



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

PROGRAMA DE POSGRADO EN CIENCIAS DE LA TIERRA

EVENTOS ENERGÉTICOS SOLARES DETECTADOS POR EL OBSERVATORIO MILAGRO DURANTE EL CICLO SOLAR 23

T E S I S

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

P R E S E N T A

TERESA MANUEL HERNÁNDEZ

DIRECTOR DE TESIS
DR. ROGELIO A. CABALLERO LÓPEZ



MÉXICO D.F. Noviembre de 2010



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.

天 无 绝 人 之 路
Tiān wú jué rén zhī lù

El cielo no cierra completamente
el camino a los hombres.

Proverbio chino





ERKANANA

ADONAI

Agradecimientos

Agradezco a mi asesor Dr. Rogelio Caballero por su apoyo y la oportunidad que me brindó al formar parte de este proyecto de tesis. De la misma manera agradezco al Dr. Alejandro Lara por su paciencia, su apoyo y por guiarme durante el desarrollo de este proyecto, por las largas horas que dedicó a mi trabajo, mi deuda y completo agradecimiento.

De una manera muy especial le agradezco a la Dr. Ma. Magdalena González por todas las sugerencias e ideas que enriquecieron el contenido del proyecto. Agradezco los consejos que recibí como amiga y maestra durante los momentos difíciles de mi vida. Muchas gracias

Agradezco a mi comite tutorial por las horas que dedicaron en la lectura y corrección de este trabajo, al Dr. Alejandro Lara, Dra. Ma. Magdalena González, Dr. Eduardo Mendoza y Dr. A. Flandes.

Al amor de mi vida por estar siempre a mi lado a pesar de los problemas que hemos enfrentado: Jesús, gracias por todo tu amor, apoyo y comprensión.

A mis mejores amigas Tita y Edy, muchas gracias por creer en mí, son las mejores mamás del mundo, y por supuesto, agradezco al mejor profesor que he tenido, que a pesar de la distancia me sigue enseñando de la vida, profesor Manuel, ¡muchas gracias!

A mis compañeros y amigos por todo el tiempo que compartimos juntos, Tania, Anaid, Esmeralda, Dení, Diana y Oscar, gracias por los gratos momentos que hemos disfrutado juntos. Karen y Darlenn Manuel, aunque estemos lejos se que cuento con su apoyo incondicional.

Al ingeniero Saúl Hernández, muchas gracias por hacerme sentir parte de la familia, han sido un soporte muy fuerte en la culminación de este proyecto. Leysny, gracias donseng!

Estoy muy agradecida con la casa máxima de estudios: “UNAM”, por la oportunidad que me ha otorgado de realizar mis estudios de posgrado, no olvidando a todas las autoridades de la institución de donde he sido alumna, docentes e investigadores, gracias!

TERESA MANUEL HERNÁNDEZ

Índice general

Índice general	IV
Introducción	VI
1. El Sol	1
1.1. Características generales del Sol	1
1.1.1. Interior solar	1
1.1.2. Atmósfera solar	3
1.2. La actividad solar	5
1.2.1. Manchas	5
1.2.2. Prominencias	6
1.2.3. Ráfagas	7
1.2.4. Eyecciones de Masa Coronal	10
1.2.5. Partículas Energéticas Solares	12
2. Rayos Cósmicos	14
2.1. ¿Qué son los rayos cósmicos?	14
2.2. Espectro y composición química de los rayos cósmicos	15
2.3. Interacción de los rayos cósmicos en la atmósfera	17
2.4. Modulación solar de los rayos cósmicos	19
2.4.1. Variaciones de origen solar en la radiación cósmica:	20
3. Observatorio Milagro	24
3.1. Introducción	24
3.2. Descripción del detector	24
3.2.1. Reservorio Central	25
3.2.2. Tanques exteriores	26
3.2.3. Funcionamiento	26
3.2.4. Fotomultiplicadores	28
3.2.5. Electrónica	29
3.3. Sistema de contadores	29
3.4. HAWC	32

4. Análisis de Datos	35
4.1. Estudios anteriores a Milagro: Milagrito	35
4.1.1. Observación del evento del 6 de noviembre de 1997	35
4.1.2. Observación del evento del 20 de enero del 2005 por Milagro	38
4.2. Análisis de Contadores	42
4.2.1. Cálculo de la significancia	44
4.3. Análisis de ráfagas	47
4.4. Análisis de los incrementos a nivel de superficie (GLE)	57
4.4.1. Monitores de Neutrones	58
4.5. Análisis de eventos de partículas energéticas solares (SEPs)	63
4.6. Análisis de Eyección de Masa Coronal	64
4.7. Discusión	66
4.8. GLE 15 de abril del 2001	68
5. Conclusiones	75
A. Digrama de flujo del análisis de contadores	77
Referencias	78

Introducción

Las investigaciones en el campo de la aceleración de partículas energéticas ha tenido mucho auge en los últimos años, estas investigaciones incluyen la física nuclear, física atómica, astrofísica, física de plasmas y física espacial. Para la física espacial, la cercanía del Sol a la Tierra ha permitido que se lleve a cabo un amplio estudio de aceleración de partículas que se generan en el plasma solar durante eventos explosivos solares. Gracias a este “laboratorio” se pueden probar teorías y modelos estelares, dando así contribuciones a nuestra comprensión de los procesos generales de aceleración de partículas.

Muchos procesos físicos se llevan a cabo por debajo de la superficie solar. Movimientos turbulentos y la rotación diferencial en la zona convectiva conducen a inestabilidades del campo magnético, provocando a nivel atmosférico, una gran liberación de energía por medio de la reconexión magnética. En estos procesos, los haces de electrones pueden ser acelerados hasta un tercio de la velocidad de la luz. Otro medio de aceleración son los frentes de choque, que impulsan las eyecciones de masa coronal.

Muchas de las investigaciones realizadas sobre partículas energéticas solares muestran que estas llegan a tener energías de $\sim 1\text{ GeV}$. Los instrumentos a bordo de satélites no son capaces de proveer el área efectiva para detectar dichas partículas, las cuales sí se han podido detectar a nivel de la superficie terrestre (este es solo un método entre muchos).

Otro de los instrumentos diseñados para registrar partículas energéticas ($\sim \text{TeV}$) son los llamados “detectores Cherenkov en agua”, los cuales como su nombre lo indica, emplean la técnica de radiación Cherenkov. Un experimento perteneciente a la segunda generación de detectores Cherenkov en agua fue Milagro, un telescopio diseñado para estudiar rayos γ , que estaba ubicado en Nuevo México, EU. Dicho experimento, no sólo se empleó para estudiar destellos de rayos γ , también fue capaz de observar partículas energéticas solares como lo reporta Morgan y Lopate (2008).

En esta tesis analizaremos los datos de Milagro en su forma de contadores, con la finalidad de crear un catálogo de eventos energéticos solares. Para el presente análisis, se tomaron los registros de satélites tales como GOES y SOHO, así como de monitores de neutrones.

El análisis se divide en 4 partes: en primer lugar, se construyó una lista de las ráfagas más intensas del periodo (flujo $\geq 10^{-4}\text{ watts/m}^2$) clasificadas con la letra X en las observaciones del satélite GOES. Siguió el análisis de eventos solares observados a nivel de superficie (GLE), usando observaciones del monitor de neutrones Sanae; en tercer lugar el análisis de partículas energéticas solares registradas por el satélite GOES, y debido a que Milagro presenta variaciones no coinci-

dentés con los tres puntos anteriores, como cuarto punto, se buscaron eyecciones de masa coronal que pudieran tener relación con dichas variaciones. En el capítulo cuatro se muestran los resultados obtenidos de los análisis mencionados, así como un ejemplo de una observación solar registrada por el observatorio Milagro.

Capítulo 1

El Sol

Este capítulo presenta en forma breve, las características generales del Sol, así como una descripción de los eventos eruptivos solares más energéticos, sus características y propiedades físicas. Presentando de esta manera un panorama general al lector de los eventos posiblemente registrados por el Observatorio Milagro.

1.1. Características generales del Sol

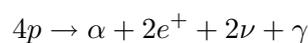
El Sol es la fuente de energía para el planeta. Desde el punto de vista de la Ciencia, el Sol es un laboratorio para realizar observaciones y estudios, abriendo de esta manera una puerta al conocimiento de todas las estrellas. El Sol está constituido por gas altamente ionizado (llamado plasma), principalmente de Hidrógeno (90 %), Helio (~ 10 %) y una fracción muy pequeña de elementos más pesados tales como el carbono, nitrógeno y oxígeno. El Sol está dividido en una estructura interior y una exterior (llamada atmósfera), cada una de estas formada a su vez por zonas con diferentes propiedades físicas como veremos a continuación.

1.1.1. Interior solar

El interior del Sol se ha dividido en 3 zonas: núcleo, zona radiativa y zona convectiva.

El núcleo:

Se estima que en el centro del Sol la cadena de reacciones nucleares protón-protón (p-p) domina, generando así energía a través de reacciones termonucleares. En dichas reacciones, simplificando, 4 núcleos de hidrógeno se transforman en un núcleo de helio, dos positrones y se emiten neutrinos y rayos γ .



El neutrino no tiene carga eléctrica, su masa es despreciable, viaja a la velocidad de la luz y escapa sin obstáculos al exterior solar, es decir, para los neutrinos el Sol es casi transparente.

No existen observaciones directas con respecto al interior solar, excepto los neutrinos que llegan a la Tierra y que se generan en el núcleo del Sol.

Uno de los más grandes detectores de neutrinos en Tierra es el observatorio japonés Super Kamiokande (Fukunday et al., 1998) el cual, consiste de 50,000 toneladas de agua pura, en tanques rodeados por cerca de 11,000 tubos fotomultiplicadores. Se ubica a 1 km bajo tierra en las minas Kamiokande (Bhathagar y Livingston, 2005).

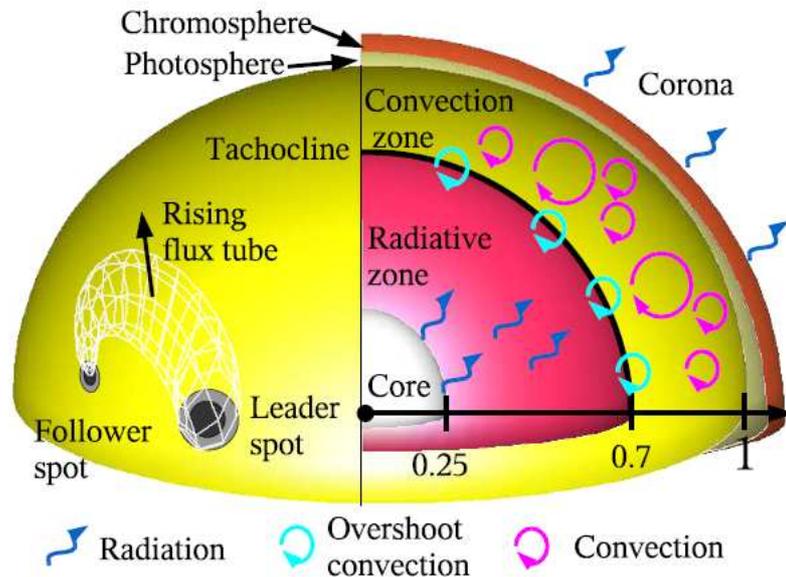


Figura 1.1: Estructura global del Sol: A la izquierda: un tubo de flujo sobre la superficie solar saliendo y entrando a ella a través de las manchas solares. A la derecha: la estructura interna solar, compuesta por el núcleo, zona radiativa y zona convectiva. La atmósfera solar está compuesta por la fotosfera, zona de transición, cromosfera y corona (Beck, 2005).

Zona radiativa ($0.25R_{\odot}$ a $0.86R_{\odot}$):

Los rayos γ producidos en la cadena $p - p$ no corren con la misma suerte que los neutrinos, ya que en su camino hacia la superficie chocan inmediatamente con los iones y los electrones circundantes perdiendo energía. Debido a la alta densidad en esta zona, los fotones o la radiación electromagnética que emergen del núcleo son dispersados, absorbidos y remitidos muchas veces, transformándose en radiación de mayor longitud de onda. Los elementos más pesados se recombinan conforme se acercan a la frontera de la zona radiativa, provocando que el proceso de absorción de fotones sea más eficiente. En esta zona, el transporte por radiación es tan ineficiente que en teoría un fotón tarda cientos de miles de años para atravesar dicha zona radiativa.

Zona convectiva:

Se localiza en la parte superior de la zona radiativa, más allá de los $0.86R_{\odot}$ abarcando el 30 % del interior solar. En esta zona el material es muy inestable y la energía es transportada hacia la fotosfera por corrientes turbulentas. Dicho mecanismo de transporte se debe al gradiente de temperatura. El flujo que es desplazado hacia la superficie se encuentra con una temperatura menor formando así movimientos convectivos que son observados en la fotosfera en forma de gránulos contenidos en celdas, las cuales pueden tener un diámetro típico de 700 a 1,500 km.

1.1.2. Atmósfera solar

La atmósfera solar está dividida en cuatro regiones en donde la densidad y temperatura varían con la distancia.

La Fotosfera

La fotosfera es la interfase que existe entre el interior y la atmósfera solar, por lo tanto, se ha incluido aquí una breve descripción. Es la superficie solar aparente, es una capa muy delgada con un grosor entre los 400 y 500 km, y temperatura efectiva de $\sim 5,800$ K. Esta zona emite como un cuerpo negro, su densidad disminuye hacia la capa superior y es completamente opaca.

La superficie de la fotosfera aparece cubierta con formas granulares que están en constante movimiento. Esto se debe a corrientes convectivas que ocurren en la zona convectiva que transportan burbujas de gas caliente hacia la superficie visible, tal que cuando estas burbujas llegan a ella, producen dichas formas granulares.

Otra de las estructuras importantes en la fotosfera son las manchas solares, que son la manifestación más conocidas de la actividad solar. Las manchas son la parte visible de enormes tubos de flujo magnético que cruzan la fotosfera desde la zona convectiva hacia la atmósfera superior. Su nombre se debe a que al observar el disco solar se aprecian manchas oscuras debido a que la temperatura en estas regiones es más baja que en los alrededores, siendo el campo magnético muy intenso, no permitiendo intercambio de calor en ambas zonas.

La Cromosfera

Es la región contigua a la fotosfera, extendiéndose hasta los $\sim 2,000$ - $3,000$ km. No es una zona homogénea ya que la temperatura en la base es de $4,300$ K incrementándose hasta 10^4 K. La cromosfera puede ser observada cuando la fotosfera es ocultada por la Luna durante un eclipse solar.

Gracias a la observación de un eclipse solar, J. N. Lockyer y E. Franklin en 1869 descubrieron a la cromosfera. Ellos observaron líneas de color rojo intenso alrededor del limbo lunar cuando esta iba pasando enfrente del Sol bloqueando la luz de la fotosfera (Durrat, 1998). Dichas líneas mostraban la presencia de una delgada capa de gas, de unos $10,000$ km que estaba entre la fotosfera y la corona. Sin embargo, en la actualidad es posible fotografiar la cromosfera y obtener su espectro con filtros cromosféricos, sin que se requiera de un eclipse solar.

La cromosfera es ópticamente gruesa en ciertas líneas espectrales como H_α , la cual es la primera línea de Balmer del hidrógeno, normalmente una fuerte línea de absorción en 656.3 nm (6563 Å), teniendo los niveles más bajos de energía. Esta zona puede ser observada con instrumentos basados en la línea de H_α . Otra banda espectral es la ultravioleta ($\lambda \sim 0.1$ - 0.3 μm), sin embargo, el gas en la cromosfera es casi transparente a la radiación visible. De tal manera que en H_α se puede observar más fácilmente las regiones brillantes que rodean a las manchas solares conocidas como playas y los elementos oscuros llamados filamentos. Las playas se forman por los primeros tubos de flujo emergentes, dentro de dichos tubos la densidad es menor que en los alrededores.

Filamento es el nombre dado a las protuberancias cuando se ven en el disco solar. También, se pueden observar las espículas en el borde del Sol como estructuras de pequeña escala a nivel de la cromosfera.

Zona de Transición

Esta zona es una discontinuidad en temperatura y densidad entre la cromosfera y la corona, es una capa muy delgada de ~ 200 km de espesor. En ella, la temperatura aumenta súbitamente de 2×10^4 a 10^6 K en el límite de la corona (Mariska, 1998). Esto se conoció gracias a mediciones espectroscópicas, las que llevaron a la aparición de distintos modelos para explicar la naturaleza de ese drástico calentamiento.

Los diversos procesos físicos que se llevan a cabo en la atmósfera solar, tales como flujo de plasma que salen despedidos de la cromosfera, flujos térmicos, etc, al atravesar la región de transición ocasionan que su estructura cambie continuamente. La región de transición es una capa altamente dinámica, y está estructurada por campos magnéticos intensos. Esta zona es observada en el ultravioleta (UV) y extremo ultravioleta (EUV), en un rango del espectro de 100 a 1300 Å (McLean y Labrum, 1985). En la zona de transición existen diferentes estructuras, las cuales se han estudiado con el fin de saber cómo ellas podrían vincularse con el calentamiento de dicha región, ya que en la actualidad no hay una teoría que explique por completo dicho calentamiento de la atmósfera solar. Una de esas estructuras son los arcos, vistas como estructuras magnéticas cerradas compuestas de plasma unido a las líneas de campo magnético y se cree que este arco de material disipa energía en la corona (Mariska, 1986). Otra de las estructuras que se han estudiado son las llamadas celdas de granulación, formadas por gránulos que suben a través de la zona convectiva, tales celdas están delimitadas por las redes cromosféricas, en donde el material desciende. Las redes cromosféricas se forman debido a la concentración de líneas de flujo magnético siendo la consecuencia del movimiento tangente de las celdas. En las fronteras de las redes existen abri-llantamientos que tienen una energía térmica de aproximadamente 10^{26} ergs, de tal manera que pueden considerarse como microráfagas

La Corona

La corona es la capa exterior de la atmósfera solar que se extiende al medio interplanetario en forma de viento solar. Es extremadamente caliente, ya que su temperatura es de unos dos millones de grados, es muy tenue, por lo tanto se puede observar a simple vista sólo durante un eclipse total de Sol.

En la corona existen dos tipos de zonas magnéticas: unas son las regiones con líneas de campo abiertas llamadas “hoyos coronales” y las otras regiones con líneas de campo cerradas (Aschwanden, 2005). Los hoyos coronales se encuentran ubicados principalmente en regiones cercanas a los polos y a veces se extienden hasta el ecuador cerca y durante el máximo de actividad solar, son conocidas por ser la fuente principal del viento solar rápido (≈ 800 km/s). Las regiones con líneas de campo cerradas se extienden hacia la corona alta, se han encontrado a alturas de alrededor de un radio solar, su ubicación es a bajas latitudes, pero conforme la latitud aumenta las líneas se

abren y eventualmente se conectan con la heliosfera. El viento producido por estas estructuras es el viento solar lento (≈ 400 km/s).

En la corona, también se pueden apreciar estructuras tales como las prominencias, Eyección de Masa Coronal y ráfagas que se detallarán más adelante.

La corona se extiende hasta ~ 160 UA* (Gurnett et al., 2003), en esta “burbuja” el flujo coronal, en forma de viento solar arrastra al campo magnético del Sol. La región donde los procesos solares predominan es conocida como **Heliosfera**. De acuerdo a Parker (1958), el viento solar (VS) constituido por el plasma coronal, fluye supersónica y radialmente hacia afuera, bebido a la gran diferencia de presión entre el viento solar y el *medio interestelar local* (LIM por sus siglas en inglés). El VS a cierta distancia del Sol se vuelve subsónico (discontinuidad llamada choque terminal, TS). Su posición se conoce gracias a las observaciones de los Viajeros 1 y 2, siendo esta alrededor de 90 UA.

1.2. La actividad solar

Se conoce como actividad solar a todas las variaciones o fenómenos que se presentan en la superficie del Sol como son las manchas solares, prominencias, ráfagas solares, eyecciones de masa coronal, etc.

El Sol está en actividad variable. Hay periodos en donde las manifestaciones solares son más recurrentes y numerosas, dichos periodos son conocidos como máximos de actividad solar. El periodo en donde la actividad solar es muy baja se conoce como mínimo solar. Ahora bien, el cambio de una fase a otra no es repentina en el Sol, se rige por una actividad cíclica que se puede explicar a primera aproximación a través de la Teoría del Dínamo. El Sol es una esfera de plasma, su rotación es diferencial, es decir, rota con mayor rapidez en el ecuador que en los polos, en donde las corrientes convectivas están sujetas a la combinación de las fuerzas boyante y de Coriolis, las cuales hacen que el flujo y campo magnético giren formando espiradas de flujo magnético. Dichas espiras al salir a la superficie solar se observan como tubos de flujos que tienen sus pies en regiones oscuras, debido a que son regiones con campo magnético intenso, las cuales son llamadas *manchas solares*. Dicho efecto conocido como dínamo provoca cambios en la estructura magnética de gran escala solar, con un periodo de ~ 11 años, siendo las manchas solares una de las características más evidentes.

1.2.1. Manchas

Galileo (1564-1642) fue el primero en emplear el telescopio para observaciones astronómicas, de tal manera que se le puede considerar a como el pionero de los telescopios astronómicos, iniciando una nueva forma de estudiar al Universo. Galileo descubrió que el Sol distaba de ser la esfera inmaculada y perfecta que se creía, revelando que en su superficie aparecían manchas de forma regular. Algunas manchas desaparecían en pocos días, sin embargo, manchas muy grandes

*Unidad Astronómica=1495 978 70 km

prevalecían por períodos más largos. Las manchas solares son una de las características primordiales de la actividad solar.

Las manchas nacen en lugares donde las estructuras granulares constituyen pequeñas regiones oscuras, surgiendo el flujo magnético como un sistema filamentario (arcos). Las manchas se extienden a los límites de las celdas granulares (conjunto de gránulos), durante los primeras 4 o 5 horas, siendo la etapa de desarrollo de entre 3 y 10 días, en los cuales el flujo magnético se irá añadiendo (Hathaway et al., 2003). Muchas manchas solares desaparecen en pocos días y las más grandes decaen en unos meses, siendo este un obstáculo para su registro. La figura 1.2 muestra el registro de manchas solares en función del tiempo desde el año 1750 hasta el 2009. En dicha figura se aprecia la variación sistemática aproximadamente cada 11 años en el número de manchas solares.

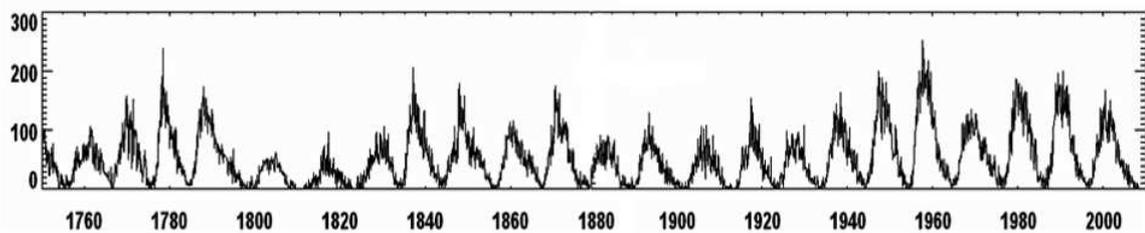


Figura 1.2: Ciclo de actividad solar representado por el número de manchas, cubriendo los 23 ciclos solares a partir del año 1760 (Hathaway et al., 2003).

1.2.2. Prominencias

Son nubes de plasma muy denso y frío (temperaturas de 5,000 a 8,000 K, densidad entre los 10^{16} a $10^{17} \text{ part} \cdot \text{m}^{-3}$). Están embebidas por en campos magnéticos intensos (5 y 10 G), aislándolas de esta manera del calor coronal. Su clasificación depende de su forma y tiempo de vida. En forma general, son clasificadas en prominencias activas y quietas, dependiendo de su actividad y la zona donde surjan. La figura 1.3 se muestra un ejemplo de tales estructuras.

- Las prominencias quietas aparecen como filamentos largos y oscuros. Son observadas sobre el disco solar en $H\alpha$, siendo de varias formas, pero generalmente muy largas y delgadas. Debido a esta forma muchos observadores la llaman filamentos. Sobre el limbo tienen forma como de hojas casi verticales, formadas por series de arcos con un tiempo de vida de varios días. Muy a menudo en las observaciones sobre el limbo las llaman prominencias.
- Las prominencias activas tienen una vida corta, muestran cambios rápidos alrededor de las regiones activas. De la misma manera que las prominencias quietas se observan en $H\alpha$ como filamentos, siendo de forma más pequeña y curvada.

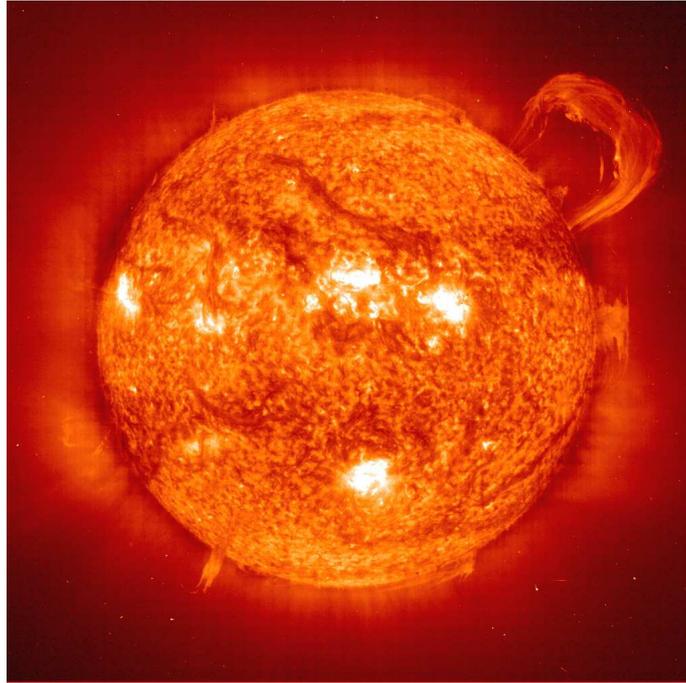


Figura 1.3: Ejemplo de una prominencia solar.

1.2.3. Ráfagas

Otra de las manifestaciones de la actividad solar son las ráfagas, las cuales son un fenómeno explosivo en la atmósfera solar, en donde el plasma es calentado hasta decenas de millones de grados Kelvin.

Dichos fenómenos son producidos cerca de las manchas solares, (donde las líneas del campo magnético emergen desde el interior solar) y emiten radiación electromagnética a lo largo de todo el espectro, desde longitudes de onda de radio y $H\alpha$ hasta rayos-X y rayos γ .

Diversas observaciones realizadas en las líneas correspondientes a las longitudes de onda del continuo de rayos- γ y rayos-X duros, han mostrado que las ráfagas solares (al igual que las eyecciones de masa coronal) pueden acelerar iones hasta decenas de GeV y electrones hasta cientos de MeV, en periodos de tiempo que van de los 100 a 1000 segundos, liberando energía de 10^{26} a 10^{36} ergs. En la Figura 1.4 se puede apreciar una ráfaga solar durante del ciclo solar 23, ocurrida el 11 de noviembre del 2003.

Gracias a los estudios que se han realizado en magnetogramas y a observaciones en $H\alpha$ se ha establecido un escenario para la evolución de las ráfagas: en los grupos de manchas en donde hay una gran separación entre una mancha y otra, encontrándose en un estado de mínima energía, las ráfagas no ocurren. En casos intermedios hay una intrusión de una polaridad opuesta invirtiendo los campos longitudinales en corto tiempo, tal que las líneas del campo no pueden solo estirarse y encogerse. Lo que ocurre es que se cortan a lo largo de la línea de inversión del campo y almacenan energía dando paso al origen de hojas de corriente donde se presentan procesos de reconexión. Otro de los casos que da origen a una reconexión es cuando en una sola penumbra existen dos umbras de polaridad opuesta.

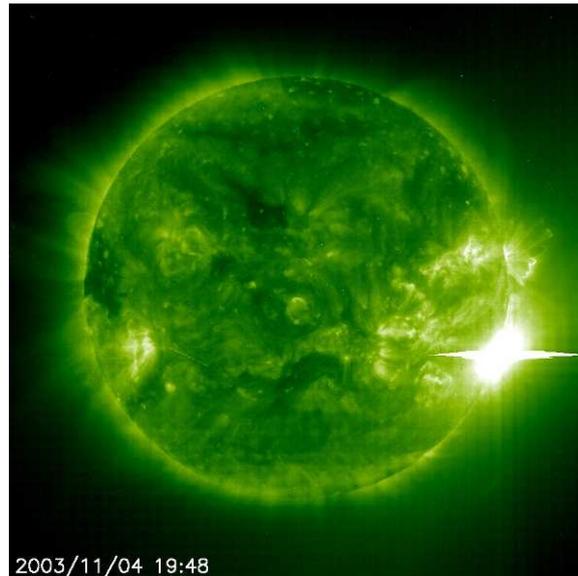


Figura 1.4: Imagen de una ráfaga solar de clasificación X 28 registrada por EIT el día 11 de noviembre del 2003.

La evolución de una ráfaga ocurre en varias fases: la fase flash, la fase impulsiva y la fase principal (Bhathagar y Livingston, 2005):

- *Fase flash:* dura aproximadamente de 5 min hasta 1 hora. Se caracterizan por un aumento abrupto de la intensidad e incrementos lentos en emisión de $H\alpha$, rayos-x duros y ondas de radio, temperatura máxima de ≈ 3 a $10 \times 10^6 K$, desencadenándose principalmente la liberación de energía magnética.
- *Fase impulsiva:* en esta fase los electrones y protones son acelerados a energías superiores a 1 MeV, provocando emisión en $H\alpha$, estallidos en rayos-X duros (30 KeV) y ondas de radio (algunas en γ y el visible). En los incrementos rápidos del flujo se observan rayos-X suaves, con temperatura de 1 a $10 \times 10^8 K$
- *Fase principal:* en esta fase los haces de electrones alcanzan hasta un tercio de la velocidad de la luz, la mayor parte de la energía radiada proviene del plasma moderadamente caliente con temperatura de $1 \times 10^7 K$. Estallidos en rayos-X suaves (< 10 KeV) y radio, junto con las partículas energéticas demuestran la presencia prolongada de un pequeño número de iones y electrones relativistas. La intensidad decrece lentamente en aproximadamente 1 hora o hasta 1 día, dándose la liberación de energía en una región de alta temperatura.

Por su forma, las ráfagas se han catalogado como: ráfagas de tubo simple, (también llamada ráfaga compacta) y ráfagas de dos cintas. Las *ráfagas de tubo simple* son pequeñas, consisten de uno o varios lazos los cuales se abrillantan y apagan sin cambiar su forma. Pueden llevarse a cabo en regiones unipolares de gran escalas cercanas a una mancha simple, cuando una corriente de plasma con densidad promedio de $10^{16} m^{-3}$ puede eyectarse hasta en un tiempo de 500 s. La segunda son las *ráfaga de dos cintas* cuyo tamaño es mucho mayor que la anterior. Ocasionalmente

Clasificación de las ráfagas de acuerdo a su brillo

Clase	Descripción	Máximo (W/m^2) entre 1 y 8 Angstroms (Å)
X	Ráfaga de gran magnitud	$I \geq 10^{-4}$
M	Ráfaga de tamaño mediano	$10^{-5} \leq I < 10^{-4}$
C	Ráfaga pequeña	$10^{-6} \leq I < 10^{-5}$
B	Ráfaga pequeña	$10^{-7} \leq I < 10^{-6}$
A	Ráfaga muy pequeña	$10^{-8} \leq I < 10^{-7}$

Tabla 1.1: Clasificación de las ráfagas solares por el satélite GOES.

aparecen en regiones completamente desprovistas de manchas, cuando una prominencia inactiva erupciona. Se forman durante la fase flash de la ráfaga, una a cada lado del filamento, moviéndose a velocidades de 2 a 10 km/s durante la fase principal. A menudo, se observan a las cintas conectadas por una arcada de los loops post-ráfaga (posterior a la fase principal), en donde el filamento permanece intacto o muy poco perturbado, normalmente crece y desaparece completamente.

Existen varios modelos para explicar la gran liberación de energía en las ráfagas solares. En primer lugar se consideran aquellos mecanismos que se impulsan desde arriba, en los cuales se tienen formaciones como los filamentos y prominencia. En segundo lugar los mecanismos que se impulsan desde abajo, en los cuales el flujo emerge desde la fotosfera. Sobre los flujos fotosféricos se han subdividido en tres subgrupos: flujos emergentes en dirección vertical, flujos convergentes que se encuentran en dirección perpendicular a la línea neutra y flujos rotos encontrados en dirección paralela a la línea neutra. Sin embargo, la mayoría de las investigaciones han coincidido en que en el proceso de la liberación de energía de manera abrupta, explosiva y no gradual se debe al mecanismo de re-conexión magnética. Esto es debido a la existencia de tubos de flujo magnético cercanos entre sí con polaridad inversa, de tal manera que ocurre una compresión entre ellas lo que provoca la salida del material.

