



UNIVERSIDAD NACIONAL  
AUTONOMA DE MEXICO

03078  
1  
2ej

UNIDAD ACADEMICA DE LOS CICLOS PROFESIONAL  
Y DE POSGRADO  
COLEGIO DE CIENCIAS Y HUMANIDADES

INSTITUTO DE GEOFISICA

## FALLA DE ORIGEN

EVENTOS SOLARES EN RAYOS X  
DETECTADOS CON EL SATELITE SMM

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO DE  
MAESTRO EN ESTUDIOS ESPACIALES

P R E S E N T A

RAUL MELENDEZ VENANCIO

MEXICO D.F.

JULIO 1995



## **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 está 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.

Con mucho cariño para

MATILDE VENANCIO BAEZA, mi mamá

FRANCISCO MELENDEZ FUENTES, mi papá.

Agradezco al Dr. ROMAN PÉREZ ENRIQUÉ el haberme guiado y hecho críticas y sugerencias que hicieron posible la realización de esta Tesis.

A la Dra. Silvia Bravo le doy las gracias por el apoyo brindado durante la realización de este Trabajo.

A Héctor Durand Mantecola, MEd, le agradezco las discusiones y explicaciones surgidas de este y otros variados temas. Asimismo a Eduardo Alavez Araujo Pradera le agradezco el hardware, el software, el friendware y todo ello que hicieron posible una mejor presentación de las gráficas.

A todas las personas del Departamento de Física Espacial del Instituto de Geofísica de la UNAM les doy las mas sinceras gracias por la hospitalidad que me han brindado.

A la Secretaria Técnica, a cargo de la Ing. Lucila Margarita Cortina Urutia por el apoyo de impresión, mil gracias.

*I*n pozoniyán ye oncan zan miliniyan inllachinolliyán  
Tonatiuh motonamosyolla  
Tonatiuh nimitzonilla

*D*onde se hierve, donde se anda revuelto, en el lugar de la guerra  
El Sol echaba rayos de si mismo en gran manera  
Sol yo te veo.

*Cuauhlehuanill*

## INDICE

	pág.
CAPITULO 1 INTRODUCCION.....	2.
CAPITULO 2 RAFAGAS SOLARES.....	7.
2.1  Cómo ocurren las Ráfagas?.....	11.
2.2  Tipos de Ráfagas.....	23.
2.3  Morfología de la Energía Liberada.....	27.
2.4  Reacciones Nucleares en Ráfagas Solares.....	32.
2.4.1  Los Rayos Gamma.....	36.
CAPITULO 3 ANALISIS DE LOS DATOS.....	39.
3.1  Listados de los Eventos de Rayos X.....	39.
3.2  Comportamiento de los Eventos de Rayos X.....	50.
3.2.1  Intensidad.....	50.
3.2.2  Latitud.....	56.
3.2.3  Duracion.....	60.
3.2.4  Latitud-Intensidad.....	65.
3.2.5  Duracion-Intensidad.....	68.
3.2.6  Latitud-Duracion.....	71.
CAPITULO 4 DISCUSION Y CONCLUSIONES.....	74.
4.1  Discusión.....	74.
4.2  Conclusiones.....	84.
Apendice.....	86.
Referencias.....	108.

## CAPITULO 1

### INTRODUCCION

El estudio de la estructura de las manchas solares y el comportamiento estadístico de grupos de ellas, formaron el primer campo de investigación de la actividad solar. De esos primeros estudios se observó que en la vecindad de las manchas, cerca del limbo existían parches irregulares y brillantes, llamados fáculas. En observaciones posteriores realizadas con filtros o con espectroheliografos, hechas en líneas cromosféricas, las fáculas de luz blanca se veían extendidas sobre áreas brillantes llamadas playas las cuales son visibles en todo el disco solar. Estas observaciones de banda estrecha, también revelaron filamentos oscuros elongados en la vecindad de las manchas y de las playas.

Las áreas extendidas en donde tienen lugar las manchas, fáculas, playas, y filamentos, son llamadas regiones activas. Estas regiones son también escenario de las potentes explosiones conocidas como ráfagas. Lejos de las regiones activas, las observaciones de banda estrecha en líneas cromosféricas, muestran protuberancias enormes, las cuales son estructuras atmosféricas de gas relativamente frío, y que por lo regular aparecen estacionarias a cientos de miles de km. arriba en la corona. Los fenómenos transitorios en las regiones activas y las prominencias, conforman lo que se conoce como actividad solar.

Las manchas y las fáculas son manifestaciones de la actividad solar observada en la fotosfera, mientras que los filamentos



y protuberancias, son manifestaciones de la actividad cromosférica y coronal (ráfagas cromosféricas, eyecciones de masa coronal, etc.).

Durante un eclipse solar total, en el limbo, se pueden distinguir varias nubes rosáceas que se extienden hasta 50 000 km o más, arriba de la fotosfera. A estas nubes se les llama protuberancias, y su estructura compleja se puede observar fácilmente fuera del eclipse a través de un telescopio equipado con filtros monocromáticos que permiten el paso de líneas fuertes cromosféricas como las de H $\alpha$  o de CaK. Cuando estas mismas estructuras son observadas en el disco, aparecen oscuras y se les llama filamentos.

Las protuberancias han sido objetos de estudio a partir de las investigaciones fotográficas llevadas a cabo durante el eclipse de 1860, en el cual se mostró que eran fenómenos solares, y no meteorológicos como se pensaba. El análisis de sus espectros llevó a la identificación, por vez primera, del helio como componente solar y, constituye quizá, la mejor estimación de aquél elemento en estrellas del tipo del Sol.

Por otro lado, como es bien sabido, la energía promedio total que sale de las capas externas del Sol, es aproximadamente  $10^{-4}$  veces la energía en forma de radiación fotosférica. Las ráfagas solares y otras erupciones como las eyecciones de masa coronal, son eventos locales de corta duración pero que pueden exceder aquella energía promedio por un factor de  $10^3$  o incluso de hasta  $10^4$ . Más aún, para los eventos más grandes de ese tipo, el flujo de energía puede exceder el flujo fotosférico.

La liberación de esa energía explosiva se lleva a cabo de diversas maneras. A saber; en forma de partículas aceleradas; de movimiento de masa en bulto, es decir desplazamiento de plasma solar con una cierta velocidad promedio, la cual, a la altura de la órbita terrestre es de 400 km/seg. (lo que se conoce como viento solar); y de radiación emitida en varios rangos del espectro electromagnético, desde rayos  $\gamma$ , rayos x, hasta radiación con longitud de onda de radio.

Para su estudio, se emplean diversas técnicas observacionales, y a los fenómenos observados con ellas, se les han dado varios nombres. Algunas veces estos fenómenos son observados aislados, pero las más de las veces, en particular los eventos más grandes, todos o muchos de ellos son asociados con cada uno de los restantes.

La ráfaga es uno de tales fenómenos. En adelante, el término ráfaga será usado indistintamente para todo el evento explosivo y para su manifestación en la cromósfera.

La erupción cromosférica o ráfaga cromosférica es la más fácil de observar y usualmente se hace con un filtro H $\alpha$ . En este fenómeno, por lo regular, la brillantez se incrementa durante varios minutos (alguna veces a esta se le llama fase *flash*), siguiendo un decaimiento lento (fase principal o de decaimiento) que tiene una duración de 30 a 60 minutos.

Algunas ráfagas, en particular las más grandes, ocurren justo después de la desaparición repentina de un filamento (consecuencia visible en la superficies solar de las inhomogeneidades

en la distribución del campo magnético solar)

En este caso, generalmente, la ráfaga tiene la forma de dos bandas ubicados a ambos lados de donde se localiza el filamento formador.

Durante la fase de decaimiento, las dos bandas se mueven alejándose, una de otra, a 10 km/s, aproximadamente. Y el espacio entre ellas usualmente se llena de estructuras  $H\alpha$ , figura (1.1). Las estructuras transversales, o "loops post-ráfaga", están bien documentadas en fotografías tomadas en líneas de zonas de transición y líneas coronales. Sin embargo, es muy común que después de algún tiempo (horas o días), un nuevo filamento es formado en el lugar que ocupaba el previo, y más aún, que otra ráfaga, la llamada homóloga, erupcione.

Dentro de las diversas técnicas observacionales usadas para estudiar a las ráfagas solares destaca la del uso de satélites. De ellos, el satélite SOLAR MAXIMUM MISSION (SMM) y el GOES, sobresalen por la gran cantidad de datos recopilados, por el tiempo de operación (1980, 1984-1989 para el primero) y por la correlación de datos que se hizo entre ellos.

La astronave japonesa Hinotori, lanzada el 21 de febrero de 1981 por el Instituto de Ciencias Astronáuticas y del Espacio, y provista de un telescopio de imagen de rayos X duros, es otro ejemplo de los recursos empleados para estudiar la actividad solar.

En esta Tesis se analizan los eventos en rayos X de los datos capturados por el Satélite SMM y correlacionados con el GOES. En particular se obtiene la distribución de duración, intensidad y

latitud para estudiar la localización en el Sol de las regiones activas involucradas en este tipo de eventos, su posible relación con la presencia de diferentes tipos de estructura en la atmósfera solar, así como con la ocurrencia de fenómenos transitorios tales como eyecciones de masa coronal, erupción de filamentos, etc.

Para ello, en el capítulo 2 se hace una revisión de las ráfagas solares, en el capítulo 3 se lleva cabo el análisis de los datos y, finalmente, en el capítulo 4 se discuten los resultados y se dan las conclusiones.

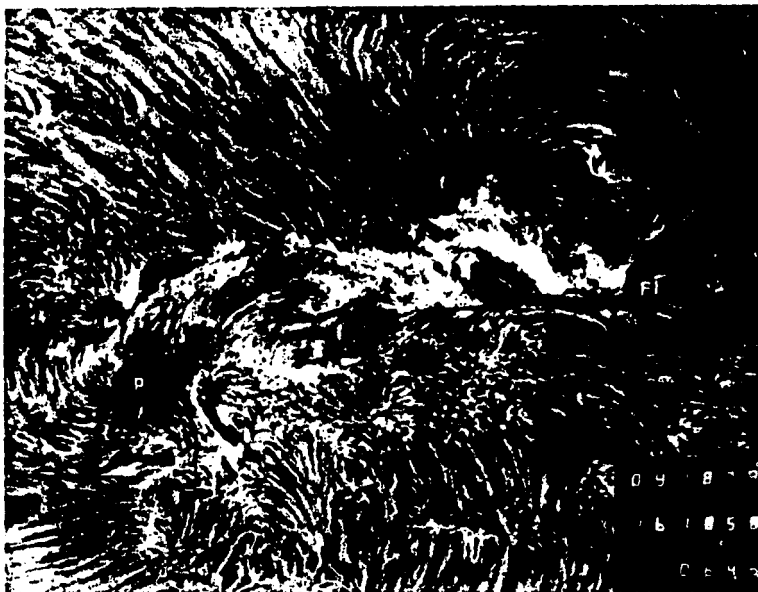


Fig. (1.1). Una región solar activa típica fotografiada en  $H\alpha$ . Las manchas están ampliamente separadas y las playas (áreas brillantes) no son especialmente brillantes. La única área posible para las ráfagas es el filamento oscuro ( $F_1$ ) a la derecha, el cual limita una playa brillante.

## CAPITULO 2

### RAFAGAS SOLARES

#### Introducción.

Se conoce como ráfaga solar a la liberación abrupta de energía en la atmósfera solar asociada con la energía almacenada en los campos magnéticos de las diversas regiones activas solares que, como ya se mencionó, llegan a liberar hasta  $10^{33}$  ergs en forma de partículas energéticas (protones y electrones), de movimiento de masa en bulto (esto último se piensa que está asociado con las eyecciones de masa coronal, Harrison 1991) y radiación.

Las técnicas modernas de observación han permitido vislumbrar las condiciones bajo las cuales las ráfagas ocurren, pero el origen de dichas condiciones permanece, por el momento, sin respuesta ante la imposibilidad de ver hacia el interior del Sol. A este respecto se han desarrollado técnicas como la heliosismología, (Christensen-Dalsgard 1985, Deubner 1984, Gough 1983, Rhodes 1993), que nos permiten deducir, en parte, las condiciones físicas del interior solar. Sin embargo, estas técnicas no están todavía lo suficientemente desarrolladas como para describir en detalle fenómenos como la actividad solar (R. Meléndez Venancio, Tesis de Licenciatura, UNAM, 1993).

Por otra parte, ha sido posible observar la relación existente entre las ráfagas y los campos magnéticos que las ocasionan,

asi como los cambios magnéticos asociados con algunas ráfagas.

A una escala más pequeña, se ha observado la desaparición de campos magnéticos de la superficie solar. Aunque si bien lo anterior podría ser debido a subducción de campos, algunos casos podrían ser ejemplos a pequeña escala de la liberación de energía de ráfagas.

De manera general, las ráfagas están distribuidas en forma tal, que cantidades iguales de energía son liberadas en cada rango de magnitud. Lo anterior se refiere a la clasificación H $\alpha$  de área y brillantez de las ráfagas solares adoptado por la International Astronomical Union el 1 de Enero de 1966, y cuyos criterios son resumidos en la tabla (2.1). A cada grado de importancia le sigue la letra "f", "n" o "b"; asignadas para las palabras "faint" (tenue), "normal" (normal) y "brilliant" (brillante).

