWC DURANTE UN
DECRECIMIENTO FORBUSH**



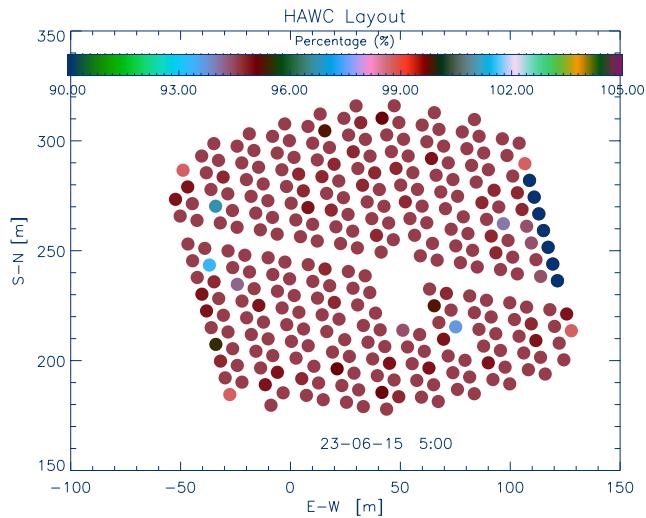
(a) 23 de junio del 2015 a las 09:00.



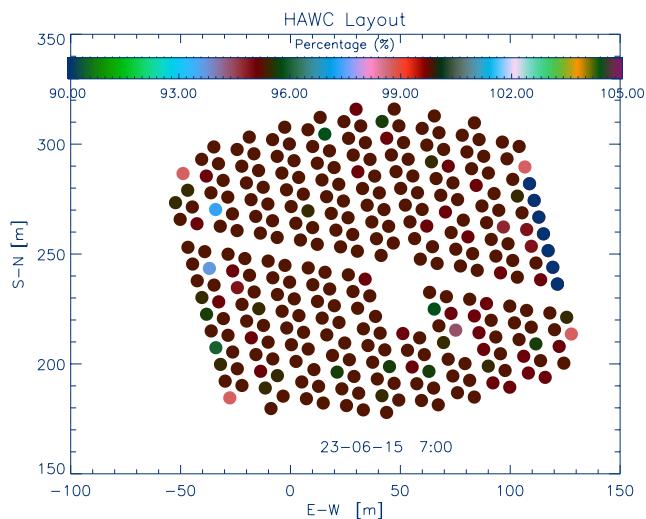
(b) 23 de junio del 2015 a las 11:00.

Geometría del Observatorio HAWC durante la recuperación del evento Forbush registrado el 23 de junio del 2015. (Multiplicidad 2).

Figura 5.6



(a) 23 de junio del 2015 a las 05:00.



(b) 23 de junio del 2015 a las 07:00.

Respuesta Espacial del Observatorio HAWC durante el mínimo del decrecimiento Forbush (Multiplicidad 3).

Figura 5.7

5.2. CÁLCULO DEL ÁREA FÍSICA DE RESPUESTA DEL DETECTOR

5.2. Cálculo del Área Física de Respuesta del Detector

Después de graficar la resolución espacial del observatorio HAWC, se procede a calcular el área geométrica de respuesta del detector durante el mínimo de la disminución Forbush, la cual ocurrió el 23 de junio del 2015 a las 05:00:00, para las diferentes Multiplicidades.

Para esto, se diseñó un programa, que calcula cuáles son los tanques que se encuentran en un rango según el porcentaje de disminución que presentan. Además, el programa realiza el cálculo del área geométrica de los tanques para cada intervalo (ver fig. 5.3).

En los cuadros 5.1 y 5.2 se presentan los resultados para la Multiplicidad 2:

Porcentaje (%) de Disminución	No. de Tanques Afectados	Área Geométrica de Respuesta (m^2)
92.0 - 92.2	1	41.85
94.2 - 94.4	1	41.85
94.4 - 94.6	1	41.85
94.8 - 95.0	2	83.70
95.0 - 95.2	8	334.831
95.2 - 95.4	245	10254.20
95.4 - 95.6	23	962.63
95.6 - 95.8	4	167.41
95.8 - 96.0	2	83.70
96.2 - 96.4	1	41.85
96.4 - 96.6	2	83.70
100.0 - 100.2	9	376.68

Resultados para el conjunto de datos de la Multiplicidad 2.