De acuerdo a las observaciones que las naves espaciales han realizado se ha creado una clasificación de ráfagas solares respecto a la intensidad de la energía liberada. Hace algunos años las ráfagas eran observadas generalmente en $H\alpha$ y su clasificación dependía de la corrección entre el área del pico de la ráfaga y el pico del abrillantamiento en $H\alpha$. Actualmente, la clasificación se basa en la intensidad de la emisión de la ráfaga solar en el óptico, radio o radiación de rayos X.

La clasificación más usada es la intensidad en rayos-X en un intervalo de 1 a 8 Angstroms (Å), midiendo el pico del flujo en $watts/m^2$, representadas por las letras A, B, C, M, X, siendo las tres últimas las más intensas como se indica en la tabla 1.1 en donde se muestra la clasificación del satélite GOES (Geostationary Operational Environmental Satellites) de NOAA*. Además, en cada clase hay una escala lineal de 1 a 9, siendo 9 las más intensas. Por ejemplo, una ráfaga X6.6 produce una densidad de flujo de $6.6 \times 10^{-4} \text{ watts}/m^2$ en la Tierra.

*<http://www.ngdc.noaa.gov/stp/>

1.2.4. Eyecciones de Masa Coronal

Otro de los fenómenos característicos de la actividad solar son las Eyecciones de Masa Coronal (EMC), eventos dinámicos en los cuales el plasma es eyectado desde el Sol y se propagá 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 $\sim 3,000$ km/s , una masa $\approx 10^{13}$ y una energía de 10^{32} ergs. La Figura 1.5 nos muestrás la EMC del día 27 de marzo del 2000 tomada por la nave espacial SOHO.

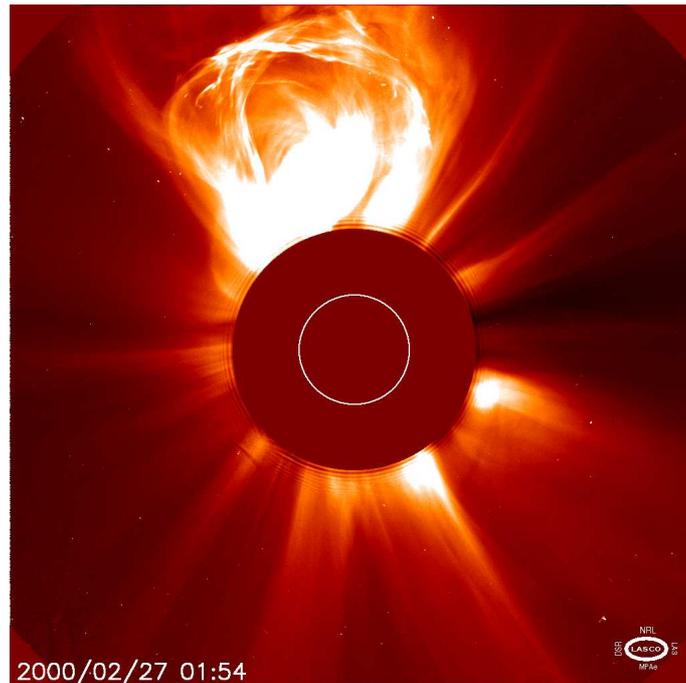


Figura 1.5: Eyección de masa coronal del día 27 de marzo del 2000 observada por el coronógrafo C2 a bordo del satélite SOHO. El centro solar es bloqueado mediante un cono simulando un eclipse para observar la región coronal. La imagen es saturada por partículas energéticas que calientan el detector.

Durante el mínimo de actividad solar ocurren ~ 0.2 eyecciones por día, fundamentalmente en la región ecuatorial, mientras que en el máximo tienen lugar en todas las latitudes con una recurrencia de 3.5 eyecciones por día.

La EMC tarda unas 100 horas en llegar a la Tierra, pudiendo provocar varios efectos terrestres y geomagnéticos tales como tormentas geomagnéticas. Estas EMC pueden producir anomalías tanto en satélites como en comunicaciones de radio.

Se considera a las EMC como eventos complejos tanto en su morfología como en su evolución temporal. Lo que conocemos de ellas es gracias a las observaciones que se han realizado principalmente en luz blanca con la ayuda de coronógrafos desde la Tierra o en satélites tales como el SOHO y STEREO.

SOHO tiene un sistema de coronógrafos conocido como LASCO (Large Angle and Spectrometric Coronagraph) (Bruekner et al., 1995). STEREO A y B (Solar Terrestrial Relations Observatory) es una misión que emplea dos observatorios idénticos, uno precede a la Tierra en su órbita

y el otro va por detrás para proporcionar medidas tridimensionales del Sol y estudiar la naturaleza de las eyecciones de masa coronal.

Las EMC presentan estructuras variadas, agrupadas en dos tipos:

- Tipo halo: cubren los 360° . Se han observado en forma de emisión de material solar alrededor del disco de ocultación (coronógrafo de SOHO simulando un eclipse), el material solar eyectado de esta manera se propaga hacia el observador o se aleja de este, como lo muestra la Figura 1.6.

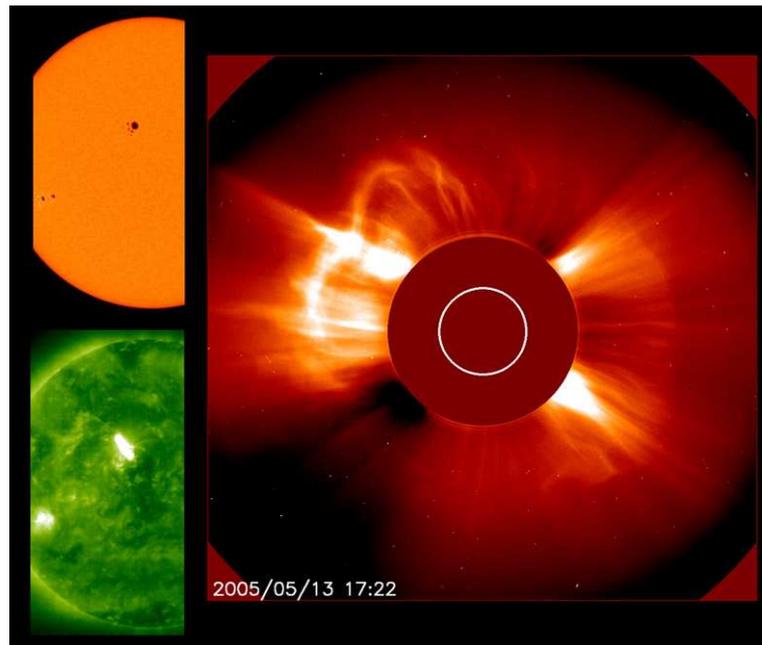


Figura 1.6: Ejemplo de una EMC de tipo halo del día 13 de mayo del 2005 detectada por el coronógrafo C2 a bordo del satélite SOHO.

- Limbo: son de estructura curvada, sus bordes anteriores y posteriores están definidos. La figura 1.7 es un ejemplo de las eyecciones de masa coronal parcial.

Con las observaciones se pueden obtener diversos parámetros de las EMC, como el tamaño angular y la localización central.

En la actualidad muchas de las evidencias observacionales de las EMC han sido obtenidas por mapas ópticos coronales e imágenes en rayos X duros registrados por el satélite YOHKOH, lo cual ha sugerido que el campo continuamente se está acumulando en la corona y repentinamente es liberado. De la misma manera se han realizado observaciones sobre los lazos coronales y los “streamers”; los cuales están en continuo movimiento mostrando una repentina eyección de masa coronal. La pregunta es: ¿cómo el flujo magnético es almacenado en la corona y por qué desaparece repentinamente de manera explosiva?

Para resolver dicha interrogante han surgido diversos mecanismos y modelos. De los mecanismos propuestos para las EMCs los dos básicos son: Mecanismo a gran escala, en donde los movimientos en la zona convectiva o en la fotosfera derivan en una corriente impulsiva a lo largo



Figura 1.7: Ejemplo de una EMC tipo limbo observada por el coronógrafo C3 a bordo del satélite SOHO.

de un loop magnético. Por otro lado está el almacenamiento lento de energía magnética en la corona, en periodos de horas o días y es liberado repentinamente debido a la pérdida del equilibrio magnetohidrodinámico.

1.2.5. Partículas Energéticas Solares

Las partículas energéticas solares (SEPs por sus siglas en inglés) se observan en el Medio interplanetario (MI) y muestran energías de decenas o centenas de keV y hasta GeV. Son generalmente separadas en dos categorías.

Clasificación de SEPs

Las partículas energéticas solares se clasifican de acuerdo al mecanismo de aceleración:

- **Eventos Impulsivos:** Su origen es debido a partículas solares en ráfagas, siendo aceleradas en la corona baja. Una de sus características sobresalientes es que son ricos en ^3He y en flujo de electrones, este tipo de eventos son observados mayormente en el máximo de actividad solar. En las observaciones se registra un incremento abrupto de partículas con una duración de un par de horas, mostrando un lento decrecimiento. Para dicho eventos el mecanismo que se acepta para la aceleración de estas partículas es el debido a onda-partícula y reconexión magnética.

Un ejemplo de este tipo de eventos ocurrió el día 16 de agosto del 2001, se registró un incremento repentino de protones con energía de $\sim 400\text{MeV}$ en las observaciones del satélite GOES, como lo muestra la figura 1.8. El incremento fue precedido por una eyección

de masa coronal con velocidad $\sim 1500 \text{ km s}^{-1}$ observada a las 23:54 UT* el 15 de agosto (Cliver et al., 2005).

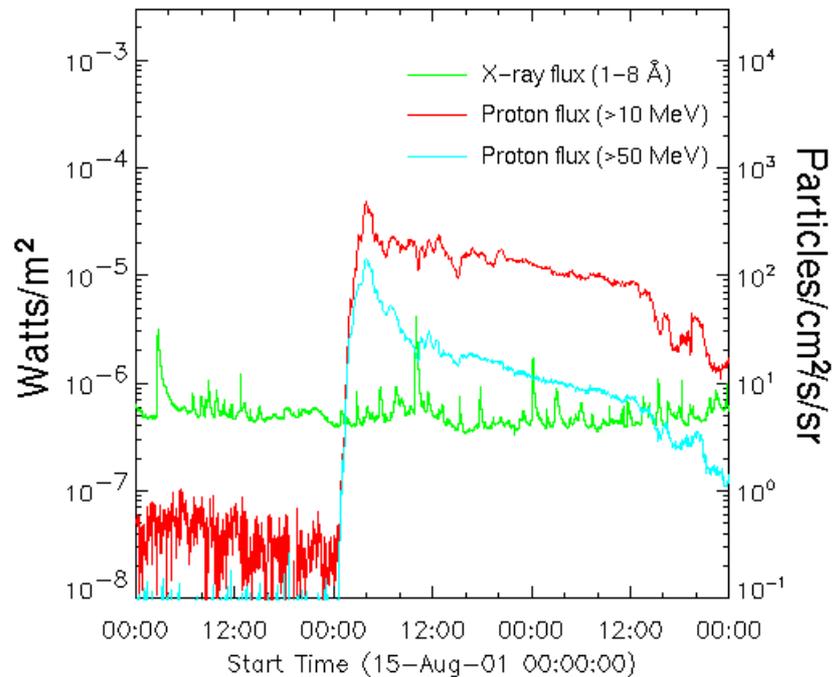


Figura 1.8: Evento impulsivo del día 16 de agosto del 2001 registrado por el satélite GOES (Cliver et al., 2005).

- **Eventos Graduales:** Son eventos de larga duración (2-3 días), el incremento de partículas es suave. Proviene mayormente de partículas que son aceleradas en el MI debido a eventos transitorios como lo son las EMCs. Contienen mayor cantidad de protones que los impulsivos y son acelerados debido al mecanismo de Fermi de segundo orden.

En los eventos eruptivos tales como las ráfagas solares, se acelera partículas hasta un tercio de la velocidad de la luz, en muchas ocasiones las ráfagas son acompañadas por EMC. El plasma viaja a través del medio interplanetario (MI) encontrando a su paso partículas energéticas galácticas (rayos cósmicos, rayos γ) modulando o acelerándolas. Al llegar las partículas a la atmósfera terrestre interactúan con núcleos de la misma produciendo un chubasco atmosférico al generar partículas secundarias de menor energía, las cuales son detectadas en Tierra por diversos instrumentos y observatorios tales como los monitores de neutrones o el Observatorio Milagro.

*Tiempo Universal

Capítulo 2

Rayos Cósmicos

En el presente capítulo se resalta la importancia del estudio de rayos cósmicos. De manera general se describirá el origen, composición, efectos sobre la Tierra y modulación de los rayos cósmicos. Esto servirá de base al lector para comprender mejor el análisis de datos de contadores de Milagro, el cual, como veremos más adelante, fue diseñado principalmente para observaciones de rayos γ .

2.1. ¿Qué son los rayos cósmicos?

La Tierra recibe constantemente una lluvia de partículas cargadas, que han atravesado la heliosfera y han sido afectadas por la presencia de campos electromagnéticos. Estas partículas interactúan con los átomos de la atmósfera dando como resultado partículas secundarias, las cuales dan información del rayo cósmico inicial y por lo tanto del Universo.

Los rayos cósmicos (RC) fueron descubiertos por el físico V. F. Hess en el año 1912. A través de una serie de ascensos en globo (hasta 5 km de altura sobre el nivel del mar) y usando electros copios comprobó que la conductividad eléctrica de la atmósfera terrestre se debe a la ionización, la cual aumenta con la altura. También propuso la existencia de una radiación muy penetrante que llegaba a la atmósfera desde afuera y que no podía ser de origen solar ya que no existía diferencia en la ionización de día y noche. Dicho trabajo le valió el premio Nobel de Física en 1936 (Otalá y Valdés-Galicia, 1998).

Los RC están compuestos principalmente por protones, electrones y otras partículas subatómicas, las cuales se mueven a velocidades cercanas a la velocidad de la luz. Dicha radiación proveniente del espacio exterior, al llegar a la Tierra interactúa con su atmósfera produciendo rayos cósmicos secundarios.

Los RC se pueden clasificar de la siguiente manera:

- **Rayos cósmicos solares** Proviene de emisiones solares tales como las ráfagas y las eyecciones de masa coronal. Están constituidos principalmente por protones y partículas alfa, también se han observado núcleos de elementos más pesados. Sus energías pueden alcanzar hasta decenas de GeV* por nucleón.

*1 GeV=1000 millones de electron voltios

- **Rayos cósmicos galácticos (RCG).** Estos RC se originan fuera del sistema solar. Aunque no hay una explicación para estas partículas tan energéticas, se cree que son producto de ondas de choque en las explosiones de remanente de Supernovas (Romero y Combi, 1998), capaces de producir la mayor parte de los rayos cósmicos hasta energías de 10^{16} eV aproximadamente.
- **Rayos cósmicos anómalos (RCA).** Son llamados así debido a que su composición no coincide con las abundancias naturales predichas para los diferentes isótopos. Se originan dentro de la heliosfera según la teoría más aceptada, se trata de átomos neutros del medio interestelar que al internarse a la heliosfera y acercarse al Sol, son ionizados por la radiación ultravioleta, posteriormente transportados hacia la heliosfera exterior por el campo magnético interplanetario (CMI) y finalmente acelerados en el choque terminal.

2.2. Espectro y composición química de los rayos cósmicos

El espectro de rayos cósmicos galácticos se extiende a un gran rango de energías y obedece a una ley de potencia. En la figura 2.1 se puede apreciar el espectro de energía de los rayos cósmicos de origen galáctico y extragaláctico.

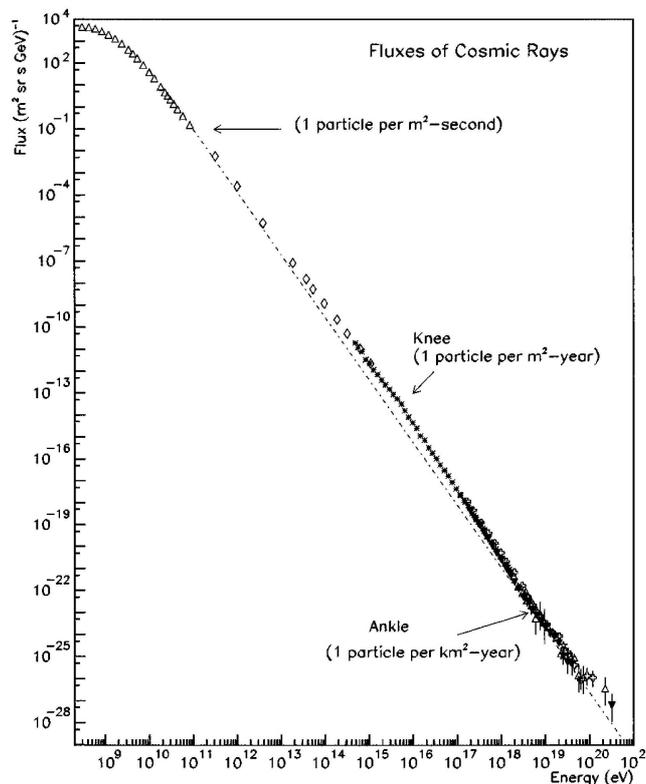


Figura 2.1: Espectro de energía de la radiación cósmica primaria (Nilsen et al., 2001)

De acuerdo a los reportes de Supanitsky (2007), el espectro presenta tres características principales: la primera conocida como la rodilla, situada a $\sim 10^{15}$ eV a partir de la cual el flujo decrece

más rápidamente, la segunda rodilla situada a $\sim 5 \times 10^{17}$ eV y el tobillo el cual se extiende hasta una energía de $\sim 10^{19}$ eV. Hasta la primera rodilla contempla los rayos cósmicos galácticos de baja energía. En el espectro se puede apreciar la modulación solar de los RC a energías inferiores a $\sim 10^{11}$ eV, en donde los rayos cósmicos primarios pueden ser observados directamente por detectores a bordo de globos, cohetes y satélites. Por otro lado, a energías mayores esto no es posible en general, ya que el flujo cae rápidamente con la energía, debido a esto, se han realizado diversos experimentos para observar la segunda rodilla (Nilsen et al., 2001; Glushkov et al., 2003) etc. La interpretación física de la segunda rodilla aún no es clara, se ha dicho que podría deberse a la transición entre los rayos cósmicos de origen galáctico y extragaláctico. De la misma manera la interpretación física posible para el tobillo está a su vez íntimamente relacionada con la segunda rodilla. En forma general se ha ilustrado el amplio rango de energías que cubren los rayos cósmicos, sin embargo, rayos cósmicos extragalácticos no son afectados por el Sol, de tal manera, que la radiación cósmica a considerar es la galáctica a bajas energías (hasta unos cuantos GeV)

Los elementos más abundante en los rayos cósmicos son los núcleos de Hidrógeno y Helio. Se llegó a esta conclusión al comparar la abundancia relativa de rayos cósmicos con la abundancia de elementos en el sistema solar (Gaisser, 1990) (ver figura 2.2)

En el rango de energías observados por satélites ($\lesssim 1$ GeV), los rayos cósmicos son mayormente compuestos por protones e iones. Los protones forman el 85 % de las observaciones de rayos cósmicos, el He contribuye al ~ 12 %, y los núcleos más pesados contribuyen al ~ 1 %, el resto lo forman los electrones ~ 1 % (Morales, 2009)

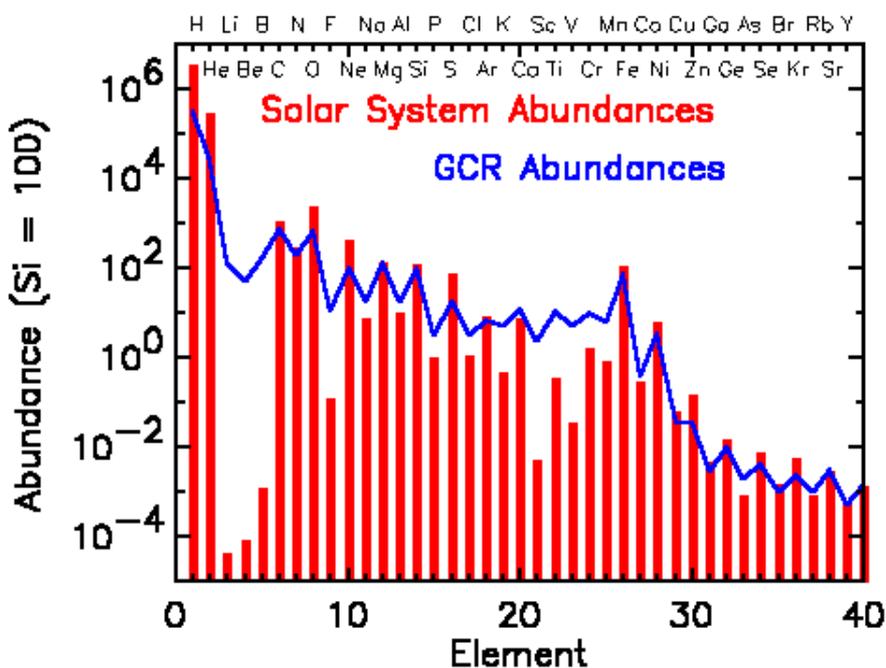


Figura 2.2: Comparación de la composición química del Sistema solar (rojo) y rayos cósmicos galácticos (azul) (Morales, 2009).

La característica más importante de la composición química es una mayor abundancia de núcleos ligeros (Li, Be y B) y pesados (Sc, Ti, V, Cr, Mn), en la radiación cósmica en comparación con las abundancias del sistema solar. Tal característica sugiere que la composición química de los rayos cósmicos ha cambiado mucho mientras atraviesan el espacio interestelar (Berezinkii et al., 1990).

2.3. Interacción de los rayos cósmicos en la atmósfera

Existen varios modelos teóricos para explicar el origen de los rayos cósmicos, y aunque el Sol emita rayos cósmicos de bajas energías, no es la fuente principal de ellos. Los principales modelos suponen un mecanismo de aceleración propuesto por Fermi:

- El objetivo primordial del mecanismo de Fermi es transferir energía cinética macroscópica de un plasma magnetizado a una partícula cargada individual.

En 1949 Enrico Fermi propuso: los mecanismo de Fermi de primer y segundo orden.

- El primer mecanismo de aceleración se muestra en la figura 2.3 panel a), el cual considera el encuentro de las partículas cargadas con una nube de plasma en movimiento. La partícula tiene una energía E_1 , la cual se dirige hacia dentro de la nube de plasma, sufriendo difusión debido a las irregularidades del campo magnético.

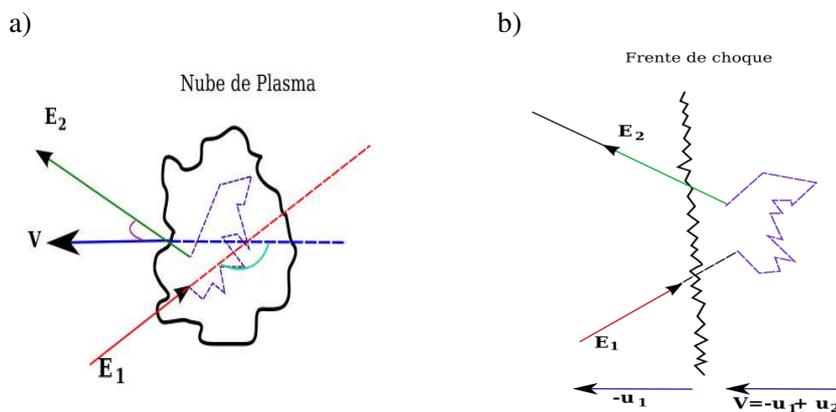


Figura 2.3: a) Aceleración de partículas cargadas en una nube de plasma, b) aceleración en un frente de choque.

- La segunda situación física se muestra en el panel b), donde se ilustra un frente de choque moviéndose a una velocidad u_1 , mientras a la derecha el gas chocado tiene una velocidad u_2 , donde $|u_2| < |u_1|$. De tal manera, en un marco de referencia del laboratorio el frente de choque tiene una velocidad $V = -u_1 + u_2$.

De tal manera que se puede resumir que, las partículas confinadas en una región son aceleradas por la dispersión sufrida a través de un frente de onda del campo magnético turbulento.

Por otro lado para encontrar posibles fuentes de rayos cósmicos se buscan correlaciones entre sus direcciones de arribo y la distribución de materia del universo cercano. Al ingresar a la

atmósfera terrestre, la radiación principal llamada rayos cósmicos primarios interactúa con las moléculas de la atmósfera originando una cascada de partículas de menor energía.

Dicha cascada de partículas producida por partículas de alta energía primaria se conocen como **chubasco atmosférico**. El número de partículas en la cascada dependerá de la partícula primaria y su energía.

Nilsen et al. (2001) hacen referencia que para energías inferiores a $10^{15} eV$ es posible la detección directa del núcleo primario. Para ello se transportan a bordo de satélites los dispositivos de detección que en ocasiones constituyen verdaderos laboratorios con un peso de varias toneladas.

Si la energía del rayo cósmico primario es superior a $10^{15} eV$, la componente electromagnética de la cascada puede ser detectada a nivel del suelo. Los métodos basados en detectores sobre la superficie terrestre pueden ocupar físicamente áreas muy extensas y por tanto tienen una eficiencia mucho mayor que los detectores a bordo de satélites.

La cascada atmosférica se comportará de acuerdo a su partícula primaria, de tal manera que:

- Si el rayo cósmico primario es un nucleón (perteneciente a la clase de los bariones, subdivisión de un hadrón), la cascada comienza con una interacción hadrónica:



donde N es un nucleón, A es un núcleo perteneciente a la atmósfera excitado y m es la cantidad de piones producidos. Los piones neutros (π^0) decaen rápidamente en dos rayos γ , produciendo una cascadas electromagnética. Sin embargo, los piones cargados π^+ y π^- producirán neutrinos y muones como lo demuestra la figura 2.4

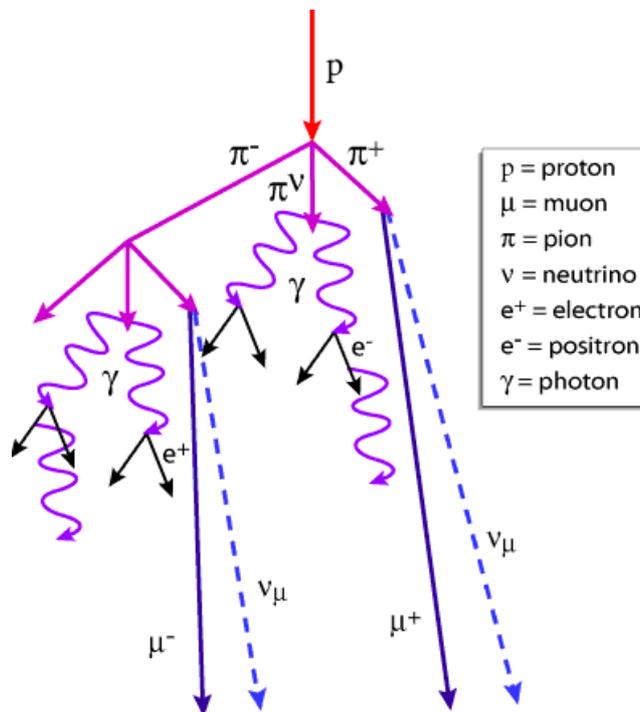


Figura 2.4: Cascada de protón como partícula primaria

- Si la partícula primaria es un fotón la cascada es llamada cascada electromagnética. La partícula primaria al interactuar con los átomos de la atmósfera crean un par electrón-positrón, sucesivamente, por Bremsstrahlung producen otros rayos γ de alta energía que producen más pares en cadena hasta que la energía de la partícula es suficientemente baja. La cascada contiene electrones, positrones, y rayos γ .

2.4. Modulación solar de los rayos cósmicos

La heliosfera es la región alrededor del Sol, rodeada por el medio interestelar local, dominada por el campo magnético solar. El campo magnético es transportado hacia la heliósfera por el viento solar. Cuando los rayos cósmicos penetran a esta región se enfrentan a procesos físicos como la difusión, convección, desaceleración adiabática y derivas. Dichas variaciones se pueden registrar con detectores en Tierra o a bordo de naves espaciales. A la variación que experimenta la intensidad de radiación cósmica debida a efectos de actividad solar se le llama **modulación de rayos cósmicos**.

Describimos aquí 4 tipos de procesos de modulación:

Convección: Cuando una partícula cargada entra a la heliósfera e interactúa con el CMI, el cual es arrastrado por el viento solar, de tal manera que las partículas son atrapadas por las líneas de campo girando alrededor de ellas. Como el viento solar fluye radialmente hacia afuera, forma como una especie de barrera impidiendo así el paso de las partículas.

Difusión: Los RC al seguir las líneas del CMI se topan con irregularidades del campo, es decir, el CMI en ocasiones es más intenso o cambia de dirección, tal que en dicho encuentro, las partículas se dispersarán. Sin embargo, no todas las partículas sufrirán la dispersión de igual manera. Aquel RC cuyo radio de giro sea comparable con la irregularidad del CMI, es decir, los que puedan resonar con las irregularidades del CMI serán dispersados. Por otro lado, si el radio de giro del rayo cósmico es mucho mayor o menor que la irregularidad del CMI, no verá afectado su movimiento, la partícula seguirá su trayectoria a través de la línea de campo sin sentir la irregularidad. Este proceso es llamado difusión, y como las irregularidades del CMI son aleatorias, las partículas serán dispersadas en todas direcciones.

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 CM presenta gradiente y curvatura, de tal manera que la partícula sufre un desplazamiento perpendicular al plano formado por los campo magnético y eléctrico. La deriva es un proceso que depende del signo de la carga del rayo cósmico y de la polaridad del campo magnético.

2.4.1. Variaciones de origen solar en la radiación cósmica:

Las variaciones temporales en la intensidad de los rayos cósmicos que son resultado de un efecto interestelar muestran un comportamiento cíclico en tiempo sideral, siendo estas variaciones de menor amplitud que las variaciones de origen solar. Existen diversas variaciones de origen solar en la intensidad de la radiación cósmica. Las más representativas son:

Variación diurna

La competencia entre el flujo difusivo y el convectivo hace que la intensidad de la radiación observada en una estación terrestre, presente un máximo alrededor de las 15 horas (locales) y un mínimo sobre las tres de la mañana. Más que sólo una variación, esto es una característica intrínseca de la modulación.

El primero en realizar dicha observación fue Linholm en 1982 quien descubrió la existencia de una variación de la intensidad de la radiación con respecto a la hora local solar gracias al análisis de la intensidad registrada durante horas consecutivas.

En la figura 2.5 se observa que el flujo convectivo (flecha verde) apunta hacia las 24 horas, mientras que el difusivo (flecha roja) ocurre hacia adentro de las líneas del campo magnético. Como resultado de estos procesos se obtiene el flujo total (flecha rosa) lo que indica que la mayoría de las partículas llegan entre las 12 y 18 horas.

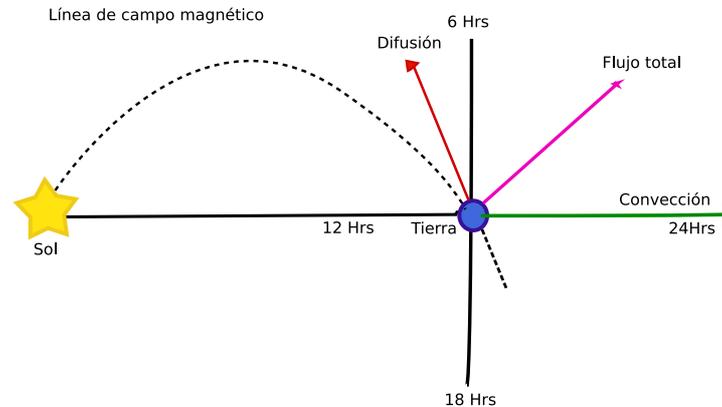


Figura 2.5: Esquema de la variación diurna del flujo de rayos cósmicos.

Decrecimiento Forbush

Fenómeno descubierto por Scott E. Forbush en 1938, el cual es una disminución abrupta de la intensidad de la radiación cósmica (del 10 – 20 %), la cual ocurre simultáneamente en todas las estaciones terrestres sin importar donde están localizadas.

El marcado decrecimiento en la intensidad puede ser hasta del 12 % en un periodo de 6 horas, mientras que la recuperación de la intensidad va de unos cuantos días hasta semanas. La amplitud

del decrecimiento Forbush depende de cada estación, debido a las características geomagnéticas del lugar en donde se encuentra ubicado el detector. En principio se pensó que dichos decrecimientos estaban asociados a fenómenos puramente terrestres, tales como variaciones temporales del campo geomagnético. Gracias a recientes mediciones con satélites fuera de la magnetósfera se han asociados con diversos fenómenos.

Entre los años 1967-1968, Barouch y Burlaga (1975), realizaron un análisis de diversos decrecimientos Forbush, y encontraron que estaban asociados con el paso de una región en donde el campo magnético era muy intenso. En la actualidad varios estudios han demostrado la correlación directa que existe entre el decrecimiento Forbush y ráfagas intensas, así como con eyecciones de masa coronal. La onda de choque asociada a estos fenómenos actúa como una barrera magnética, de tal manera que impide el paso de la radiación cósmica. Muestro en la figura 2.6 un decrecimiento Forbush detectado por el Observatorio Milagro y el monitor de Neutrones (MN) de Sanae.