TABLA 2.1  
AREA DE RAFAGAS SOLARES

IMPORTANCIA	AREA(fracción del disco solar).	
S	0-200	$\times 10^{-6}$
1	200-500	"
2	500-1200	"
3	1200-3600	"
4	>3600	"

Se puede tener por lo tanto, una ráfaga de importancia 2 descrita como 2f, 2n, o 2b. En donde el factor de brillantez es asignado por el observador en el tiempo de máximo brillo. Así entonces, la energía liberada en una ráfaga de clase 4, la más grande, es, de modo general, diez veces la que libera una de clase 3, pero su número es, aproximadamente, una décima parte del total de eventos de esta última clase.

Otro esquema de clasificación es el que está basado en el flujo de rayos X solares en el rango de 1-8 Å monitoreado por el satélite GOES. En este esquema, las ráfagas son designadas como Cn, Mn o Xn, correspondiendo la primera letra al orden de magnitud del flujo, siendo éste  $10^{-6}$ ,  $10^{-5}$ , o  $10^{-4} \text{ w/m}^2$  respectivamente, y el entero n da el flujo para cada potencia de diez. Así, M3 indica un flujo de  $3 \times 10^{-5} \text{ w/m}^2$  en la Tierra.

Tipicamente, una ráfaga M1 es de clase 1, una X1 es de clase 2, y una X5, o una más alta, es de clase 3 o 4. Cada una de estas clasificaciones usa valores pico e ignora la duración del evento, así que la energía total no es cuantificada, lo cual representa un serio problema.

Ahora bien, puesto que parece (no ha sido probado) que la liberación de energía original es a través de los electrones no térmicos, un mejor esquema de clasificación sería el que considerara la intensidad en microondas o el flujo de rayos X duros (HXR), lo cual sería una mejor medida del número total de partículas de alta energía.

Por otra parte, cabe señalar que, hay una clara dicotomía (Kalher et al. 1984) entre el tipo de ráfagas impulsivas de alta energía, las cuales producen intensos rayos gama nucleares y electrones de muy altas energías; y las ráfagas de larga duración con picos múltiples y que, a su vez, producen grandes cantidades de partículas interplanetarias. Y aunque si bien, los eventos más grandes producen ambas, muchos otros tienden a caer en un tipo. Probablemente, esto depende de la configuración magnética.



## 2.1 ¿Cómo ocurren las ráfagas?

La figura (1.1) muestra una región solar activa típica. Las manchas precedentes de la izquierda (p), guían cuando la mancha se mueve hacia el oeste a través del disco solar con la rotación solar de 27 días, y las manchas siguientes (f) tienen la polaridad magnética opuesta. Los signos de las polaridades de p y f son opuestas en los dos hemisferios y se invierten en cada ciclo sucesivo de once años. En esta región, las manchas grandes están bien separadas y uno puede visualizar este arreglo como una simple espira (loop) de flujo magnético que emerge de la superficie con una cierta polaridad y regresa con otra. Sin embargo, el campo magnético es, en gran medida, libre de corriente, que es el estado más bajo de energía posible.

Sin embargo, hay un filamento oscuro (F1) debajo de las manchas f, y se puede ver que la estructura fibril corre a lo largo de él. Este filamento separa la polaridad p y f, pero las líneas de fuerza que conectan a los campos opuestos corren lo largo de él. Esta región tuvo algunas ráfagas, como casi todas las regiones de este tamaño, pero no fué excitada.

En contraste, la figura (2.1) muestra el grupo de grandes manchas solares de marzo de 1989 que produjo algunas de las más grandes ráfagas conocidas.

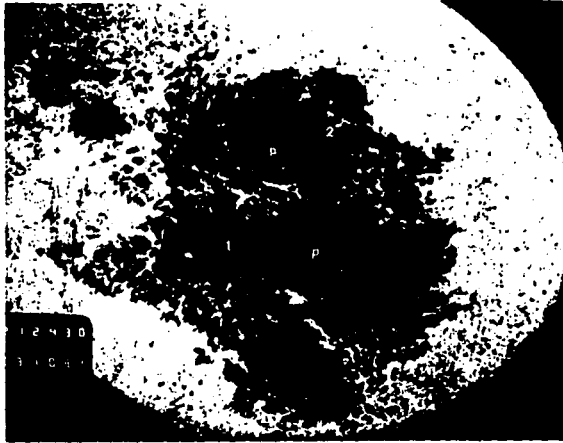


Fig. (2.1) El grupo de grandes manchas solares de marzo de 1989 fotografiado en luz blanca. Las manchas del centro fueron de polaridad P, las de derecha e izquierda de polaridad f. Todas ellas forman una configuración f, el tipo responsable de las ráfagas más grandes.

En este caso los campos magnéticos son empujados hasta quedar muy juntos unos de otros en una configuración de energía mucho más alta. Y en ella, la estructura de penumbra ( la región alrededor de los núcleos oscuros o umbra de las manchas solares), es espiral más que radial. Esto es característico de los grupos de manchas que producen las ráfagas solares más grandes.

Regiones como ésta son raras. En este caso específico las ráfagas que allí ocurrieron generaron tantas partículas de alta energía como las producidas por todas las otras ráfagas de aquel año, consideradas juntas.

La mayoría de las regiones activas son como las de la figura (1.1), pero la mayoría de las ráfagas ocurren en las regiones activas complejas. Si se observan aquellas regiones se verá que las ráfagas ocurren en donde los campos magnéticos longitudinales de signo opuesto son juntados uno con otro, en donde las manchas son largas y delgadas y no redondeadas, y en donde la estructura de la penumbra es enrollada a la tangente al borde de la mancha en vez de tener una divergencia hacia afuera. En aquel caso no es posible un campo magnético libre de corriente y el sistema tiene un exceso de energía que va a liberar y así, llegar a un estado energético menor. Asimismo, se halla que las líneas de campo corren paralelas a la línea neutra. Aunque si bien la relajación del campo magnético no conduce a un salto obvio en las direcciones del campo en vez de ello, el tamaño de las manchas y los gradientes de campo decrecen.

Ahora bien, como la ráfaga es un fenómeno atmosférico, únicamente las ráfagas más grandes son visibles en luz integrada, y la ráfaga típica debe ser vista observando la atmósfera del Sol por arriba de la fotosfera. Esto es usualmente hecho con luz del llamado tipo  $H\alpha$ , en la cual se toma la mayoría de las imágenes de las ráfagas. La figura (2.2) muestra etapas en una ráfaga cerca del limbo, la mayoría retratadas en la ventana  $H\alpha$ , la cual tiende a mostrar las partes más bajas de la ráfaga. Es en esta ventana en donde, principalmente, se ven los núcleos más energéticos.

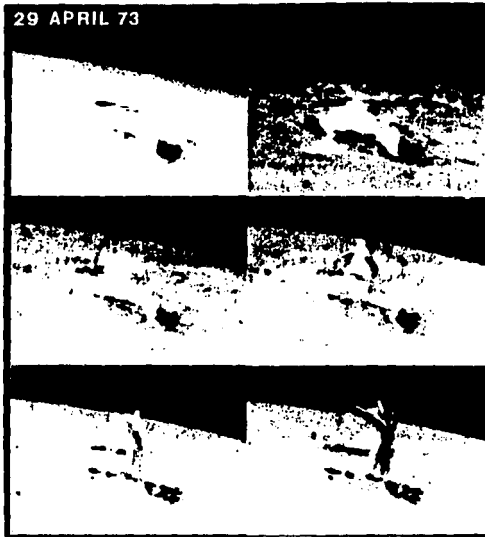


Fig. (2.2) Etapas en una ráfaga cerca del limbo, captada en H . Se observa la transición de emisión a absorción en las espiras.

En la figura (2.2), la ráfaga está ocurriendo en la mancha  $\delta$  compleja. Las absorciones iniciales de energía crean un plasma coronal caliente (40 millones de grados), del cual las protuberancias de espiras fluyen a los polos magnéticos principales. Al inicio, estas espiras eran densas ( $n_e > 10^{13} \text{ cm}^{-3}$ ) y aparecían en estado de emisión. Al final, material menos denso y más alto, cae y se ve en estado de absorción. Las espiras terminan en ambas manchas circulares situadas a

la izquierda, las cuales son opuestas en polaridad a la mancha grande. La fase impulsiva termina cerca del primer cuadro, el resto de la secuencia corresponde al evento de rayos X solares. Esto tarda tanto que ahí debe haber liberación adicional de energía. Los puntos brillantes en el borde de la penumbra son las bombas de Ellerman, las cuales son poco comprendidas.

Las observaciones en la luz de helio D<sub>3</sub>, figura (2.3), también enfatizan los núcleos más energéticos que aparecen en las fuentes de emisión, o eyecciones que aparecen en absorción en contra de la superficie. La emisión en D<sub>3</sub>, a semejanza de la emisión en H $\alpha$ , ocurre cuando la densidad en la ráfaga excede  $10^{12}$ - $10^{13}$  partículas por centímetro cúbico a temperaturas por arriba de  $10^4$  grados Kelvin. Y aquí cabe recordar que en la superficie del Sol, la temperatura es de  $6 \times 10^3$  grados K. La temperatura en la ráfaga misma es mucho más alta; inicialmente sigue una ley potencial, y cuando la energía disminuye, se vuelve térmica con temperaturas del orden de  $30 \times 10^6$  grados K como es indicado por las observaciones de la línea de rayos X suaves. Lo que vemos en el visible refleja calentamiento por la ráfaga de las capas de densidad más alta a temperaturas arriba de los  $6 \times 10^3$  grados K.

6 JUNE 1982

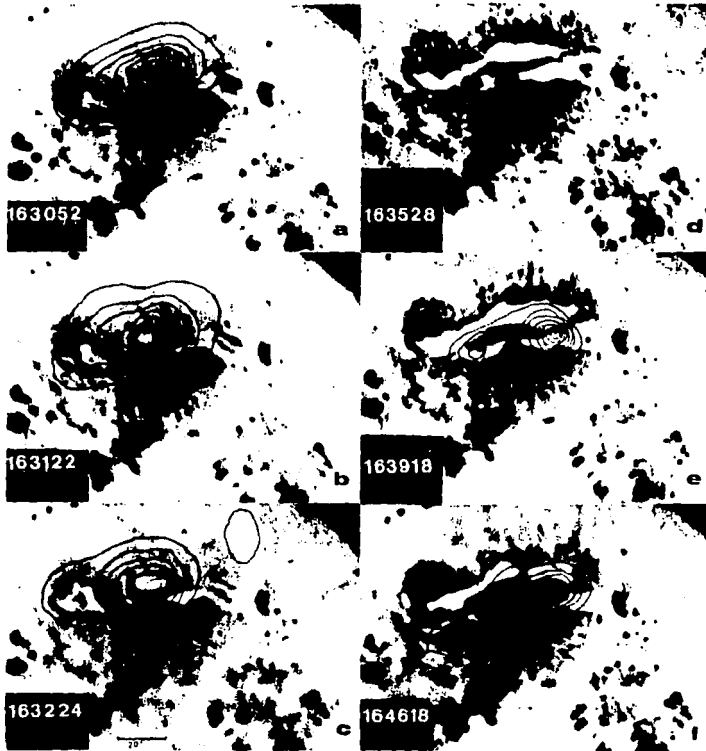


Fig. (2.3) Imágenes de una gran ráfaga en D3. Los contornos son los flujos de HXR medidos por el Satélite Hinotori.

Por lo anterior, podemos decir que las ráfagas son un fenómeno magnético. En efecto, todas las ráfagas, sin excepción, ocurren en o cerca de líneas de inversión magnética que separan regiones de polaridad longitudinal opuesta. Estos lugares son raros, y es ahí en donde las líneas de campo forman espiras bien delineadas de una región a otra. Además, estas zonas con polaridades opuestas son comprimidas y la trayectoria de las líneas de campo es cortada abruptamente. Cabe pues preguntarse ¿cómo llegan a esa configuración?

Para casos como el de la figura (2.1), una mancha solar extremadamente compleja, en un estado de alta energía, surge por debajo de la superficie solar sin que se tenga idea de cómo obtuvo esa forma. Para el caso de un grupo normal de manchas solares, el grupo empuja hacia arriba a través de la superficie como uno o varios pares de polos que gradualmente se separan para alcanzar la forma que se observa en la figura (1.1). Y si aparecen dipolos magnéticos muy cercanos a los primeros, puede ocurrir un efecto de cizalla. Hay además, una notable tendencia de la mancha líder a moverse hacia enfrente, en la dirección de la rotación solar, mientras que las manchas adherentes permanecen más o menos fijas. Si una mancha se encuentra en su camino, la mancha que va a la cabeza del grupo tiende a integrarla. Si la nueva mancha tiene la misma polaridad que la anterior, ambas emergen y nada sucede. Pero si ellas tienen la polaridad contraria, se forma una mancha delta, con una frontera recortada entre la nueva y la vieja.

No es claro aún cómo es formada esta frontera, pero debe considerarse que el nuevo dipolo debe formar una conexión con la mancha previa (Zirin 1983), así que debe haber una conexión a romper.

Lo que también puede suceder es simplemente que los campos que intervienen son congelados entre las manchas que se aproximan hasta que se efectúa alguna conexión.

Así, mientras que una mancha solar normal es una umbra circular rodeada de una penumbra relativamente circular de fibrillas apuntando hacia afuera, en el caso que estamos considerando la penumbra se vuelve una serie de fibrillas paralelas a la frontera, como en la figura (2.2). A esta configuración se le conoce como configuración "delta" y Knsel (1958) fué el primero en reconocerla como una característica de las manchas solares que producen las ráfagas más grandes.

En efecto, la mayoría de los grupos de manchas delta activos parecen surgir a la superficie ya torcidos y complejos, pero otros provienen del surgimiento de nuevas manchas, cercanas a las ya existentes. Pero en ningún caso la evolución es en la dirección de una configuración energética simplificada, la cual ocurre cataclísmicamente por medio de ráfagas.