Cuadro 5.1

Porcentaje (%) de Disminución	No. de Tanques Afectados	Área Geométrica de Respuesta (m^2)
91.6 - 91.8	1	41.85
94.4 - 94.6	2	83.70
94.6 - 94.8	4	167.41
94.8 - 95.0	92	3850.56
95.0 - 95.2	185	7742.97
95.2 - 95.4	1	41.85
95.4 - 95.6	4	167.41
95.6 - 95.8	1	41.85
96.0 - 96.2	1	41.85
100.0 - 100.2	9	376.68

Resultados para el conjunto de datos tratados con la función

SMOOTH de la Multiplicidad 2.

Cuadro 5.2

CAPÍTULO 5 OBSERVACIÓN Y ANÁLISIS

A continuación, en los cuadros 5.3 y 5.4 se muestran los resultados para la Multiplicidad 3 Promedio durante el mínimo del decrecimiento Forbush:

Porcentaje (%) de Disminución	No. de Tanques Afectados	Área Geométrica de Respuesta (m^2)
93.6 - 93.8	1	41.85
94.2 - 94.4	1	41.85
94.6 - 94.8	1	41.85
94.8 - 95.0	1	41.85
95.0 - 95.2	4	167.41
95.2 - 95.4	230	9626.39
95.4 - 95.6	27	1130.05
95.6 - 95.8	15	627.80
95.8 - 96.0	3	125.56
96.0 - 96.2	2	83.70
96.2 - 96.4	1	41.85
97.6 - 97.8	1	41.85
100.0 - 100.2	10	418.53

Resultados para el conjunto de datos de la Multiplicidad 3.

Cuadro 5.3

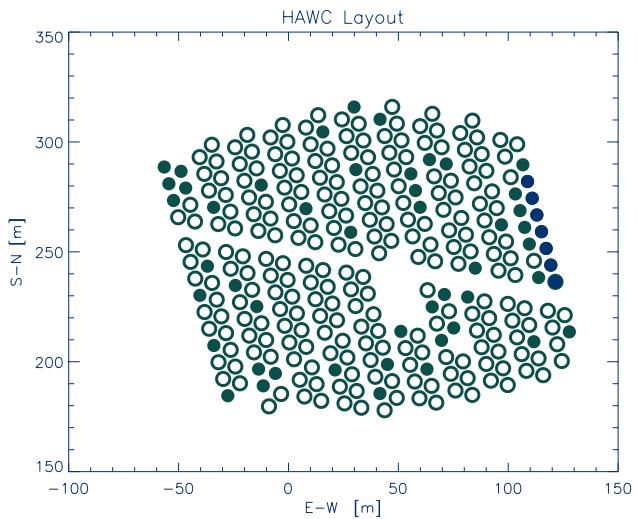
Porcentaje (%) de Disminución	No. de Tanques Afectados	Área Geométrica de Respuesta (m^2)
93.6 - 93.8	1	41.85
94.8 - 95.0	65	2720.50
95.0 - 95.2	7	292.97
95.2 - 95.4	150	6278.08
95.4 - 95.6	58	251.12
96.2 - 96.4	1	41.85
100.0 - 100.2	10	418.53

Resultados para el conjunto de datos tratados con la función SMOOTH de la Multiplicidad 3.

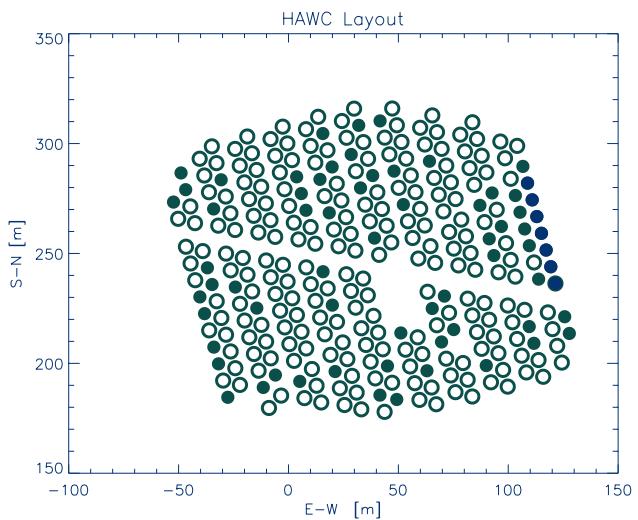
Cuadro 5.4

A continuación se muestra en la figura 5.8 de manera gráfica los resultados expuestos en los cuadros 5.1 y 5.3 en donde se observa el área geométrica de respuesta durante el mínimo del decrecimiento Forbush.

5.2. CÁLCULO DEL ÁREA FÍSICA DE RESPUESTA DEL DETECTOR



(a) Multiplicidad 2.