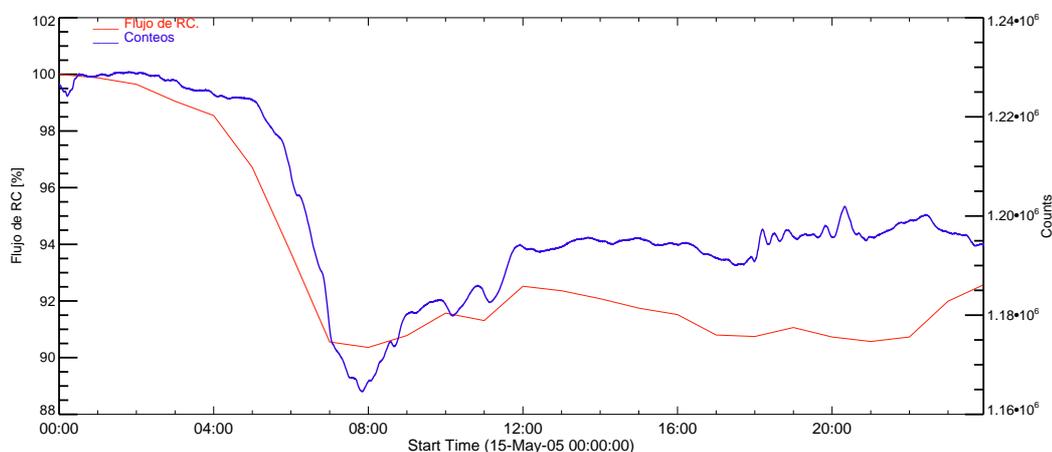


Figura 2.6: Decrecimiento Forbush observado por el monitor de Neutrones de Sanae y el Observatorio de rayos γ Milagro. En ambos detectores se registra la reducción de la intensidad de RC al mismo tiempo.

Variación de 11 y 22 años

El nivel de actividad solar determina las condiciones magnéticas que prevalecen en la heliósfera, las cuales cambian a medida que el ciclo solar avanza. El cambio en las irregularidades del campo magnético interplanetario, provocan también una variación en la intensidad de radiación cósmica a lo largo del ciclo solar.

En el mínimo solar, no hay grandes variaciones ya que la estructura del viento solar es simple, sin embargo, cuando se acerca al máximo solar la actividad se manifiesta en ráfagas, eyecciones de masa coronal, etc., de tal manera que las irregularidades en el medio interplanetario aumentan, afectando el transporte de rayos cósmicos. En la figura 2.7 se muestran los ciclos solares de 1964 a 2003, representados por el número de manchas, junto con la intensidad de la radiación cósmica registrada en la Tierra. Se puede apreciar claramente la anticorrelación que existe entre el flujo de

rayos cósmicos y las manchas solares, por ejemplo en el máximo de intensidad de rayos cósmicos (año 1965) ocurre cuando el Sol se encuentra en el mínimo de actividad y comienza a decaer lentamente a medida que el ciclo solar avanza, es decir, cuando el Sol se encuentra en su máximo de actividad solar (año 1970) la intensidad de la radiación cósmica es mínima.

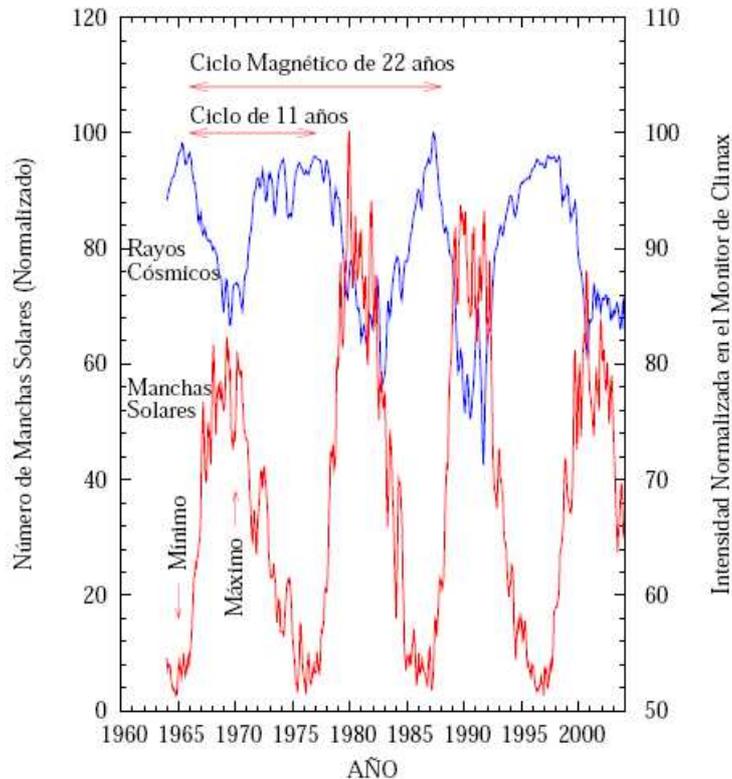


Figura 2.7: Variación de 11 y 22 años. Intensidad de rayos cósmicos (azul), (rojo) ciclo de manchas solares (Morales, 2009).

La variación secular, como también se le llama, es resultado del equilibrio que se establece entre la convección generada por el movimiento del viento solar hacia afuera, la difusión de partículas cósmicas hacia el Sol a través de las líneas magnéticas y la deriva que experimentan los rayos cósmicos al moverse en un campo magnético con gradiente y curvatura.

Por otro lado, la variación de 22 años se debe al ciclo solar magnético, es decir, a la inversión de la polaridad del campo magnético cada 11 años; donde el polo sur magnético pasa a ser un polo norte y viceversa.

En la figura 2.7 se puede apreciar (línea azul) que los máximos de intensidad de rayos cósmicos son diferentes, en unos se muestran picos donde el máximo de intensidad no dura mucho tiempo decayendo rápidamente, en otras épocas el máximo no decae inmediatamente, si no que se mantiene un corto tiempo.

Este fenómeno es debido a que cuando las líneas del campo magnético se dirigen hacia fuera del hemisferio norte del Sol y hacia adentro en el polo sur, los rayos cósmicos cargados positivamente entran primordialmente por los polos y salen por la hoja de corriente. Mientras que

en el caso en donde la polaridad se invierte las líneas del campo magnético entran por el Norte y salen por el Sur) las partículas entran por la hoja de corriente, recorriendo así una mayor distancia que al entrar por los polos. De tal manera que la recuperación de la intensidad es más lenta, al llegar al máximo, inmediatamente comienza a decaer.

Variación de 27 días

Otras de las variaciones periódicas de corto plazo que existe es la de 27 días, encontrada al estudiar la intensidad de la radiación cósmica durante días sucesivos. De acuerdo a los estudios realizados por Sokolov y Venkatesan, dicha variación no es constante y tiene una correlación directa con el ciclo solar (Wilson, 1963).

Los estudios realizados por Forbush en 1957 con respecto a la estabilidad de la variación de 27 días muestran que su variación promedio es de dos a tres rotaciones solares, sin embargo, se han observado variaciones que han durado hasta treinta rotaciones solares. Dando como conclusión que aunque la variación de 27 días en sí es periódica, su aparición es ocasional. De la misma manera, en diversos estudios se ha encontrado la evidente relación entre la variación de 27 días con la rotación solar y con la aparición de zonas activas.

Valdés-Galicia y Dorman (1997), realizaron un análisis de la variación de 13.5 días en la intensidad de la radiación cósmica con la hoja de corriente heliosférica. Los resultados fueron que la variación de 13.5 días tiene una mejor correlación con la hoja de corriente que la variación de 27 días.

Por otro lado Gil et al. (2007) concluyen que existe una relación directa entre el ciclo de la variación de la velocidad del viento solar (27 días) y la variación de la intensidad de rayos cósmicos galácticos. Esto es debido a la asimetría heliolongitudinal del viento solar.

Capítulo 3

Observatorio Milagro

Es importante para el lector conocer el instrumento de trabajo durante el desarrollo de la presente tesis, de tal manera, que en este capítulo se describe el Observatorio Milagro, cómo estaba formado, su funcionamiento y el registro de datos mediante el sistema de contadores.

3.1. Introducción

El observatorio Milagro fue un instrumento diseñado para observar rayos γ de altas energías (\geq TeV) situado en las Montañas de Jemez, New Mexico, USA a una altitud de 2630 metros sobre el nivel del mar. Milagro inició actividades en febrero de 1999 y concluyó en junio del 2008, obtuvo grandes resultados tales como el estudio del plano galáctico (Huntemeyer et al., 2007), observaciones rayos γ (Abdo et al., 2006; Vasileious, 2008), observaciones de rayos cósmicos galácticos y solares (Falcone et al., 2003) mediante el análisis de contadores, además de descubrir 2 regiones de excesos de rayos cósmicos y estallidos de rayos γ (Abdo, 2007; Anzenberg, 2006a).

Aunque el objetivo científico principal de Milagro fue estudiar el Universo en rayos γ , también almacenó eventos debidos a chubascos hadrónicos. Su sistema, sensible a partículas secundarias de rayos γ , permitía observar al cielo continuamente en un intervalo de energías entre 500 GeV y 50 TeV (modo principal). También contaba con un sistema de contadores capaz de observar partículas secundarias generadas por protones en un intervalo de energías entre 10 a 300 GeV. Este sistema de contadores era en especial sensible a emisiones solares como lo indican Falcone et al. (2003) en las observaciones de “Milagrillo”, prototipo de “Milagro”, que observó un evento solar a nivel de superficie que también fue registrado por algunos Monitores de Neutrones en noviembre de 1997 (Falcone et al., 2003) y tuvo asociada una ráfaga muy intensa de clasificación X9.

3.2. Descripción del detector

Milagro (figura 3.1) estaba situado a $35^{\circ}52'45''$ de latitud y $106^{\circ}40'37''$ de longitud, correspondiente a una sobrecarga atmosférica de $\sim 750gr/cm^2$. La ubicación del experimento Milagro lo hacía ideal para la detección de eventos solares energéticos, ya que el camino aleatorio donde un protón es remitido y absorbido en direcciones aleatorias conocido como camino libre medio es de $\sim 62gr/cm^2$ para colisiones nucleares, siendo la altura del detector correspondiente a ~ 12

veces el camino libre medio. De tal manera que la sobrecarga atmosférica no afecta el transporte de partículas energéticas. Tomando en cuenta que la Rigidez es equivalente a la energía entre la carga $R \equiv pc/q$, las unidades de GeV son denotadas como GV, de tal manera que partículas con energías mayores a la rigidez en determinado lugar pueden atravesar el campo magnético con gran facilidad.

De tal manera que Milagro tiene un corte de rigidez umbral de ~ 3.9 GV siendo sensible a rayos cósmicos hadrónicos por encima de los 4 GeV hasta 1 TeV (Falcone y Ryan, 1999).



Figura 3.1: Vista aérea del Observatorio Milagro. El reservorio central estaba cubierto por una capa hermética, mientras los puntos rojos representan el arreglo exterior llamado “outrigger”.

Físicamente Milagro estaba compuesto por un reservorio central y un arreglo de tanques periféricos externos llamados Outriggers, los cuales se describirán a continuación:

3.2.1. Reservorio Central

El reservorio central, era una pileta de $80m \times 50m$ de área y $8m$ de profundidad, llena con 24 millones de litros de agua purificada y un arreglo de 723 fotomultiplicadores (FMs). El reservorio estaba cubierto por una capa de polietileno hermética que aislaba la luz exterior, permitiendo que el detector operara durante el día y la noche.

Los FMs formaban dos capas: la capa superior estaba compuesta por 450 FMs, a 1.4 m de profundidad. La capa inferior contenía 273 FMs colocados a una profundidad de 6 m, la separación

entre cada FM era de 3 mts. La figura 3.2 muestra un esquema del arreglo que formaba el reservorio central.

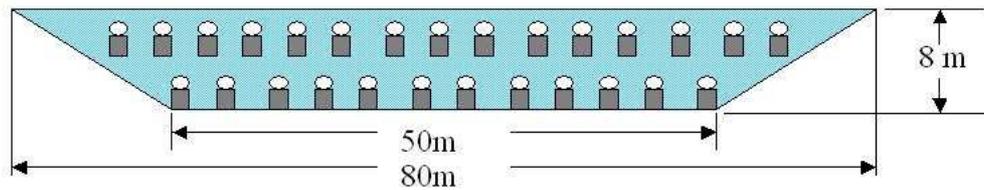


Figura 3.2: Ilustración del reservorio central formado por dos capas de FMs.

3.2.2. Tanques exteriores

El arreglo exterior estaba formado por tanques de polietileno de alta densidad (figura 3.3). Cada tanque tenía una cubierta interior de Tybec (material reflectante-difusivo) que permitía coleccionar la máxima cantidad posible de luz por los FMs. Cada tanque medía 2.4 m de diámetro y 1 m de altura. El arreglo de tanques exteriores llamado “Outriggers” estaba compuesto de 175 tanques esparcidos en una área de $40,000 \text{ m}^2$ alrededor del reservorio principal. Cada tanque era llenado con $\sim 2200 \text{ lt}$ de agua pura y dentro contenía un fotomultiplicador mirando hacia abajo. Dicho arreglo inició labores a finales del año 2002 empleando la técnica de radiación Cherenkov en agua de la misma manera que el reservorio central.



Figura 3.3: Arreglo exterior de 175 tanques de agua en la periferia del reservorio principal.

3.2.3. Funcionamiento

Es sabido que partículas cargadas relativistas generan radiación Cherenkov en un medio si su velocidad es mayor a la velocidad de la luz en ese medio.

Después que las partículas secundarias han atravesado la cubierta de Milagro interactúan con los átomos o moléculas del agua, excitando de esta manera al medio y emitiendo una luz azul con forma cónica (efecto conocido como radiación Cherenkov) que es detectada por un instrumento sensible a la luz llamado tubo Fotomultiplicador (FM).

La primera capa formada por 450 FMs se llamaba capa de chubascos atmosféricos (AS por sus siglas en inglés Air Shower), su principal función era la de reconstruir la dirección incidente de la partícula primaria como se muestra en la figura 3.4. Una partícula primaria (rayos γ o rayos cósmicos) interactúa al entrar en la atmósfera terrestre iniciando así un chubasco de partículas e^- , e^+ , γ y μ . Mientras las partículas del chubasco atmosférico van cayendo con velocidades cercanas a la velocidad de la luz forman un frente de onda (frente del chubasco atmosférico) como el mostrado en la figura 3.4, el cual al entrar eventualmente en Milagro y ser detectados por la primera capa de fotomultiplicadores permite la reconstrucción de la dirección incidente de la partícula primaria mediante las diferencias en los tiempos de llegada de las partículas como una función de la distancia (McCullough, 2001). Las partículas con mayor energía, cercanas al núcleo, sufren menor dispersión que las partículas lejanas al núcleo. En el agua, las partículas secundarias

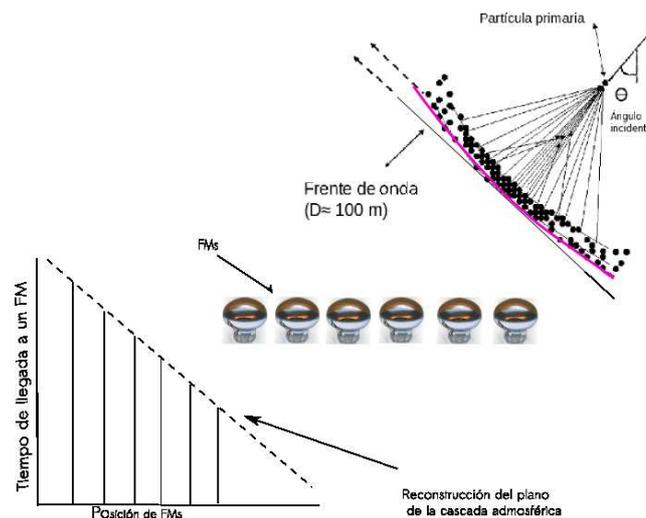


Figura 3.4: Técnica de reconstrucción de dirección incidente de la partícula primaria.

son excitadas por el medio emitiendo luz Cherenkov, siendo los FMs los que detectan esta luz. De tal manera que las propiedades de la partícula primaria pueden ser reconstruidas por el chubasco producido y reconstruido usando la cantidad total de la señal detectada por los FMs mediante el tiempo de llegada de las partículas secundarias.

Con el arreglo externo de tanques se incrementó la superficie de detección de Milagro, permitiendo que el experimento se volviera más sensible, especialmente para eventos de altas energías. Dicha sensibilidad permite la detección del chubasco atmosférico aunque el núcleo se encuentre fuera del área del reservorio principal. Con el aumento de tanques se puede determinar la posición del núcleo aunque esté fuera del reservorio principal. Esto no solamente aumenta el área efectiva del experimento y la resolución angular, también permite realizar una estimación de la energía del chubasco atmosférico para cada uno de los eventos observados.

El chubasco atmosférico debido a rayos γ usualmente contiene e^- , e^+ , y γ . Estas partículas son absorbidas rápidamente después de entrar al agua, siendo los muones los que principalmente atraviesan el detector hasta llegar a la segunda capa compuesta por 273 FMs llamada “capa de chubasco de Muones” (MU), indicando que esa era una cascada hadrónica.

3.2.4. Fotomultiplicadores

Como se mencionó anteriormente, la radiación Cherenkov en Milagro es detectada por un instrumento sensible a la luz llamado tubo fotomultiplicador.

Los FMs empleados por Milagro tenían un diámetro hemisférico de 20 cm, el modelo escogido fue Hamamatsu R5912SEL, el cual mostró buen funcionamiento, permitiéndo reconstruir áreas importantes del chubasco atmosférico (McCullough, 2001). Algunas de las características de los FMs son:

- Buen tiempo de resolución para todos los niveles, incluyendo 1 fotoelectrón (FE) (tiempo de resolución de 1 FE de 2.7ns).
- Eficiencia en la detección alta de FE (20-25 % en 325-450 nm).

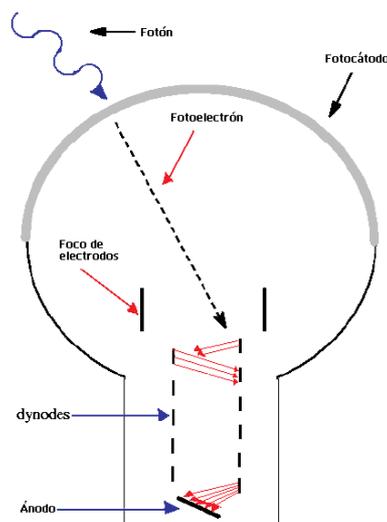


Figura 3.5: Esquema de un Fotomultiplicador mostrando como opera cuando un fotón incide con el fotocátodo.

Cuando un fotón incide con el fotocátodo, un electrón es liberado mediante el efecto fotoeléctrico. El electrón es direccionado hacia adentro de una serie de dínodos a través de un foco de electrodos. La figura 3.5 muestra un esquema del interior de un FM en el momento de detectar un fotón.

3.2.5. Electrónica

En Milagro, los FMs se conectaban a tarjetas electrónicas mediante 137 m de cable RG-59 el cual proveía el alto voltaje a los FMs y transmitía la señal del FM a la tarjeta. Cada tarjeta contenía 16 entradas para tubos fotomultiplicadores como se muestra en el inciso a) de la figura 3.7. Milagro empleaba la técnica de discriminación de tiempo sobre el umbral (TOT*) la cual se usaba para estimar la altura del pulso (número de FEs) como lo ilustra la figura 3.6

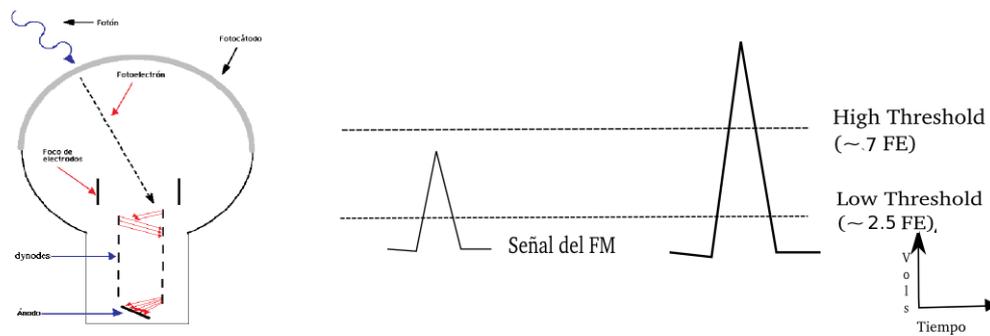


Figura 3.6: Diagrama mostrando la técnica tiempo sobre umbral (TOT)

Cada señal del FMs era enviada a un amplificador de alta y baja ganancia. La señal de alta ganancia se enviaba a un discriminador cuyo umbral era de ~ 7 fotoelectrones (FEs), mientras la señal de baja ganancia se enviaba a un discriminador cuyo umbral era de ~ 0.25 FEs. Cuando la señal cruza el umbral ya sea bajo (0.25 FEs) o alto (7 FEs) como lo muestra la figura 3.6, se generaba un pulso rectangular siendo la anchura el tiempo en el que el pulso estaba sobre el umbral. Esta anchura está relacionada con la amplitud del pulso. Para fines de esta tesis se han descartado las señales de bajo umbral para minimizar fluctuaciones debido a ruido.

3.3. Sistema de contadores

El instrumento Milagro trabajaba en dos modos de operación, el primero llamado “Trigger”, donde se requería que se dispararan más de 20 FMs y era sensible a fotones con energías mayores a los 500 GeV. El segundo modo se basa en el conteo individual de cada FM en un tiempo de resolución de un segundo que era sensible a bajas energías (MeV). Como se mencionó anteriormente Milagro estaba formado por tres arreglos: chubasco atmosférico (air shower), chubasco de muones (muon shower) y el arreglo de tanques exteriores. Cada uno de estos arreglos generaba conteos para umbral alto, bajo y en el caso de modo trigger conteos “enmascarados (masked)” (Williams et al., 2000).

Las salidas de FMs estaban conectadas a tarjetas con una arreglo de 16 FMs cada una. En el caso de la salida de bajo umbral, los FMs estaban en grupos de 4 FMs llamados canal A, B, C y D como lo ilustra la figura 3.7 a), obteniendo 4 salidas lógicamente combinadas. Para lo cual cada FMs estaba conectado a discriminadores de alto y bajo umbral. Si excedía el discriminador de bajo

* siglas en ingles time-over-threshold

umbral (0.25 FEs) un sólo FMs en un tiempo de 30 ns, existía una salida, aún si en ese tiempo de conteo dos FMs eran encendidos, sólo se contaba como una salida.

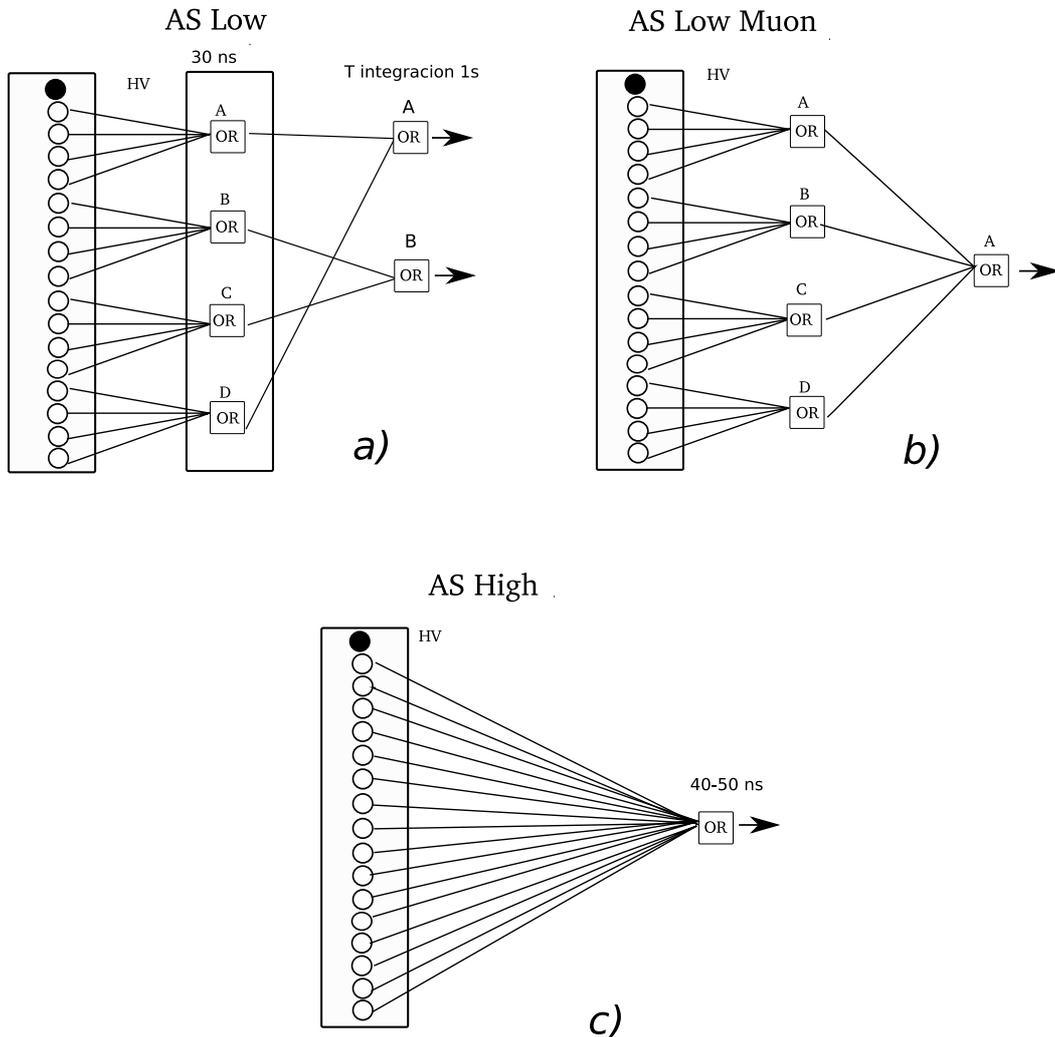


Figura 3.7: Salida de contadores mediante combinaciones lógicas OR, a) chubascos atmosféricos de bajo umbral, b) chubascos de muones de bajo umbral, c) chubascos atmosféricos de alto umbral.

En la figura 3.8 también se aprecia la asignación de los tubos FMs en una tarjeta de 16 salidas para el caso de contadores de bajo umbral. Mediante combinaciones lógicas OR los 16 tubos dan salidas a FMs agrupados mediante canales A, B, C y D, en donde no hay pares cercanos ni próximos en el mismo grupo, de esta manera se maximiza la probabilidad de que las partículas secundarias generen diversos conteos en tubos cercanos (por ejemplo, el canal A tiene asignado los tubos FMs 1, 3, 9 y 11).

Las cuatro salidas de bajo umbral eran combinadas para obtener únicamente dos salidas. Para lo cual, mediante combinaciones OR, los canales A y D daban como salida A, mientras que los canales B y C tenían como salida el canal B.

Por su parte, la capa de chubascos de muones combinaba los cuatro canales obteniendo una única salida como se muestra en el inciso b) de la figura 3.7.

Por otro lado, las combinaciones lógicas OR para la salida de alto umbral es solamente una en

16 D	15 C	14 D	13 C
12 B	11 A	10 B	9 A
8 D	7 C	6 D	5 C
4 B	3 A	2 B	1 A

Figura 3.8: Asignación de 16 tubos FMs para las combinaciones lógicas de umbral bajo agrupadas en canales A, B, C y D.

un tiempo de resolución entre los 40 ó 50 ns con un tiempo de integración de 16 segundos (Atkins et al., 2003), como lo muestra el panel c) de la figura misma figura.

La salida enmascarada es una combinación lógica OR de contadores de bajo umbral mostrado en la Figura 3.7 a) para un conjunto de 16 tubos. En el momento en que la señal atraviesa el discriminador de bajo umbral, la tarjeta genera un pulso cuadrado (amplitud de 25 mV y tiempo de integración de 180ns) (Williams et al., 2000; Vasileiou, 2008). Esta salida es conocida como modo disparos de trigger, de tal manera que no se empleará en el presente trabajo de tesis.

Debido a la discriminación empleada en los arreglos de FMs, se puede conocer el área efectiva para protones. Esto se debe a la multiplicidad de canales de contadores los cuales son una suma analógica de las capa de chubascos atmosféricos para la agrupación de bajo umbral. De tal manera que hay 8 niveles de discriminación, correspondiente a una multiplicidad de 6, 8, 10, 12, 16, 25, 32 y 40 FMs (Shoup et al., 2005)

Mediante simulaciones Monte Carlo, Shoup et al. (2005) calcularon las áreas efectivas de los dos umbrales de la capa de chubascos atmosféricos mostrados en la figura 3.9.

Se puede observar como el área efectiva para el umbral bajo es mayor que el umbral alto en el mismo rango de energía. A pesar de esto, en esta tesis utilizamos el umbral alto debido a que es menos sensible a fluctuaciones de ruido de fondo.

Milagro formó parte de la primera generación de observatorios que usan la técnica de detección de partículas por emisión de luz Cherenkov en agua y registró varios eventos solares como se estudiará en el próximo capítulo. A partir de él, en nuestro país se está construyendo el segundo observatorio que es más grande, de luz Cherenkov en agua a gran altura llamado HAWC (por sus siglas en ingles “ High Altitude Water Cherenkov Observatory”), el cual será 15 veces más sensible que Milagro y tendrá la capacidad de registrar eventos solares aún con menores energías.

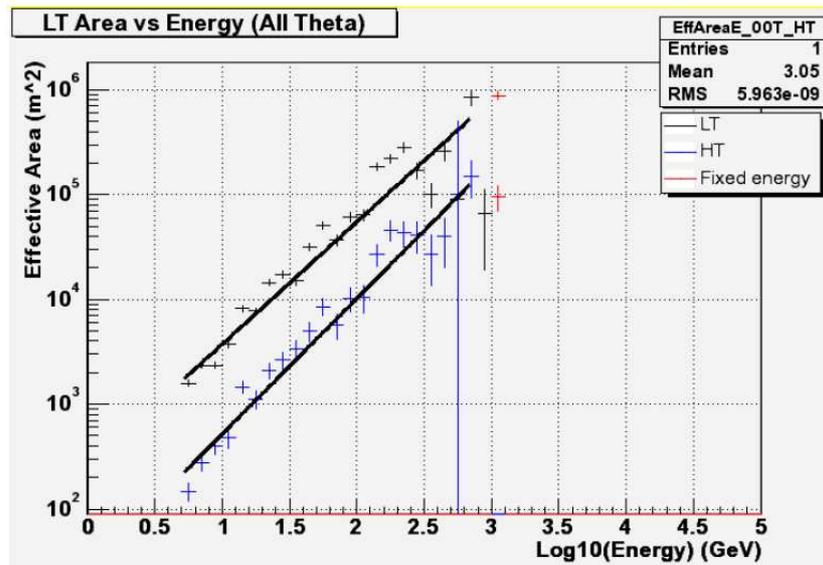


Figura 3.9: Área efectiva de protones para la capa de chubasco atmosférico de bajo y alto umbral. En negro, gráfico de bajo umbral, en azul, alto umbral y en rojo marcada la energía fija (Shuop et al., 2005).

3.4. Observatorio de radiación Cherenkov en agua a gran altura.

HAWC será un arreglo de 300 tanques de 7.3 metros de diámetro por 5 metros de alto, los cuales contendrán agua pura y tres FMs mirando hacia arriba en la base de cada tanque. La figura 3.10 muestra el prototipo de tanque que formarán el arreglo HAWC.

Será instalado a una latitud de $18^{\circ} 59' 41''$ N, longitud $97^{\circ} 18' 28''$ a una altitud de 4100 m sobre el nivel del mar, en una meseta de $200 \text{ m} \times 450 \text{ m}$ cerca del Gran Telescopio Milimétrico (GTM) en el Volcán Sierra Negra, Puebla, México, dentro del territorio del Parque Nacional Pico de Orizaba. En la figura 3.11 se observa en el pico del volcán Sierra Negra el GTM, abajo se encuentra el esquema de lo que será el Observatorio HAWC.

HAWC ha sido diseñado para detectar rayos γ de muy alta energía que van desde 100 GeV hasta 100 TeV. Con capacidad de monitorear el cielo constantemente debido a su gran campo de visión de $2\pi \text{sr}^*$, operando durante las 24 horas del día.

Con este nuevo diseño HAWC será 15 veces más sensible que el Observatorio Milagro, su antecesor. De tal manera que con ~ 100 tanques alcanzará la sensibilidad de Milagro, y se podrá comenzar a analizar los datos mucho antes de que HAWC se termine de construir.

Objetivo

El observatorio Milagro, durante su periodo de vida obtuvo buenos resultados como ya se mencionó al inicio del capítulo. HAWC pretende ampliar y mejorar los resultados que su antecesor tuvo. Los principales objetivos de HAWC son:

- Monitorear el cielo en busca de fuentes de rayos γ como remanentes de Supernova, centros

* sr (steradian) $\approx 3282,8$ grados cuadrados.