Ahora bien, en la atmósfera parte de la energía de la ráfaga es liberada en forma de espiras de flujo magnético, este flujo cae a la superficie en los dos puntos en los cuales la espira la intersecta. Estos puntos se calientan y emiten en el espectro óptico y en el ultra violeta. La región atmosférica en donde parece llevarse a cabo la liberación de energía es opaca en H $\alpha$  y microondas, y también ha



sido captado en el extremo ultravioleta.

Sin embargo, ninguna de las imágenes disponibles actuales proporciona mucha información en este proceso complejo.

Por otra parte, Lin y Hudson (1971) fueron los primeros en mostrar que la mayor componente de energía para la formación de ráfagas solares se da a través de electrones no térmicos. Este modelo parece ajustarse mejor a las observaciones, aunque si bien, requiere un proceso de aceleración notoriamente eficiente. Así, las observaciones en el óptico, las cuales son las únicas con la adecuada resolución espacial y temporal, muestran, únicamente, los efectos secundarios del calentamiento electrónico de la atmósfera.

Una razón por la que se cree que la contribución principal a la ráfaga sean los electrones es la ocurrencia de brillos simultáneos en áreas distantes, mostrando que el agente excitante viaja tan rápido, al menos a 50 000 km./seg. que deben ser electrones. Las observaciones de rayos X (Tsuneta et al 1983), que son raras y de baja resolución, muestran fuentes arriba de la línea neutra y en los puntos pie.

Los datos de microondas ( Dulk et al 1986; Marsh y Hurford 1980; Shevgaonkar y Kundu 1985) muestran fuentes arriba de la hoja neutra. Pero en cada caso, únicamente se ve una burbuja, no una estructura detallada. Tal es el caso de la figura (2.4); en la cual las observaciones en el centro de línea  $H\alpha$ , y que podrían revelar la estructura atmosférica, son complejas y opacas. Ahora bien, la energía magnética puede ser liberada únicamente en regiones en donde ocurren campos no potenciales, y esto puede ser únicamente en las áreas de

sido captado en el extremo ultravioleta.

Sin embargo, ninguna de las imágenes disponibles actuales proporciona mucha información en este proceso complejo.

Por otra parte, Lin y Hudson (1971) fueron los primeros en mostrar que la mayor componente de energía para la formación de ráfagas solares se da a través de electrones no térmicos. Este modelo parece ajustarse mejor a las observaciones, aunque si bien, requiere un proceso de aceleración notoriamente eficiente. Así, las observaciones en el óptico, las cuales son las únicas con la adecuada resolución espacial y temporal, muestran, únicamente, los efectos secundarios del calentamiento electrónico de la atmósfera.

Una razón por la que se cree que la contribución principal a la ráfaga sean los electrones es la ocurrencia de brillos simultáneos en áreas distantes, mostrando que el agente excitante viaja tan rápido, al menos a 50 000 km./seg, que deben ser electrones. Las observaciones de rayos X (Tsuneta et al 1983), que son raras y de baja resolución, muestran fuentes arriba de la línea neutra y en los puntos pie.

Los datos de microondas ( Dulk et al 1986; Marsh y Hurford 1980; Shevgaonkar y Kundu 1985) muestran fuentes arriba de la hoja neutra. Pero en cada caso, únicamente se ve una burbuja, no una estructura detallada. Tal es el caso de la figura (2.4), en la cual las observaciones en el centro de línea  $H\alpha$ , y que podrían revelar la estructura atmosférica, son complejas y opacas. Ahora bien, la energía magnética puede ser liberada únicamente en regiones en donde ocurren campos no potenciales, y esto puede ser únicamente en las áreas de

gradientes magnéticos pronunciados, en donde los polos magnéticos de signo opuesto ocurren, anómalamente cercanos uno al otro.



Fig. (2.4) La misma ráfaga en H . La emisión cubre todas las manchas y satura todo.

Junto a las regiones de penumbra recortada, las ráfagas ocurrirán en otras configuraciones particulares, tales como manchas solares elongadas, o manchas sin penumbra.

A pesar de ello, el principio general es el mismo: gradientes pronunciados y campos recortados. Es por ello que cabe señalar que todos los modelos de manchas solares publicados se refieren a manchas solares circularmente bien delineadas que se consideran de poco interés, y no ha habido intentos de comprender los fenómenos de manchas solares de gran interés tales como manchas delgadas alargadas, con penumbra pero sin umbra, etc.

En  $H\alpha$  el estado pre ráfaga por lo regular es marcado por la emisión brillante asociada con flujo emergente. Se supone (aunque no se ha demostrado) que estas regiones son brillantes porque la energía es liberada por reconexión con campos superficiales ya existentes.

Otro hecho indicador de ráfaga es el cubrimiento de la umbra de la mancha por emisiones brillantes de  $H\alpha$ , como se ve en la figura (2.4).

En efecto, la umbra (excepto para las manchas largas delgadas) es normalmente una región de campo vertical la cual no puede sostener material denso encima, y el gas que emite espectro  $H\alpha$  brillante tiene una densidad mayor que  $10^{13}$  átomos/cm<sup>3</sup>. Este material denso únicamente puede ser soportado por campos magnéticos horizontales, así que debe haber un giro pronunciado en el campo magnético, y si se toma el rotacional de un giro pronunciado se obtiene una corriente intensa, probablemente en una condición libre de fuerza.

H. Zirin et al (1989) han empezado a usar estos efectos lógico empíricos para anunciar cuándo creen que hay una alta probabilidad de ráfagas. Ellos dicen que tienen excelentes resultados y que creen conocer las circunstancias bajo las cuales las ráfagas ocurren. Sin embargo, ellos mismos no son capaces de explicar cómo llegan los campos magnéticos a la configuración adecuada.

El hecho de que las regiones activas grandes, como la de la figura (2.1), puedan hacer erupción sin aviso, en un estado aparente de alta energía, da lugar a preguntas tan importantes como las siguientes: ¿Porqué las regiones activas no llegan a una etapa más simple debajo de la superficie solar? ¿Pueden las regiones activas nacer complejas, y la mayoría ser simplificadas antes de que podamos verlas? O, el caso contrario, ¿son formadas de manera simple, y después son torcidas en la zona convectiva? Pero el hecho de que ellas ocurren, comunmente, alejándose del máximo de manchas solares, y de que ellas son típicamente muy grandes, sugiere que fueron producidas en la forma compleja.

Parker (1987) sugiere que la supresión del transporte colectivo por una mancha solar, mejora la posibilidad de la generación de campo. Y, no importa la formación que tenga, se tiene una fuerza, por efecto Faraday, que empuja la mancha solar p hacia adelante y, si la polaridad es invertida, incrementa la cizalla.

## 2.2 Tipos de Ráfagas.

Debido a que el término ráfaga es usado para referirse a cualquier liberación intensa y rápida de energía, se puede decir que las ráfagas se dan de diversas formas.

En efecto, es un hecho que las ráfagas ocurren en líneas neutras, son brillantes en  $H\alpha$  y (con pocas excepciones) están asociadas con filamentos. Además, recientemente se han encontrado algunos patrones.

Excepto para los eventos muy grandes, hay poca coincidencia entre los eventos más grandes en rayos X o rayos  $\gamma$ , y los productores más grandes de partículas solares energéticas, (SEP), en el medio interplanetario.

Al respecto, Kalher et al (1984), mostraron que casi todos los eventos con SEP estuvieron asociados con eyecciones de masa coronal, (CME). Y Luhn et al, (1984), encontraron que la carga en las SEP, corresponden a la de iones comunes, a una temperatura de 1-2 millones de grados, tales como el FeXIV. Esto significa que los iones son acelerados en la corona. Por otro lado, Mullan y Waldron (1986) mostraron que la ionización no es muy alta ni uniforme.

Así entonces, considerando lo anterior, existe la posibilidad de que las SEP, sean aceleradas en las eyecciones de masa coronal y que pueda ocurrir una segunda aceleración en esos casos.

Ahora bien, puesto que hay rayos  $\gamma$  nucleares producidos simultáneamente con el inicio de la ráfaga, el párrafo anterior quiere decir que existen al menos dos procesos diferentes de aceleración de nucleones, uno en la fase de destello (flash), y el otro cuando la

onda de choque se mueve a través de la corona. Obviamente, sería muy difícil que las eyecciones de masa coronal proporcionaran partículas que regresaran a la superficie para producir líneas de rayos X.

Cane et al (1986) estudiaron ráfagas que permanecieran más de una hora arriba del 10 % de su flujo máximo de 1-8 , y mostraron que estas estuvieron más lejos de producir eventos SEP que los eventos impulsivos. Estos eventos de larga duración son típicamente asociados con erupciones de filamentos y con eyecciones de masa coronal.

Para algunos autores, (Zirin 1990), los eventos de larga duración están típicamente marcados por el desarrollo de estructuras H $\alpha$  de dos bandas y de una gran área. Al respecto, se debe ser muy cuidadoso con las comparaciones.

En efecto, debido a que los índices de rayos X suaves o el flujo en microondas están registrados respecto a los valores pico, se debería dejar de comparar ráfagas de la misma intensidad pico. Con esto presente, se podría decir que la comparación de Cane et al simplemente ha establecido que los eventos de mayor duración involucran una energía total mayor dando lugar a efectos más grandes en el medio interplanetario. Por lo que respecta a su clasificación, ráfagas de todos tipos muestran diferentes perfiles de tiempo y energía. Por ejemplo, Tanaka (1987) define tres clases características:

A. Termo calientes, m con temperatura  $T = 3-4 \times 10^7$  grados, pero con emisión HXR limitada y suave, de una fuente compacta, y poca emisión en radio.

B. Impulsiva, con pronunciados HXR y emisión de microondas de los

puntos pie y de la corona baja.

C. Gradual- duro, de una larga duración (30 minutos), eventos grandes con picos graduales, un espectro duro y una fuente intensa de microondas y rayos X, arriba en la corona.

Al respecto, Tanaka ha señalado que las ráfagas del tipo B están frecuentemente asociadas con un filamento en una línea neutra altamente cizallada. Y mostró que un caso bien observado de ráfaga tipo C muestra una evolución óptica lenta, comenzando con una ráfaga de bandas ampliamente espaciados, lo que significa una reconexión arriba de la superficie. Además, las partículas energéticas que alcanzan a la Tierra son preferentemente producidas por ráfagas acompañadas de CME y ondas de Moreton; por otra parte, la mayoría de las ráfagas con líneas de rayos  $\gamma$ , dirigen sus partículas hacia adentro y no producen tormentas de protones en la Tierra. Pero las ráfagas más grandes producen casi todos estos efectos.

Por lo que respecta a las ráfagas pequeñas, principalmente son impulsivas, Zirin y Tang (1989), hallaron que 46 % de las explosiones de rayos X ocurrieron en menos de 20 segundos. Probablemente, no estén observando la parte de intensidad más baja y de mayor duración de tal evento y, en cualquier evento, lo que usualmente vemos es sólo la parte impulsiva.

En cuanto al tamaño de las ráfagas, éste está relacionado al tamaño de la mancha solar involucrada. Así, una mancha pequeña periférica, aún en el caso de que esté cerca de una mancha grande, producirá únicamente ráfagas modestas, mientras que la cizalla entre manchas grandes (figura (2.4)) puede producir grandes ráfagas. Esta



es una condición necesaria pero no suficiente; manchas grandes que no tengan anomalías magnéticas no producirán ráfagas.

Una excepción a la relación entre mancha y el tamaño de la ráfaga, es la ráfaga sin mancha, es decir, la erupción de un filamento lejos de cualquier ráfaga. Si el filamento eruptivo está asociado con una mancha de una región activa vieja, ocurrirá una ráfaga óptica. Esta, usualmente es un evento grande de dos bandas con emisión térmica y una eyección de masa coronal. Tipicamente, la cromósfera que yace debajo de la ráfaga mostrará una estructura fibril, lo cual indicará campos paralelos al filamento. Si por el contrario, la erupción ocurre lejos de las latitudes activas, únicamente será vista una ligera emisión  $H\alpha$ , pero puede ocurrir una eyección de masa coronal. En ambos casos, pueden ser observados eventos de protones, siendo las partículas aceleradas en el movimiento hacia afuera de los campos, Zirín (1988).

### 2.3 Morfología de la Energía Liberada.

Las ráfagas son unos de los pocos fenómenos en la naturaleza en donde podemos observar de cerca cómo sucede el proceso de liberación de energía. En la actualidad, ello es realizado mejor con las ráfagas más grandes, en donde la escala nos es adecuada para distinguir la morfología.

En efecto, en todas las ráfagas para las cuales se tienen los datos adecuados (en algunos casos diez o veinte) los pies de la ráfaga inicial están marcados por una serie de puntos brillantes a lo largo de la frontera de cizalla. Esto es ilustrado en la figura (2.4), (Tanaka y Zirin, 1985), la cual muestra una gran ráfaga en HeD3.

En dicha figura, los puntos iniciales aparecen en los primeros planos, y las dos bandas después de 1632 UT. Muy probablemente, los puntos corresponden a espiras de flujo sucesivas, en las cuales las partículas energéticas son aceleradas y subsecuentemente depositadas. La fuente de rayos X duros, como fué medida por Hinotori, es mostrada por los contornos en la figura (2.4) y proviene de la región situada entre las dos bandas, aún antes de que aparezca la emisión óptica. Las bandas son conectadas por espiras posteriores a la ráfaga refrigerantes de la nube coronal caliente.