(b) Multiplicidad 3.

Área geométrica de respuesta del observatorio HAWC durante el mínimo del decrecimiento Forbush, registrado el 23 de junio del 2015 a las 05:00.

Figura 5.8

CAPÍTULO 5 OBSERVACIÓN Y ANÁLISIS

Capítulo 6

Conclusión

Para la realización de este trabajo se crearon tres programas en IDL (Interactive Data Language), los cuales consisten en calcular el promedio de los datos obtenidos por el detector en un intervalo de tiempo para analizar un decrecimiento Forbush registrado el día 23 de junio del 2015.

Una vez que se obtuvieron dichos promedios se procede con otro programa a calcular el porcentaje de disminución en la tasa de conteo de los datos TDC Scalers con respecto a otro día en el que el conteo era estable, en este caso, se tomó el día 19 de junio del 2015; de esta manera se pudo saber cuáles tanques habían presentado una mayor disminución durante el evento Forbush.

El último programa que se realizó es el que dibuja la configuración del observatorio HAWC indicando con una escala de colores el porcentaje de disminución en la tasa de conteo para la resolución espacial del detector, lo cual nos es de utilidad para calcular el área geométrica afectada por este tipo de eventos en el detector.

6.1. Respuesta Espacial del Observatorio HAWC durante un Decrecimiento Forbush

Gracias al cálculo de las diferentes Multiplicidades Promedios, de los escalares TDC, y a los programas que se realizaron en IDL, se pudo graficar la respuesta espacial y el comportamiento del observatorio HAWC durante un evento transitorio interplanetario como puede ser un decrecimiento Forbush.

Cabe mencionar, que en el capítulo de Observación y Análisis, sólo se muestran los resultados para la Multiplicidad 2 y 3, esto se debe a que un decrecimiento Forbush son eventos de baja energía; y la Multiplicidad 4 tiene como propósito observar eventos de alta energía, si se observa la figura 5.1 se verá que no hay cambios significativos de la tasa de conteo para esta Multiplicidad.

6.2. Cálculo del Área Geométrica de Respuesta del Detector

Una vez que se sabe cuáles son los tanques, que presentaron un cierto porcentaje de disminución, en su tasa de conteo, con respecto a un día en el que el conteo era estable, se puede proceder a calcular cuál es el área de respuesta afectada durante la disminución Forbush.

Sólo se calcula el área de respuesta, en el intervalo en el que se registra el mínimo de decrecimiento, en la tasa de conteo durante el evento Forbush. Y esto se realiza con la intención de calcular el área efectiva del observatorio HAWC para partículas de baja energía.

Ya que se conoce, el área geométrica de respuesta, del detector, durante el mínimo del evento Forbush, se puede determinar con precisión cuáles son los tanques y tubos foto-multiplicadores (PMTs) que presentaron una disminución en el intervalo del evento interplanetario transitorio, lo que ayuda a precisar si los PMTs tienen una buena calibración al detectar los chubascos atmosféricos.

Apéndice A

La Teoría del Fluido de la Formación del Viento Solar

La comprensión básica, de la formación del viento solar proviene, de un modelo teórico para el estado de equilibrio del plasma coronal caliente en el campo gravitacional del Sol. Esta teoría, se ilustra a continuación aquí a partir de las ecuaciones que describen la conservación de la masa (ecuación de continuidad) y el momento en un fluido:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot \rho \mathbf{u} = 0 \quad (\text{masa})$$

$$\rho \frac{\partial \mathbf{u}}{\partial t} + \rho \mathbf{u} \cdot \nabla \mathbf{u} = -\nabla p + \mathbf{j} \times \mathbf{B} + \rho \mathbf{F}_g \quad (\text{momento})$$

Para un flujo de plasma que, es constante o independiente del tiempo, todas las derivadas temporales son cero, y se tiene que tratar sólo con las ecuaciones más simples:

$$\nabla \cdot \rho \mathbf{u} = 0 \quad (\text{A.1})$$

$$\rho \mathbf{u} \cdot \nabla \mathbf{u} = -\nabla p + \mathbf{j} \times \mathbf{B} + \rho \mathbf{F}_g \quad (\text{A.2})$$

Se tiene que simplificar aún más la solución de estas ecuaciones con suposiciones ideales adicionales. En particular, se eliminará cualquier complicación geométrica al suponer que el sistema es esféricamente simétrico, o que todas las propiedades físicas sólo son funciones de la distancia heliocéntrica, r .