Figura 3.10: Prototipo de los tanques que formarán el arreglo HAWC, con 5 metros de alto y 7.3 metros de diámetro.

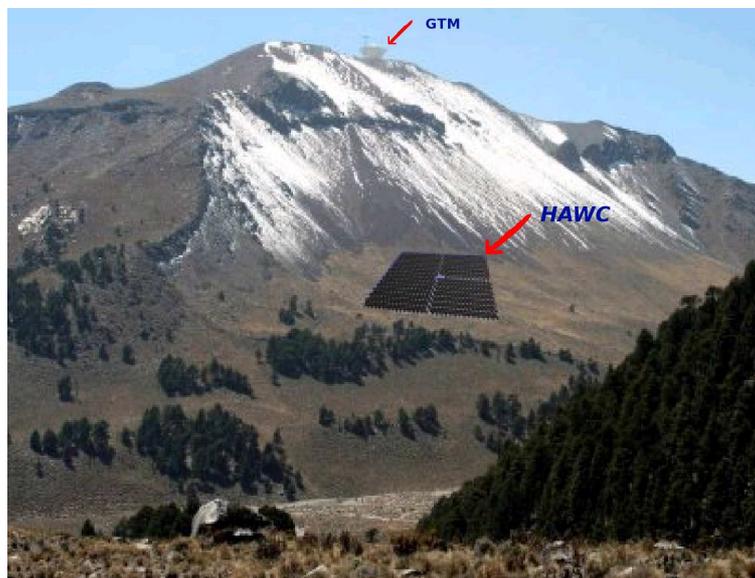


Figura 3.11: Sierra Negra, Puebla, México, lugar donde será establecido HAWC, arriba el Gran Telescopio Milimétrico (GTM).

activos de galaxias y fenómenos totalmente nuevos.

- Estudiar la anisotropía local de rayos cósmicos para entender los mecanismos que la generan.

- Determinar el espectro de los rayos γ de muy alta energía de fuentes astrofísicas en la Galaxia y así saber si son o no fuentes de rayos cósmicos galácticos.

Capítulo 4

Análisis de Datos

Este capítulo presenta el análisis detallado de los datos obtenidos con contadores del Observatorio Milagro y sus resultados, así como las observaciones registradas por Milagro durante su vida como Milagrino y posteriormente como Milagro, los cuales llevaron al desarrollo del presente proyecto de tesis.

4.1. Estudios anteriores a Milagro: Milagrino

4.1.1. Observación del evento del 6 de noviembre de 1997

El antecesor de Milagro llamado Milagrino inició actividades en febrero de 1997 concluyendo en mayo de 1998 (Atkins et al., 2003; McCullough, 2001). Estaba compuesto por un arreglo de 228 tubos Fotomultiplicadores (FMs) separados uno del otro 2.8 m, sumergidos 1-2 m en agua limpia. Fue designado para observaciones de altas energías (con umbral $\sim 100\text{GeV}$) y sensible a chubascos atmosféricos hadrónicos con rigideces por encima de los 4 GeV (Falcone et al., 2003), empleando la técnica de radiación Cherenkov en agua. Milagrino empleaba los dos modos de operación, el de contadores con umbral alto correspondiente a un pulso de ~ 7.6 fotoelectrones y el de trigger en el cual se requería un mínimo de 100 FMs para registrar una señal, permitiendo así que se realizaran observaciones de partículas energéticas solares (SEPs), ya que era sensible a chubascos atmosféricos de partículas primarias hadrónica y muones de $\sim 4\text{GeV}$, siendo el área efectiva de milagrino 3 órdenes de magnitud mayor al de un monitor de neutrones (MN). Tal resultado se obtuvo empleando simulaciones Monte Carlo, se aprecia en la figura 4.1 que para energías de 10 GeV, el área efectiva del modo de contadores de umbral alto en Milagrino era ~ 3 órdenes de magnitud mayor que un monitor de neutrones.

Falcone et al. (2003) reportó una observación solar registrada por Milagrino en su modo de contadores. Dicho evento fue una ráfaga solar de clasificación X9 que inició a las 11:49 UT del día 6 de noviembre de 1997. Esta observación fue confirmada por diversos detectores, por ejemplo, LASCO detecta el lanzamiento de la eyección de masa coronal (EMC) con una velocidad entre los 600 y 2,200 km s^{-1} (Leblanc et al., 2001), la cual se observó a una longitud 63° al oeste solar como se muestra en la figura 4.2.

De la misma manera, Yoshimori et al. (2000) reportaron la detección de rayos γ (con inicio a

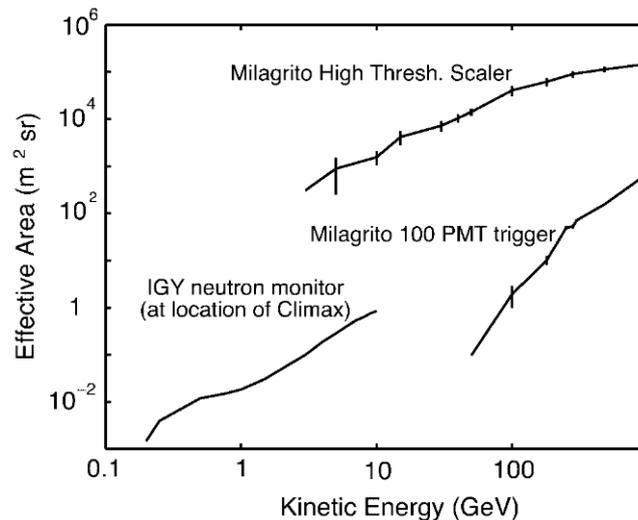


Figura 4.1: Área efectiva de Milagrito para protones isotrópicos incidentes por encima de la atmósfera terrestre comparados con el monitor de neutrones IGY (Climax, Colorado) (Falcone et al., 2003).

las 11:52 UT) con energías por encima de los 70 MeV acompañando a la ráfaga solar.

La red mundial de monitores de neutrones registró un GLE en respuesta a protones con energías mayores a 1 GeV (Duldging y Humble, 1999). Monitores ubicados en baja latitud como es el caso del Monitor de Neutrones de la ciudad de México (corte de rigidez geomagnético 8.6 GV) no registró dicho incremento. Por otro lado, el monitor de neutrones Climax ubicado en Climax Colorado a 400 km al norte de Milagrito, con un corte de rigidez de 3 GV también registró dicho incremento. Lo mencionado anteriormente se puede observar en la figura 4.3; en color verde están representados los registros de Climax, se aprecia claramente el incremento en sus registros debido a la observación del GLE, mientras que de color azul los registros de Milagrito en su modo escalar muestran el incremento que el MN Climax ha registrado. Falcone (2001) lo reporta como un incremento significativo de ~ 22 veces la raíz cuadrática media del ruido de fondo, sin embargo, el incremento de Milagrito en su forma de trigger (rojo) no es muy significativo.

Falcone concluye, que los protones del evento solar son acelerados en el sitio de la ráfaga durante la fase impulsiva, pero los protones del GLE son probablemente acelerados mayormente en la corona minutos después del fin de la fase impulsiva de la ráfaga, esto, debido a una eyección de masa coronal. Al calcular la posición de los protones del GLE en el momento que fueron liberados se asumió que la EMC fue liberada con una velocidad de $2,100 \pm 50 \text{ km s}^{-1}$ a las 11:52 UT. El tiempo de liberación fue estimado por extrapolación lineal de la posición de la curva de la CME (obtenida de los datos de LASCO) a un radio solar.

Otra de las observaciones del evento del 6 de noviembre de 1997 fue registrada por el satélite GOES-9, detectando protones energéticos con energías mayores a los 100 MeV, mientras que el flujo de protones interplanetarios estuvo por encima de los 10 MeV como se ilustra en la figura 4.4.

Usando los registros del ACE (Advance Composition Explorer por sus siglas en inglés),

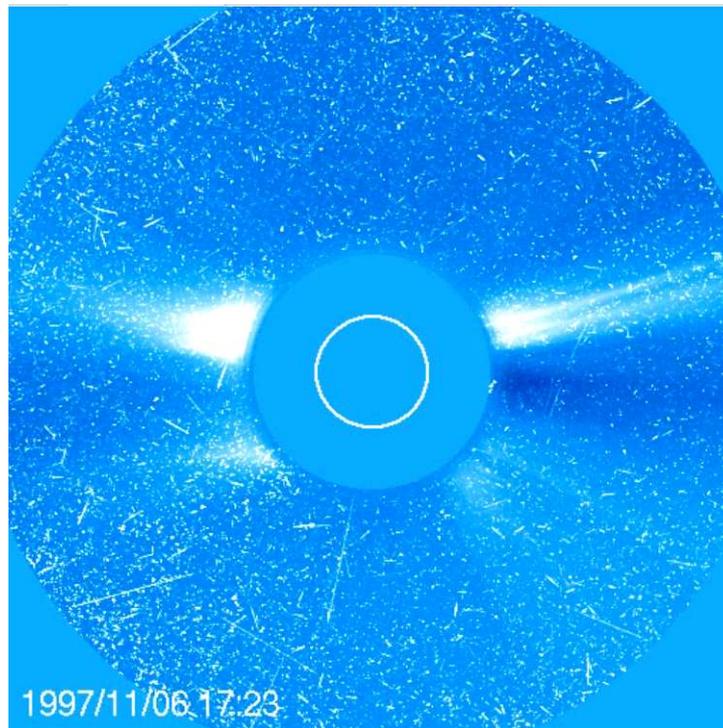


Figura 4.2: Observación de la EMC tipo halo mediante el coronógrafo C2 a bordo del satélite SOHO.

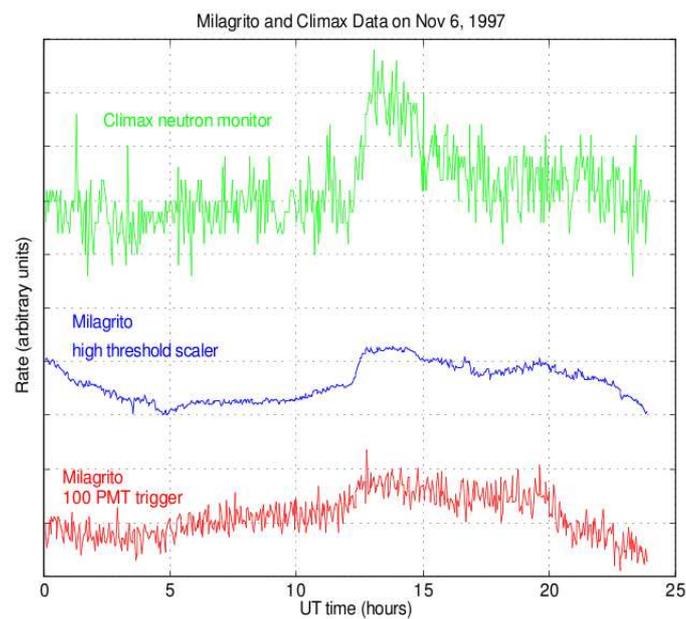


Figura 4.3: Monitor de neutrones Climax y los dos modos de observaciones de Milagrito. Ambos incrementos coinciden con los registros de Climax (Falcone, 2001)

Cohen et al. (1999) reportaron el espectro de iones duros por encima de los 10 MeV nucleon⁻¹. Mayormente incrementos de Fe y He³ (He³/He⁴ ~ 4 y Fe/O ~ 1 en la corona) existiendo evidencia de población en el medio interplanetario en estas energías. Estos valores son mayores a los que se esperaba para eventos graduales, pero no mayores que para algunos eventos impulsivos.

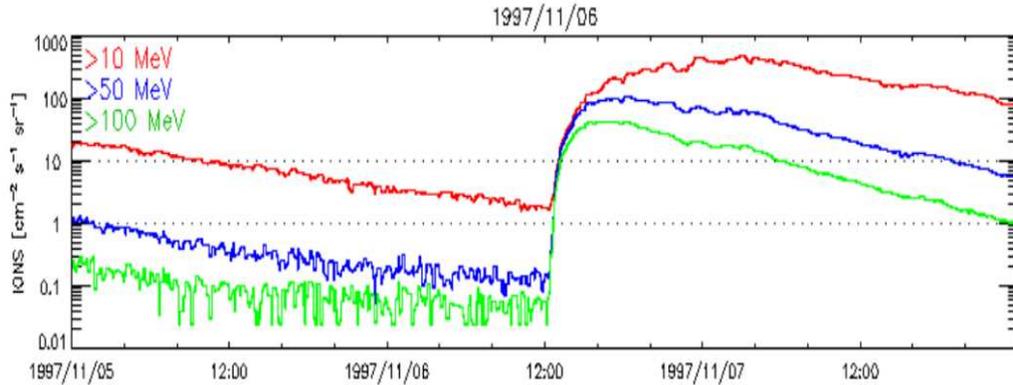


Figura 4.4: GOES 9 ilustrando el incremento debido a partículas energéticas solares SEPs.

La observación del evento solar que se realizó con Milagrito, abrió un camino para futuras observaciones con el Observatorio Milagro.

4.1.2. Observación del evento del 20 de enero del 2005 por Milagro

Milagro inicia actividades en 1999 con observaciones en un rango de energía superior al de Milagrito ($E \leq 1$ TeV). Casi una década después del estudio del evento del 6 de noviembre de 1997, Morgan y Lopate (2008) reportan un incremento en los conteos de Milagro. Se trataba de una ráfaga solar del día 20 de enero del 2005 de clasificación X7.1, que por sus características llamó mucho la atención a la comunidad científica. Es importante resaltar que este evento es fundamental para el análisis de datos de contadores, debido a su observación en este modo por el instrumento Milagro será nuestro evento de referencia.

La ráfaga solar reportada, estuvo acompañado de una EMC rápida tipo halo (figura 4.5), con velocidad estimada entre los $2,000 - 2,600 \text{ km.s}^{-1}$ de acuerdo a los estudios realizados por Grechnev et al. (2008).

El GLE reportado por Morgan y Lopate (2008) fue observado por la red mundial de monitores y considerado como el segundo mayor incremento a nivel de superficie. Uno de los reportes realizados de éste evento fue por McCracken et al. (2008), en donde se analizan los múltiples componentes del GLE en diversos monitores de neutrones, incluyendo a Milagro, ya que su modo de conteos (contadores) es similar al de un MN. En la tabla 4.1 se ha puesto como ejemplo dicha clasificación. En la primera columna se muestra el nombre del Observatorio, en la segunda columna el registro de tiempo del incremento y en la tercer columna se ha registrado la hora (UT) de la primera población de rayos cósmicos y aquellos MN que no la observaron, por último, se muestran los observatorios que registraron una segunda población de rayos cósmicos incluyendo al Observatorio Milagro, (ver McCracken et al., 2008).

Para comparar las observaciones de Milagro, se tomaron en cuenta los registros del MN Climax. En la figura 4.6 se ilustra las curvas de intensidad de Climax (azul) y Milagro (negro); se observa como ambos tienen el mismo incremento con una declinación rápida, esto se debe a que

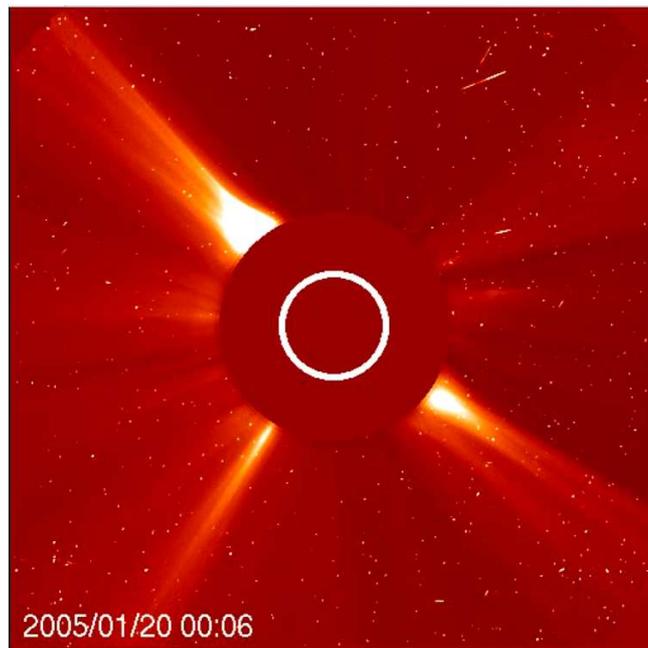


Figura 4.5: EMC tipo halo observada por el coronógrafo C2 a bordo de SOHO

Estación	Inicio del GLE	Máximo 1er. Pico	Máximo 2do. Pico
Polo Sur	0649:45	0653:45	-
McMurdo	0650:00	0655:30	-
Terre Adeleide	0650:15	0654:30	-
Climax	0650:00	0653:00	-
SANAE	0650:00	0652:45	0706
Nain	0652:30	0655:45	0708
Fort Smith	0653:00	0656:00	0705
GRAND	0651:00	0653:00	-
Milagro	0651:00	0652:45	0702
Tixie Bay	0654:15	-	0706
Inuvik	0657:00	-	0705
Cape Schmidt	0658:00	-	0707
Apatity	0652:45	-	0705
Mawson	0651:45	-	0707

Tabla 4.1: Monitores de Neutrones que registraron el GLE del día 20 de enero del 2005, incluyendo al Observatorio Milagro (McCracken et al., 2008)

con el tiempo de integración de Climax (1 min) y Milagro (16 s) las curvas de intensidad se comportan de la misma manera indicando que ambos instrumentos muestrean la misma distribución de partículas con un ángulo de paso similar (ángulo entre v y B).

El mismo evento fue registrado por el satélite CORONAS-F como una emisión de rayos γ con una energía de fotones por debajo de los 200MeV de acuerdo con los reportes de Kuznetsov et al. (2006). Mientras el satélite GOES registra iones con energía mayor a los 100 MeV como se ilustra en la figura 4.7.

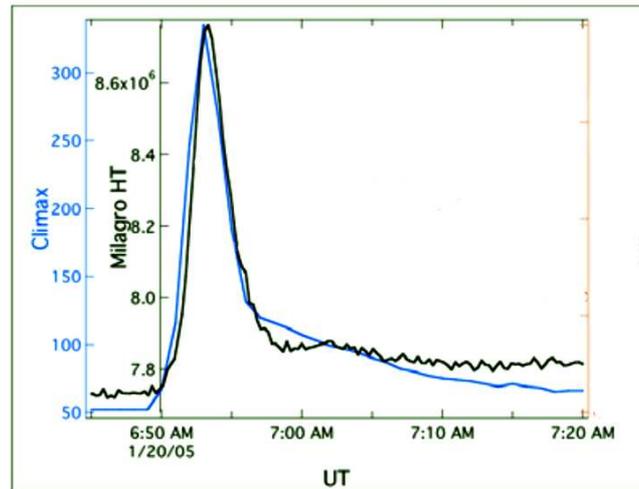


Figura 4.6: Intensidades de Climax y Milagro durante el GLE del 20 de enero del 2005 (Morgan y Lopate, 2008).

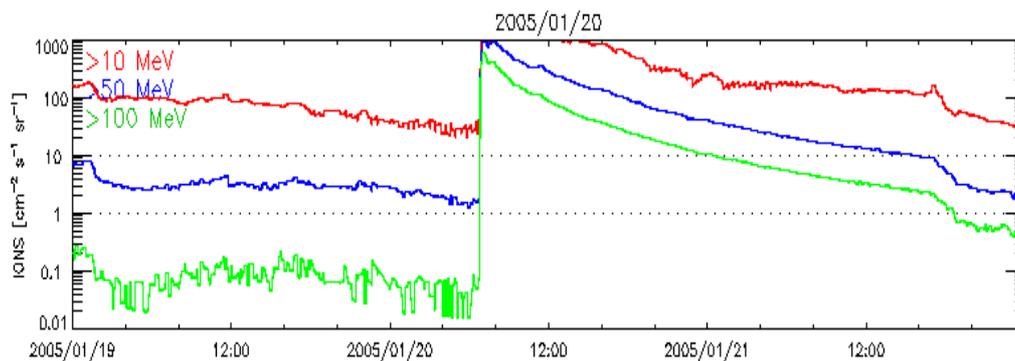


Figura 4.7: Observación de partículas energéticas solares del 20 de enero del 2010 por el satélite GOES

En la figura 4.8 se muestran graficados los registros del observatorio Milagro (color negro) comparados con la observación de la ráfaga solar X7.1 registrado por GOES 10 (color azul). Ambos incrementos son similares en forma, aunque no así temporalmente, ya que muestran un desfase de minutos tanto en su inicio como en su máximo como se estudiará más adelante.

Además de emplear a Milagro como herramienta para estudiar ráfagas solares, se analizó el espectro de rigidez con respecto al área efectiva, de tal manera que se emplearon los incrementos registrados en los diversos canales de contadores de alto umbral, mediante simulaciones con CORSIKA y GEANT para protones cenitales. Concluyendo que mayor número de canales responden a altas rigideces. Por ejemplo, en la figura 4.9 se observa como la función de campo específico para 25 FMs de Milagro decrece más rápidamente que la misma función para el umbral alto, al aproximarse al corte de rigidez geomagnético.

También se logró obtener que el espectro de rigidez de protones de Climax y Milagro (HT) siguen una ley de potencias que pueden expresarse como $P^{-6.2}$ a $P^{-8.2 \pm 0.4}$ con P la función de

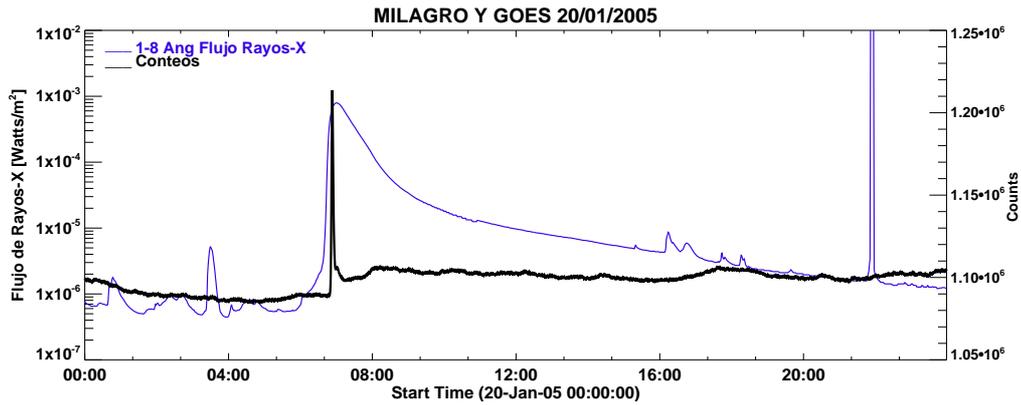


Figura 4.8: Evento solar asociada observado por Milagro asociada con un ráfaga solar del 20 de enero del 2010.

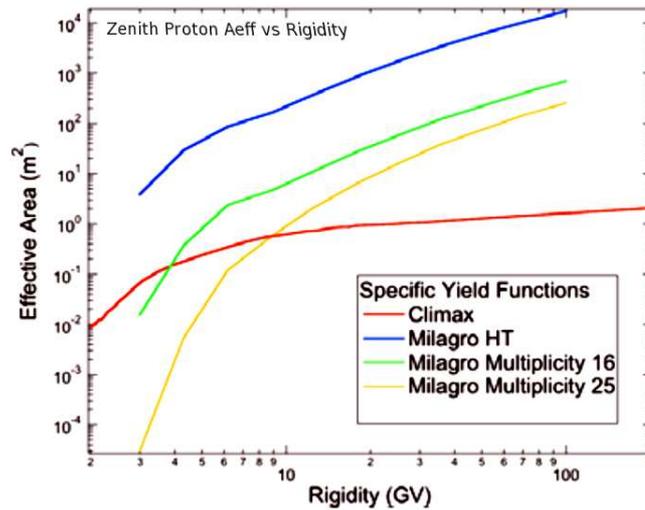


Figura 4.9: Función de campo específico de protones cenitales para Climax, Milagro (umbral alto), Milagro con 16 FMs y 25 FMs (Morgan y Lopate, 2008).

rigidez dentro del rango de 4-6 GV, lo cual es consistente con los datos. Para un canal múltiple de 25 FMs, se obtuvo la sensibilidad a protones cenitales por encima de los ~ 10 GV para espectros de protones de rigidez con orden de P^{-8} ($P^{-7.85 \pm 0.4}$), indicando, que el evento del 20 de enero del 2005 excede los 10GV (Morgan y Lopate, 2008).

Dichos estudios, nos muestran la sensibilidad que tiene el Observatorio Milagro para registrar eventos solares, de tal manera que el punto principal de la presente tesis es el estudio de los datos de contadores desde su inicio de actividad hasta que fue retirado (junio del 2008). Con ésto, se podrá tener un catálogo de eventos solares que Milagro registró y sus principales característica, con el propósito de tener un panorama amplio de las observaciones que el sucesor de Milagro, HAWC, podrá realizar.

4.2. Análisis de Contadores

Para el análisis de contadores se desarrolló un software que consta de diversos programas, cada uno con funciones diferentes: El programa principal llamado ProccesGRB.pl compuesto por 5 subrutinas, requiere que el usuario cree una lista de los días a analizar (ver apéndice A)

Dicha lista debe seguir un formato determinado, el cual se muestra en la tabla 4.2. La primera columna de la tabla muestra el día juliano modificado en formato de Milagro: JDM (día Juliano Modificado—50000 = día Juliano Milagro). La segunda y tercera columna contiene la fracción decimal del día y duración del evento en segundos respectivamente, mientras que en la cuarta columna se muestran los días que el usuario puede solicitar antes y después del evento.

Julian Day	Seg	Duración seg· dist	Días Antes y después	Año
1592	4791	2700	3	2000
1638	8715	21600	3	2000
1702	7535	7800	3	2000

Tabla 4.2: Ejemplo del formato a seguir para el análisis de datos en Milagro. Lista nombrada “rclist.txt”.

Las funciones de las subrutinas son las siguientes:

1. TubJob: Este programa se realizó para llevar un control de los tubos fotomultiplicadores, conocer su estado físico y su funcionalidad, de esta manera se sabían cuantos fotomultiplicadores estaban funcionales en el momento del registro en Milagro y así poder calcular el área efectiva del detector en el momento de la observación.
2. CorrJob: Ya que los datos de Milagro pueden ser afectados por diversos cambios en el medio ambiente, se creó un programa con la finalidad de corregir por fluctuaciones debido a variaciones en la presión y temperatura externa e interna de los datos (Anzenberg, 2006b). En Milagro constantemente se registraba la temperatura externa y la presión atmosférica así como la temperatura de varios equipos internos del Observatorio, esto se hacía cada 2 minutos.

En la figura 4.10 se muestra los registros en Milagro los días 5-7 de abril del 2001, claramente se aprecia la anticorrelación que existe entre los datos de contadores no corregidos (AS-Low), la presión y la temperatura.

Cada conteo en Milagro es corregido (para cada canal), tomándo en cuenta los datos sin corregir de Milagro ($rate_i$) mediante la ecuación:

$$rate'_i = rate_i + C_1(T_{i,1} - T_{0,1}) + C_2(T_{i,2} - T_{0,2}) + C_3(T_{i,3} - T_{0,3}) \quad (4.1)$$

donde C_1 , C_2 y C_3 son factores constantes de la presión y temperatura interna y externa tomados en días de no actividad solar; T_i corresponde a los valores de la presión, temperatura

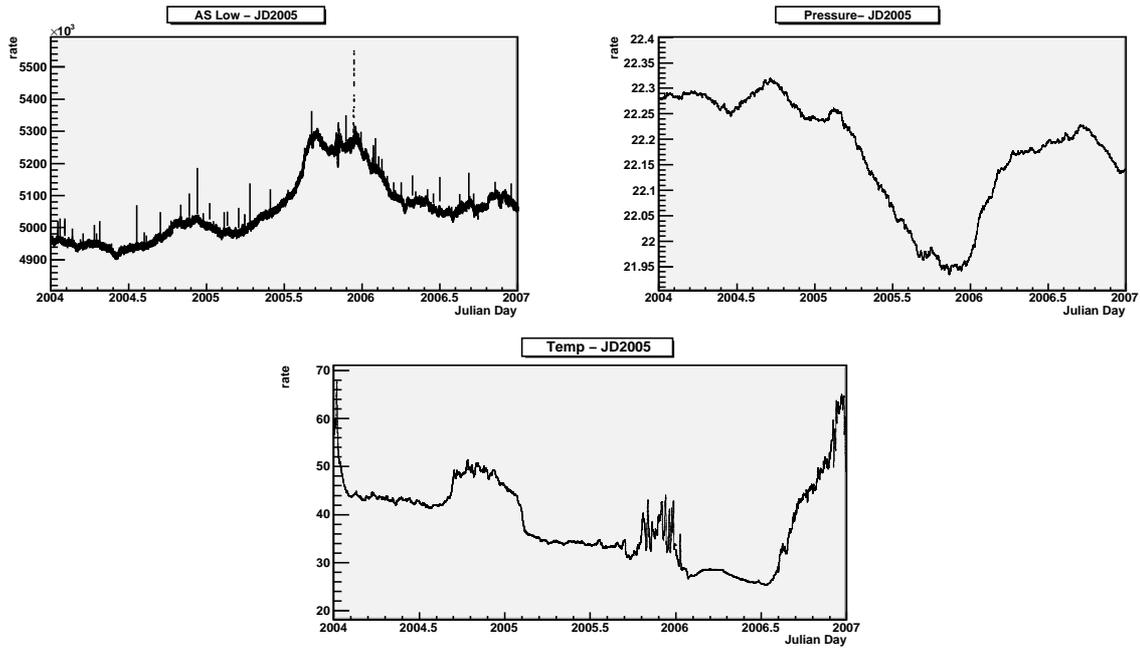


Figura 4.10: Anticorrelación entre los contadores de bajo umbral y las fluctuaciones debido a la presión y temperatura externa en Milagro.

interna y externa del día del evento, mientras que T_0 corresponde al promedio de los valores de T_i .

De tal manera que se minimizaron las fluctuaciones de los datos corregidos mediante la raíz cuadrática media (RMS'):

$$(RMS')^2 = \langle rate'^2 \rangle - \langle rate' \rangle^2 \quad (4.2)$$

En la figura 4.11 se muestra los registros de contadores no corregidos (superior izquierdo), al lado derecho los datos de contadores corregidos por los factores ambientales tales como la presión y temperatura mostrados en los gráficos inferiores de la figura.

Cada evento que se analizó fue corregido por presión y temperatura externa e interna.

3. RMSJob: analiza mediante una aproximación matemática las agrupaciones de canales lógicamente combinados (OR): Si existe daño en al menos un tubo fotomultiplicador, el canal OR es automáticamente excluido del análisis estadístico, aunque los demás tubos estén en buen estado.
4. ScJob: Con esta subrutina se calculaba la significancia de los datos de contadores en el caso del análisis de destellos de rayos γ (GRB por sus siglas en ingles Gamma-Ray Bursts). En donde el exceso de conteos es debido a γ y no a iones, por lo que esta subrutina no fue relevante a nuestro análisis.
5. CfJob: Esta subrutina analiza la significancia de GRB, de tal manera que no se emplea en nuestro análisis de contadores.

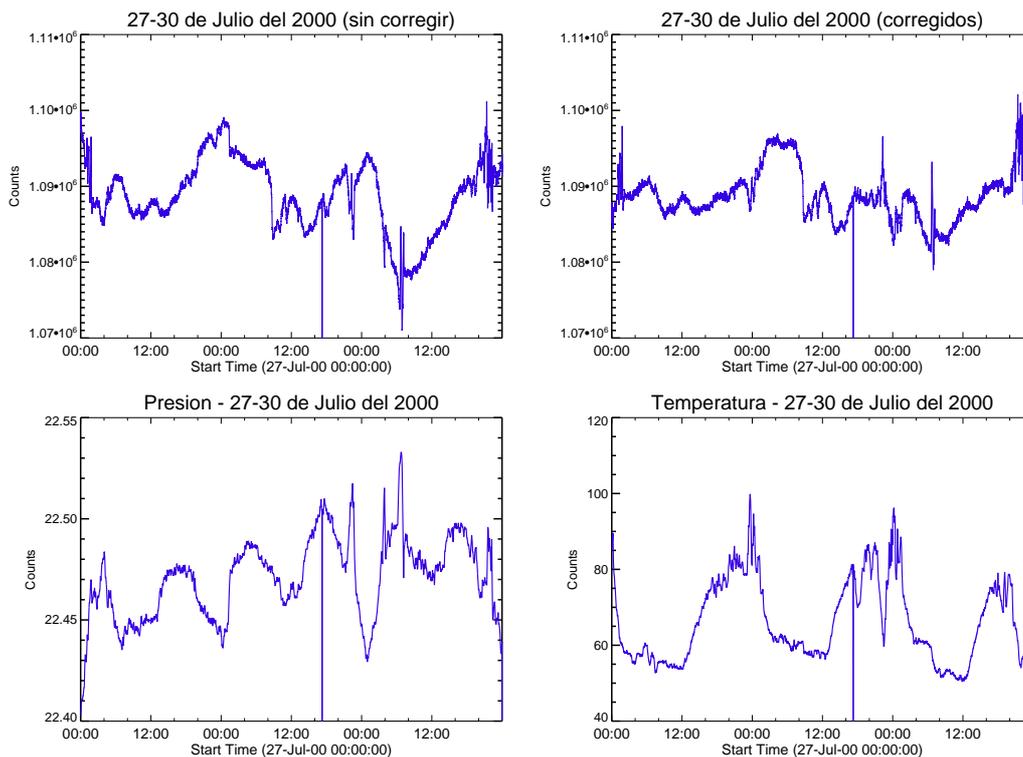


Figura 4.11: Los gráficos superiores muestran (izquierda) los contadores no corregidos por fluctuaciones debido a variaciones en la presión y temperatura externa, a la derecha, el resultado de las correcciones. Los gráficos inferiores muestran la presión (izquierda) y temperatura (derecha).