En las grandes ráfagas, los hilos se elongan rápidamente (a una velocidad de aproximadamente 100km/seg.) a ambos lados de la línea neutra y se separan con una velocidad de entre 5 y 20 km/seg. mientras que las protuberancias de espiras que las conectan se elevan más y más en la corona, y un evento largo de rayos X suaves (SXR) tiene lugar. Si una banda está cerca de una ráfaga, ésta será brillante y pequeña,

porque muchas líneas de flujo convergen ahí; las bandas no cruzarán la mancha, puesto que el otro lado involucra líneas de flujo conectadas lejos de la ráfaga. En el último estado, los hilos se envuelven dentro de dos líneas delgadas formadas por la intersección de una capa delgada de material coronal caliente con la superficie.

Es interesante notar que el flujo de rayos X de estos grandes eventos permanece aún desconocido; los detectores llevados a bordo en las diferentes misiones se han saturado con las ráfagas grandes.

El papel de los filamentos en las ráfagas es importante pero aún no es comprendido. Además de las ráfagas asociadas con pocas manchas solares (las cuales muestran que un filamento es suficiente para producir por sí mismo una ráfaga), la mayoría de las ráfagas de regiones activas ocurren a lo largo de filamentos, o están asociadas con erupciones de filamentos.

En efecto, es frecuente que el filamento surja decenas de minutos antes de la ráfaga; y pueda volverse excepcionalmente oscuro, corrido hacia el azul o expandido en  $H\alpha$ . Entonces, la ráfaga se rompe hacia afuera con emisión brillante en  $H\alpha$  y el filamento flota alejándose. El filamento corrido hacia el azul es uno de los pocos precursores infalibles de que ocurrirá una ráfaga. Porqué? no se sabe con certeza, pero probablemente sea debido a que el filamento ocurre únicamente a lo largo de una línea neutra cizallada, con líneas de campo horizontal que pueden ser intercambiadas a un estado de energía más bajo.

De la evolución de los puntos brillantes a lo largo de la línea neutra a la arcada del evento de dos bandas, se puede obtener la imagen de disparo de la ráfaga inicial en la región cizallada seguida por una reconexión magnética amplia, a lo largo de la línea neutra, en donde la energía inyectada en cada flujo eventualmente alcanza la superficie en las dos bandas.

Aunque si bien esta imagen parece razonable, y se puede seguir la evolución general desde un campo magnético cizallado complejo hasta una región activa tranquila de gradiente bajo, hay ejemplos, aunque pocos, de un cambio real en el campo magnético, antes y después de la ráfaga.

Más aún, cuando esos cambios en el campo magnético son detectables, la cantidad de cambio no parece corresponder a lo que usualmente se piensa que es la energía total de la ráfaga. sin embargo, pocos ejemplos han sido reportados.

En efecto, durante la ráfaga se obtiene un campo de reversa falso debido a que las líneas de emisión penetran las de absorción. Además, debido a que los magnetogramas tradicionales únicamente miden el campo longitudinal, no se registran cambios, ya que como generalmente es aceptado, el cambio es en el campo transversal que conecta la línea de visión de los polos que se observa.

Lo anterior parece razonable debido a que los campos cizallados de gran manera, indican que los campos transversales son muy fuertes, y que la cizalla desaparece cuando la actividad decae. En la actualidad, esos cambios sólo pueden ser deducidos de la estructura  $H\alpha$ , la cual marca la conexión entre los polos diferentes, y de los

magnetogramas transversales bastante burdos que se obtienen.

Sin embargo, en general, no hay duda de que las ráfagas están conectadas con cambios en campos. Al respecto cabe mencionar que las regiones activas muestran una simplificación considerable después de que ocurren ráfagas grandes, y Wang y Zirin (1988), observaron la desaparición de polaridades magnéticas opuestas justo después de la aparición de ráfagas.

Por otra parte, bajo buenas condiciones, la emisión continua puede ser detectada de casi todas las ráfagas clase 2 o más brillantes. Y cuando se usan técnicas de resolución mayor, se encuentra que cualquier ráfaga es una ráfaga de luz blanca (WLF). Y debido a que el continuo es realizado en el azul y el fondo bajado por las líneas abundantes, el monitoreo es mejor realizado debajo de los 4000 Å.

La morfología del continuo refleja el hecho de que vemos la fotósfera, acaso 500-1000 km. más profundo que la fuente de luz de helio D3. Únicamente las componentes más intensas de la ráfaga penetrarán a esa profundidad. Pero de hecho, los cálculos usuales muestran que nada, ni los protones ni los electrones, penetrarán a la profundidad a la que es formado el continuo.

Los destellos de WLF son similares a los de D3, sólo que más borrosos (Zirin y Tanaka (1973)). Las bandas de la fase principal son también isomórficas, pero se desvanecen más rápido que las de emisión D3. Esto probablemente sea debido a que la fotósfera se libere de la energía más rápidamente que las capas más altas y de menor densidad. Ahora bien, un tercer punto, más brillante aún, puede aparecer en la

fase térmica. En la mayoría de los casos, la emisión WLF desaparece con el fin de la fase impulsiva. Además, puede verse una onda brillante que se mueve lentamente (Machado y Rust 1974, Zirin y Tanaka 1973), en coincidencia con la parte más brillante de la expansión  $H\alpha$  de las bandas dobles.

Lo anterior puede resultar de la conducción térmica que excita a las bandas, y su existencia muestra que la energía conducida puede alcanzar la superficie si hay tiempo y energía suficiente.

La comprensión del espectro del WLF es un desafío serio. En el visible el continuo es aplanado y bajado hasta 4600 Å, en donde comienza a subir hasta un salto grande en la serie de Balmer. El continuo de azul puede ser explicado por una fuente de cuerpo negro, pero la emisión total es muy pequeña. Así entonces, esta WLF es un misterio aún.

## 2.4 Reacciones Nucleares en Ráfagas Solares.

En la década de los sesentas, se pensaba aún, que tanto en el Sol como en otras estrellas, las reacciones nucleares tenían lugar solamente en las profundidades de su interior; es decir, que sólo en su núcleo existían las condiciones de presión y temperatura suficientes para producir dichas reacciones. Pero ya desde 1967, Lingenfelter y Ramaty habían predicho que también en la atmósfera solar, durante la ocurrencia de ráfagas, deberían existir reacciones nucleares y que las líneas de emisión correspondientes más intensas, se encontrarían a 2.22, 0.51, 0.44 y 6.13 Mev. En 1972, las predicciones de Lingenfelter y Ramaty se vieron confirmadas, ya que durante las ráfagas grandes de agosto, se observaron las líneas de emisión en rayos gamma predichas, así como neutrones, claros indicadores de la presencia en la atmósfera del Sol de interacciones de tipo nuclear.

Por lo anterior, se llegó a la idea de que en eventos de gran magnitud, en los que se generan los llamados rayos cósmicos solares, habría las condiciones para las interacciones, ya que involucran ondas de choque explosivas con las altas presiones y temperaturas requeridas. Pero hoy se sabe, debido principalmente al espectrómetro de rayos gamma colocado en el Satélite SMM (Chupp et al, 1982), y al detector de rayos gamma del Satélite Hinotori (Yoshimori et al, 1983, 1985), que, en primer lugar, aún ráfagas relativamente pequeñas son ráfagas gamma (presentan líneas de emisión en la banda de los rayos gamma), que incluso hay una gran cantidad de eventos pequeños con más emisión gamma que otros eventos grandes, y finalmente

que las líneas de emisión observadas no se encuentran retrasadas con respecto al estallido propio de la ráfaga (definido por la emisión explosiva de rayos X duros, Forman et al, 1986), en contradicción con la idea de que se requiere de la presencia de una onda de choque como único medio propicio para generar las reacciones. Dicho de otra manera, la región activa misma, sitio de la ráfaga, tiene, durante la fase explosiva del evento, la capacidad de producir partículas lo suficientemente rápidas para interactuar nuclearmente con el material de la cromósfera.

La aceleración de partículas en ráfagas a altas energías, proporciona la posibilidad de que en la atmósfera del Sol ocurran interacciones de tipo nuclear. En efecto, protones y partículas alfa aceleradas a energías mayores a 10 Mev, que se precipitan hacia la cromósfera, interactúan con los núcleos ambientes y dan como resultado neutrones y piones cargados, así como líneas de emisión y continuo en la banda de los rayos gamma. En la tabla (2.2) se ilustran algunos de los mecanismos involucrados en estas emisiones.



Tabla (2.2)

Emisión	Mecanismo
Líneas de Rayos Gamma	Captura de neutrones con $E > 1 \text{ Mev}$ por hidrógeno ( $\sim 2.223 \text{ Mev}$ ) y núcleos más pesados; desexcitación nuclear (4.44, 6.13 Mev, etc.); y aniquilamiento positrón-electrón (.511 Mev).
Continuo de Rayos Gamma	Superposición de bremsstrahlung de electrones ultrarelativistas primarios y de electrones y positrones secundarios originados por decaimiento de piones cargados.
Neutrones y $\pi^{+,-,0}$	Reacciones nucleares entre protones y partículas alfa aceleradas a energías mayores a 1 Mev/núcleo y los núcleos atmosféricos.

Líneas de rayos gamma y continuo, así como neutrones energéticos, se han observado de muchas ráfagas, pero la emisión del decaimiento de piones sólo se ha observado de una ráfaga (Forrest et al, 1985, 1986). Los satélites en los que se llevó a cabo la detección

gamma fueron el HEAO-1, HEAO-3, el SMM y el Hinotori.

De las observaciones de rayos gamma de ráfagas solares se puede concluir que la aceleración de protones y electrones relativistas es una propiedad común del proceso de liberación de energía durante la fase impulsiva de ráfagas (Ramaty y Murphy, 1987). La observación de neutrones y emisión del decaimiento de piones permite extender esta conclusión a energías de varios GeV.

### 2.4.1 Los Rayos Gamma

Las primeras observaciones de rayos gamma solares se obtuvieron de las ráfagas del 4 y 7 de agosto de 1972 con un detector de cristal de NaI(Tl) a bordo del Satélite OSO-7 (Chup et al, 1973, 1975). De las ráfagas del día 4 de agosto, se reportaron las líneas a 2.22, 0.51, 4.44 y 6.13 Mev, con flujos de  $(2.8 \pm 0.22) \times 10^{-1}$ ,  $(6.3 \pm 2.0) \times 10^{-2}$ ,  $(3 \pm 1) \times 10^{-2}$  fotones  $\text{cm}^{-1}\text{s}^{-1}$ , respectivamente, así como continuo en el rango de 0.35 a 8 Mev, con un flujo de aproximadamente 1 fotón  $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ , arriba de 1Mev. De la ráfaga del 7 de agosto se detectaron líneas a 2.22 y 0.51 Mev con flujos de  $(6.9 \pm 1.1) \times 10^{-2}$  y  $(3.0 \pm 1.5) \times 10^{-2}$  fotones  $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ . Fundamentalmente, fueron estas observaciones las que permitieron el surgimiento de la astronomía solar de rayos gamma como ciencia experimental.

La secuencia de eventos que originan la emisión gamma puede establecerse, esquemáticamente, de la siguiente manera (Kocharov, 1979). Una fracción de las partículas aceleradas en la ráfaga (principalmente protones con energía mayor a 10 Mev), viajan hacia la atmósfera en donde interaccionan nuclearmente con los componentes cromosféricos a través de una reacción del tipo  $p(n,\gamma)d$ . La captura de los neutrones por núcleos como  $^{12}\text{C}$  y  $^{16}\text{O}$ , los excita con la subsecuente emisión de rayos gamma. La figura (2.5) muestra el espectro observado y el teórico del evento del 27 de abril de 1981 (Murphy y Ramaty, 1985). El espectro consiste en un continuo (producido por bremsstrahlung de electrones) y muchas líneas (con energía de hasta 6.13 Mev) debido a las interacciones nucleares. De acuerdo con Jager (1986)), la emisión gamma ocurre principalmente

durante la fase impulsiva, dura entre 10 y 100 segundos y se emite generalmente en sincronía con el estallido de los rayos X duros. Por lo tanto, la emisión gamma no corresponde a la parte principal de la liberación de energía durante un evento, sino que corresponde a la cola de alta energía del proceso de inyección de la energía del evento (es decir, corresponde a la fase impulsiva).

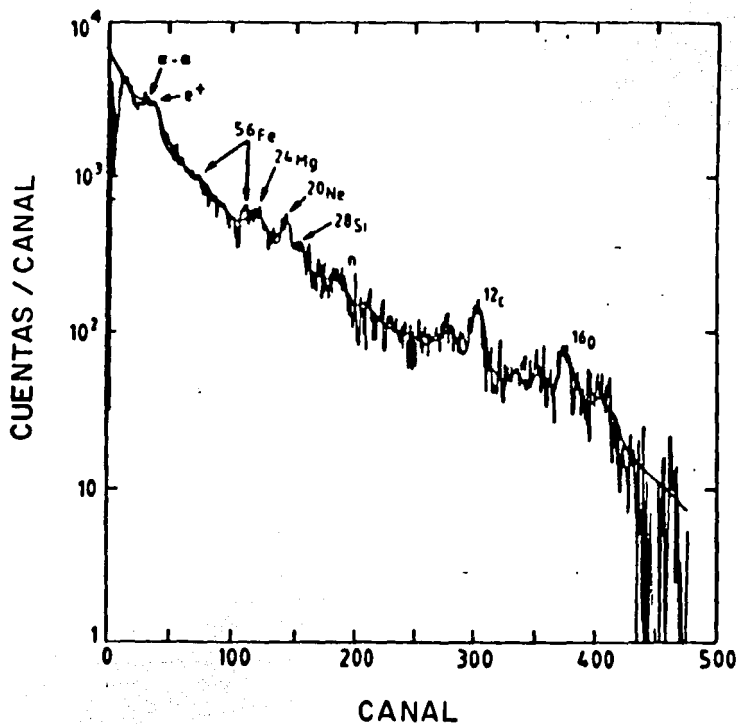


Fig. 2.5) Espectro teórico y observado del evento en rayos gamma del 27 de abril de 1981 (Murphy y Ramathy, 1985).