Además, se supondrá que la velocidad del flujo debe ser estrictamente radial desde el Sol. Es entonces natural escribir las ecuaciones de conservación (A.1) y (A.2) en un sistema de coordenadas esféricas con su origen en el centro del Sol. Si $\hat{\mathbf{e}}_r$ es un vector unitario que apunta radialmente desde el Sol, podemos escribir la velocidad del flujo como

$$\mathbf{u} = u(r)\hat{\mathbf{e}}_r$$

y expresar el campo gravitacional del Sol como

$$\mathbf{F}_g = -\frac{GM_\odot}{r^2}\hat{\mathbf{e}}_r$$

donde G es la constante gravitacional, y M_\odot es la masa del Sol.

El gradiente de presión es

$$\nabla p = \frac{dp}{dr}\hat{\mathbf{e}}_r$$

y los términos de la divergencia en los lados izquierdos de las ecuaciones (A.3) y (A.4) se encuentran dados por

$$\nabla \cdot \rho \mathbf{u} = \frac{1}{r^2} \frac{d}{dr} \rho u r^2$$

$$\rho \mathbf{u} \cdot \nabla \mathbf{u} = \rho u \frac{du}{dr} \hat{\mathbf{e}}_r$$

Si se aplazan las consideraciones de los efectos magnéticos, se puede despreciar la fuerza magnética $\mathbf{j} \times \mathbf{B}$, las ecuaciones (A.1) y (A.2) se pueden escribir en la forma que se abordará en el modelo teórico:

$$\frac{1}{r^2} \frac{d}{dr} \rho u r^2 = 0 \quad (\text{A.3})$$

$$\rho u \frac{du}{dr} = -\frac{dp}{dr} - \rho \frac{GM_{\odot}}{r^2} \quad (\text{A.4})$$

Este sistema de ecuaciones tiene una solución muy sencilla que, desde finales de 1950, fue considerada como una descripción válida del estado de equilibrio de la corona solar.

Esta solución se, debe a la suposición adicional de que la corona está en equilibrio estático, o que $u(r) = 0$ en todas partes. La ecuación (A.3) entonces se satisface en automático, y (A.4), la ecuación de momento, se convierte

$$-\frac{dp}{dr} - \rho \frac{GM_{\odot}}{r^2} = 0 \quad (\text{A.5})$$

La ecuación (A.5) representa, un estado de equilibrio entre el gradiente de presión y las fuerzas gravitacionales en una atmósfera estática. Si se toman los protones y electrones coronales, los cuales tendrán la misma temperatura T , la ley de los gases ideales se convierte

$$p = nk(T_e + T_p) = 2nkT$$

Al resolver la densidad de masa $\rho = n(m_e + m_p) = nm$, donde m es la suma de las masas de los protones y electrones, se sigue que

$$\rho = m \cdot \frac{p}{2kT}$$

Al sustituir en (A.5), y al asumir que la temperatura T es constante, se obtiene la ecuación para la presión en una atmósfera estática, isotérmica:

$$\frac{1}{p} \frac{dp}{dr} = -\frac{GM_{\odot}m}{2kT} \frac{1}{r^2}$$

La solución a esta ecuación diferencial para $p(r)$ es

$$\ln p = \frac{GM_{\odot}m}{2kT} \frac{1}{r} + K$$

donde K es una constante arbitraria. Si se realiza el ajuste $p(r) = p_0$ en la base de la corona, $r = R$, nos da el valor de la constante

$$K = \ln p_0 - \frac{GM_{\odot}m}{2kT} \frac{1}{R}$$

y se puede escribir la solución como

$$\ln \frac{p}{p_0} = \frac{GM_{\odot}m}{2kT} \left(\frac{1}{r} - \frac{1}{R} \right)$$

también se puede escribir de la siguiente manera

$$p(r) = p_0 \exp \left[\frac{GM_{\odot}m}{2kT} \left(\frac{1}{r} - \frac{1}{R} \right) \right] \quad (\text{A.6})$$

Para $r > R$, $1/r - 1/R$ es negativo, y $p < p_0$; es decir, la solución (A.6) muestra lo que se espera, que $p(r)$ disminuye al aumentar la distancia desde el Sol.

La ecuación (A.6) es una generalización de una fórmula familiar para el decaimiento exponencial de la presión en una atmósfera estática, isotérmica. Esta fórmula se da, por lo general para, una atmósfera que es poco profunda.