El programa principal procesa los datos y guarda la información solicitada en archivos con extensión *.root, que son manipulados en el paquete computacional llamado ROOT*, por medio de un programa en lenguaje C que permite graficar cada uno de los registros de las capas de FMs (cascada atmosférica, muónica u outtrigger). Como ya se mencionó en el capítulo 3, se analizaron los contadores de la cascada atmosférica alta corregidos por presión y temperatura externa e interna, de tal manera que, el programa *.C fue modificado para obtener dicha información. Posteriormente, se manipuló la información obtenida con el lenguaje de programación llamado IDL.

Resaltamos que nos concentraremos en el análisis de posibles asociaciones entre los registros de Milagro y la actividad solar, en particular con las ráfagas solares, los incrementos a nivel de superficie (GLE), las partículas energéticas solares (SEPs) y las eyecciones de masa coronal (EMC).

4.2.1. Cálculo de la significancia

Los parámetros relevantes para nuestro estudio son: El tiempo de la variación, su duración y significancia. Todos los incrementos analizados son de duración de unos cuantos minutos, siendo este el comportamiento típicos de eventos tales como ráfagas o GLEs registrados por satélites o en

*Paquete computacional que provee un conjunto de marcos con todas las funciones necesarias para analizar y manejar grandes cantidades de datos en una forma rápida y eficiente.

Tierra por monitores de neutrones.

Para cuantificar la intensidad de los eventos registrados por Milagro, suponemos que en el intervalo de tiempo en el que se registra el evento (~ 1 hora) el ruido de fondo tiene un comportamiento gaussiano como se muestra en la figura 4.12. Por lo que medimos el incremento registrado en función del valor σ nombrando dicho parámetro de los datos como significancia.

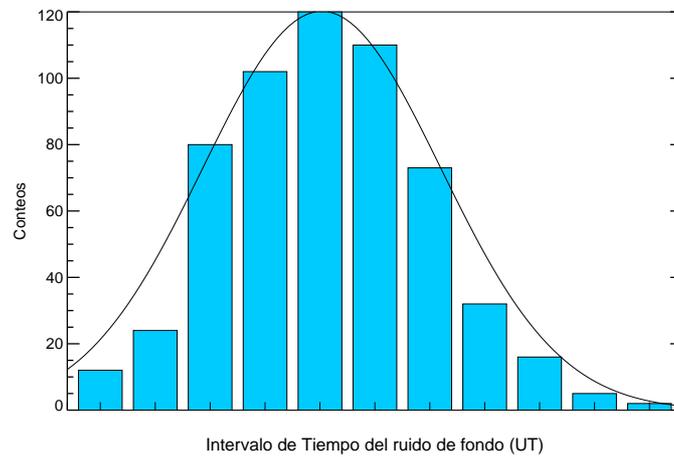


Figura 4.12: Comportamiento gaussiano de la muestra de ruido de fondo del 20 de enero del 2005.

Para el estudio de la significancia se llevó a cabo el siguiente análisis estadístico:

1. Estimar el valor de ruido (σ), para lo cual se tomó un intervalo antes del evento de entre 5 y 10 veces la duración del incremento en los conteos de Milagro (inicio \rightarrow máximo) como mostramos en la figura 4.13. Posteriormente, aplicamos la siguiente fórmula a la muestra

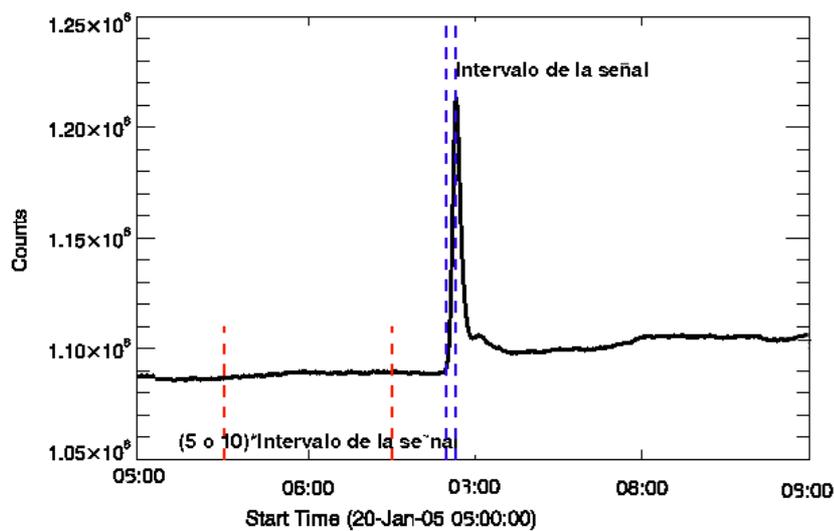


Figura 4.13: Intervalo de la señal correspondiente al 20 de enero del 2005.

del ruido de fondo de los contadores:

$$\sigma^2 = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n (X_i - \bar{X})^2, \quad (4.3)$$

donde \bar{X} es la media muestral de los conteos del intervalo muestra.

2. Se tomó como segundo paso el conteo inicial, Y_1 (inicio del incremento en Milagro) y como final, el conteo máximo Y_2 para calcular el incremento. Ya que nos interesa solamente conocer que tan importante es el incremento con respecto al ruido. En la figura 4.13 se puede ver el intervalo de ruido de fondo comparado con el incremento del evento solar. El ejemplo fue tomado del día 20 de enero del 2005. De tal manera que la significancia o variación en función de sigma, es calculada mediante la diferencia entre Y_1 y Y_2 dividida entre sigma del ruido de fondo, como lo indica la ecuación 4.4

$$n_\sigma = \frac{|Y_1 - Y_2|}{\sigma} \quad (4.4)$$

3. Con el propósito de cuantificar el grado de asociación entre un evento solar y un evento observado por Milagro, se ha calculado el nivel de confianza “ C_f ” de cada incremento. Siendo C_f el cociente entre el aumento del flujo registrado en Milagro (en función de sigma) entre la diferencia de tiempos T:

$$C_f = \frac{n_\sigma}{T} \quad (4.5)$$

En donde se define a T como:

$$T = \frac{\Delta t}{\Delta} = \frac{|t_M - t_G|}{\Delta} \quad (4.6)$$

Aquí Δ es el tiempo de muestreo de Milagro (6.7 segundos). Mientras que Δt ha sido tomado de dos maneras: primero, siendo $|t_M - t_{G_{inicio}}|$, donde t_M es el máximo del incremento en Milagro y $t_{G_{inicio}}$ el inicio de la ráfaga en GOES y segundo, $|t_M - t_{G_{m'aximo}}|$ tomando en GOES el máximo de la ráfaga ($t_{G_{m'aximo}}$). Lo anterior se ha realizado debido a que no necesariamente coinciden los incrementos en rayos X suaves y de partículas.

Los valores del nivel de confianza de cada evento, han sido normalizados tomando como referencia el nivel de confianza (\bar{C}_f) del día 20 de enero del 2005 (que corresponde a 1), ya que es un evento reportado por Milagro como una observación solar.

De tal manera, que el valor del nivel de confianza normalizado “ \bar{C}_f ” se define como el cociente C_f de cada evento entre ($C_{f(20 \text{ de enero del } 2005)}$) como lo indica la siguiente ecuación.

$$\bar{C}_f = \frac{C_f}{C_{f(20 \text{ de enero del } 2005)}} \quad (4.7)$$

En cada sección del análisis (de ráfagas, de GLE, etc), se realizó la clasificación de eventos, tomando en cuenta el nivel de confianza (\bar{C}_f), de tal manera que la clasificación se divide en:

- **Alta probabilidad de haber sido observados:** Esta primera clasificación corresponde a incrementos registrados por Milagro, asociados con los registros del satélite GOES (ráfaga) o del MN SANA E (GLEs), con las siguientes características:

1. Morfología: El perfil gráfico del evento en Milagro coincide con el perfil de las ráfagas registradas por el satélite GOES.
2. Tiempo: los incrementos temporales en Milagro que se encuentran dentro del intervalo de duración de la ráfaga.
3. Confianza: Se consideraron como eventos observados por Milagro aquellos incrementos que mostraron una significancia $n_\sigma \geq 4$ y un nivel de confianza $1 \geq \bar{C}_f > 0.03$. A pesar de que estadísticamente estos valores son poco importantes dentro del marco de la normalización, el objetivo es mostrar diversas firmas que caractericen a un evento. Por lo tanto, nuestro rango de nivel de confianza es más abierto.

Cabe aclarar que existen incrementos en Milagro que cumplen con algunas de estas características, sin embargo, no entran dentro de dicha clasificación. Esto se debe a que los incrementos en Milagro fueron registrados algunas horas antes de la observación solar o (el desfase con la observación en GOES es de más de 3 horas); de tal manera que, este tipo de incrementos se han clasificado como “Incrementos antes de ráfagas probablemente relacionados con EMC”.

- **Media probabilidad de ser observados:**

Dentro de esta clasificación han quedado eventos con incrementos poco significativos y con nivel de confianza $0.03 \geq \bar{C}_f \leq 0.003$. Coincidentes en forma con las ráfagas registradas por GOES, pero con un desfase de algunos minutos hasta una hora en sus máximos.

- **Baja probabilidad de ser observados:**

En esta clasificación han quedado aquellos incrementos poco significativos, que además por tener un desfase mayor a una hora en sus máximos, tienen un nivel de confianza $\bar{C}_f < 0.003$. De tal manera que no se puede afirmar que dichos incrementos se deben a eventos solares transitorios.

Con respecto a los desfases que existen entre los registros de Milagro y GOES o el monitor de neutrones SANA E, físicamente se esperaría un desfase de algunos minutos debido al gradiente de energía, sin embargo, desfases de horas no pueden ser explicados.

4.3. Análisis de ráfagas

La ráfaga solar del 20 de enero del 2005 (de clasificación X7.1), resultó de gran interés para la comunidad científica debido a sus características sobresalientes y fue considerado como el segundo mayor GLE registrado. Esto, a pesar de que su aparición fue en la parte descendente del ciclo solar 23. Se han realizado numerosos estudios de dicho evento (McCracken et al., 2008;

Kuznetsov et al., 2006), la mayoría refiriéndose principalmente a la modulación de la intensidad de rayos cósmicos. Aunque existen diferentes opiniones en el estudio del evento, el enfoque principal de nuestro análisis se basa en los resultados obtenidos por Morgan y Lopate (2008) con los contadores del Observatorio Milagro.

La figura 4.14 muestra que este evento registrado por el observatorio Milagro, inició a las 6:41 UT, llegó a su máximo a las 6:46 UT y finalizó a las 8:54 UT (Morgan y Lopate, 2008). El evento se muestra como una variación significativa, 89 veces σ (ver tabla 4.2), de tal manera, que esta significancia justifica nuestro estudio de eventos solares en el que, se pretende analizar incrementos significativos en las observaciones de Milagro, relacionados con eventos solares que se hayan registrado durante el periodo de vida de dicho instrumento.

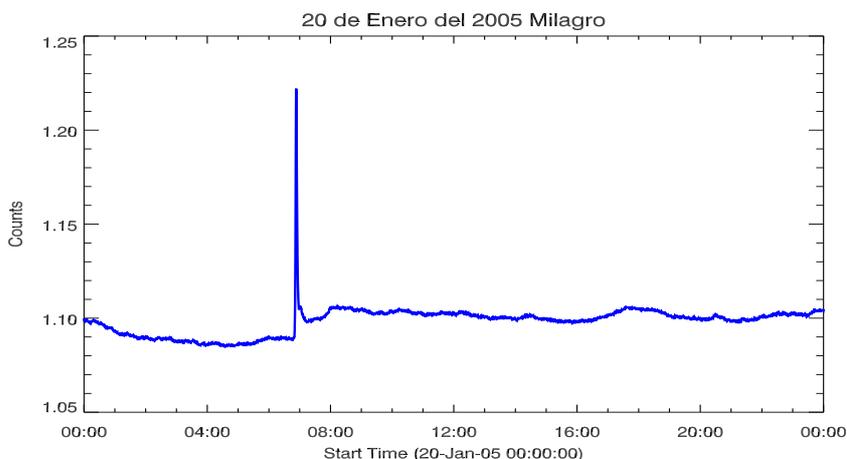


Figura 4.14: Ráfaga solar del 20 de enero del 2005 detectada por el Observatorio Milagro.

El análisis se inició basándonos en los catálogos de ráfagas solares registrados por el satélite GOES. En tales catálogos se registraron 1056 ráfagas de clasificación M y 103 ráfagas de clasificación X durante nuestro periodo de estudio. Descartando ráfagas menores a la clasificación X se creó una lista de eventos. Corriendo el programa principal, se obtuvieron los datos de 97 días registrados por el observatorio Milagro. En primer lugar, para cada evento se buscaron incrementos con significancia $n_\sigma > 1$ en las observaciones de Milagro. Cada una de los incrementos observados en los datos de Milagro que pudieran estar relacionados con una ráfaga se ha registrado en la Tabla 4.3 y posteriormente fueron comparados con datos de otros detectores solares. En la primera columna de la tabla se encuentra la fecha del evento, en la segunda el tiempo del incremento detectado por Milagro, en la tercera y cuarta la clasificación y tiempo del máximo del evento detectado por GOES y en la última columna se encuentra la posición de la región activa en la que ocurrió la ráfaga.

Como segundo paso se graficaron los datos de Milagro junto con los datos del satélite GOES con la finalidad de identificar la relación temporal entre ambas observaciones. En la figura 4.15 se muestra un ejemplo de los gráficos; se observa en azul los registros del satélite GOES-10, en donde se pueden apreciar 3 ráfagas de clasificación X, la más notable, es una ráfaga X8.3 con un inicio a las 21:32 UT, máximo a las 21:51 UT y finaliza a las 22:03 UT, mientras que en Milagro (línea

Fecha	Milagro (UT)		Clasif. de Ráfagas			Posición
	Inicio(Y_1)	Máximo(Y_2)	GOES	Inicio	Máximo	
02/Mar/00	05:29:00	05:41:00	X1.1	08:20:00	08:28:00	S/R
11/Jul/00	19:46:03	19:54:38	X1.0	12:12:00	13:10:00	N18E27
14/Jul/00	10:27:43	10:33:22	X5.7	10:03:00	10:24:00	N22W07
26/Nov/00	19:59:30	20:04:00	X4.0	16:34:00	16:48:00	N18W38
02/Abr/01	21:52:50	21:54:38	X20.0	21:32:00	21:51:00	N18W82
06/Abr/01	22:41:18	22:43:30	X5.6	19:10:00	19:21:00	S21E31
15/Abr/01	13:54:00	14:11:00	X14.4	13:19:00	13:50:00	S20W85
23/Jun/01	19:17:00	19:23:20	X1.2	04:02:00	04:08:00	N10E23
25/Agos/01	19:00:00	19:06:00	X5.3	16:23:00	16:45:00	S17E34
13/Dic/01	22:34:50	20:43:04	X6.2	14:20:00	14:30:00	N16E09
03/Jul/02	19:53:40	19:57:05	X1.5	02:08:00	02:13:00	S20W51
15/Jul/02	10:10:00	10:08:40	X3.0	19:59:00	20:08:00	N19W01
27/May/03	20:55:16	21:53:19	X1.3	22:56:00	23:07:00	S07W17
29/May/03	19:29:50	19:35:37	X1.2	00:51:00	01:50:00	S06W37
11/Jun/03	19:41:30	19:55:00	X1.6	20:01:00	20:14:00	N14W57
19/Oct/03	17:04:30	18:04:00	X1.1	16:29:00	16:50:00	N08E58
28/Oct/03	10:19:30	11:46:50	X17.2	09:51:00	11:10:00	S16E08
29/Oct/03	20:30:35	21:24:45	X10.0	20:37:00	20:49:00	S15W02
02/Nov/03	17:13:40	17:28:40	X8.3	17:03:00	17:25:00	S14W56
15/Jul/04	05:13:10	05:29:50	X1.8	18:15:00	10:41:00	S10E54
01/Ene/05	13:11:20	13:12:59	X1.7	00:01:00	00:31:00	N06E34
17/Ene/05	09:49:23	10:39:10	X3.8	06:59:00	09:52:00	N15W25
20/Ene/05	06:49:45	06:53:09	X7.1	06:36:00	07:01:00	N14W61
07/Sep/05	21:44:00	21:54:45	X17.0	17:17:00	17:40:00	S11E77
09/Sep/05	20:10:30	20:31:30	X1.1	02:43:00	03:00:00	S12E68
13/Sep/05	22:57:30	22:58:30	X1.7	23:15:00	23:22:00	S09E10
13/Dic/06	02:53:50	03:04:10	X3.4	02:14:00	02:40:00	S06W23
14/Dic/06	22:41:58	22:54:30	X1.5	21:07:00	22:15:00	S06W46

Tabla 4.3: Tabla de incrementos mostradas por Milagro relacionados con ráfagas solares detectadas por GOES.

negra) se observa solamente un incremento significativo a las 21:52:50 UT, con un máximo a las 21:54:38 UT y finaliza a las 21:56:25 UT. Puede apreciarse de esta manera que aparentemente en los registros de Milagro el pico tiene menor duración a los registros del satélite GOES, sin embargo, es un buen inicio, ya que dicho incremento en Milagro puede asociarse a un evento.

Para visualizar los incrementos significativos en Milagro, como tercer paso del análisis de datos se aplicó un filtro pasa bajos al ruido de fondo al momento de graficar, esto, para eliminar los incrementos de baja frecuencia. La figura 4.16 muestra en la parte superior los datos ya filtrados (línea negra) del día 2 de abril del 2001 siendo comparados con los registros del satélite GOES (línea azul). En el gráfico inferior se observan los contadores sin filtro, como se puede apreciar, el incremento significativo de contadores ha quedado bien marcado, dando esto pie a que el pico sea considerado como un posible evento solar registrado por el observatorio Milagro.

En la tabla 4.4 se muestran los resultados del cálculo de la significancia de cada una de las variaciones registrada en la tabla anterior (tabla 4.3). En la primera columna la fecha de la varia-

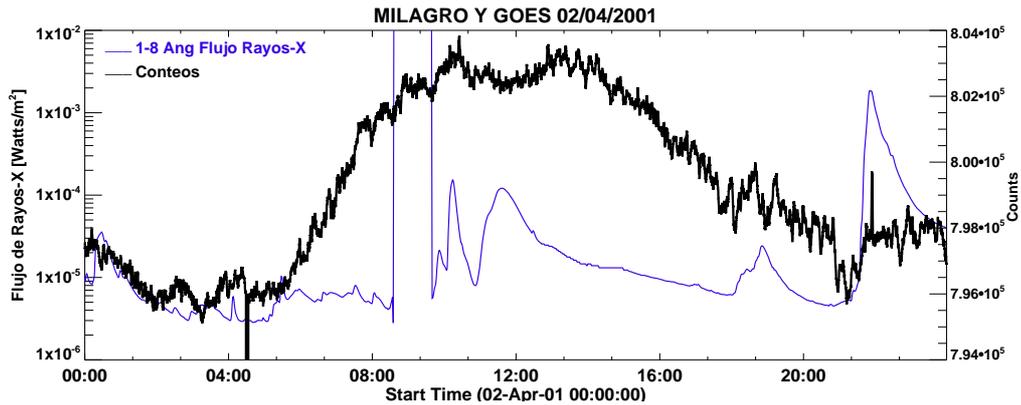


Figura 4.15: Observación del día 2 de abril del 2000.

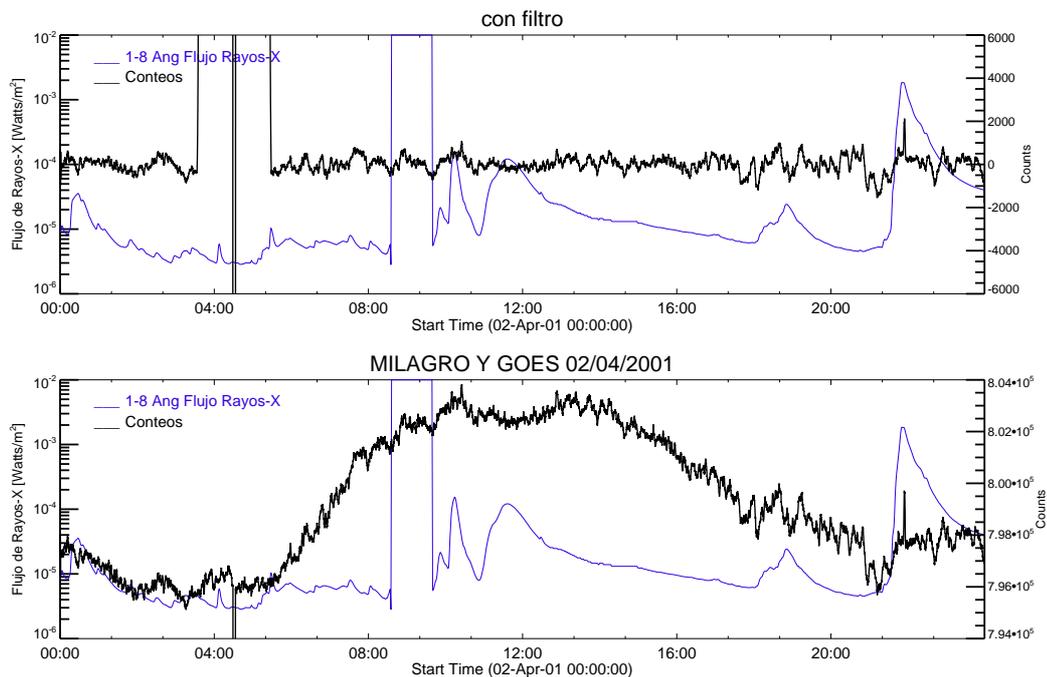


Figura 4.16: Registros del Observatorio Milagro graficados junto con las observaciones del satélite GOES 10. Arriba datos de Milagro filtrados, abajo datos sin filtrar.

ción, en la segunda y tercera columna σ y n_σ respectivamente, en la cuarta columna se agregó la longitud solar del evento registrado, por último, en las últimas dos columnas se encuentra el nivel de confianza normalizado tomándo Δt desde el máximo de Milagro al inicio de GOES y máximo de Milagro a máximo de GOES respectivamente.

Clasificación de ráfagas asociadas con Milagro:

- Alta probabilidad:** Mostramos los eventos observados en la tabla 4.5, de forma similar a la tabla 4.3 se han registrado tiempos de los máximos de la variación en los contadores y para ser comparados, los tiempos de los máximos registrados por GOES-10.

En la figura 4.17 se muestra como ejemplo la ráfaga X3.4 registrada por el satélite GOES-10 (línea azul) el 13 de diciembre de 2006, de la misma manera se aprecia la variación en los registros del Observatorio Milagro (línea negra). Aunque existe un desfaseamiento

Fecha	σ	n_σ	long	confianza	
				Inicio-Máx	Máx-Máx
11/Jul/00	864.793	7.908	W43	0.003 \diamond	0.002
14/Jul/00	579.089	4.529	W07	0.030 *	0.045
26/nov/00	601.750	3.088	W38	0.003 Δ	0.002
02/Abr/01	577.204	6.359	W82	0.054 *	0.155
06/Abr/01	870.439	40.120	E31	0.026 Δ	0.018
15/Abr/01	738.532	21.181	W85	0.078 *	0.089
23/Jun/01	641.376	6.345	E23	0.001 \diamond	0.001
25/Agos/01	562.692	6.378	E34	0.007 \diamond	0.003
13/Dic/01	723.796	4.138	E09	0.002 \times	0.001
03/Jul/02	638.759	22.238	W51	0.004 \heartsuit	0.002
15/Jul/02	602.871	13.283	W01	0.004 \heartsuit	0.002
27/May/03	4167.43	13.579	W17	0.041 \heartsuit	0.016
29/May/03	1061.36	15.191	W37	0.002 \times	0.001
11/Jun/03	712.413	3.604	W57	0.115 \heartsuit	0.017
19/oct/03	429.288	7.786	W58	0.016 Δ	0.009
28/Oct/03	1767.197	2.407	E08	0.004 Δ	0.006
29/oct/03	1845.29	16.990	W02	0.068 \diamond	0.041
02/Nov/03	1101.49	3.239	W56	0.005 Δ	0.020
15/Jul/04	772.180	22.737	E54	0.018 \diamond	0.008
01/Ene/05	724.921	3.000	E34	0.001 \heartsuit	0.001
17/Ene/05	892.014	8.416	W25	0.007 \diamond	0.016
20/Ene/05	1508.71	89.873	W61	1	1
07/Sep/05	686.930	6.280	E77	0.004 \diamond	0.002
09/sep/05	582.578	3.275	E68	0.001 \heartsuit	0.001
13/sep/05	25099.6	16.807	E10	0.191 \heartsuit	0.062
13/Dic/06	648.640	6.882	W23	0.030 *	0.026
14/Dic/06	2975.41	1.9684	W46	0.003 Δ	0.004

Tabla 4.4: Lista de eventos con incrementos en Milagro, incluyendo los valores de sigma (σ), significancia (n_σ), longitud y los valores del nivel de Confianza (\bar{C}_f) normalizados con el evento del 20 de enero del 2005. Cada símbolo representa: * = alta probabilidad, Δ = media probabilidad, \times = baja probabilidad, \heartsuit = Incrementos antes de la ráfaga en GOES y \diamond = Incrementos con relación EMC.

Alta probabilidad

Fecha	UT Max Milagro	Clasif. de Ráfagas			n_σ	\bar{C}_f
		GOES	Inicio	Posición		
14/Jul/00	10:33:22	X5.7	10:03:00	N22W07	4.529	0.045
02/Abr/01	21:54:35	X20.0	21:32:00	N18W82	6.359	0.155
15/Abr/01	14:11:00	X14.4	13:19:00	S20W85	21.181	0.089
20/Ene/05	06:53:09	X7.1	06:36:00	N14W61	89.873	1
13/Dic/06	03:04:10	X3.4	02:14:00	S06W23	6.882	0.030

Tabla 4.5: Clasificación de eventos con alta probabilidad de ser “Observados”, resultado del análisis de registros de contadores por el Observatorio Milagro.

de ~ 24 minutos entre los máximos de ambos incrementos, muestran la misma forma en la subida con mediciones distintas, lo anterior se puede apreciar mejor en el gráfico con

filtro. La variación de los registros de Milagro muestra una significancia de 6.5σ , siendo $\sigma = 687.85$, más adelante se discutirá dicho evento como un GLE registrado por la red mundial de Monitores de Neutrones.

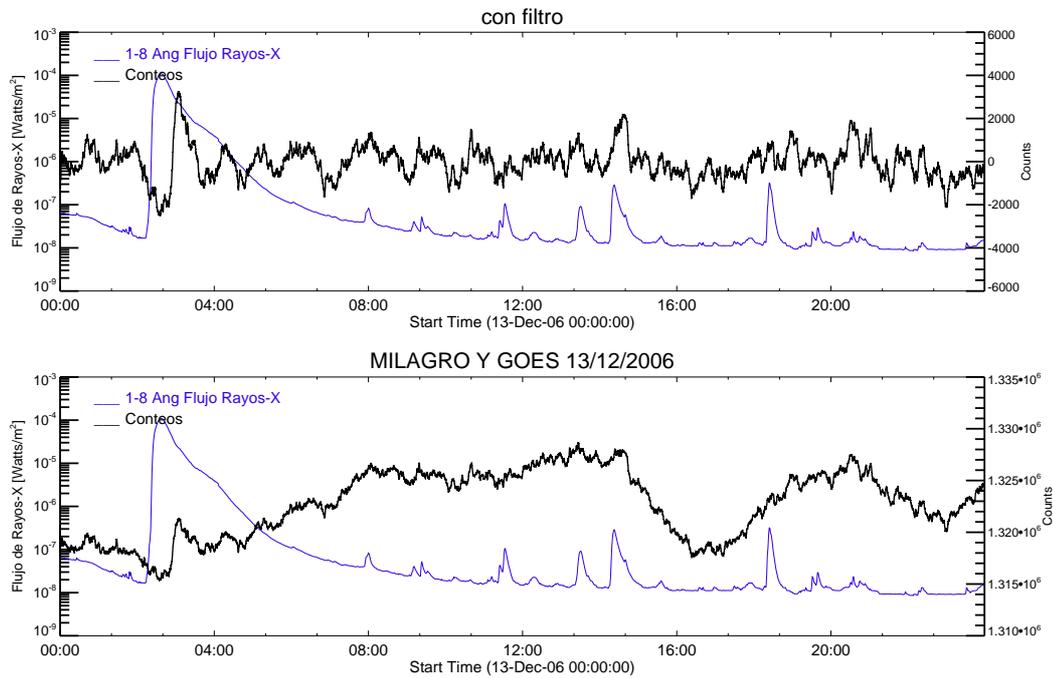


Figura 4.17: Observación del día 13 de diciembre el 2006, en la parte superior se encuentra el gráfico con filtro, mostrando claramente la variación en Milagro.

- Media probabilidad:** La tabla 4.6 contiene la clasificación de eventos probablemente observados, junto con los máximos correspondientes a Milagro y GOES-10 y el nivel de confianza de cada uno de ellos.

Media probabilidad

Fecha	Milagro UT Max	Clasif. de Ráfagas			n_σ	\bar{C}_f
		GOES	Max	Posición		
26/Nov/00	20:04:00	X4.0	18:44:00	N18W38	3.088	0.003
06/Abr/01	22:43:30	X5.6	19:21:00	S21E31	40.120	0.026
19/Oct/03	18:04:00	X1.1	16:50:00	N08E58	7.786	0.016
28/Oct/03	11:46:50	X17.2	11:10:00	S16E08	2.407	0.006
02/Nov/03	17:28:40	X8.3	17:25:00	S14W56	0.750	0.005
14/Dic/06	22:54:30	X1.5	22:15:00	S06W46	1.968	0.004

Tabla 4.6: Clasificación de eventos con media probabilidad de ser observados por el Observatorio Milagro.

Un ejemplo a la presente clasificación se muestra en la figura 4.18, el gráfico de color azul muestra los registros del satélite GOES del día 19 de octubre del 2003, en color negro los registros de Milagro. Encerrada con el círculo rojo está la observación de la ráfaga solar, el inicio muestra un desfase de minutos en Milagro.

Otro ejemplo claro de esta clasificación se indica en la figura 4.19, en la cual se muestran los gráficos el día 28 de octubre del 2003, considerado como evento con media probabilidad

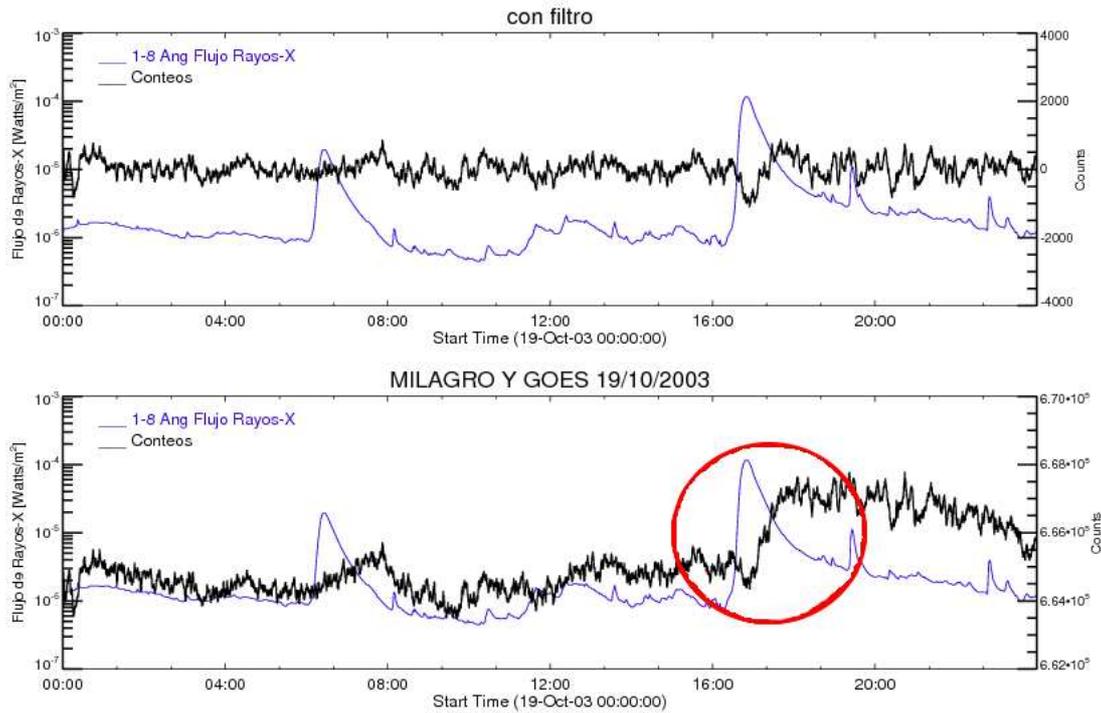


Figura 4.18: Encerrado en el círculo rojo el incremento clasificado como “probable” (media probabilidad) comparado con la ráfaga solar del día 19 de octubre del 2003 por GOES-10.

de se asociados con una ráfaga solar. Apreciamos que la variación en Milagro no es muy significativa, sin embargo, se aprecia una coincidencia en la subida de la ráfaga tanto en Milagro como en GOES-10, así como la segunda subida del evento. Tomando en cuenta estas características, se ha clasificado como media probabilidad de ser asociada.