Si como señalan Murphy y Ramaty (1985), las observaciones de neutrones y rayos gamma demandan alrededor de  $(10-20) \times 10^{32}$  protones con  $E > 30$  Mev, la teoría térmica de la ráfaga exigiría una altísima temperatura del plasma. Según Jager (1986), esta temperatura sería aún mayor a los  $5 \times 10^8$  K derivados de la emisión en microondas. Por lo tanto, la emisión gamma no parece poder ser generada por un plasma térmico sino por un haz de partículas aceleradas a decenas de Mev.

## CAPITULO 3

### ANALISIS DE LOS DATOS

Procederemos ahora, sección (3.1), a dar una descripción de los listados de donde se obtuvieron los datos de los eventos de rayos X y después en la sección (3.2), estudiaremos el comportamiento de los eventos de rayos X para los años ya indicados.

#### 3.1 Listados de los Eventos de Rayos X.

Como ya se mencionó , el uso de Satélites e incluso cohetes espaciales para el estudio del Sol, brinda la oportunidad de tener datos sin la influencia de la atmósfera terrestre. El caso de los datos del Satélite SMM es uno de ellos.

En efecto, el Satélite Solar Maximum Mission registró la actividad solar de eventos explosivos durante los años 1980, 1984-1989 (durante 1981-1983 permaneció descompuesto). El satélite llevó a bordo los siguientes instrumentos.

- 1.- Espectrómetro de rayos gamma (GRS).
- 2.- Espectrómetro de explosiones de rayos X duros (HXRBS).
- 3.- Espectrómetro de imagen de rayos X duros (HXIS).
- 4.- Espectrómetro de cristal plano (XRP-FCS).
- 5.- Espectrómetro de cristal curvo (XRP-BCS).
- 6.- Espectrómetro y polarímetro ultravioleta (UVSP).
- 7.- Coronógrafo y polarímetro (C/P).

En el transcurso de la misión hubo varios eventos importantes que afectaron la captura de datos:

- 1.- Febrero 14, 1980 -Lanzamiento del Satélite SMM.
- 2.- Marzo 3, 1980 -El bulbo de luz en el cristal del FCS, del mecanismo de manejo, falló, inhibiendo el funcionamiento durante 1980.
- 3.- Junio 1980 -Falló un microprocesador del XHIS.
- 4.- Septiembre 23, 1980 -Fin de la imagen C/P debido a una falla de la Caja Electrónica Principal.
- 5.- Noviembre 23 de 1980 -Fin de las observaciones dirigidas debido a fallas en los fusibles del Sistema de Control de Altitud.
- 6.- Junio 1981 -Falló el HXIS.
- 7.- Noviembre 1983-abril 1984 -La grabadora de datos empleada se vio severamente afectada debido a los esfuerzos de conservación previos a la reparación.
- 8.- Abril 1984 -La misión de reparación reestablece el control fino de localización y reemplaza la Caja Electrónica Principal del C/P. Las observaciones no fueron de tiempo completo hasta mayo, debido al

- chequeo de la nave espacial.
- 9.- Abril 26, 1985 -El UVSP pierde gobernabilidad del manejo de la longitud de onda. Permanece en el continuo de UV, cerca de 1385 Å después de esta fecha.
- 10.- Enero 8-24, 1986 -La memoria de la computadora abordo falló.
- 11.- Enero 28-30, 1986 -Observaciones del Cometa Halley.
- 12.- Diciembre 7, 1986 -Falló la grabadora C del C/P.
- 13.- Abril 1, 1987 -El C/P reanuda operaciones en un rango reducido usando la grabadora A.
- 14.- Noviembre 17, 1989 -Perdida del control fino de localización.
- 15.- Noviembre 17, 1989 -Los instrumentos de localización se apagaron.
- 16.- Noviembre 23, 1989 -Los instrumentos de no localización se apagaron.
- 17.- Noviembre 24, 1989 -El arreglo solar se tiró.
- 18.- Diciembre 2, 1989 -Re-entrada del SMM.

Los instrumentos del SMM tuvieron un gran rango de capacidades espectrales y temporales. Consecuentemente, la estructura observada de la explosión, su duración y evolución para un solo evento, podría diferir mucho entre los instrumentos, creando



ambigüedades en la correlación de eventos. Ocurrieron ambigüedades adicionales cuando los instrumentos de disco completo observaron explosiones superpuestas y los instrumentos de campo de visión limitado observaron únicamente una región fuente.

Las explosiones observadas por el HXRBS formaron la base de datos publicados en NASA Technical Memorandum 4287, 4342, 4343 y 4344. El instrumento HXRBS vió el Sol completo y con él fueron tomados continuamente datos de sensibilidad alta , excepto durante la noche orbital y durante el paso por la Anomalia del Atlántico Sur (SAA). Los eventos detectados con el HXRBS fueron correlacionados con el satélite GOES en rayos X, datos en el óptico y en radio, principalmente por coincidencia temporal, pero también por magnitudes, perfiles y duración de las explosiones. Los eventos observados por el GRS también fueron incorporados.

Las ráfagas en las cuales no fué observada la fase impulsiva debido a la noche o a la SAA fueron reemplazadas por los eventos detectados con el BCS y el FCS. Otros eventos de baja temperatura sin signos de alta energía, como aquéllos relacionados con descargas de filamentos, fueron también agregados (fueron incluidos datos del GOES de rayos X, de radio y del óptico ).

Eyecciones de masa coronal registrados con el P/C también fueron incorporados, pero con pocas correlaciones con otros eventos registrados con el SMM. Cuando desde la superficie terrestre los observadores en H $\alpha$  reportaron una fuente parecida, la información se incluyó.

El archivo experimental del UVSP fué monitoreado, y la información en los modos del experimento, longitud de onda, etc, también se incluyó. Por último, fué inspeccionada la computadora de localización del SMMM, para así tener la localización de la astronave en el momento de cada evento.

Por otra parte, a cada evento observado durante la misión se le asignó un número de evento único, siendo de 1 a 12776 para los eventos observados por el HXRBS, y de 20001 a 23444 para eventos no observados por el HXRBS.

La lista de datos de los NASA Technical Memorandum citados arriba están presentados de la siguiente manera:

Toda la información para cada evento está expuesta en bloque multilínea, una línea por instrumento. La primera línea da "el tiempo del evento" (el tiempo pico del satélite GOES si es que está disponible), el día del año (DAY) del evento, la localización del SMM, latitud, longitud, grado de inclinación, desviación lateral con respecto a la línea normal de vuelo, rodamiento y el ángulo heliocéntrico. Líneas para datos Opticos, GOES, HXRBS, GRS, XRP-BCS, XRP-FCS, UVSP, C/P, Radio (Frecuencia de Barrido) y de Radio (Frecuencia Discreta) están enseguida, si se tenía la información. Adicionalmente, en una línea particular, los registros son impresos si el dato de la información esta disponible.

Algunos eventos que fueron catalogados como eventos separados, pueden realmente ser parte de otro evento. En estos casos, la información del evento asociado es listada inmediatamente después del evento primario, y separado por una línea punteada.

La mayor parte de los datos obtenidos al nivel de Tierra y todos los de radio y de rayos X del GOES, fueron proporcionados , en estos NASA Technical Memorandum, por la red de observatorios NOAA/USAF y sensores geomagnéticos.

En particular, los registros de datos del GOES, y que sirvieron de base para esta Tesis, fueron extraídos de los listados "Edited Events" y "Solar Events", del Space Environment Services Center (SECS). En el caso de que ninguna de estas listas hubiese estado disponible para correlacionarse con los eventos detectados con el HXRBS y el XRP, los tiempo del GOES fueron visualmente extrapolados de gráficas promedio de 3 segundos, del mismo GOES.

Las correlaciones a la ráfaga óptica, se basaron principalmente en la coincidencia temporal con los eventos detectados con el instrumental. Las localizaciones dadas, indican el sitio de la ráfaga, no la localización del SMM. La información de la localización del SMM , cuando estaba disponible, es proporcionada en el registro. Se dan registros múltiples de ráfagas ópticas, cuando otras regiones produjeron ráfagas, en coincidencia con el evento detectado por el instrumental. El primer evento óptico listado es aquel que mejor corresponde al evento detectado por el SMM. También hay registros que indican explosiones múltiples detectadas por los instrumentos del SMM para ráfagas individuales ópticas y de rayos X suaves.

A continuación se presenta una descripción de las entradas ópticas.

1.- Clasificación  $H\alpha$  - Indica el tamaño y la brillantez de la ráfaga en la forma XY, en donde X es uno de los siguientes códigos de área

S- Subflare ( área < 2.0 grados cuadrados)

2- Importancia 2 ( 5.2 área < 12.4 " )

3- Importancia 3 (12.5 < área < 24.7 " )

4- Importancia 4 ( área > 24.8 " )

y Y es uno de los siguientes códigos de brillantez:

F- faint.

N-normal.

B-brilliant.

Para reportes de no ráfagas, se usaron los siguientes códigos para describir al evento:

BSL- aparición brillante en el limbo.

LPS- sistema de prominencia de espira.

ASR- surgimiento de región activa.

SPY- spray.

EPL- prominencia eruptiva en el limbo.

APR- prominencia activa en el limbo.

2.- Localización- Localización de la ráfaga en coordenadas heliográficas.

3.- Región # (AR)- Número de región activa asignado por SESC.

4.- Clasificación de MacIntosh de manchas solares (Mac.)- Código descriptivo de tres letras (Zpc) que indica configuración de luz blanca del grupo de manchas solares:

Z- Clase modificada de Zurich de la A a la H.

p- Describe la penumbra de la mancha más grande en el grupo:

x = no penumbra.

r = rudimentaria.

s = simétrica.

a = asimétrica pequeña.

h = simétrica grande.

k = asimétrica grande.

c- Distribución de manchas:

x = mancha individual.

o = abierta.

i = intermedia.

c = compacta.

5.- Angulo heliocéntrico. (H.Ang.) - Valor en grados del desplazamiento irregular entre la localización de la ráfaga óptica y el punto central real del Sol.

6.- Longitud de Carrington (Carr. Lon.) - La longitud de Carrington en grados de la localización de la ráfaga óptica.

Descripción de los registros de radio explosiones de frecuencias discretas:

- 1.- Valor pico en unidades de flujo, arriba del fondo de preexplosión a frecuencias de 245, 415, 606, 1415, 2695, 4995, 8800, y 15400 Mhz.

$$1 \text{ unidad de flujo} = 10^{-22} \text{ Wm}^{-2} \text{ Hz}^{-1}.$$

Descripción de los registros de las frecuencias de barrido de los eventos de radio:

- 1.- Tipo e intensidad de los eventos dinámicos de radio en el rango de 25-75 MHz.

Los tipos de código son:

Tipo I - Explosión continua decamétrica de larga duración.

Tipo II - Explosión de deriva lenta.

Tipo III - Explosión de deriva rápida.

Tipo IV - Explosión de banda ancha continua.

Tipo V - Explosión continua breve asociada con Tipo III.

Los códigos de intensidad son:

1- menor.

2- significativa.

3- mayor.

Descripción de los registros del GOES:

- 1.- Tiempo de inicio - expresado en horas:minutos. Tiempo de inicio de la explosión de rayos X (basada en un minuto de promedios de datos de 3 segundos).
- 2.- Tiempo pico - expresado en hora:minuto.

3.- Tiempo final - expresado en hora:minuto. Tiempo cuando el flujo decae a un punto a la mitad entre el nivel máximo y el fondo de la pre ráfaga.

4.- Importancia - Clasificación de la explosión de acuerdo al pico de energía en  $Wm^{-2}$ , en la banda de 1-8 . La forma del código es Zn en donde Z es:

A -  $< 10^{-7}$

B -  $> 10^{-7}$ ,  $< 10^{-6}$

C -  $> 10^{-6}$ ,  $< 10^{-5}$

M -  $> 10^{-5}$ ,  $< 10^{-4}$

X -  $> 10^{-4}$

y n es un múltiplo numérico de 1 a 9. Por ejemplo un evento C3 indicaría un flujo pico de  $3 \times 10^{-6} Wm^{-2}$ .

5.- Código de calidad (Qual) - el código indica en dónde ocurren las explosiones de rayos X del GOES en relación a las transiciones día/noche del SMM y los pasos a través de la Anomalia del Atlántico Sur.:

0 - No hay correlación del evento con los datos del GOES.

1 - El evento entero fué observado.

2 - Unicamente el inicio del evento fué observado.

3 - El inicio y el pico del evento fué observado.

4 - El pico y el decaimiento del evento fueron observados.

5 - Unicamente el decaimiento del evento fué observado.

6 - No hubieron datos disponibles del GOES durante el evento.

Para esta Tesis, se consideraron los eventos para los cuales se disponía de la diferencia entre el tiempo final y el tiempo de inicio, y la importancia, de los registros del GOES, : y de los registros ópticos, la localización para cada evento. El número total de eventos para los que se tuvieron estos tres registros fué de 3410.

El método seguido para el estudio de estos eventos fué el siguiente.

Primero se digitalizó el tiempo de duración (tiempo final - tiempo de inicio), la importancia y la latitud de cada evento a partir de los NASA Technical Memorandum. Después se ordenaron los datos por año y por intensidad para obtener un primer panorama estadístico de la distribución de las intensidades anuales y de todo el periodo por nivel de intensidad. En tercer lugar los eventos se ordenaron por nivel de intensidad, de todo el periodo, para obtener las distribuciones de, latitud y de duración, así como las Gráficas de latitud-intensidad anual y total, latitud-duración anual y total, y de duración-intensidad anual y total.