Entonces, la variación en el campo gravitacional se puede despreciar en el intervalo que r es de interés. La forma más familiar se puede recuperar a partir de (A.6) mediante la medición de r desde la base de la corona, en términos de la altura.

$$h = r - R$$

y si consideramos sólo $h \ll R$. Entonces

$$\frac{1}{r} = \frac{1}{R+h} = \frac{1}{R(1+h/r)} \approx \frac{1}{R} \left(1 - \frac{h}{r}\right)$$

en esta aproximación, la ecuación (A.6) se convierte

$$p = p_0 \exp \left[\frac{GM_{\odot}m}{2kT} \left(\frac{1}{R} - \frac{h}{R^2} - \frac{1}{R} \right) \right] = p_0 \exp \left[-\frac{GM_{\odot}m}{2kTR^2} \cdot h \right] = p_0 e^{-h/\lambda} \quad (\text{A.7})$$

donde $\lambda = 2kTR^2/GM_{\odot}m = 2kT/mg$ es la escala de altura dada en términos de la aceleración debida a la gravedad g en la base de la atmósfera.

La deficiencia de la ecuación (A.6) como, un modelo para el estado de equilibrio de la corona se, deduce de la variación en la gravedad sobre la gran distancia heliocéntrica abarcada por la corona.

Si hacemos que $r \rightarrow \infty$, la presión dada por (A.6) no es continua al decaer de manera exponencial como en (A.7); más bien, se acerca al valor

$$p_{\infty} = p_0 \exp \left[-\frac{GM_{\odot}m}{2kTR} \right]$$

Para una temperatura coronal de 10^6 K, esto es sólo alrededor de e^{-8} o 3×10^{-4} de la alta presión en la base de la corona, estos son muchos órdenes de magnitud mayor que la presión que se piensa que existe en el medio interestelar ($p_{int} \approx 10^{-13} - 10^{-14}$ Pa), y por lo tanto, esto no puede representar un estado de equilibrio entre la corona y el medio distante.

Fue este problema que, motivó a E. N. Parker, en la década de 1950, a reexaminar los estados de equilibrio que implican las ecuaciones (A.3) y (A.4), quien consideró soluciones con velocidades de flujo diferentes de cero. La primera de estas ecuaciones se satisface si

$$\rho u r^2 = C \quad (\text{una constante})$$

El significado de esta expresión se hace evidente si se multiplica por 4π para dar

$$4\pi r^2 \cdot \rho u = I \quad (\text{A.8})$$

Debido a que ρu es la velocidad a la que se lleva a la masa a través de una unidad de área en una esfera centrada en el Sol, y $4\pi r^2$ es el área de la superficie de una esfera de radio r , entonces I es simplemente el flujo de masa (en gramos por segundo) a través de toda la esfera.

Para un flujo radial independiente del tiempo, la conservación de la materia implica lo que esta expresión nos dice con claridad: que el flujo total a través de todas las esferas centradas en el Sol debe ser el mismo.

La ecuación de momento (A.4) implica las mismas dos propiedades de los fluidos, ρ y u , como nuestra primera integral (A.8), además de la presión p . Bajo el mismo supuesto isotérmico que se realizó en el análisis de un equilibrio estático,

$$p = 2nkT$$

Se puede derivar y sustituir en (A.4) para dar

$$\rho u \frac{du}{dr} = 2kT \frac{dn}{dr} - \rho \frac{GM_{\odot}}{r^2}$$

o, usando $\rho = nm$ y dividiendo por ρ ,

$$u \frac{du}{dr} = -\frac{2kT}{m} \frac{1}{n} \frac{dn}{dr} - \frac{GM_{\odot}}{r^2} \quad (\text{A.9})$$

Esta ecuación se puede escribir con la velocidad $u(r)$ como la propiedad del fluido que queda escrita en (A.8) como

$$4\pi r^2 m n u = I$$

resolviendo para

$$n = \frac{I}{4\pi m} \frac{1}{ur^2}$$

y derivando para obtener

$$\frac{dn}{dr} = \frac{I}{4\pi m} \left(-\frac{1}{u} \cdot \frac{2}{r^3} - \frac{1}{r^2} \frac{1}{u^2} \frac{du}{dr} \right) \quad (\text{A.10})$$

Entonces

$$\frac{1}{n} \frac{dn}{dr} = \frac{4\pi m}{I} \cdot ur^2 \cdot \frac{I}{4\pi m} \left[-\frac{2}{ur^3} - \frac{1}{r^2 u^2} \frac{du}{dr} \right] = -\frac{2}{r} - \frac{1}{u} \frac{du}{dr}$$

Sustituyendo en (A.9), la ecuación de momento se reduce a

$$u \frac{du}{dr} = \frac{4kT}{mr} + \frac{2kT}{m} \frac{1}{u} \frac{du}{dr} - \frac{GM_{\odot}}{r^2} \quad (\text{A.11})$$

Esta es una ecuación diferencial para $u(r)$ y su derivada du/dr en una atmósfera isotérmica, en expansión.