- Baja probabilidad:** La Tabla 4.7 contiene el tiempo del máximo de los incrementos en Milagro comparado con el tiempo del máximo de las ráfagas registradas por GOES-10, así como su posición solar y nivel de confianza de los eventos clasificados como con “baja probabilidad de ser asociados con eventos solares”.

Baja probabilidad

Fecha	Milagro UT Max	Clasif. de Ráfagas			n_σ	\bar{C}_f
		GOES	Max	Posición		
13/Dic/01	20:43:04	X6.2	14:30:00	N16E09	4.138	0.002
29/May/03	19:35:37	X1.2	01:05:00	S06W37	15.191	0.002

Tabla 4.7: Clasificación de eventos “dudosos” registrados por el Observatorio Milagro.

Un ejemplo de la presente clasificación se encuentra en la figura 4.20, enmarcada con un círculo rojo se muestra la ráfaga registrada por GOES (color azul) con inicio a las 14:20 UT, mientras que en color negro se observa un incremento a las 14:38 UT en los registro de Milagro. El incremento en la variación no es muy significativo, además, existe un desfase entre ambos registro de ~ 18 minutos, de tal manera que no se puede considerar directamente dicha variación como un evento observado por Milagro.

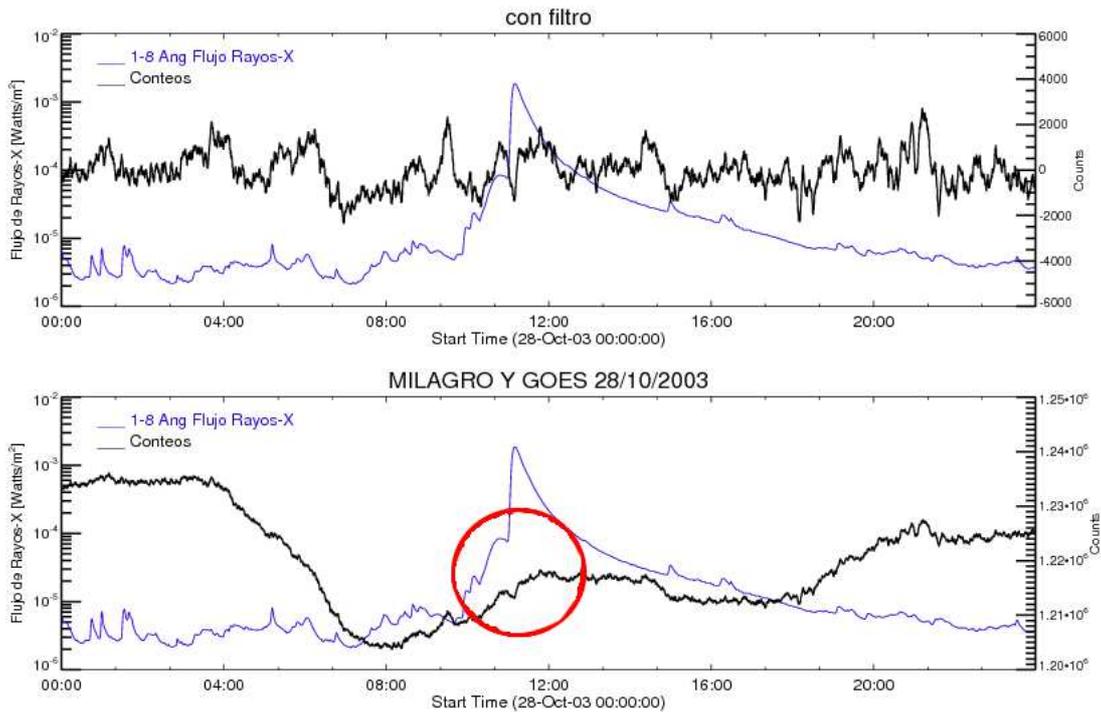


Figura 4.19: Ráfaga de clasificación X1.5 registrada el día 28 de octubre del 2003 por GOES-10 comparada con el incremento de Milagro (negro) encerrado en el círculo rojo.

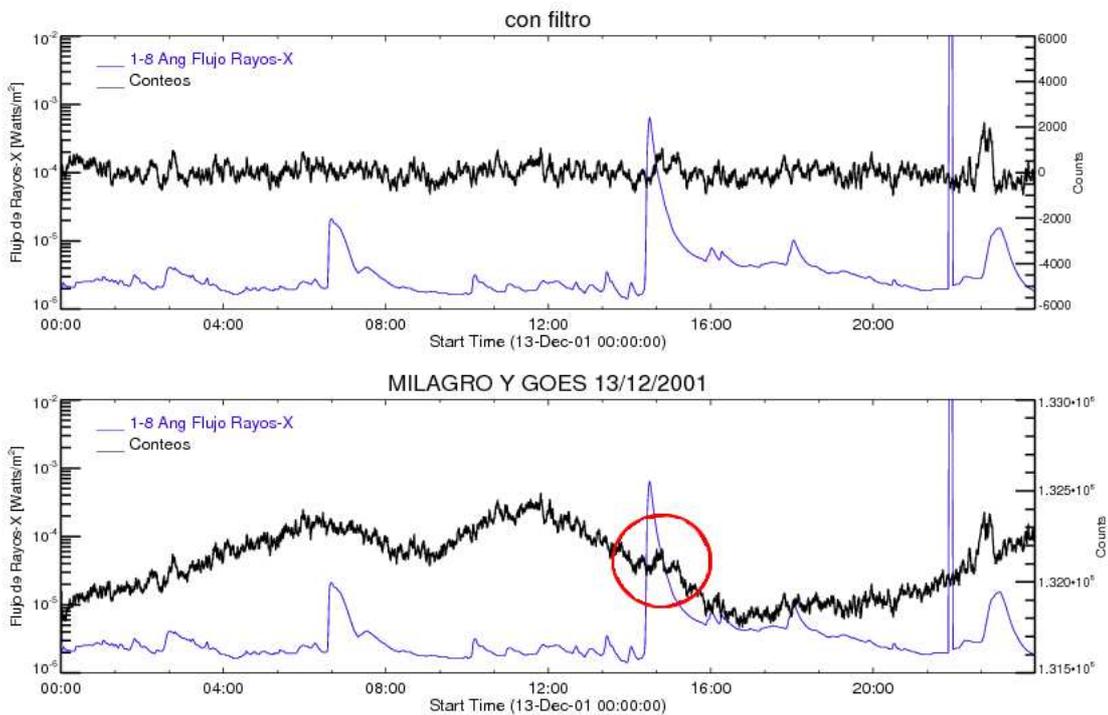


Figura 4.20: El ejemplo de eventos “dudosos” se muestra rodeado por el círculo rojo. Milagro (línea negra) comparado con una ráfaga solar X6.2 registrada por GOES-10 (línea azul).

- **Con incrementos antes de la ráfaga:** (de acuerdo a clasificación del satélite GOES.)
 Esta clasificación es importante, ya que, estos incrementos podrían ser un claro ejemplo de que el observatorio Milagro tenía un problema con las marcas de tiempo en el momento de

registrar sus datos. En la tabla 4.8 se han registrado los incrementos significativos en los registros de Milagro con sus respectivos máximos.

Variaciones antes del registro de ráfagas.

Fecha	Milagro UT Max	Clasif. de Ráfagas			n_σ	\bar{C}_f
		GOES	Max	Posición		
03/Jul/02	19:57:05	X1.5	00:13:00	S20W51	22.238	0.004
15/Jul/02	10:08:40	X3.0	20:06:00	N19W01	13.283	0.004
27/May/03	21:53:19	X1.3	23:07:00	S07W17	13.589	0.041
11/Jun/03	19:55:00	X1.6	20:14:00	N14W57	3.604	0.115
01/Ene/05	13:12:59	X1.7	00:31:00	N06E34	3.000	0.001
09/Sep/05	20:31:30	X1.1	03:00:00	S12E68	3.275	0.001
13/Sep/05	22:58:30	X1.7	23:22:00	S09E10	16.807	0.191

Tabla 4.8: Registro de incrementos observados por Milagro antes de las ráfagas solares en GOES.

Como ejemplo de esta clasificación se ha tomado el día 3 de julio del 2002, mostrado en la figura 4.21. El evento que nos interesa es una ráfaga intensa de clasificación X1.5 con inicio a las 2:08 UT, se aprecia claramente que Milagro no muestra incrementos significativos al mismo tiempo del evento registrado en GOES. Sin embargo, minutos antes, Milagro muestra una variación significativa marcada con la la flecha verde. El incremento inicia a las 19:53 UT, minutos antes que GOES registrara una ráfaga de mediana intensidad (clasificación M.53), con inicio a las 20:00 UT, señalado por la flecha roja.

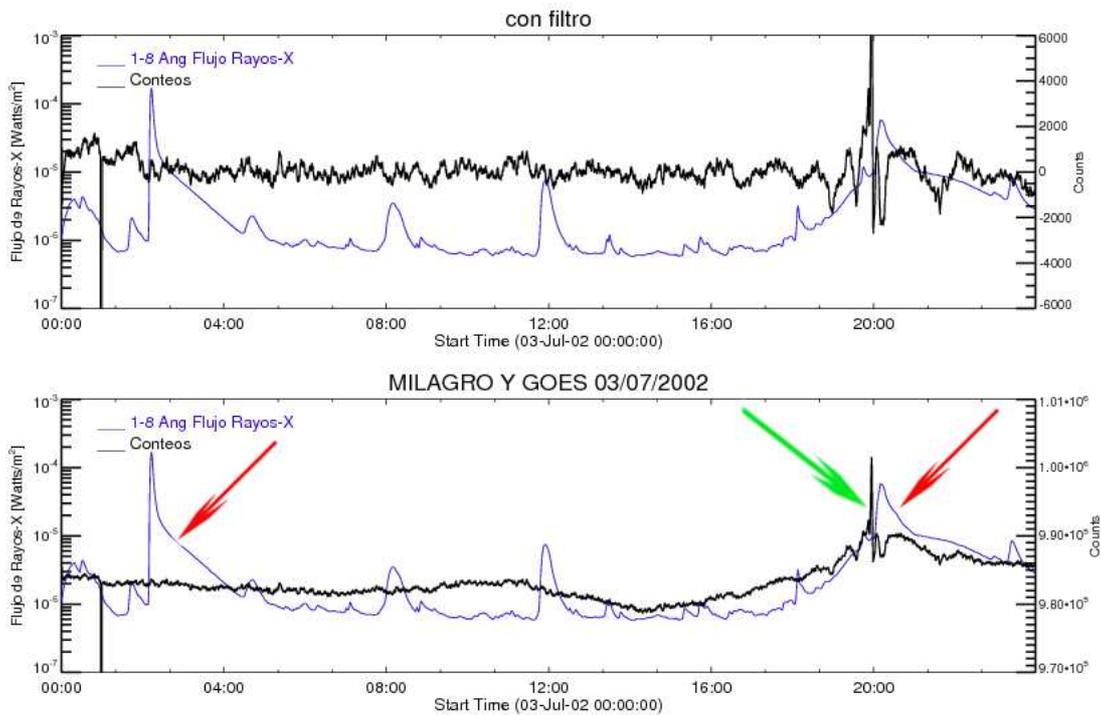


Figura 4.21: Registros del día 3 de julio del 2002 por Milagro, en el cual se muestra una variación minutos antes de los registros del satélite GOES.

Cabe mencionar, que en las clasificaciones anteriores, los incrementos son posteriores al

evento registrado por GOES (ráfaga), además, el desfase que existe entre ambos instrumentos es entre 1 minuto y 2 horas, sin embargo, en este ejemplo se ha descartado que la variación registrada por Milagro pueda ser la ráfaga de clasificación X1.5, ya que el desfase entre estos es de ~ 17 horas.

- Relación con eyecciones de masa coronal.** La última clasificación se ha realizado tomando en cuenta que los incrementos son significativos, pero muestran un desfase de más de una hora con respecto a los eventos registrados por GOES. De tal manera que creemos que dichos incrementos pueden tener relación directa con eyecciones de masa coronal rápidas. En la figura 4.22 se muestra el gráfico del día 25 de agosto del 2001, en el cual, GOES registra una ráfaga X5.3 con inicio a las 16:23 UT y máximo a las 16:45 UT. La flecha roja señala la variación registrada en Milagro con inicio a las 19:00 UT y registra el máximo a las 19:06 UT.

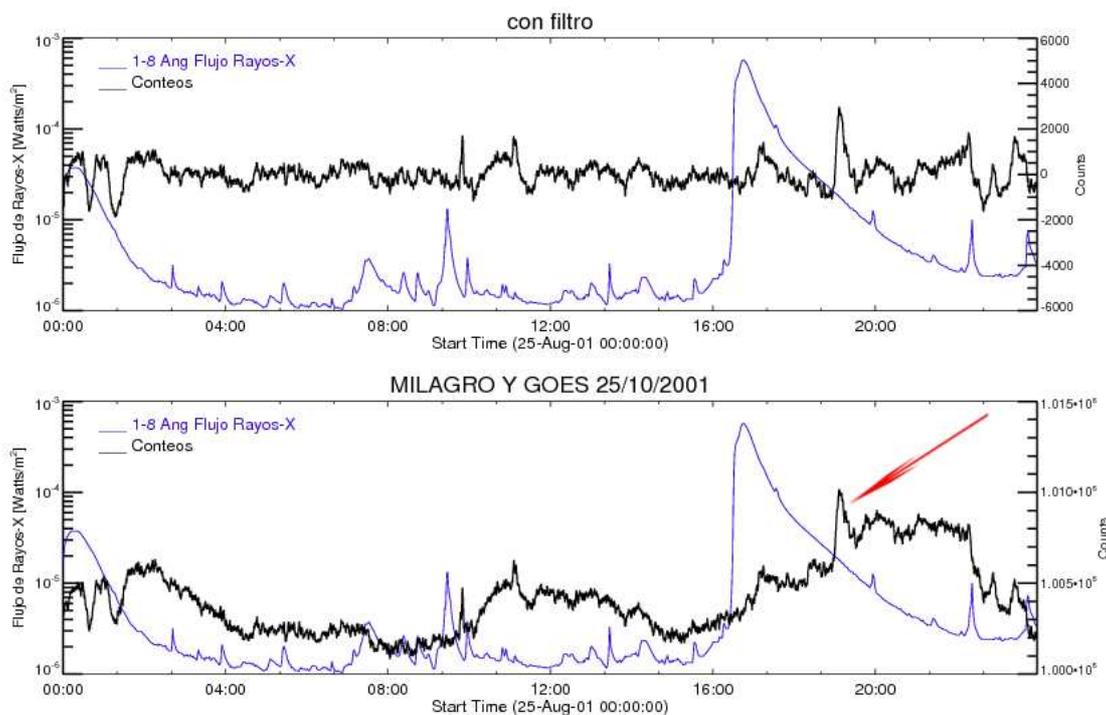


Figura 4.22: Ejemplo de relación Milagro con EMC. Observación del día 25 de agosto del 2001 mostrándo (flecha roja) una variación significativa minutos después del registro de la ráfaga de clasificación X5.3 por el satélite GOES-10.

Como el desfase entre la ráfaga y la variación de Milagro es de más de 2 horas, es difícil pensar que la variación es producto de partículas aceleradas por la ráfaga, sin embargo, es probable que sean partículas aceleradas debido a un frente de choque de una eyección de masa coronal. Suponiendo esto último, realizamos la tabla 4.9 con todos los incrementos importantes obtenidos tanto en el análisis de ráfagas como de SEPs.

Del catálogo de eyecciones de masa coronal del satélite SOHO-LASCO* se han tomado los registros de las EMC.

*http://cdaw.gsfc.nasa.gov/CME_list/

En la primera columna de dicha tabla se encuentra la fecha del evento, la segunda columna contiene los máximos de cada variación en Milagro; en la tercera, cuarta y quinta columna la clasificación de ráfagas dada por el satélite GOES-10 (máximo y región activa), mientras que en las columnas seis, siete y ocho la posible relación de incrementos en Milagro con una eyección de masa coronal (tiempo y velocidad).

Relación con EMC

Fecha	Milagro UT Max	Clasif. de Ráfagas			Fecha	EMC		\bar{C}_f
		GOES	Max	Lat		Tiempo [UT]	Vel[km/s]	
11/Jul/00	19:54:38	X1.0	13:10:00	N18E27	2000/07/10	21:50:06	1352 Halo	0.003
23/Jun/01	19:23:20	X1.2	04:08:00	N10E23	2001/06/22	21:01:27	1242 Halo	0.001
25/Agos/01	19:06:00	X5.3	16:45:00	S17E34	2001/08/23	18:50:00	755 Halo	0.007
29/Oct/03	21:24:45	X10.0	23:07:00	S15W02	2003/10/28	11:30:05	2459 Halo	0.068
15/Jul/04	05:29:50	X1.8	01:41:00	S10E54	2004/07/13	09:30:05	747 Halo	0.018
17/Ene/05	forbush	X3.8	09:52:00	N15W25	2005/01/15	06:30	2049 Halo	0.016
07/Sep/05	21:54:45	X17.0	17:40:00	S11E77	2005/09/06	20:00:07	1291 Halo	0.004

Tabla 4.9: Registro de máximos en Milagro y GOES relacionadas con posibles EMC registrados con el satélite SOHO.

Dentro de esta clasificación incluimos también a los decrecimientos Forbush, los cuales como se describió en el Capítulo 2 se deben primordialmente a un choque asociado a una EMC. En la figura 4.23 mostramos un decrecimiento Forbush registrado por Milagro, el día 17 de enero del 2005 con inicio a las 9:48 UT.

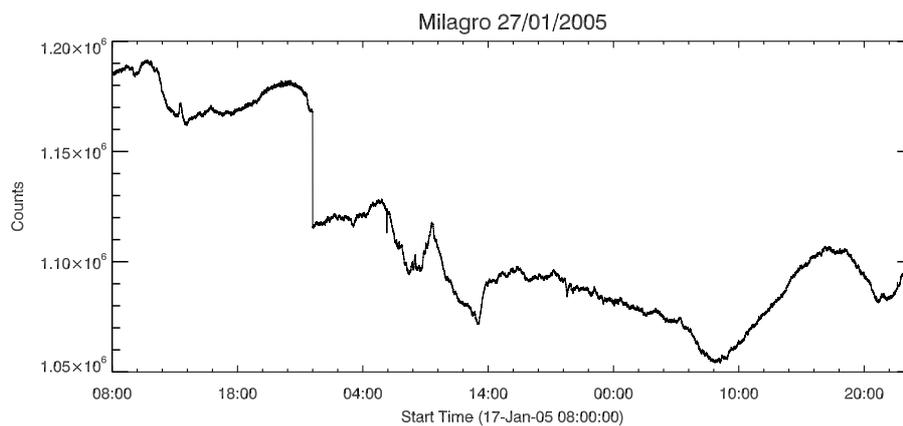


Figura 4.23: Decrecimiento Forbush registrado por el Observatorio Milagro a las 9:48 UT.

4.4. Análisis de los incrementos a nivel de superficie (GLE)

El segundo tipo de evento estudiado con los datos de los contadores fueron eventos solares detectados a nivel de superficie (GLE) por la red de Monitores de Neutrones.

4.4.1. Monitores de Neutrones

Para el análisis se escogió al monitor de neutrones de SANAE, ubicado en la Antártida, a 856 m sobre el nivel del mar. Es un monitor 6-NM-64, con un corte de rigidez geomagnético de 0.73 GV. Este monitor pertenece al grupo de monitores de la Universidad Noroeste, en Sudáfrica (Tsumeb, Potchefstroom, Hermanus y SANAE).

La lista de GLEs registrados por dicho grupo de monitores se muestra en la tabla 4.10. En la primera columna la fecha del registro del GLE, en la segunda columna la región activa asociada al evento.

Fecha	Posición
14/Jul/00	N22W07
15/Abr/01	S20W85
18/Abr/01	N/registro
04/Nov/01	S18W83
26/Dic/01	N08W54
24/Ags/02	S02W81
28/Oct/03	S16E08
29/Oct/03	S15W02
02/Nov/03	S14W56
20/Ene/05	N14W61
13/Dic/06	S06W23

Tabla 4.10: Eventos energéticos solares detectados a nivel de superficie por los Monitores de Neutrones de la Universidad Noroeste de Sudáfrica.

En la figura 4.24, se ha puesto como ejemplo un GLE registrado por la red mundial de monitores de neutrones el día 14 de julio del 2001. En la parte superior los registros de Sanae muestran una aumento en la intensidad de rayos cósmicos, sin embargo, se aprecia en la parte inferior que el MN CU no registra tal evento, posiblemente por la hora en que ocurrió.

Para cada registro de la tabla 4.10 se analizaron las observaciones de Milagro, se compararon con los registros del MN de SANAE. Al igual que el análisis de ráfagas, el presente estudio se dividió en: eventos con alta, media y baja probabilidad de ser observados.

- Alta probabilidad:** Al estudiar los gráficos del MN SANAE y Milagro se pudo apreciar la gran similitud que algunos de los registros mostraron. En la figura 4.25 se muestra un GLE detectado por el MN SANAE (color azul) del día 15 de abril del 2001. Se logra apreciar como los conteos de Milagro suben de la misma manera que el GLE registrados en SANAE.

En Milagro la subida comienza a las 13:57 UT, mientras que en SANAE es 7 minutos antes. Eso se logra apreciar en el acercamiento mostrado en la figura 4.26. Las líneas indican el inicio y máximo de la ráfaga registrada por el satélite GOES (análisis realizado anteriormente).

Aunque el incremento en Milagro tiene un desfase de minutos con respecto a la subida en SANAE, la similitud que existe entre ellos nos permite caracterizar dicho registro

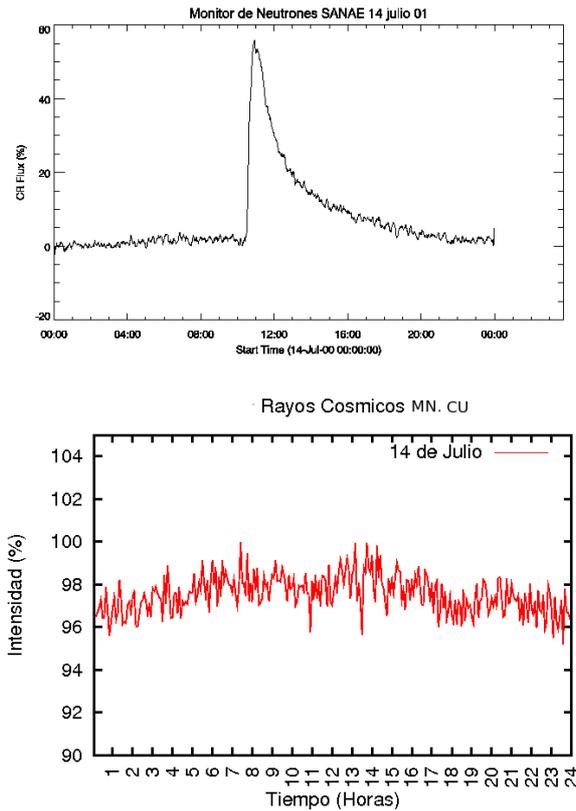


Figura 4.24: GLE del día 14 de julio del 2000. Arriba observación del MN SANA E, abajo registro del MN de Ciudad Universitaria.

como evento con alta probabilidad de ser observados por Milagro. La tabla 4.11 contiene los eventos de dicha clasificación.

Día	GLE MN SANA E (UT)			GLE Milagro (UT)			Posición	\bar{C}_f
	inicio	máx	final	inicio	máx	final		
14/Jul/00	10:33:00	10:53:00		10:27:43	10:32:22	10:57:00	N22W07	0.045
15/Abr/01	13:57:00	14:30:00	16:10:00	13:54:00	14:11:00	15:00:00	S20W85	0.089
20/Ene/05	06:46:00	07:06:00	07:50:00	6:49:45	06:53:09	06:58:00	N14W61	1
13/Dic/06	02:50:00	03:15:00	Oulu	02:53:50	03:04:10		S06W23	0.030

Tabla 4.11: GLE que muestran desfasamiento de minutos tanto en el tiempo de inicio y máximo en los datos de Milagro clasificados como “Observados”.

- Media probabilidad:** Existen registros que muestran incrementos parecidos a los registros del MN, pero con desfasamiento temporal de algunos minutos hasta dos horas. En la figura 4.27 encontramos un ejemplo de un registro en Milagro considerado con medida probabilidad de ser observados. En azul los registros del MN SANA E, se aprecia la subida a las 05:43 UT, mientras que en Milagro la variación inicia a las 04:12 UT. Dicha clasificación se ha anexado a la tabla 4.12.

Mostramos en la figura 4.28 los registros de ambos detectores. A la izquierda los registros del observatorio Milagro, a la derecha los registros del MN SANA E. Se realizó una amplia-

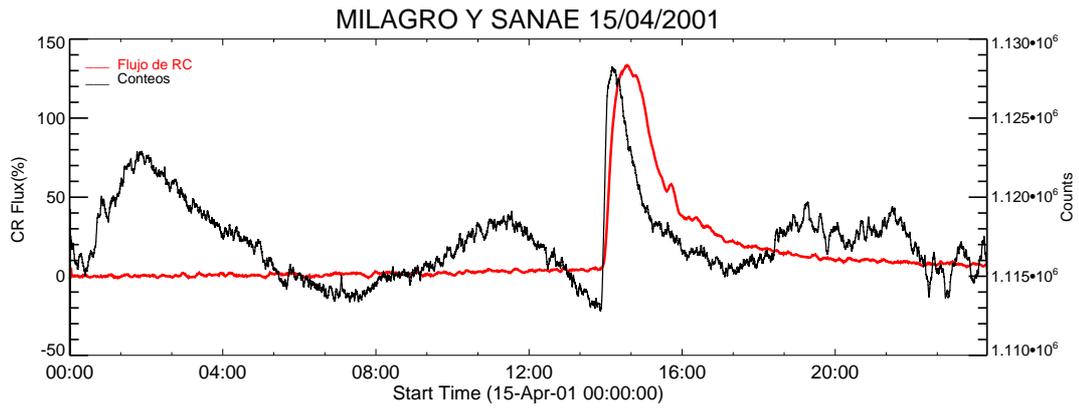


Figura 4.25: Gráfico que muestra la observación del GLE del día 15 de abril del 2001 por el Observatorio Milagro (negro) comparado con los registros del MN SANAE (rojo).

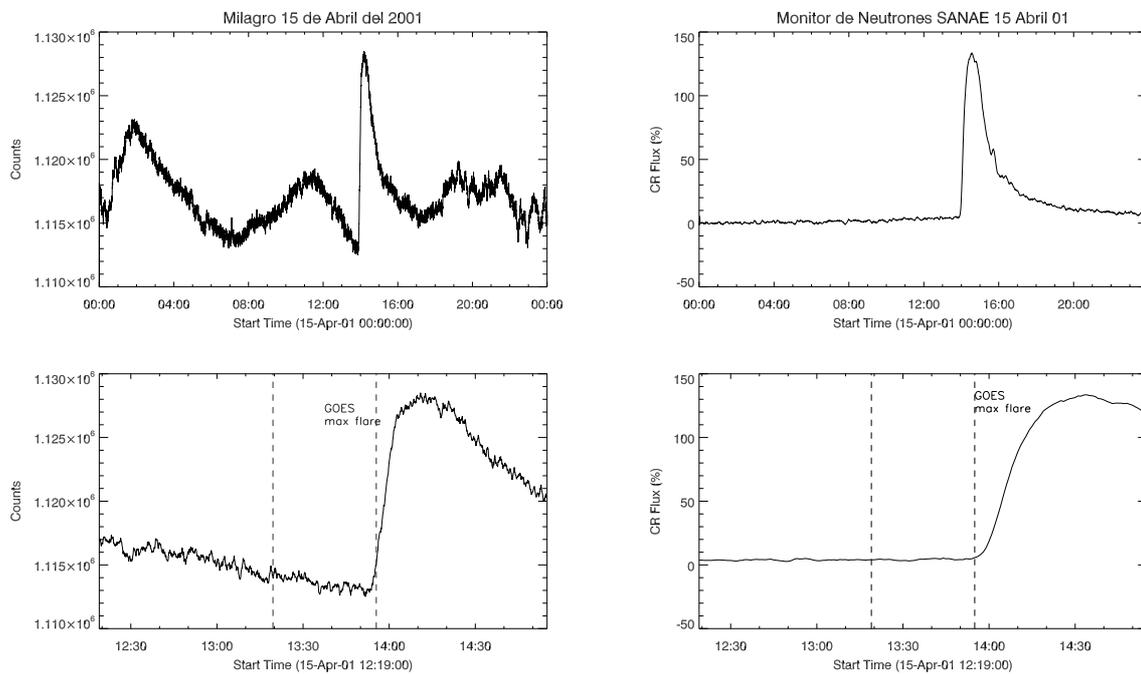


Figura 4.26: Acercamiento del GLE registrado por Milagro (izquierda) y SANAE (derecha) del día 15 de abril del 2001.

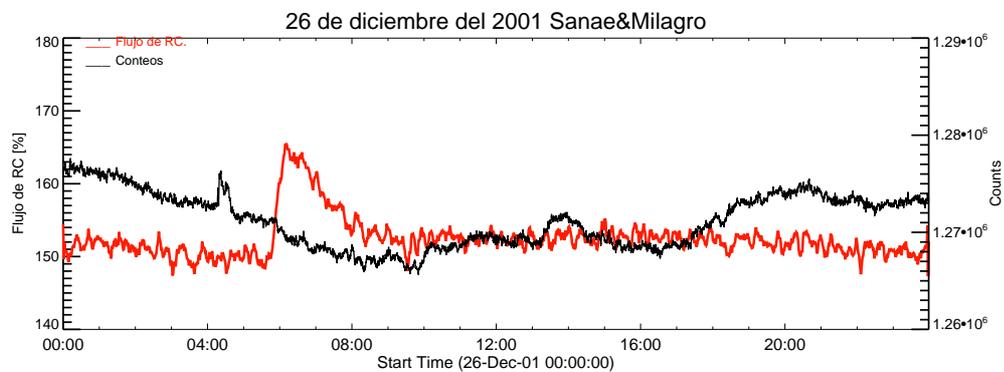


Figura 4.27: GLE del día 26 de diciembre del 2001 registrado por SANAE (rojo), en color negro los registros de Milagro ejemplo de eventos probablemente observados.

Media probabilidad

Día	GLE MN SANAE (UT)			GLE Milagro (UT)			Posición
	inicio	máx	final	inicio	máx	final	
26/Dic/01	05:43:00	06:10:00	07:35:00	04:12:00	04:19:00	04:37:00	N08W54
08/Oct/03	11:09:00			10:23:00	12:11:00		N08W54

Tabla 4.12: Clasificación de GLE registrados por SANAE con media probabilidad de ser observados por Milagro.

ción de cada variación mostrada con el mismo intervalo de tiempo, el inicio y máximo de la ráfaga registrada por el satélite GOES, está indicado entre las líneas punteadas. Se observa la similitud que existe entre las subidas de ambos incrementos, sin embargo, no podemos estar seguros que sean el mismo evento observado.