### 3.2 Comportamiento de los Eventos de Rayos X.

A continuación daremos una descripción de las distribuciones de intensidad, duración y latitud de los eventos de rayos X. Consideraremos primero a los eventos en su comportamiento anual, el comportamiento de los eventos en cada uno de los años abarcados, es decir, de acuerdo al ciclo solar y después a los eventos en su totalidad.

#### 3.2.1 Intensidad.

En la Figura (3.1) está representado el porcentaje de eventos según las diferentes intensidades consideradas B, C, M y X y que son las mismas que se consideran en las fuentes de datos consultadas para los años 80, y 84-89. De ella se observa que el 75% de los eventos fueron del tipo C, el 16 % del tipo M, el 2 % del tipo X y el resto, 7 % del tipo B, de un total de 3410 eventos, como ya se dijo. Es decir, hubo más eventos de energía pico entre  $10^{-6} \text{Wm}^{-2}$  y  $10^{-5} \text{Wm}^{-2}$ , los llamados tipo C, que de energía mayor.

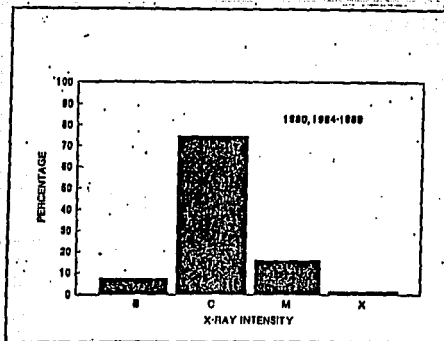


Fig. 3.1. Distribución de los eventos de acuerdo a su intensidad considerados en todo el periodo, años 80, 84-89.

Al respecto, cabe mencionar que Dennis (1988) da una descripción de la intensidad de los eventos detectados en 1988 con el satélite SMM, considerando el siguiente esquema:

Ráfagas Tipo A o Termo calientes.

Ráfagas Tipo B o Impulsivas.

Ráfagas Tipo C o Gradual duras.

En este esquema se considera a las ráfagas tipo A con una energía y altitud menor que las de tipo B y estas a su vez con valores inferiores en energía y altitud que las tipo C.

Los números relativos de las ráfagas de los diferentes tipos según este esquema, pueden ser visto del análisis de 400 ráfagas realizado por Kosugi et al (1988) para los eventos de ese año detectados con el satélite SMM. Ellos hallaron que 13 de dichas ráfagas fueron graduales, 3 fueron térmicas, 62 estuvieron asociadas con eventos de surgimiento y caída de microondas graduales, y la mayoría del resto, 338, fueron impulsivas.

Entonces los resultados de Kosugi concuerdan con los de la Figura (3.1) en cuanto a que hubo más eventos de intensidad baja que de intensidad mayor.

La Figura (3.2) da la distribución porcentual de eventos de todo el periodo, de todos los niveles con respecto al total de eventos anuales. Ahí, se observa que la suma del número de eventos (C, M o X) sigue el patrón del ciclo solar (respecto del número de manchas solares), más eventos cerca del máximo y menos durante el mínimo, como es reportado por diversos autores, Hundhausen (1993).

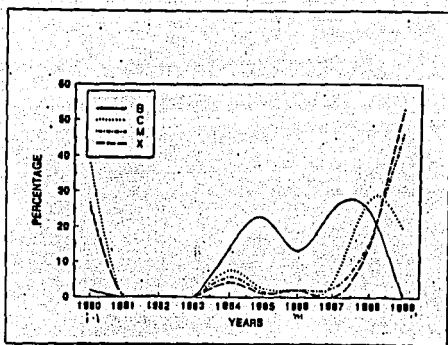


Fig. 3.2 Distribución de los eventos C, M y X para los años 80, 84-89.

De la misma Figura (3.2), se observa que el número de eventos que la fuente de Datos reporta como C (de intensidad baja), tiende a disminuir al aproximarse al mínimo del ciclo solar, como es reportado también por Dennis (1985) para los eventos de mayor frecuencia numérica, y a aumentar al acercarse el máximo del ciclo. Este comportamiento se observa también para cada nivel de intensidad (C, M y X), como lo muestran las Figuras (3.3.1) a (3.3.21). Ahora, la distribución de los eventos, dentro de cada nivel de intensidad, para todo el periodo de datos, se obtiene de las Figuras (3.3.1), (3.3.2) y (3.3.3), en las cuales están representadas las intensidades para los diferentes niveles (C, M o X) de todo el periodo. De ellas se observa que los eventos C2, M1 y X1 fueron de los que más ocurrieron en los años registrados, 17 %, 11 % y 10 % respectivamente.

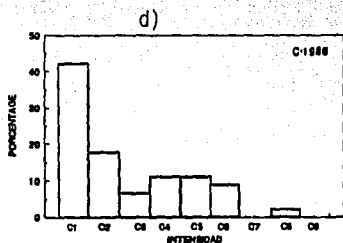
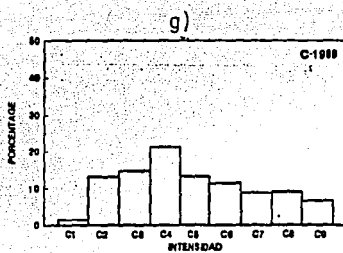
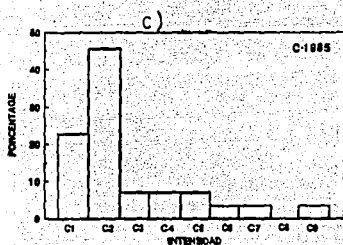
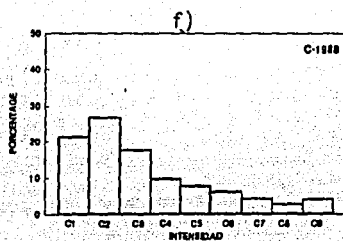
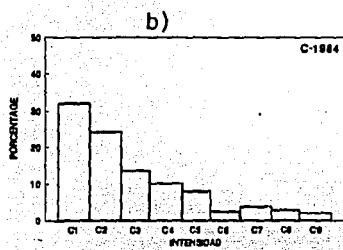
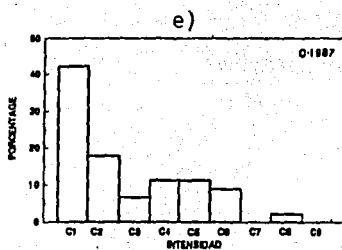
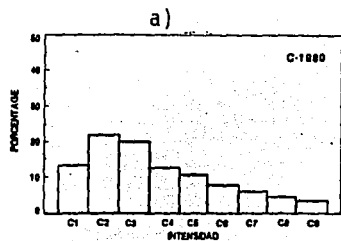


Fig. 3.3 Distribución de la intensidad de los eventos "C" para los años a)1980, b)1984-g)1989

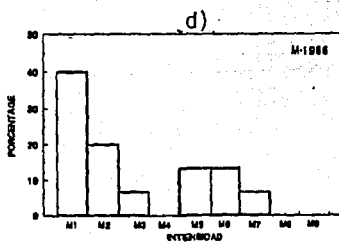
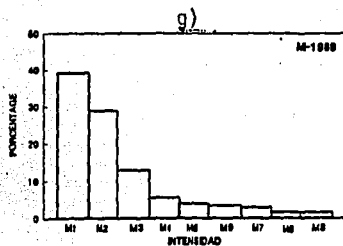
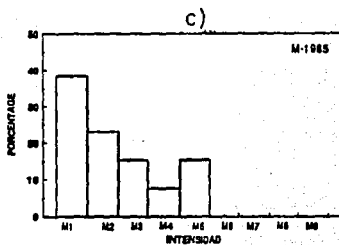
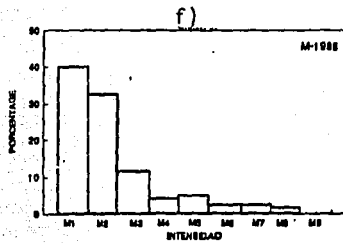
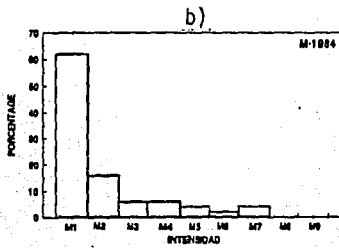
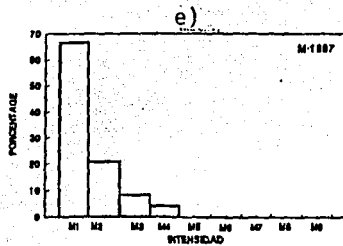
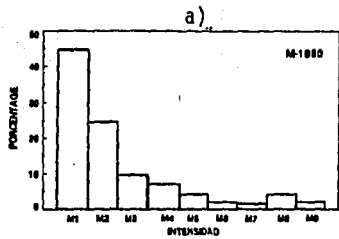


Fig. 3.4 Distribución de la intensidad de los eventos "M" para los años a) 1980; b) 1984-g) 1989

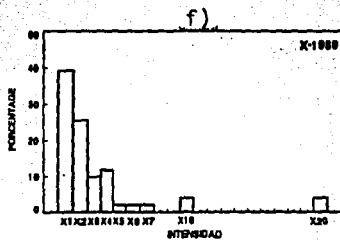
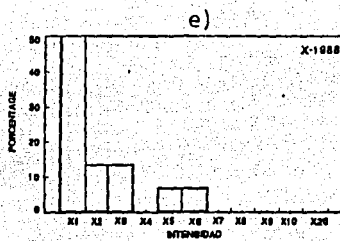
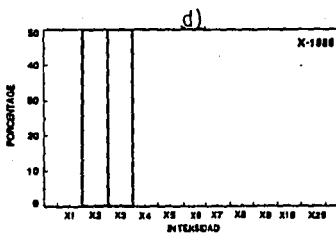
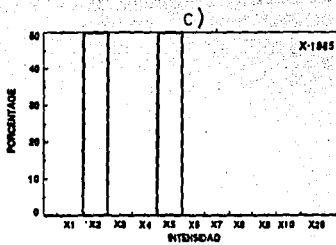
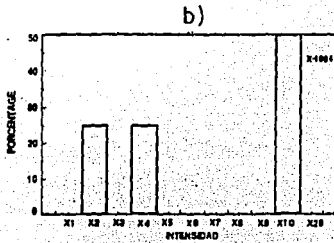
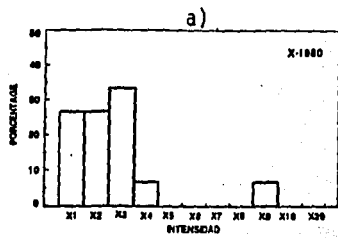


Fig. 3.5 Distribución de la intensidad de los eventos "X" para los años a)1980, b)1984-d)1986, e)1988-f)1989

### 3.2.2 Latitud.

Veamos ahora que sucede con la latitud. Del histograma de latitud anual total, Figura (3.6), se observa una tendencia de los eventos a distribuirse en forma normal, alrededor de las latitudes  $-15$  y  $+20$  grados, y extenderse hasta los  $\pm 40$  grados. Este comportamiento no parece ser exclusivo de las ráfagas solares, otros fenómenos como las manchas solares y las regiones activas, muestran un comportamiento semejante, Hundaussen (1993).

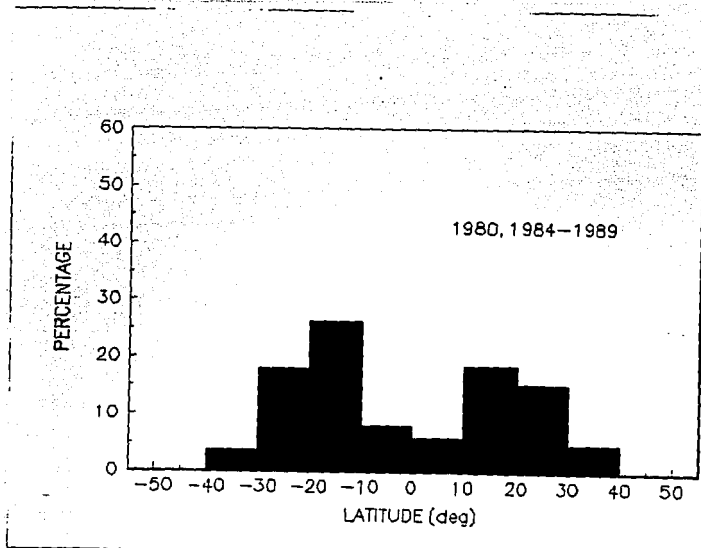


Fig 3.6 Comportamiento en Latitud de los eventos en Rayos-X

para todo el periodo, años 1980, 1984-1989.

Ese comportamiento se observa claramente en los Histogramas de latitud por año, Figura (3.7), a)-g), las cuales muestran que al acercarse el mínimo de actividad solar, los eventos se agrupan alrededor de 0 grados, pero al acercarse al máximo, los eventos nuevamente se distribuyen alrededor de los  $\pm 20$  grados.