El análisis de la ecuación (A.11) se facilita moviendo todos los términos que contienen $u(r)$ a la izquierda para dar

$$u \frac{du}{dr} - \frac{2kT}{m} \frac{1}{u} \frac{du}{dr} = \frac{4kT}{mr} - \frac{GM_{\odot}}{r^2}$$

o también en la forma

$$\left(u^2 - \frac{2kT}{m} \right) \frac{1}{u} \frac{du}{dr} = \frac{4kT}{mr} - \frac{GM_{\odot}}{r^2} \quad (\text{A.12})$$

CAPÍTULO A LA TEORÍA DEL FLUIDO DE LA FORMACIÓN DEL VIENTO SOLAR

Esta forma de la ecuación de momento, fue reconocida por Parker (1958), como revelación de la existencia de un viento solar. Para cualquier temperatura coronal realista T , el segundo término del lado derecho de (A.12), GM/r^2 , es mayor que el primer término, $4kT/mr$, en la base de la corona.

Esto es una declaración de que a pesar de su alta temperatura, la corona está unida gravitacionalmente. Así, el lado derecho de (A.12) es negativo cerca de la base de la corona. Sin embargo, GM/r^2 cae más rápido con r que $4kT/mr$, de modo que el lado derecho crece con el aumento de r , y pasa por cero en el radio

$$r_c = \frac{GM_{\odot}m}{4kT}$$

y pasa a ser positivo en radios aún más grandes. Este comportamiento de la parte derecha de la ecuación (A.12) tiene una profunda influencia en la naturaleza de sus soluciones. Si $4kT/mr - GM_{\odot}/r^2 = 0$ en el radio critico, r_c , el lado izquierdo de la ecuación también debe ser cero ahí. Esto se puede lograr de dos maneras. Para la mayoría de las soluciones de (A.12)

$$\left. \frac{du}{dr} \right|_{r_c} = 0$$

Es decir, estas soluciones tienen máximos o mínimos en r_c . Ahora, si se restringe la atención a las soluciones que comienzan con pequeños valores de $u(r)$ cerca de la base de la corona, se esperaría que a partir de los pequeños desplazamientos Doppler detectados en la línea de emisión de esa región.

Entonces $u^2 - 2kT/m < 0$ para r cercanas a R ; esto, se debe a que el lado derecho de la ecuación (A.12) también es negativo ahí, du/dr debe ser positiva. Por lo tanto, $u(r)$ aumenta con r en estas soluciones hasta $r = r_c$ donde alcanza su máximo valor, y entonces comienza a decrecer (con $u^2 - 2kT/m$ siendo negativa) para $r > r_c$ debido a que el lado derecho es ahora positivo. Para estas soluciones, $u^2 < 2kT/m$ para todos los valores de r .

Sin embargo, hay soluciones especiales de (A.12) para los que el lado izquierdo es cero en $r = r_c$, porque $u^2 - 2kT/m = 0$ ahí. En particular, hay una solución única que se inicia

desde un valor pequeño de $u(r)$ cerca de la base de la corona, con $u^2 - 2kT/m < 0$ y $du/dr > 0$ para $R < r < r_c$, pero pasa a través de $r = r_c$ con $u^2 = 2kT/m$ y $du/dr|_{r_c}$ siendo positiva.

Porque $u^2 - 2kT/m$ debe entonces ser positivo para $r > r_c$, el cambio de signo en el lado derecho de la ecuación puede ser acomodado con du/dr siendo positiva; $u(r)$ puede aumentar para todos los valores de r . La velocidad del sonido en la corona está dada por

$$c_s^2 = \frac{\gamma p}{\rho} = \gamma \frac{2nkT}{nm} = \gamma \frac{2kT}{m}$$

Para un plasma isotérmico, $\gamma = 1$. Todas las otras soluciones (que comienzan con un valor pequeño u cerca de la base de la corona) alcanzan un valor máximo $u(r)$ menor que $(2kT/m)^{1/2}$, o menor que la velocidad del sonido en $r = r_c$

Todas estas soluciones tienen pequeñas velocidades para r grandes y comparten el problema del modelo de equilibrio estático que se desarrolló con anterioridad; la presión se aproxima a un valor grande no aceptable cuando $r \rightarrow \infty$.