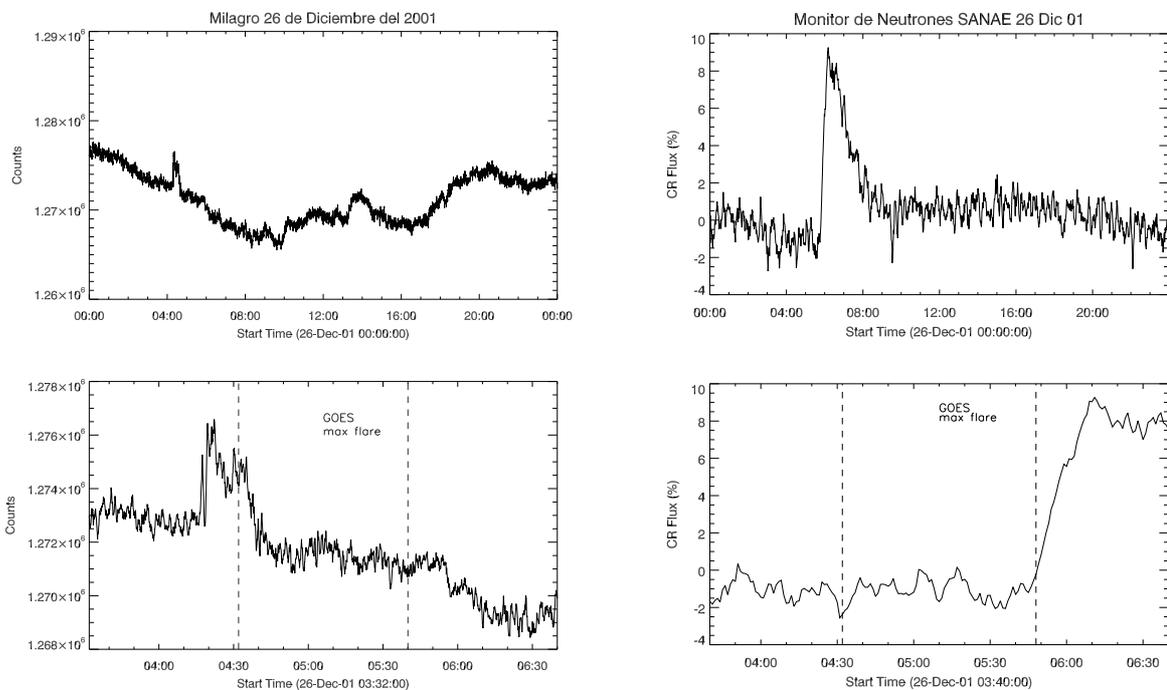


Figura 4.28: Acercamiento del GLE del día 26 de diciembre del 2001. A la izquierda las observaciones de Milagro comparadas con los registros del MN SANAE (derecha).

■ **Baja probabilidad:**

Por último, en la tabla 4.13 se ha anexado la clasificación de eventos con baja probabilidad de ser observados; en la cual, se encuentra el día 4 de noviembre del 2001. En la figura 4.29 se presenta dicho evento, SANAE (en azul) muestra una subida a las 13:38 UT, mientras que la subida en milagro es a las 16:00 UT como está señalado por la flecha.

En la figura 4.30 (izquierda) aparecen las observaciones de Milagro para este evento. La primera línea punteada señala una bajada en ambos detectores, mientras que la segunda línea nos muestra el primer pico de la variación. Podría decirse que existe una gran similitud en los registros, a no ser por el desfase de más de 2 horas que existe entre ambos registros.

Baja probabilidad

Día	GLE MN SANA E (UT)			GLE Milagro (UT)			Posición
	inicio	máx	final	inicio	má	final	
04/11/01	16:00			13:38			S19W83

Tabla 4.13: Incrementos en Milagro clasificados con baja probabilidad de ser observados al compararse con los registros de SANA E.

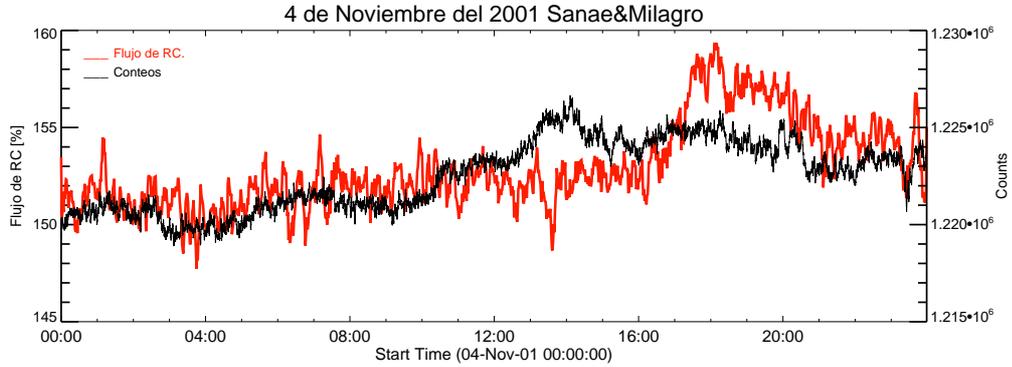


Figura 4.29: Ejemplo de eventos con baja probabilidad de ser observados. GLE del día 4 de noviembre del 2001 registrado por SANA E (rojo) comparados con los registros de Milagro (negro).

De tal manera que no se puede asegurar que Milagro haya registrado tal evento.

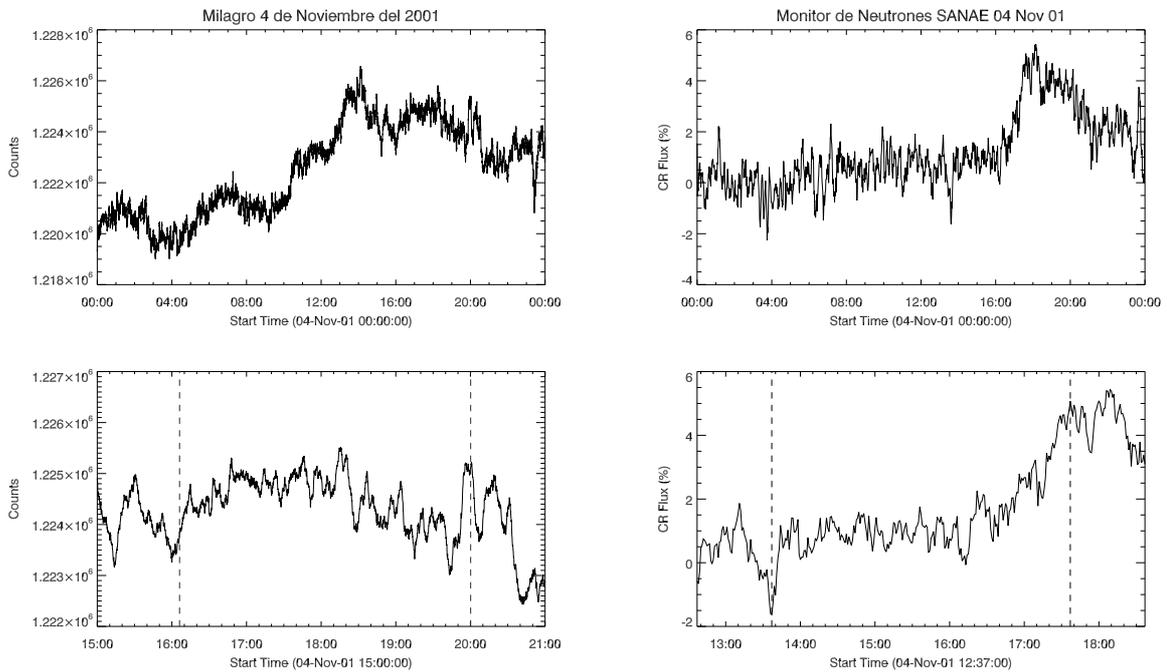


Figura 4.30: Acercamiento del GLE del día 4 de noviembre del 2001 por el Observatorio Milagro (izquierda) y MN SANA E (derecha).

- **Con incrementos antes del GLE:** Se ha anexado esta clasificación debido a que Milagro presenta incrementos significativos antes del GLE registrado por SANA E. La clasificación se observa en la tabla 4.14, La segunda columna contiene el inicio del GLE en SANA E,

mientras que el la tercera columna se hace referencia al inicio del incremento en Milagro. El desfase que es entre los 60 y 70 minutos.

Variación antes del registro de GLE.

Día	Inicio GOES	Inicio Milagro	Posición
18/04/01	02:30	01:20	N/registro
24/08/02	01:17	00:17	S02W81

Tabla 4.14: GLE clasificados como eventos con muy baja probabilidad de ser observados por Milagro.

En la figura 4.31 se ha graficado el día 24 de agosto del 2002, en el cual SANA E registró un GLE (rojo), comparando sus registros con los registros de Milagro (negro). El desfase entre ambos incrementos es de 60 minutos; las flechas en color azul indican el GLE y el incremento respectivo de los instrumentos. La forma en ambos incrementos es similar, a pesar de dicha característica, no se asegura que el incremento en Milagro sea un GLE. El desfase puede deberse a los problemas temporales en Milagro.

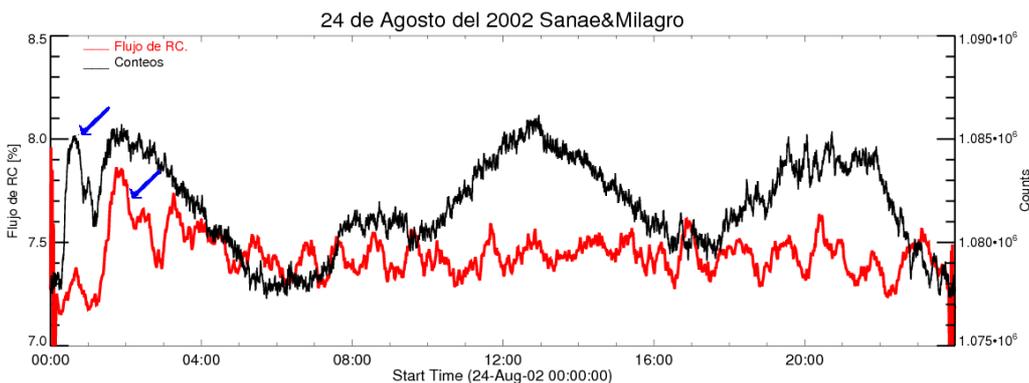


Figura 4.31: GLE registrado por SANA E (rojo) el día 24 de agosto del 2002. En negro los registros de Milagro. Ambos eventos indicados con una flecha azul tienen forma similar, sin embargo, el incremento en Milagro es una hora antes que el GLE.

4.5. Análisis de eventos de partículas energéticas solares (SEPs)

De la misma manera que los análisis anteriores, se escogió un detector como base para realizar el presente estudio. En esta ocasión se empleó la lista de eventos de partículas energéticas solares (SEPs) registradas por el satélite GOES. En dicho catálogo, se contabilizaron 76 SEPs, cada uno de los días correspondiente fue reducido por el programa primario ProccesGRB.pl arrojando 70 con registros coincidentes, posteriormente fueron graficadas. Para tener un estudio completo de los posibles SEPs se analizaron 3 días, incluyendo el día de registro de SEPs.

El gráfico superior de la figura 4.32 muestra el SEP registrados por el satélite GOES, En la parte inferior el gráfico de Milagro, en donde claramente se aprecia que no existe una variación debido a la partículas energéticas solares, sin embargo se pueden apreciar picos importantes durante el transcurso del día.

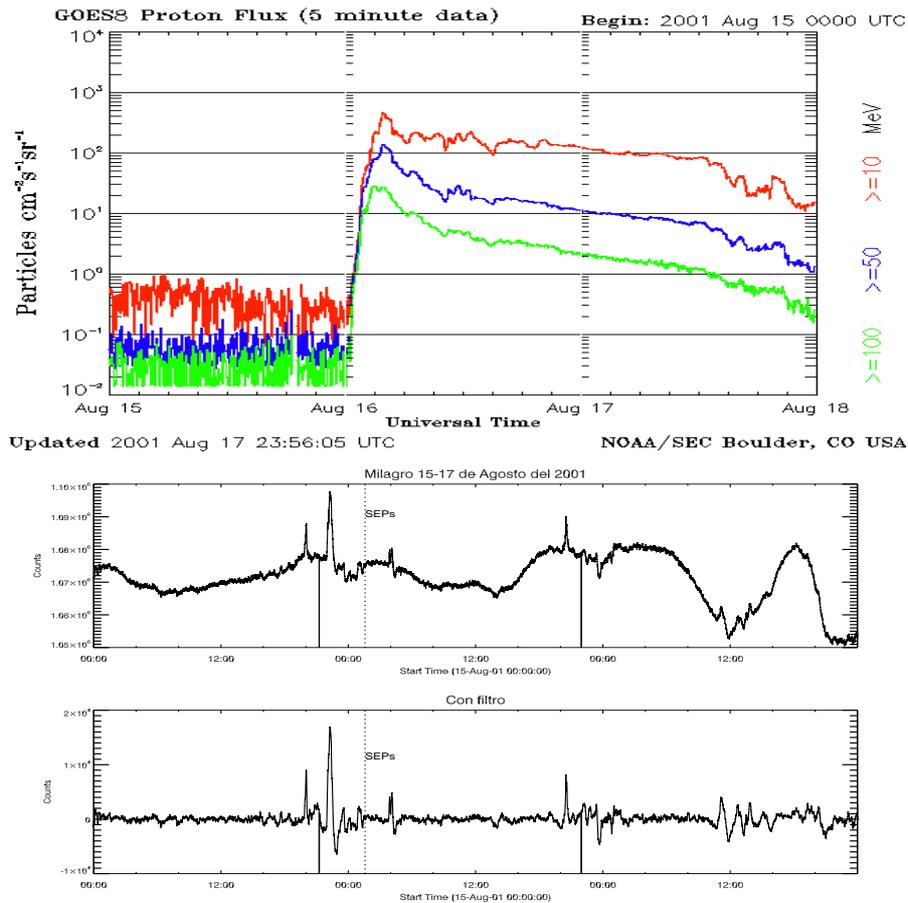


Figura 4.32: Arriba, evento de partículas energéticas solares del día 16 de agosto del 2001 observado por el satélite GOES, abajo las observaciones de Milagro.

Los incrementos observado en la figura no corresponden a ráfagas, ni se deben a destellos de rayos γ , tampoco coinciden con GLE. Sin embargo, debido a que son incrementos significativos que se presentaron al rededor del tiempo del SEPs, fueron anexados en la Tabla 4.15.

4.6. Análisis de Eyección de Masa Coronal

Como se mencionó anteriormente, muchos de los incrementos que muestran los registros de Milagro en la Tabla 4.15 no tienen relación alguna con ráfagas solares o GLEs, de tal manera que se pretende ver si tales incrementos son debido a la onda de choque que impulsan las eyecciones de masa coronal rápidas.

Para cada incremento de dicha tabla se buscaron EMC rápidas con velocidades mayores a los 1000 km/s, las cuales posiblemente fueron observadas en Milagro un día después de haber sido registrada, por otro lado, EMC lentas con velocidades por debajo de los 1000 km/s, es posible que fueron observadas por Milagro dos o tres días después.

Los resultados de dicho análisis se presentan en la tabla 4.16. En la primera columna de la tabla se encuentra la fecha del evento, en la segunda columna los máximos de los incrementos en Milagro; en la tercer columna si dicha variación tuvo coincidencia con una SEP, en las columnas cuatro y cinco respectivamente se encuentra la clasificiación de ráfagas por GOES y su máximo,

Fecha	Milagro UT Max	SEPs	Clasif. de Ráfagas	
			GOES	Máx
27/Jul/00	01:09		C6 *	01:07
28/Jul/00	22:19		C3.5*	21:12
09/Abr/01	22:25		C3.5 *	21:12
19/Abr/01	08:55		M2.0.4 *	11:35
15/Agos/01	20:01		C3.1	02:43
16/Agos/01	20:31		C3.9	09:57
24/Sep/01	16:54	24/1215-25/2235	X2	10:38
30/Sep/01	18:22		C51	17:52
30/Sep/01	19:17		M1.0 *	11:41
01/Oct/01	02:23		M9	05:15
01/Oct/01	23:51	01/1145-02/0810	C1.7 *	23:24
22/Oct/01	00:44		M10	23:24
22/Oct/01	00:58		M10	00:58
25/Dic/01	15:13		C54	12:05
26/Dic/01	04:20		M7 *	05:40
26/Dic/01	04:32		M1.8 *	12:26
20/Feb/02	22:56		M24	21:07
21/Feb/02	03:57		C57	00:54
21/Feb/02	04:17		C57	00:54
16/Abr/02	13:45		M25	1319
16/Abr/02	13:51		M25	1319
22/May/02	23:38		C24	2054
07/Jul/02	21:19		C5	03:57
15/Jul/02	23:45		M1.8	2132
16/Jul/02	19:56		C8.5 *	14:10
24/Agos/02	00:35		X31	0112
09/Nov/02	13:07		M46	13:23
10/Nov/02	03:11	09/1920-10/0540	C5.5 *	01:33
17/Jun/03	24:21		M6	22:55
19/Jun/03	19:41		No ráfagas	
26/Oct/03	20:01		X12	18:19
10/Abr/04	01:35		No ráfagas	
24/Jul/04	19:07		C1.7	13:29
25/Jul/04	04:10		M1	15:14
26/Jul/04	20:23	25/1855-26/2250	M1.1 *	17:37
08/Nov/04	04:46		C19	03:29
13/Jul/05	21:51		M5	14:39
15/Jul/05	22:25		C1.8	19:44
21/Agos/05	14:04		C2.8	10:19
21/Agos/05	17:53		No ráfagas	
13/Dic/06	03:04		C17	21:47

Tabla 4.15: Días que fueron analizados debido a los incrementos que presentaba Milagro. Se indican las ráfagas más cercanas a los incrementos de Milagro, el * indica que no es la única ráfaga registrada cerca de los incrementos en Milagro.

mientras que en las últimas tres columnas se encuentra la información relacionada a la EMC.

Uno de los ejemplos más claros de asociación Milagro-EMC son los decrecimientos Forbush (ver sección 2.4.1). Dentro de los días que se han analizado se encontraron 9 decrecimientos Forbush registrados por el Observatorio Milagro. En la tabla 4.17 se pueden ver dichos eventos asociado a la EMC correspondiente.

El gráfico de la figura 4.33 es un ejemplo de un registro de Milagro que muestran un decrecimiento Forbush comparado con el registrado por el monitor de neutrones SANA E ese día.

Fecha	Milagro UT Max	SEPs	Clasif. de Ráfagas		Eyección de Masa Coronal 1er. C2			Tipo
			GOES	Max	Tiempo Universal [UT]		Velocidad Lineal [Km/s]	
27/Jul/00	01:09		C6 *	01:07				
28/Jul/00	22:19		C3.5 *	21:12				
09/Abr/01	22:25		C3.5 *	21:12				
19/Abr/01	08:55		M2.0.4 *	11:35				
10/Ago/01	20:50		C1.6	20:29				
15/Ago/01	20:02		C1.0	12:42				
16/Ago/01	03:55		C3.9	09:57	15/agos/01	23:54:05	1575	Halo
30/Sep/01	18:22		C51	17:52				
30/Sep/01	19:17		C44	18:42				
30/Sep/01	21:50		M51	21:36				
01/Oct/01	02:19		M9	05:15				
01/Oct/01	23:47	01/1145-02/0810	C1.7 *	23:24	01/Oct/01	05:30:05	1405	Halo
22/Oct/01	00:44		M10	23:24				
22/Oct/01	00:58		M10	00:58				
25/Dic/01	15:13		C54	12:05				
26/Dic/01	04:20		M7 *	05:40	25/Dic/01	11:30:05	1773	Halo
26/Dic/01	04:32		M1.8 *	12:26				
20/Feb/02	2256		M24	21:07				
21/Feb/02	0357		C57	00:54	20/Feb/02	06:30:05	952	Halo
21/Feb/02	04:17		C57	00:54				
16/Abr/02	13:45		M25	13:19				
16/Abr/02	13:51		M25	13:19				
22/May/02	23:38		C24	20:54				
07/Jul/02	21:19		C18	16:22				
15/Jul/02	23:45		X30	20:08				
16/Jul/02	19:56		C14 *	19:15	15/Jul/02	20:30:05	1151	Halo
24/Ago/02	00:35		X31	01:12				
09/Nov/02	13:07		M46	13:23				
10/Nov/02	03:13	09/19:20-10/05:40	C5.5 *	01:33	09/Nov/02	13:31:45	1838	Halo
17/Jun/03	24:21		M6	22:55	15/Jun/03	23:54:05	2053	Halo
19/Jun/03	19:41		No ráfagas		17/Jun/03	23:18:14	1813	Halo
26/Oct/03	20:01		X12	18:19				
10/Abr/04	01:35		No ráfagas					
24/Jul/04	19:05		C1.7	13:29				
25/Jul/04	17:05		M1	15:14				
26/Jul/04	20:23	25/18:55-26/22:50	M1.1 *	17:37				
08/Nov/04	04:46		C19	03:29				
17/Ene/05	Forbush				15/Ene/05	06:30:05	2049	Halo
15/May/05	Forbush				13/May/05	17:12:05	1689	Halo
13/Jul/05	21:52		M5	14:39				
15/Jul/05	22:25		C1.8	19:44	14/Jul/05	10:54:05	2115	Halo
21/Ago/05	15:04		C2.8	10:19				
21/Ago/05	17:53		No ráfagas					
13/Dic/06	03:04		C17	21:47				

Tabla 4.16: Variaciones en registros del Observatorio Milagro relacionadas a las EMCs

4.7. Discusión

Una vez que obtuvimos los resultados de nuestro análisis de contadores, se graficó la significancia (n_{σ}) vs Heliolongitud para cada una de ellas. La figura 4.34 muestra cada una de las clasificaciones, los eventos con alta probabilidad de ser asociadas con ráfagas están representados con un *. Uno puede ver que los eventos de dicha clasificación son de longitud preferente al Oeste solar. Esto era de esperarse, ya que las líneas del campo magnético que salen del oeste solar pueden intersectar a la Tierra, permitiendo así que las partículas energéticas lleguen fácilmente. Para verificar la tendencia de los eventos en Milagro hacia el limbo solar, se realizó un ajuste exponen-

D. Forbush Día	EMC			
	Día	UT	Vel(Km/s)	Clasif.
29/Oct/03	28/Oct/03	11:30:05	2459	Halo
22/Ene/04	20/Ene/04	00:06:05	965	Halo
27/Jul/04	25/Jul/04	14:54:05	1333	Halo
13/Sep/04	12/Sep/04	00:36:06	1328	Halo
07/Nov/04	06/Nov/04	01:31:51	818	Halo
09/Nov/04	07/Nov/04	16:54:05	1759	Halo
17/Ene/05	15/Ene/05	06:30:05	2049	Halo
15/May/05	13/May/05	17:12:05	1689	Halo
11/Sep/05	09/Sep/05	19:48:05	2257	Halo

Tabla 4.17: Decrecimientos Forbush asociados a eyecciones de masa coronal.

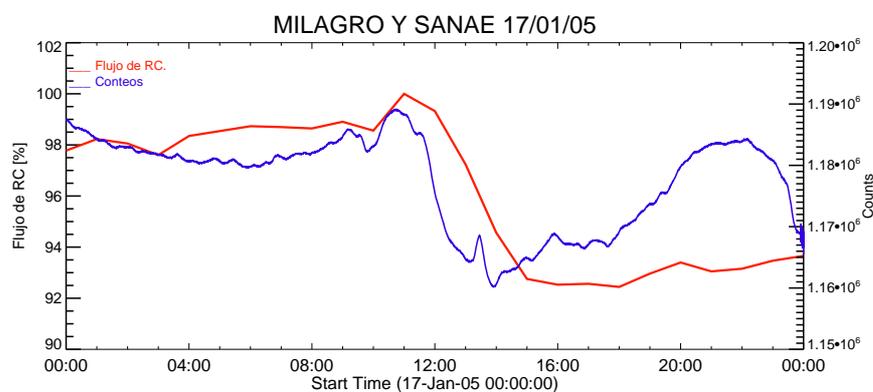


Figura 4.33: Observaciones de Milagro como del MN SANA E de un decrecimiento Forbush el día 17 de enero del 2005

cial de la forma $c=10^{ax+b}$ (con a y b constantes arbitrarias) a los datos de cada clasificación. En el ajuste se aprecia la tendencia que tiene la señal a ser más significativa si los eventos son observados en el limbo solar Oeste. Para cada uno de lo eventos se obtuvo el coeficiente de correlación R . De tal manera que se observa que en el caso de eventos con baja probabilidad de ser observados $R=1$, esto se debe a que sólo tenemos 2 eventos en dicha clasificación. Los demás coeficiente de correlación son pequeños, indicando la no dependencia exponencial de los datos, aunque sí existe un incremento en la significancia a medida que nos acercamos al limbo oeste.

Las ráfagas clasificadas con media probabilidad se representan con el símbolo Δ , el ajuste realizado permite visualizar la dirección preferencial de las observaciones, la cual, al igual que la clasificación anterior es al oeste solar, concluyendo que tienden a ser observadas con mayor amplitud aquellas que se acerquen al limbo.

El símbolo \diamond representa un evento clasificado como baja probabilidad de ser asociado, sin embargo, no se ha tomado en cuenta al realizar el ajuste lineal debido a que su longitud es al Este, y aunque es un evento significativo, el desfase que existe entre los máximos (Milagro-GOES) es de más de tres horas, lo cual indica que su nivel de confianza es bajo.

Aquellos eventos que fueron clasificados con baja probabilidad se representan con una X. No existe en ellos condiciones ideales que permitan caracterizar firmas en el Sol.

De la misma manera se graficó n_{σ} Vs Longitud de GLE observados por Milagro representados

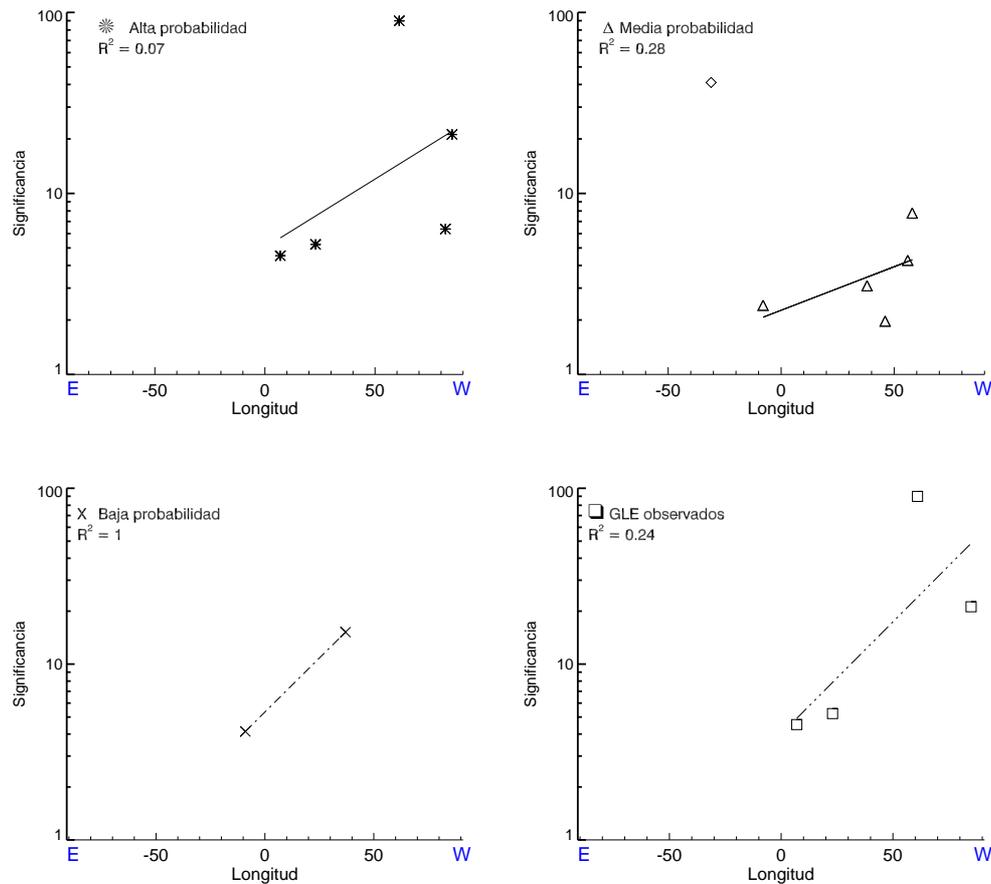


Figura 4.34: Gráfico de las clasificaciones más relevantes en el análisis de contadores incluyendo el coeficiente de correlación R^2 . (izq. superior *) eventos con alta probabilidad de ser asociados con ráfagas; (der. superior Δ) eventos con media probabilidad de ser asociados con ráfagas; (izq. inferior \times) eventos con baja probabilidad de ser asociados con ráfagas; (der. inferior \square) GLE observados por Milagro.

por el símbolo \square que al igual que las ráfagas observadas, son eventos con mayor significancia, los cuales han sido observados al limbo oeste solar. Se concluye por lo tanto que, mientras más cercano sean al limbo los eventos eruptivos en el Sol, se observarán con mayor amplitud en la tierra por el instrumento Milagro.

4.8. Estudio de caso

Uno de los eventos más importantes observados por Milagro ha sido el GLE del día 15 de abril del 2001, de tal manera que se le ha designado la siguiente sección para mostrar la observación que Milagro realizó y que HAWC su sucesor podrá observar. En la tabla 4.18 se muestra dicho registro observado por diversos satélites y detectores en Tierra como referencia a los registros que muestra el observatorio Milagro.

Instrumento	Evento	Inicio UT
GOES-10	ráfaga X14.1	13:19
GOES-8	SEPs	14:10
SOHO C2	EMC	14:06:31
SOHO C3	EMC	14:06:31
EIT		
M.N	GLE	13:57
Milagro	GLE	14:11

Tabla 4.18: Observación solar del día 15 de abril del 2001 por diversos satélites y observatorios en Tierra.

El día 15 de abril del 2001 se observó un evento, considerado como el mayor evento impulsivo y el mayor evento solar registrado a nivel de suelo durante el ciclo 23. Se asoció con una ráfaga solar y una eyección de masa coronal rápida (Tylka et al., 2002).

Dicho evento fue observado por diversos satélites como se indica en la tabla anterior, e incluso por diversos instrumentos terrestres.

Se observó a una longitud de 85° al Oeste y una latitud de 20° al Sur correspondiente a la región activa NOAA 9415, registrada por el Observatorio solar MEES del Instituto de Astronomía de la Universidad de Hawaii; siendo esta región origen de diversos eventos solares. En la figura 4.35 se muestra con un círculo rojo la región activa NOAA 9415.

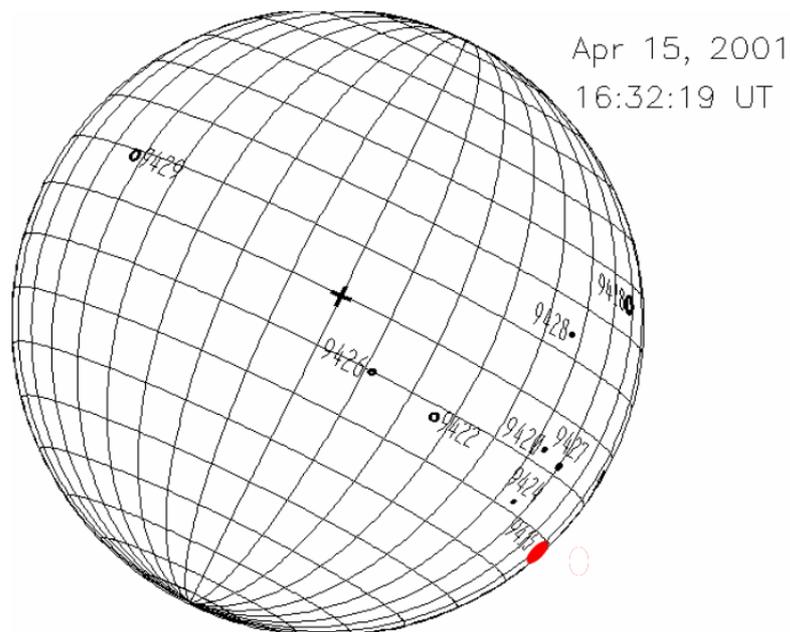


Figura 4.35: Mapa de las regiones activas del día 15 de abril del 2001 registrada por el Observatorio solar MESS.

El sensor de rayos-X del satélite GOES registró un flujo de rayos-X ($1-8\text{\AA}$) de intensidad X14.4 el 15 de abril del 2001 a las 13:19 UT. El flujo de rayos-X se muestra como una función del tiempo en la figura 4.36.

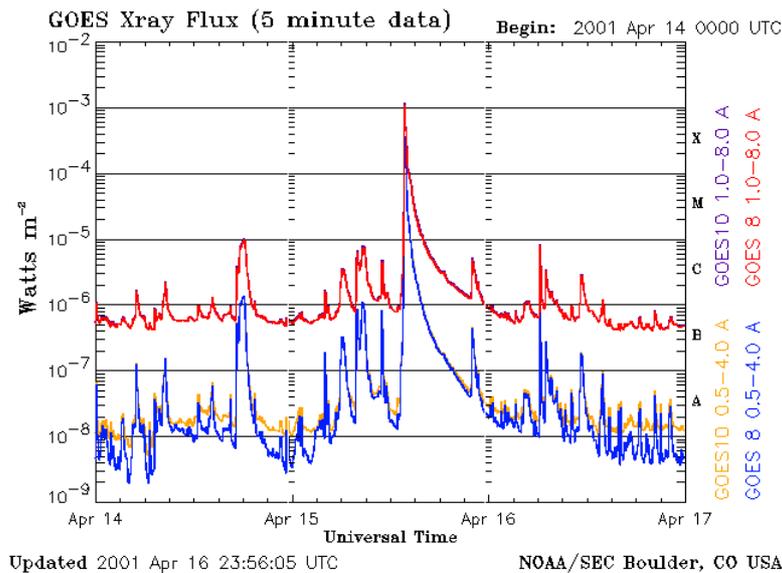


Figura 4.36: Flujo de rayos X registrado por GOES-10 el día 15 de abril del 2001.

De la misma manera, en el medio interplanetario cercano a la Tierra, GOES-8 registró un exceso de protones energéticos por encima de los 100 MeV. En la figura 4.37 se observa el incremento significativo en los canales correspondientes al flujo de protones (10 MeV y 50 MeV).