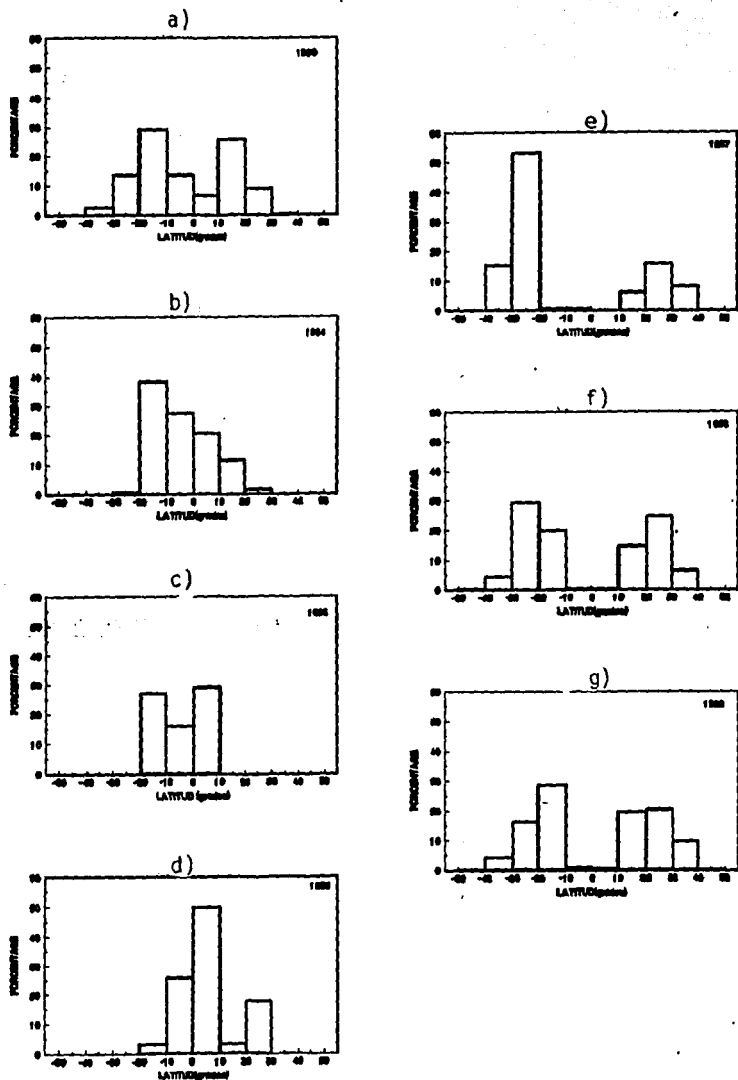


Fig.3.7 Distribución de la latitud de los eventos en Rayos X para los años a)1980, b)1984-g)1989

En efecto, uno de los aspectos más conocidos del ciclo de actividad solar es el arrastre hacia el ecuador de manchas solares en periodos de aproximadamente 11 años, entre sucesivos mínimos de actividad. Este efecto usualmente es mostrado (Maunder, 1922), en una gráfica de latitudes de manchas individuales contra tiempo para uno o más ciclos de actividad. El patrón resultante, (Klepenheuer, (1953)) es usualmente referido como "diagrama de mariposa". Este formato se puede usar, (Hundhausen, 1993)), para mostrar y comparar los cambios de localización de manchas solares, regiones activas y ráfagas solares (fenómenos que se podrían considerar como de pequeña escala de actividad solar), protuberancias y características coronales brillantes (fenómenos de gran escala de la atmósfera solar), y eyecciones de masa coronal. En el siguiente capítulo, en la parte de discusión, se regresara a este tema. Ahora se pasara a describir qué sucede con la duración de los eventos.

### 3.2.3 Duración.

En la Figura (3.8), observamos que el 70% de los eventos tuvo una duración de 30 minutos, un 20% de 60 minutos y el resto, más de 60 y hasta 540 minutos. Esta distribución de los eventos no variaba mucho si se tomaban para su clasificación, intervalos de tiempo de la mitad de duración (15 minutos), y si se conservaba esa tendencia a lo largo de los años de observación, como lo muestran las Figuras (3.9), (3.10) y (3.11), en donde además se observa que al acercarse el mínimo de actividad solar, los eventos C tienen menor duración, pero al acercarse el máximo aumenta su duración pero no tanto como la duración de los eventos más energéticos M y X, los cuales llegan incluso a durar varias horas.

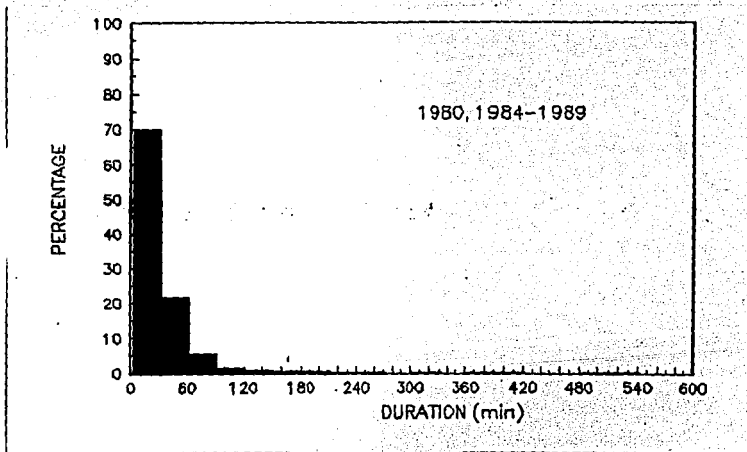


Fig. 3.8 Comportamiento en Duración de los eventos en Rayos-X

de todo el periodo, años 1980, 1984-1989.

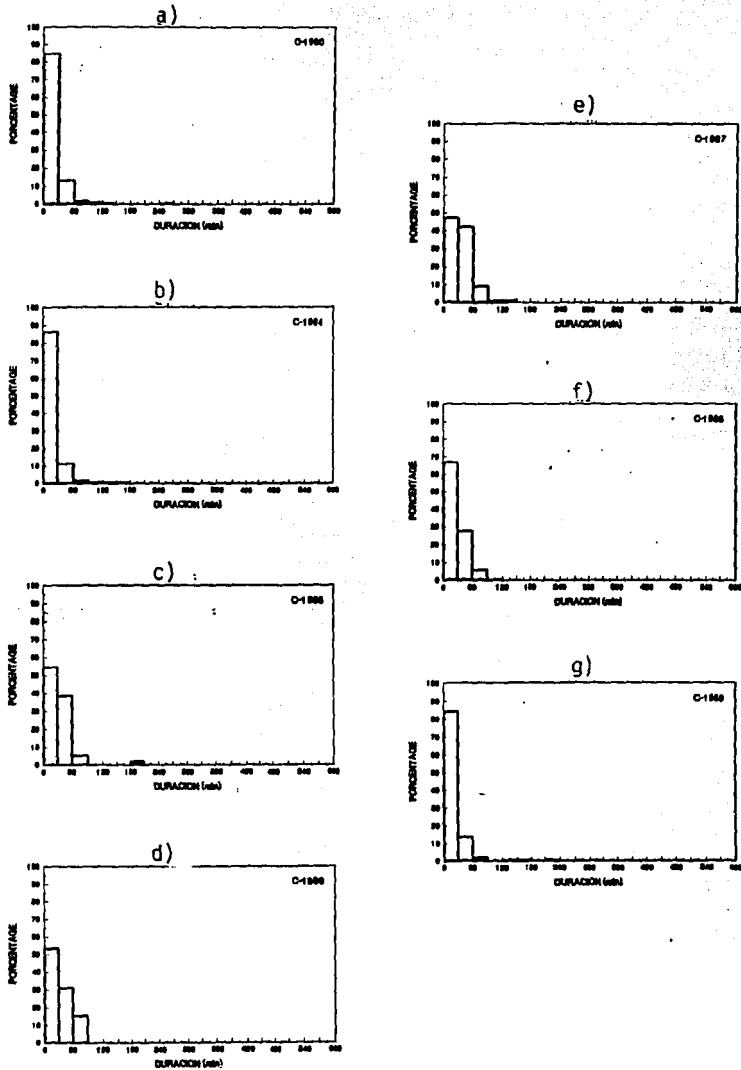


Fig. 3.9 Distribución de la duración de los eventos "C" para los años a)1980, b)1984-g)1989

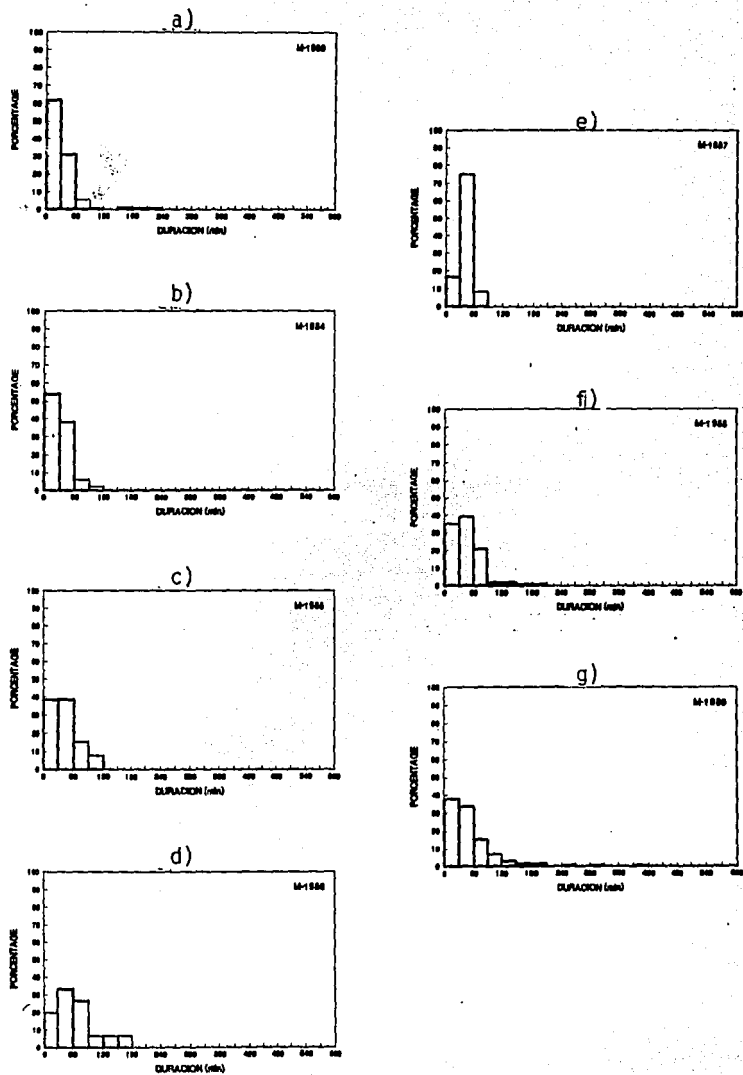


Fig. 3.10 Distribución de la duración de los eventos "M" para los años a)1980, b)1984-g)1989

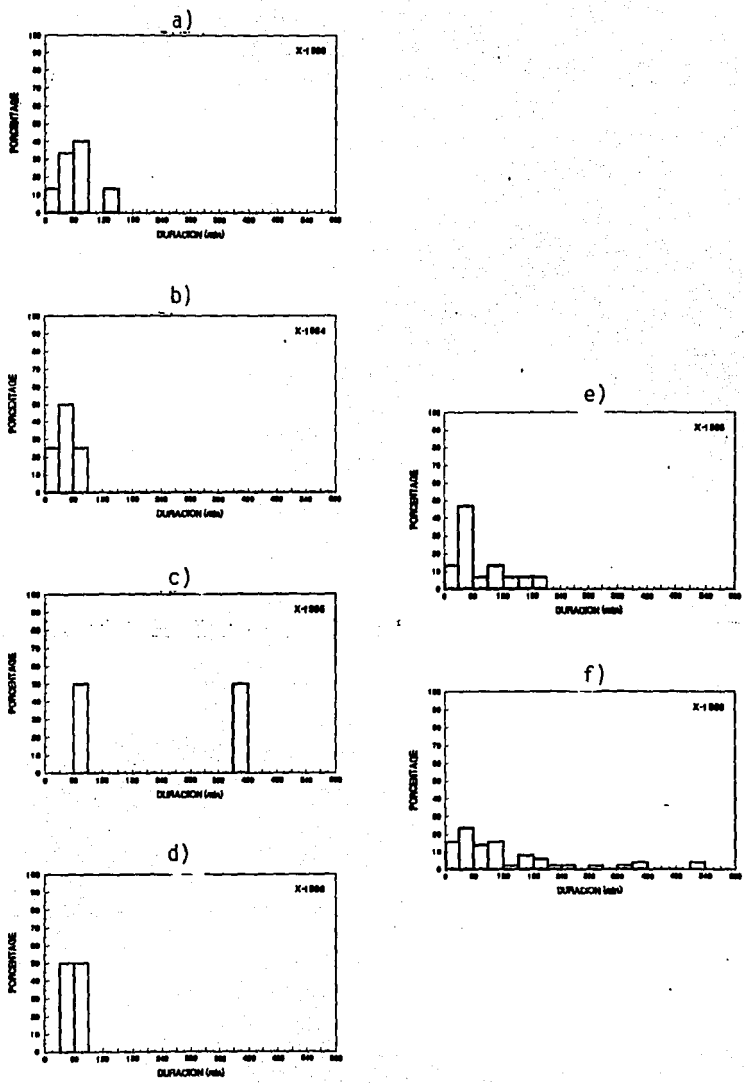


Fig. 3.11 Distribución de la duración de los eventos "X" para los años a)1980, b)1984-d)1986, e)1988-f) 1989

Seleccionar esos intervalos de tiempo no ha sido arbitrario, otros autores los han usado para estudios de la actividad solar. Por ejemplo, Burkepile (1994), ha escogido intervalos de 15 minutos para estudiar la correlación de ráfagas con eyecciones de masa coronal. El encontró que de 790 ráfagas de rayos X vistas durante 1986 con el SMM, 545 tuvieron un tiempo de decaimiento definible del tipo  $1/e$ , y de ellas, únicamente 36.6 % duraron menos de 15 minutos (ninguna asociada con eyecciones de masa), 17.3 % duraron entre 15 y 30 minutos (1% asociada con eyecciones de masa), 6.6 % de duración entre 30 y 45 minutos (6 % con eyecciones de mas), 2.7 % entre 45 y 60 minutos (14 % con eyecciones de masa) y 5.8 % mayores que una hora (30 % con eyecciones de masa).