La solución especial, sin embargo, tiene una velocidad de flujo que aumenta con r , inferior o igual a $(2\gamma kT/m)^{1/2}$, o de hecho convertirse a supersónico, ya que se observa que es el viento solar. Debido a que, a partir de

$$n(r) = \frac{I}{4\pi m} \frac{1}{r^2 u(r)}$$

Cuando $n(r) \rightarrow 0$ y $r \rightarrow \infty$, la presión $p = 2nkT$ debe acercarse a un valor cero. Por lo tanto, esta solución puede representar un estado de equilibrio que conecta la alta presión de la corona con la baja presión del medio interestelar; que es, sin embargo, no un equilibrio estático, pero con un flujo constante o expansión de plasma coronal lejos del Sol.

Este cambio de comportamiento cuando $r \rightarrow \infty$, es un resultado directo de la corriente en la descomposición de la dependencia de $n(r)$ con la escala de altura en el campo gravitatorio y la dependencia geométrica r^{-2} a través de la ecuación de continuidad.

*CAPÍTULO A LA TEORÍA DEL FLUIDO DE LA FORMACIÓN DEL VIENTO
SOLAR*

Fue sobre esta base, antes de cualquier observación interplanetaria directa disponible, que Parker propuso la expansión continua, supersónica de la corona para formar un viento solar.

Apéndice B

Método para el Cálculo del Área Efectiva del Observatorio HAWC a Bajas Energías

Para calcular el área efectiva del detector se utiliza la siguiente fórmula:

$$A_{efectiva} = \frac{N_{hit}}{N_{total}} \cdot A_{tiro} \cdot PMT_{encendidos} \quad (B.1)$$

En la ecuación B.1, la fracción N_{hit}/N_{total} representa la proporción del número de partículas que inciden en el detector entre el número total de partículas lanzadas en una simulación. Este factor es importante ya que nos dará información del área efectiva del observatorio HAWC.

Los otros parámetros que se encuentran en la ecuación B.1 ya son conocidos, gracias a los cálculos previamente presentados en este capítulo. Lo cual nos permitirá establecer una relación entre la tasa de conteo del detector, el área efectiva y el espectro de rayos cósmicos como se muestra en la ecuación B.2

$$N(P_c, x, t) = \int_{P_c}^{\infty} dP \quad A_{efectiva}(P) J(P) \quad (B.2)$$

**CAPÍTULO B MÉTODO PARA EL CÁLCULO DEL ÁREA EFECTIVA DEL
OBSERVATORIO HAWC A BAJAS ENERGÍAS**

La ecuación B.2 se deduce de la relación entre la intensidad de los rayos cósmicos primarios y la tasa de conteo de un instrumento dentro de la atmósfera; la ecuación 5.4 se denomina *función de producción atmosférica* para un instrumento en específico.

Matemáticamente, el proceso se describe como sigue: la tasa de conteo $N(P_c, x, t)$ de un detector en el corte de Rigidez P_c , profundidad atmosférica x y tiempo t es tal que:

$$N(P_c, x, t) = \int_{P_c}^{\infty} (-dN/dP)dP = \sum_i \int_{P_c}^{\infty} S_i(P, x) J_i(P, t) dP \quad (\text{B.3})$$

Como trabajo a futuro, se pretende realizar una simulación de chubascos atmosféricos sobre el observatorio HAWC, para determinar cuál es la cantidad de partículas que inciden en el detector, en una cierta área de tiro, la que coincidirá con el área física de respuesta, calculada durante el mínimo del decrecimiento Forbush, que se registró el día 23 de junio del año 2015.

De esta manera, se podrá calcular un factor que, junto con el valor del área física de respuesta y el número de PMTs encendidos en este tipo de eventos, se obtendrá una aproximación al área efectiva para bajas energías del observatorio HAWC.

Bibliografía

- [1] A. Abdo, R. Atkins, W. Benbow, and et al. (2006). Recent Results from the Milagro Gamma Ray Observatory. Nuclear Physics B Proceedings Supplements, 151:101-107.
- [2] Bertotti, B. (2003). Physics of the Solar System: Dynamics and Evolution, Space Physics and Spacetime Structure. Netherlands: Kluwer Academic Publishers.
- [3] Caballero-Lopez, R. A., and H. Moraal (2012), Cosmic-ray yield and response functions in the atmosphere, J. Geophys. Res., 117, A12103.
- [4] Cane, H. (2000). Coronal Mass Ejections and Forbush Decreases. Space Sci. Rev., 93, 55.
- [5] Carrington, R.C. (1859). Description of a Singular Appearance seen in the Sun on September 1, 1859. Royal Astronomical Society.
- [6] Cravens, T. (1997). Physics of Solar System Plasmas. United States of America: Cambridge University Press.
- [7] Chih, P.P. y Lee, M. A. (1986). A Perturbation Approach to Cosmic Ray Transients in Interplanetary Space. Journal of Geophysical Research, Vol. 91, No. A3, pp. 2903-2913.
- [8] Dorman, L. I. (2004). Cosmic Rays in the Earth's Atmosphere and Underground. New York: Springer.
- [9] Dröge, W. (2003). Acceleration and Propagation of Solar Energetic Particles. LNP 612 Springer-Verlag Berlin Heidelberg, pp. 193-212.