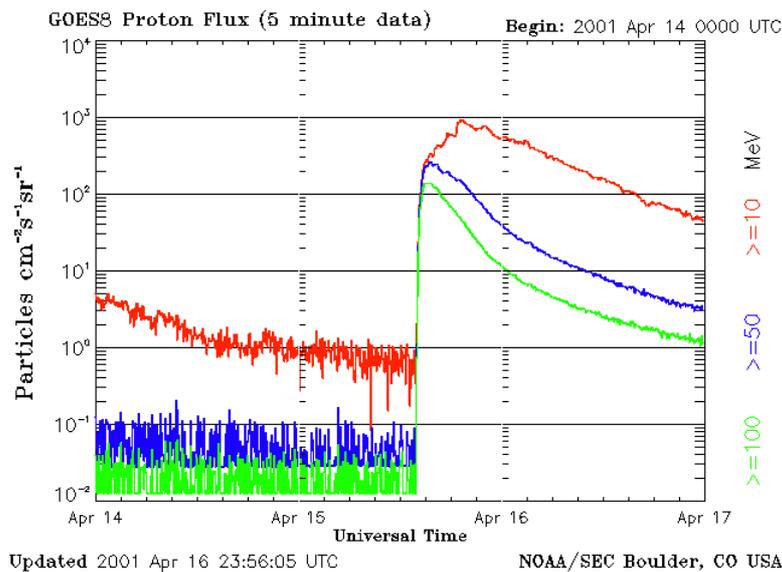


Figura 4.37: Evento energético solar registrado por el satélite GOES-10 el día 15 de abril del 2001.

El evento impulsivo que inicia a 14:10 UT estuvo asociado a una eyección de masa coronal rápida (1199 km/s), la cual fue registrada por los coronógrafos C2 (figura 4.38) y C3 (4.39) a bordo del satélite SOHO a las 14:06:31 UT.

El telescopio de imágenes en extremo ultravioleta del SOHO (EIT) también registró dicho evento en líneas de Fe XII, 195 Å. En la figura 4.40 las flechas rojas indican el acercamiento de la región activa 9415.

Bombardieri et al. (2007) supone que el GLE del 15 de abril del 2001 se debió a protones solares de alta energía, deduciendo el espectro, dirección de llegada y anisotropía modelando el

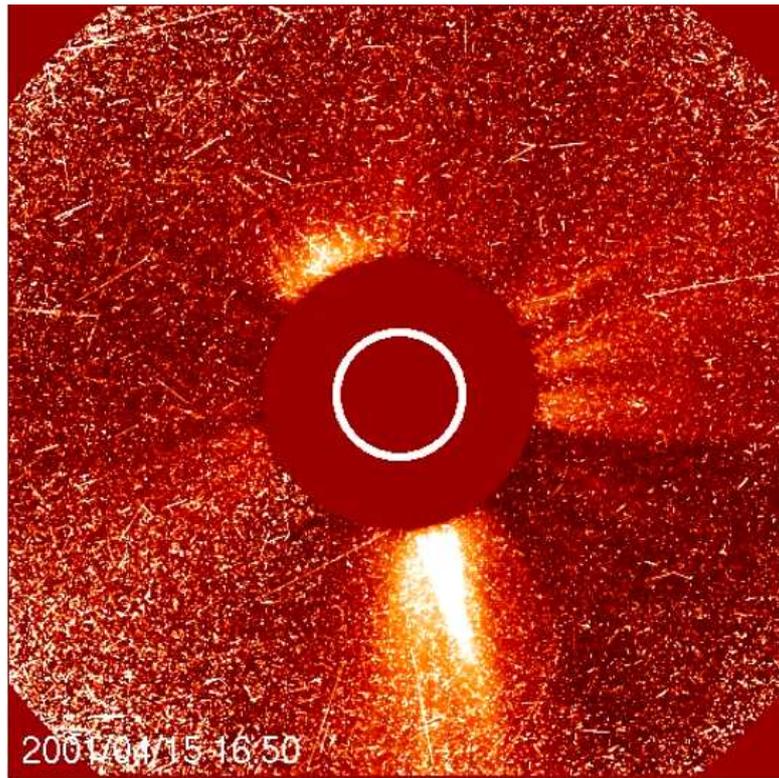


Figura 4.38: Imagen del 15 de abril del 2001 usando el coronógrafo C2 a bordo del satélite SOHO. El plasma caliente que se expande fuera de la corona lleva consigo partículas energéticas que saturan la imagen.

comportamiento del evento a nivel de suelo.

Diversos monitores de neutrones distribuidos alrededor de la Tierra registraron el día 15 de abril del 2001 un GLE, minutos después de la ráfaga solar X14.4. En la figura 4.41 se muestra la selección de monitores de neutrones que registraron dicho evento. Todas las estaciones muestran una resolución temporal de 1 minuto, siendo los neutrones detectados partículas secundarias generadas principalmente en las reacciones nucleares de los protones (Bieber et al., 2004)

Código	Nombre de la estación	Longitud(°)	Latitud (°)	Rigidez
MA	Mawson, Antártica	51	23 S	0.22
AP	Apatity, Russia	74	5 N	0.61
CS	Cape Schmidt, Russia	202	5 S	0.45
FS	Fort Smith, Canadá	268	5 N	0.30
NA	Nain, Canadá	350	5N	0.45

Tabla 4.19: Estaciones de la red mundial terrestre de Monitores de Neutrones que registraron un GLE el día 15 de abril del 2001 (Moraal et al., 2000)

El satélite geoestacionario GOES-10 registra aumentos repentinos de protones relativistas (510-700 MeV) entre las 13:50 y 13:55 UT, mientras que el sensor de rayos X registra el incremento de la intensidad a las 13:19 con máximo a las 13:50 como se aprecia en la figura 4.42. En Tierra, Milagro registra un incremento en sus contadores a la 13:54 UT, siendo el incremento significativo ($\sim 21\sigma$). En la figura antes mencionada se aprecia que los incrementos tanto en Mi-

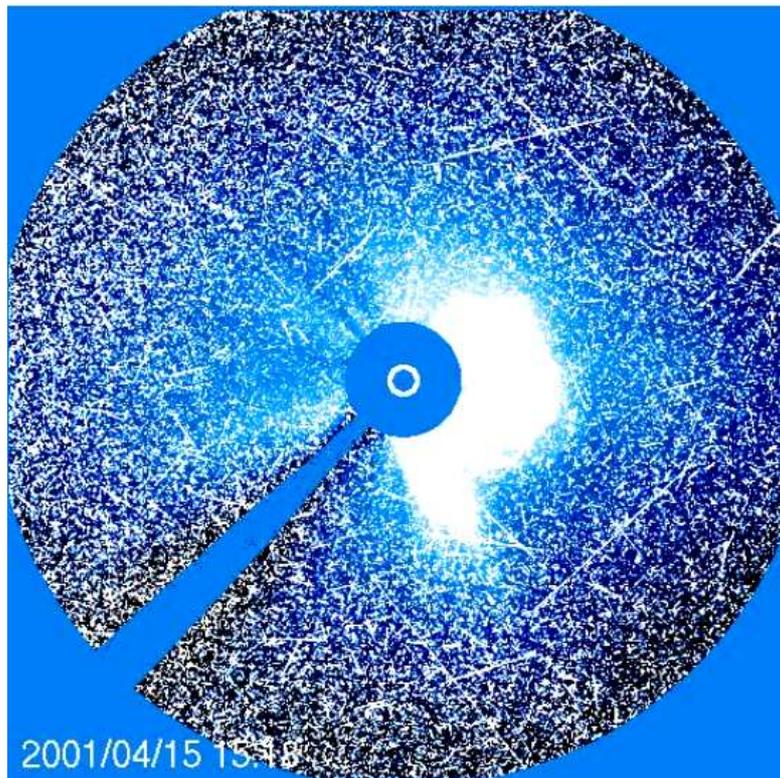


Figura 4.39: Imagen captada por el coronógrafo C3 a bordo del satélite SOHO.

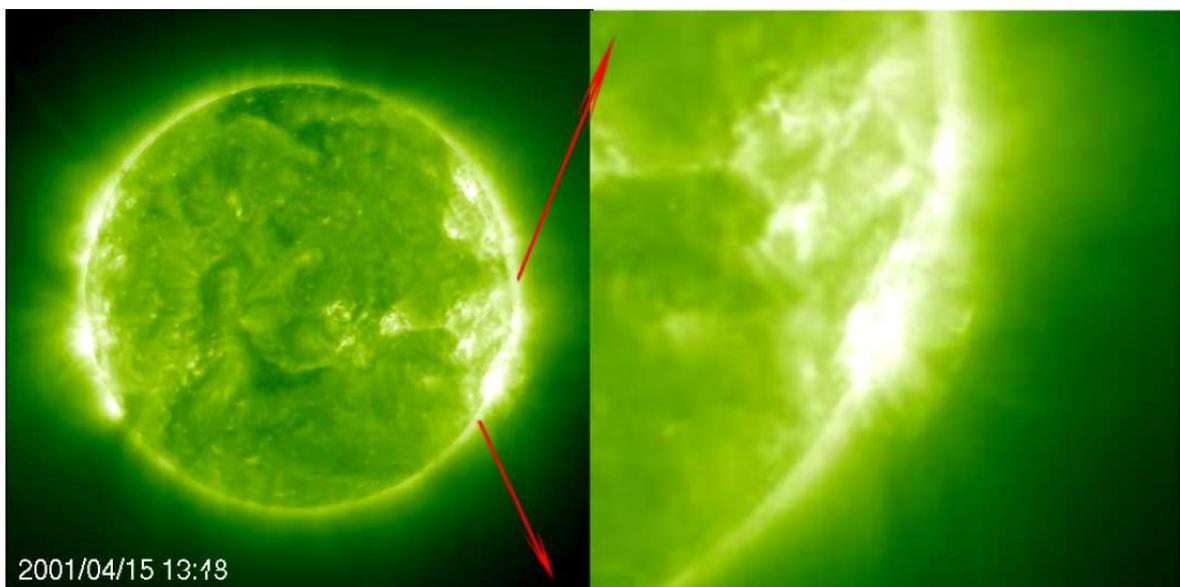


Figura 4.40: Imagen registrada por EIT, a la derecha un acercamiento de la región activa.

lagro como en GOES-10 son similares en forma, sin embargo el desfase que existe entre ambos es debido a que los dos instrumentos registran eventos diferentes a diferentes energías.

Definitivamente, dicha variación no es efecto de la presión atmosférica o los cambios de la temperatura externa de Milagro. Es decir, Milagro está registrando las partículas secundarias de protones relativistas acelerados en principio en una ráfaga solar (Bombarideri et al., 2007).

Para comprobar lo antes dicho, se recurrió a los registros de eventos energéticos solares obser-

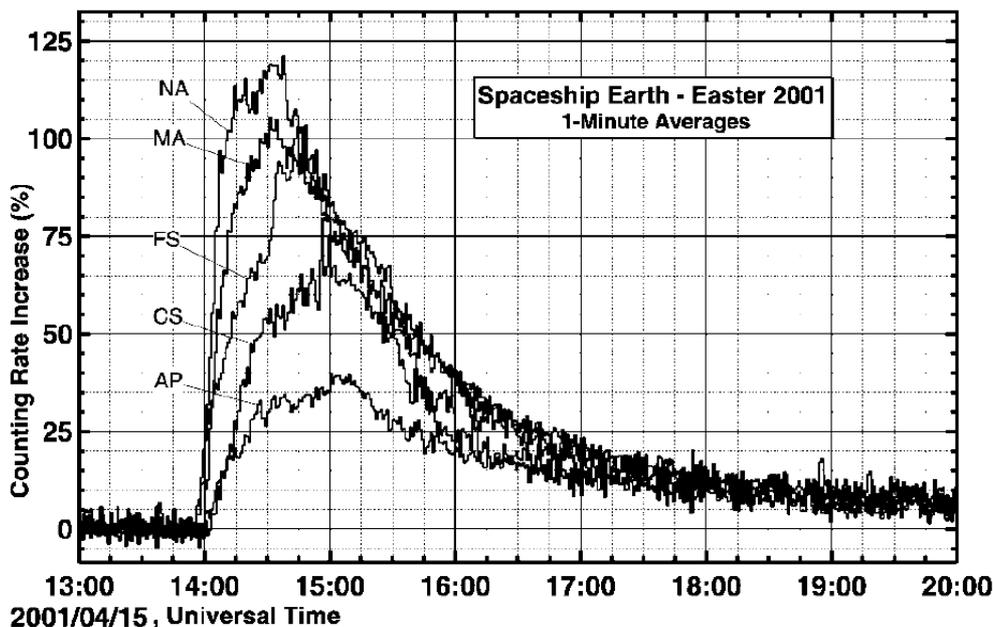


Figura 4.41: Monitores de Neutrones seleccionados que registraron el evento energético del 15 de abril del 2001. Véase la tabla 4.19 para definición de las estaciones.

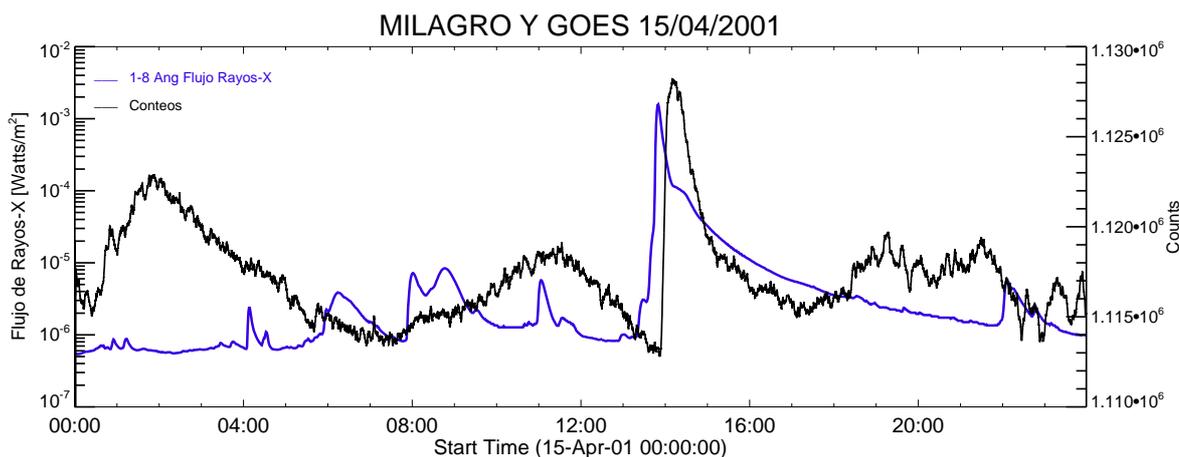


Figura 4.42: Observación del día 15 de abril del 2001. Ráfaga de clasificación X14.4 registrada por GOES (azul) minutos antes que Milagro.

vados por el monitor de neutrones de SANA E. En la figura 4.43 están graficados los registros de SANA E (rojo) comparados con los registros de los contadores (negro). El GLE en el monitor de neutrones inicia a las 13:57 UT, mientras que la variación en Milagro tiene comienzo a las 13:54 UT, mostrando un desfase de algunos cuantos minutos, no olvidando que SANA E es un monitor de neutrones ubicado a bajas latitudes.

Con lo cual se ratifica que Milagro registró el GLE del 15 de abril del 2001. Este es el segundo ejemplo que muestra resultados de observaciones solares con el Instrumento Milagro, dejando la puerta abierta para las futuras observaciones de HAWC.

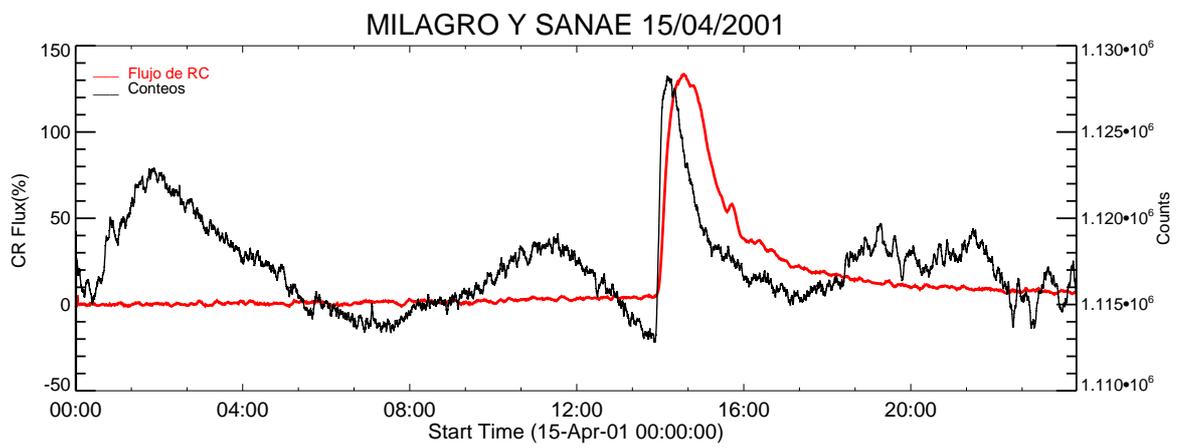


Figura 4.43: Observación del GLE por el MN SANAE (rojo) el 15 de abril del 2001 y el Observatorio Milagro (negro)

Capítulo 5

Conclusiones

Milagro fue un observatorio de rayos γ de tipo agua-Cherenkov, que funcionó durante el periodo de 2000 a 2008 observando el cielo de día y noche. Este tipo de detectores cuenta por lo menos con dos tipos de modos de observación, de conteo (scaler) y de disparos (triggering).

En este trabajo se analizaron los datos de los contadores del observatorio Milagro con el fin de determinar firmas que caractericen la observación de eventos energéticos solares.

Para lo cual, se estudiaron diferentes firmas de eventos solares tales como ráfagas de magnitud X, eventos de partículas energéticas solares (SEPs), eventos registrados en Tierra (GLE) y eyecciones de masa coronal (CMEs).

A partir de este análisis llegamos a los siguientes resultados:

1. 5 eventos en Milagro estuvieron asociados a ráfagas solares, siendo su característica principal a mayor significancia ($n\sigma$) más proximidad al limbo Oeste solar. Este tipo de eventos tuvieron un nivel de confianza $1 \geq \bar{C}_f > 0.03$.
2. Dentro del periodo de observaciones de Milagro, no se observaron eventos en asociación con eventos de partículas energéticas solares (SEPs).
3. Cuatro de los eventos registrados en Milagro dentro del análisis de ráfagas están asociadas con GLEs. Siendo su característica principal la preferencia al limbo Oeste solar mostrando mayor significancia. De la misma manera el nivel de confianza es $1 \geq \bar{C}_f > 0.03$.
4. Milagro registró 9 decrecimientos Forbush, asociados a eyecciones de masa coronal tipo Halo.

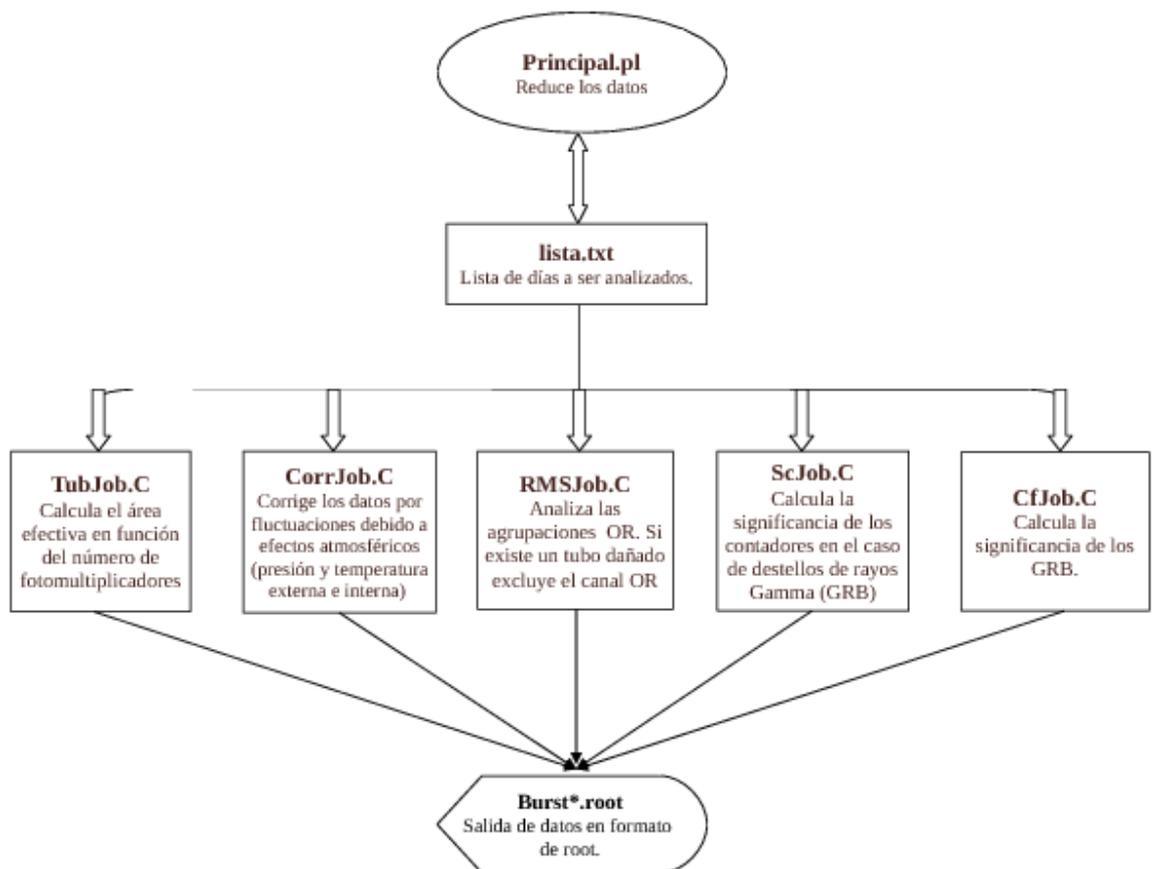
Hay variaciones que muestran un desfase temporal con respecto a las observaciones de los satélites empleados, lo cual no permite obtener resultados precisos.

El 62 % de los eventos registrados en Milagro no se pueden asociar a evento solar alguno. Esto se debió fundamentalmente a la gran diferencia temporal entre el registros de Milagro y algunos eventos solares observados por otro de los instrumentos analizados en esta tesis.

Cabe hacer notar que esta es la primera vez que se hace una búsqueda sistemática en los datos de contadores de Milagro de actividad solar. Los resultados de esta tesis nos ayudan a comprender la Física solar que se puede hacer con observatorios como Milagro y HAWC. Esta tesis es la primera en México y está dentro de las primeras 3 en el mundo, que se han realizado utilizando observatorios de Cherenkov en agua. Abriendo un camino para el aprovechamiento de las observaciones de Cherenkov en agua a la comunidad científica mexicana mediante el observatorio HAWC.

Apéndice A

Digrama de flujo del análisis de contadores



Referencias

- [1] Abdo A. A., B. Allen, D. Berley, E. Blaufuss et al. (2006), Discovery of TeV Gamma-Ray Emission from the Cygnus Region of the Galaxy, *The Astrophysical Journal*, **658**, pp. L33-L36.
- [2] Abdo A. A. (2007), Discovery of Localized TeV Gamma-Ray Sources in the Galactic Plane with Milagro, *30th International Cosmic Ray Conference*, **2**, pp. 755-758.
- [3] Anzenberg E. (2006a), GRB Scaler Data Analysis using the Milagro Detector, *Undergraduate Senior Thesis*, pp. 16-21.
- [4] Anzenberg E. (2006b), Temperature and Pressure Corrections in the Milagro Scaler Rates, *University of California, Santa Cruz*, pp. 1-6.
- [5] Aschwanden M. J. (2005), Physics of the Solar Corona, *Springer*, pp. 704-719.
- [6] Atkins R., W. Benbow, D. Berley et al. (2003), *The Astrophysical Journal*, **595**, pp. 824-832.
- [7] Barouch E. and L. F Burlaga (1975), Causes of Forbush Decreases and Other Cosmic Ray Variations, *J. Geophys. Res.*, **80**, pp. 449-456.
- [8] Beck C. (2005), The Three-Dimensional Topology of Magnetic Fields in and Around Sunspots, *Kiepenheuer Institut fur Sonnenphysic, Freiburg*, pp. 3-100.
- [9] Berezhinskii V. S., S.V. Bulanov, and V. A. Dogiel (1990), Astrophysics of Cosmic Rays, *North-Holland*, pp. 240.
- [10] Bhathagar A. and W. Livingston (2005), Fundamentals of Solar Astronomy, *World Scientific*, **6**, pp. 87-286.
- [11] Bieber J. W., P. Evenson, W. Droge, and R. Pyle (2004). Spaceship Earth Observations of the Easter 2001 Solar Particle Event, *The Astrophysical Journal*, **601**, pp. 103-106.
- [12] Bombardieri D. J., K. J. Michael, M. L. Duldig, and J. E. Humble (2007), Relativistic Proton Production during the 2001 April 15 Solar Event, *The Astrophysical Journal*, **66**, pp. 813-823.
- [13] Brueckner G. E., R. A. Howard, M. J Koomen, C. M. Korendyke, D. J. Michels et al. (1995), The Large Angle Spectroscopic Coronagraph (LASCO), *Solar Physics*, **162**, pp. 357-402.

- [14] Cliver E. W., B. J. Thompson, G. R. Lawrence, A. N. Zhukov and A. J. Tylka (2005), The Solar Energetic Particle Event of 16 August 2001: ~ 4000 MeV Protons Following an Eruption \sim W180, *29th International Cosmic Ray Conference*, **601**, pp. 101-104.
- [15] Cohen C. M. S et al. (1999), Inferred Change States of High Energy Solar Particles from the Solar Isotope Spectrometer on ACE, *Geophys. Res. Lett.*, **26**, pp. 149-152.
- [16] Durrant C. J. (1998), The Atmosphere of the Sun, *Adam Hilder*, pp. 103-118.
- [17] Duldig, M. and J. E. Humble (1999), Preliminary analysis of the 6 November 1997 Ground Level Enhancement, *26th International Cosmic Ray Conference*, **6**, pp. 403,408.
- [18] Falcone A. (2001), Observation and Study of GeV Solar Energetic Particles Using the Milagro Extensive Air Shower Detector, *University of New Hampshire*, Doctor of Philosophy in Physics.
- [19] Falcone A., R. Atkins, W. Benbow, D. Berley, M. L. Chen et al. (2003). Observation of GeV Solar Energetic Particles from the 1997 November 6 Event Using Milagrito, *The Astrophysical Journal*, **588**, pp. 557-565.
- [20] Falcone A. and J. Ryan (1999), Milagro as a Solar Observatory, *Astroparticle Physics*, **11**, pp. 283-285.
- [21] Fukunday Y., and Super-KAMIOKANDE Collaboratin (1998), Study of the Atmospheric Neutrino Flux in the Multi-GeV Energy Rang, *Physical Lett. B*, **436**, pp. 33-41.
- [22] Gaisser T. K. (1990), Cosmic Rays and Particle Physics, *Cambridge University Press*, **1**, pp. 1-155.
- [23] Gil A., R. Modzelewska, and M. V. Alania (2007), Features of the 27-day Variations of the Galactic Cosmic Ray Intensity and Anisotropy, *Acta Physica Polonica B*, **39**, pp. 1301-1309.
- [24] Glushkov A. V., V. P. Egorova, A. A. Ivanov et al. (2003), Energy Spectrum of Primaria Cosmics Ray in the Energy Region of $10^{17} - 0^{20}$, eV by Yakutsk Array Data *28th International Cosmic Ray Conference*, pp. 389-392.
- [25] Grechnev V. V, V. G. Kurt, I. M. Chertok, A. M. Uralov, H. Nakajima et al. (2008), An Extreme Solar Event of 20 January 2005: Properties of the Flare and the Origin of Energetic Particles, *Solar Physics*, **252**, pp. 149-177.
- [26] Gurnett D. A., W. A. Karth, and E. C. Stone (2003), The Return of the Heliospheric 2-3 KHz Radio Emission During Solar Cycle 23, *Geophys. Res. Lett.*, **30**, doi:10.1029/2003GL018514.
- [27] Hathaway D. H., R. M. Wilson and E. J. Reichmann (2003), The Shape of the Suspot Cycle, *Solar Physics*, **151**, no. 1, pp. 117-190.

- [28] Huntemeyer P. and Milagro collaboration (2007), Measuring TeV Gamma-Ray Diffuse Emission from Galactic Plane with Milagro, *30th International Cosmic Ray Conference*, **2**, pp. 509-512.
- [29] Kuznetsov S. N., V. G. Kurt, B. Yu. Yushkov, I. N. Myagkova, K. Kuela, J. Kaššovicová, and M. Slivka (2006), Proton Acceleration During 20 Junary 2005 Solar Flare: CORONAS-F Observations of High-Energy γ Emission and GLE, *Contrib. Astron. Obs. Skalnaté Pleso*, **36**, pp. 85-92.
- [30] Leblanc Y., G. A. Dulk, A. Vourlidas, and J. L. Borgeret (2001), Tracing Shock Waves from the Coronal to 1 AU: Type II Radio Emission and Relationship with CMEs. *J. Geophys. Res.*, **106**, pp. 25301-25312.
- [31] Mariska J. T. (1986), The Quiet Solar Transition Region, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **24**, pp. 23-48.
- [32] Mariska J. T (1998), The Solar Transition Region, *Cambridge University Press*, pp. 79-237.
- [33] McCracken K. G., H. Moraal, and P. H. Stoker (2008), Investigation of the Multiple-Component Structure of the 20 January 2005 Cosmic Ray Ground Level Enhancement, *J. Geophys. Res.*, **113**, A12101, doi:10.1029/2007JA012829.
- [34] McCullough J. F. (2001), A Search of the Northern Sky for Short Bustst of TeV Emission using the Milagro Detector, *Uni. of California, Santa Cruz*, pp. 47-49
- [35] McLean D. J. and R. R. Labrum (1985), Solar Radiophysics: Studies of Emission from the Sun at Metre Wavelengths, *Cambridge University Press*, pp. 43-164.
- [36] Moraal H., A. Belov, and J. M. Clem (2000), Design and Coordination of Multi-Station International Neutron Monito Networks, *Space Sci. Rev.*, **93**, pp. 285-303.
- [37] Morales O. G. (2009), Estudio del gradiente de intensidad de los Rayos C3smicos Gal3cticos en el M3ximo Solar, *UNAM*, Tesis de Maestría.
- [38] Morgan T. and C. Lopate for the Milagro collaboration (2008), Milagro and Climax Measurement of the 2005 Junary 20 GLE Particles Spectrum, *30th International Cosmic Ray Conference*, **1**, pp. 285-288.
- [39] Nilsen S. for de JACCE collaboration (2001), Cosmics Ray Hidrogen Helium Energy Spectra up to the Supernova Shock Limit, *Antartic Journal of the United States*, pp. 13-18.
- [40] Otaola J. A. y J. F. Vald3s-Galicia (1998), Los Rayos C3smicos Mensajeros de las Estrellas, *Fondo de cultura Econ3mica*, pp. 3-40.
- [41] Parker E. N. (1958), Dinamics of Interplanetary Gas and Magnetic Field, *Astrophys. J.*, **128**, pp. 664-676.
- [42] Romero G. E. and J. A. Combi (1998), Cosmic Ray, *Ciencia Hoy*, **8**, pp. 48-52.

- [43] Shuop A. for the Milagro collaboration (2005), Scaler Effective Areas for Protons, <http://mildb.umd.edu/svn/Milagro/>, pp. 3-5.
- [44] Supanitsky A. D. (2007) , Detectores de Superficie y la Composición Química de los Rayos cósmicos, *Facultad de C. Exactas y Naturales, Uni. Buenos Aires*. Tesis Doctoral.
- [45] Tylka A. J., P. R. Bobert, C. M. S. Cohen et al. (2002), Flare and Shock Accelerated Energetic Particles in the Solar Event of 2001 April 14 and 15, *Astrophys. J. Lett.*, **581**, pp. L119-L123.
- [46] Valdés-Galicia J. F. and L. I. Dorman (1997), 27 day Cosmic Ray Variation and its Relation to the Interplanetary Neutral Current Sheet Tilt, *25th International Cosmic Ray Conference*, **2**, pp. 121-124.
- [47] Vasileiou V. (2008), A Blind Search for Bursts of Very High Energy Gamma Rays with Milagro, *GAMMA-RAY BURSTS 2007*, **10**, pp. 555-558.
- [48] Williams D. A. for the Milagro collaboration (2000), Analysis of Scalers Data from GRB97041a, <http://mildb.umd.edu/svn/Milagro/>, pp. 1-9.
- [49] Wilson J. G. (1963), Progress in Elementary Particle and Cosmic Ray Physics, *North Holland Publishing Co.*, **7**, pp. 98-103.
- [50] Yoshimori M., K. Suga, A. Shiozawa, S. Nakayama, and H. Takeda, (2000), High Energy Particles of the 1997 November 6 Solar Event, *ASP Conference Series*, **206**, pp. 393-399.