BIBLIOGRAFÍA

- [10] Ellison, M. A. (1957). *El Sol y su Influencia*. México: Universidad Nacional Autónoma de México Dirección General de Publicaciones.
- [11] Enriquez-Rivera, O. et.al. (2015) Solar Event Simulations using the HAWC Scaler System. Proc. 34th Intl. Cosmic Ray Conf.
- [12] Forbush, S. E. (1937), Phys. Rev., 51, 1108.
- [13] Grieder, P. K. F. (2001). *Cosmic rays at earth: researchers reference manual and data book*. Amsterdam, The Netherlands: Elsevier Science.
- [14] Gumley, L.E. Practical IDL Programming.
- [15] Hannu, K. and Rami, V. (2011). *Lectures on Solar Physics: From the core to the heliopause*.
- [16] HAWC Collaboration: A.U. Abeysekara et.al. (2015). VAMOS: A Pathfinder for the HAWC Gamma-Ray Observatory. Astropart. Phys. 62 (2015), 125-133.
- [17] Howard, T. (2011). *Coronal Mass Ejections An Introduction*. New York: Springer.
- [18] Karttunen, H. et.al. (2003). *Fundamental Astronomy*. New York: Springer.
- [19] Kivelson, M. y Russell, C. (Ed) (1995). *Introduction to Space Physics*. Cambridge: Cambridge University Press.
- [20] Kunow, H. Crooker, N. U. et.al. (Eds) (2006). *Coronal Mass Ejections*. Space Science Reviews, Vol. 123, Nos. 1-3.
- [21] Lang, K. (1997). *Sun, Earth and Sky*, (2a ed). New York: Springer.
- [22] Lequeux, J. (2005). *The Interstellar Medium*. Germany: Springer-Verlag.
- [23] le Roux, J. A., Potgieter, M. S. (1991). Astron. Astrophys. 243, 531.
- [24] Lockwood, J. A. (1971). Forbush Decreases in the Cosmic Radiation. Space Science Reviews 12 pp. 658-715.
- [25] Longair, M. S. (2011). *High Energy Astrophysics*. United Kingdom: Cambridge University Press.

BIBLIOGRAFÍA

- [26] Mendoza Ortega, B. E. et.al. (2013). Introducción a la Física Espacial. México, Universidad Nacional Autónoma de México, Instituto de Geofísica, Dirección General de Publicaciones y Fomento Editorial.
- [27] Miroshnichenko, L.I. y Gan, W. Q. (2012). Particle acceleration and gamma rays in solar flares: Recent observations and new modeling. Advance in Space Research 50, pp. 736-756.
- [28] Parker, E. N. (1958). Dynamics of the Interplanetary Gas and Magnetic Fields. American Astronomical Society pp. 664-676.
- [29] Simpson, J. A. (1954). Cosmic-Radiation Intensity-Time Variations and Their Origin. III The Origin of 27-Day Variations. Phys. Rev. 94 pp. 426-440.
- [30] Tandberg-Hanssen E. y Gordon A. (1988). The Physics of Solar Flares. Great Britain: Cambridge University Press.
- [31] U. Abeysekara, J. A. Aguilar, S. Aguilar, R. Alfaro, and et al. (2012). On the sensitivity of the HAWC observatory to gamma-ray bursts. Astroparticle Physics, 35:641?650.
- [32] Usoskin, I. G. (2015). Force-field parametrization of the galactic cosmic ray spectrum: Validation for Forbush decreases. Advances in Space Research 55, pp. 2940-2945.
- [33] Wibberenz, G. et.al. (1998). Transient Effects and Disturbed Conditions Space Sci. Rev. 83, 309.
- [34] Zavala, R. A. (2016) Write LaTeX ¡Ya!. México: InteliGym.
- [35] Zombeck, M. V. (2007). Handbook of Space Astronomy and Astrophysics. United States of America: Cambridge University Press.