Estos resultados sugieren que ráfagas de mayor duración parecerían tener una probabilidad mayor de estar asociadas con eyecciones de masa.

Hasta aquí, han sido descritas por separado la intensidad, latitud y duración de los eventos de rayos X detectados con el satélite SMM para los años 1980, 1984-1989. Y dadas las propiedades ya mencionadas, se procedió a investigar las posibles relaciones entre ella, por ello se obtuvieron las Figuras latitud-intensidad, duración-intensidad y latitud-duración, las cuales a continuación se describen.

### 3.2.4 Latitud-Intensidad.

En las Figuras (3.7), a)-g), están representadas la latitud y la intensidad de los eventos registrados para cada año del periodo de estudio, y de ellas se observa que a latitudes bajas ( $\pm 20$  grados) se presentan más eventos de intensidad alta, X y M (el 100% para 1980, aproximadamente lo mismo para los años 84, 85 y 86, pero con una ligera tendencia hacia  $\pm 5$  grados en estos). A latitudes de hasta  $\pm 40$  grados se presentan la totalidad de eventos de intensidad menor, C, con la tendencia de agruparse en 0 grados al acercarse al mínimo. Al aproximarse el máximo de actividad solar, ambos tipos de eventos, de baja y alta intensidad, se alejan de 0 grados y tienden a distribuirse alrededor de  $\pm 25$  grados. Pero sin extenderse más allá de los  $-50$  y  $+40$  grados. Hecho que se ve más claro en la Figura (3.13), en donde se representa la latitud-intensidad, del total de eventos registrados.



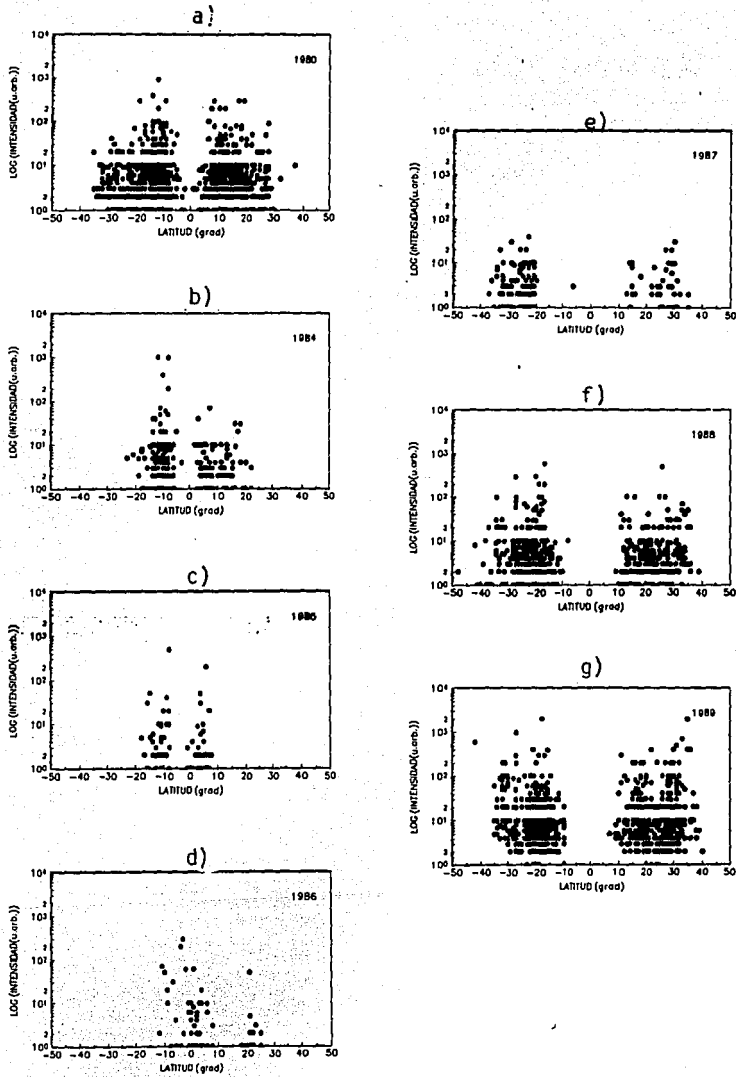


Fig. 3.12 Intensidad de los eventos en Rayos X como función de la Latitud para los años a) 1980, b) 1984-g) 1989

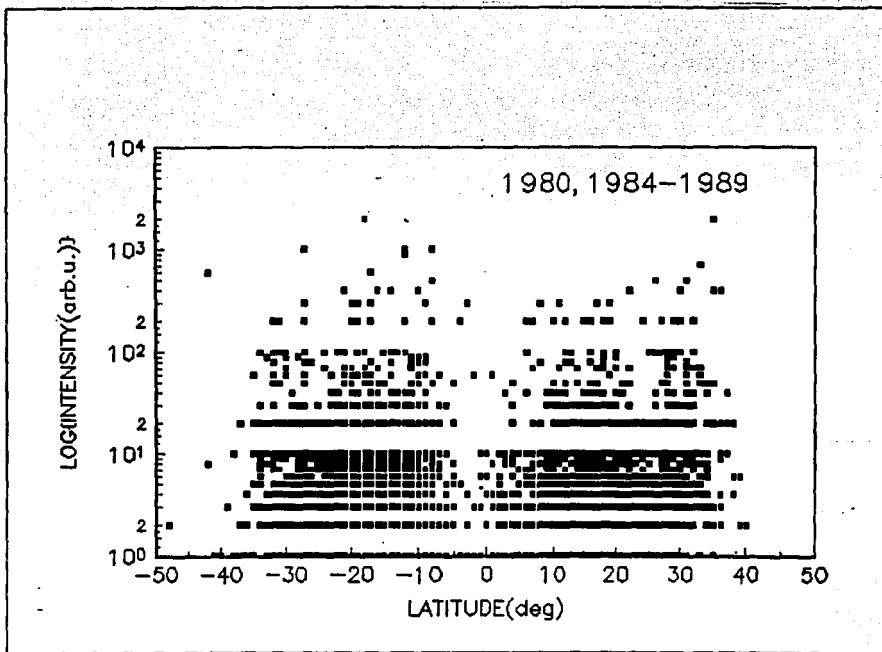


Fig. 3.13 Intensidad de los eventos en Rayos-X de todo el periodo  
 anos 1980, 1984-1989, como funcion de su latitud.

### 3.2.5 Duración-Intensidad.

El comportamiento en cuanto a la duración-intensidad de los eventos para cada año del periodo, se puede estudiar en las Figuras (3.14), a)-g). De ellas se puede decir lo siguiente.

En cada uno de los años, parece existir la tendencia de que los eventos con una duración mayor, son de una intensidad alta, cosa que se refleja notoriamente en los eventos de 1980 y que se observa a lo largo de los años del periodo, lo mismo al acercarse al mínimo que al máximo de actividad solar, ocurriendo un incremento en el número de eventos de mayor intensidad al acercarse el periodo de mayor actividad, ó como ya se mencionó, teniéndose los siguiente límites de duración. Para los eventos C, desde dos hasta 130 minutos, para los eventos M desde 3 hasta 140 minutos y para los eventos X, desde 20 hasta 150 minutos. Como se nota de la Figura (3.15), en donde están representadas las duraciones e intensidades de todos los eventos de todo el periodo de observación y la cual parece indicar, al igual que las Figuras (3.14), a)-g), que los eventos de duración mayor tienen una intensidad mayor, ya que los eventos (al igual que en las Figuras anuales) se ven corridos hacia la derecha al aumentar la intensidad.

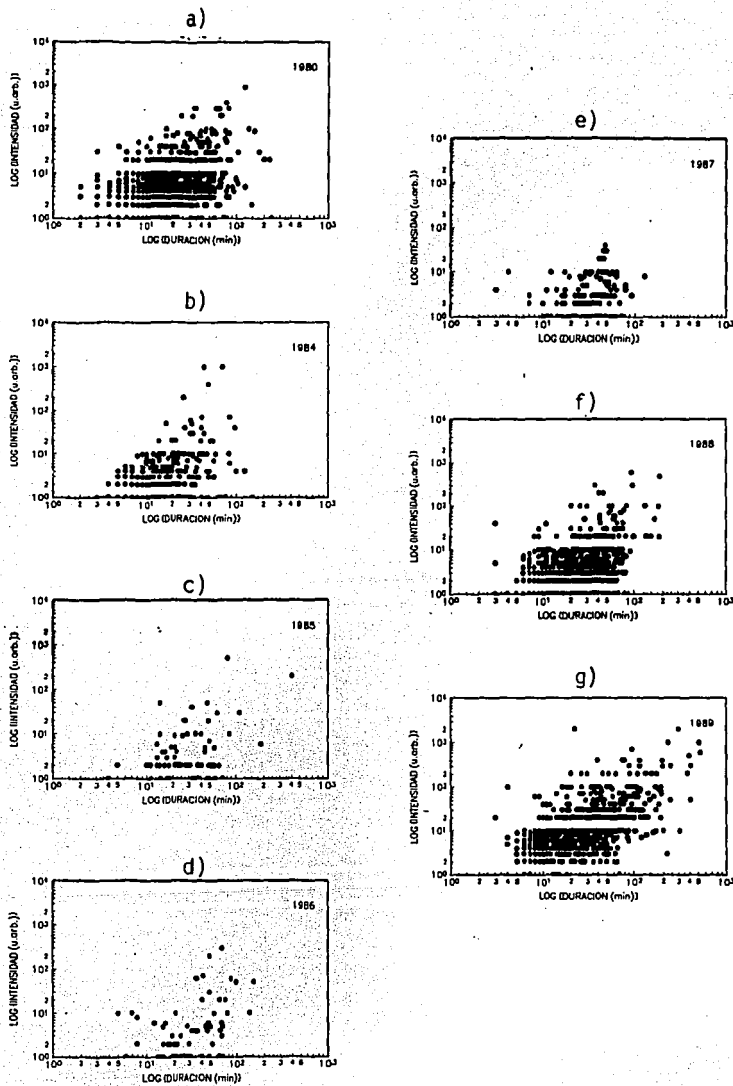


Fig. 3.14 Intensidad de los eventos en Rayos-X como función de la Duración, para los años a) 1980, b) 1984-g) 1989

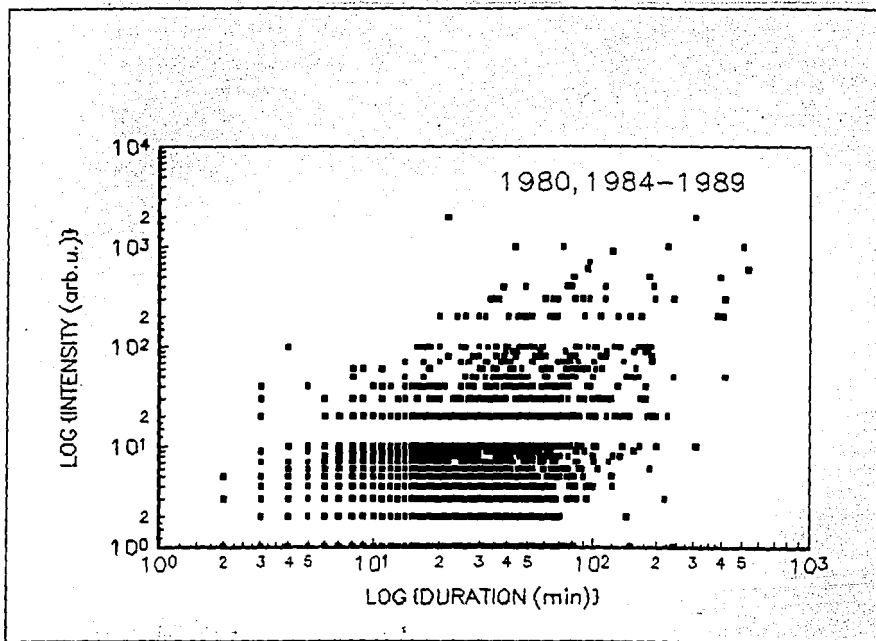


Fig. 3.15 Intensidad de los eventos en Rayos-X, para todo el periodo, años 1980, 1984-1989, como funcion de la duracion.

### 3.2.6 Latitud-Duración.

Una vez descritas la distribución de intensidad, latitud duración, así como los aspectos latitud-intensidad, duración intensidad, de los eventos de rayos X, se procederá a estudiar el aspecto latitud-duración de dichos eventos y tener una idea acerca de si los eventos se distribuyen de una cierta manera a partir de su duración. Los aspectos latitud-duración de los eventos están representados en las Figuras (3.16), a)-g).

De estas Figuras, en la correspondiente a 1980, año de máximo de actividad solar, se observa que los eventos de duración de 0 a 60 minutos, se agrupan alrededor de los  $\pm 15$  grados. Y los eventos de duración mayor presentan una distribución con picos en  $-15$  y  $+27$  grados. Al acercarse el mínimo de actividad, los eventos tienden a agruparse alrededor de 0 grados aunque los eventos de duración mayor de 120 minutos, parece que conservan su tendencia de estar en  $\pm 15$  grados. En el periodo de máxima actividad, los eventos se agrupan bimodalmente en  $-20$  y  $+30$  grados.

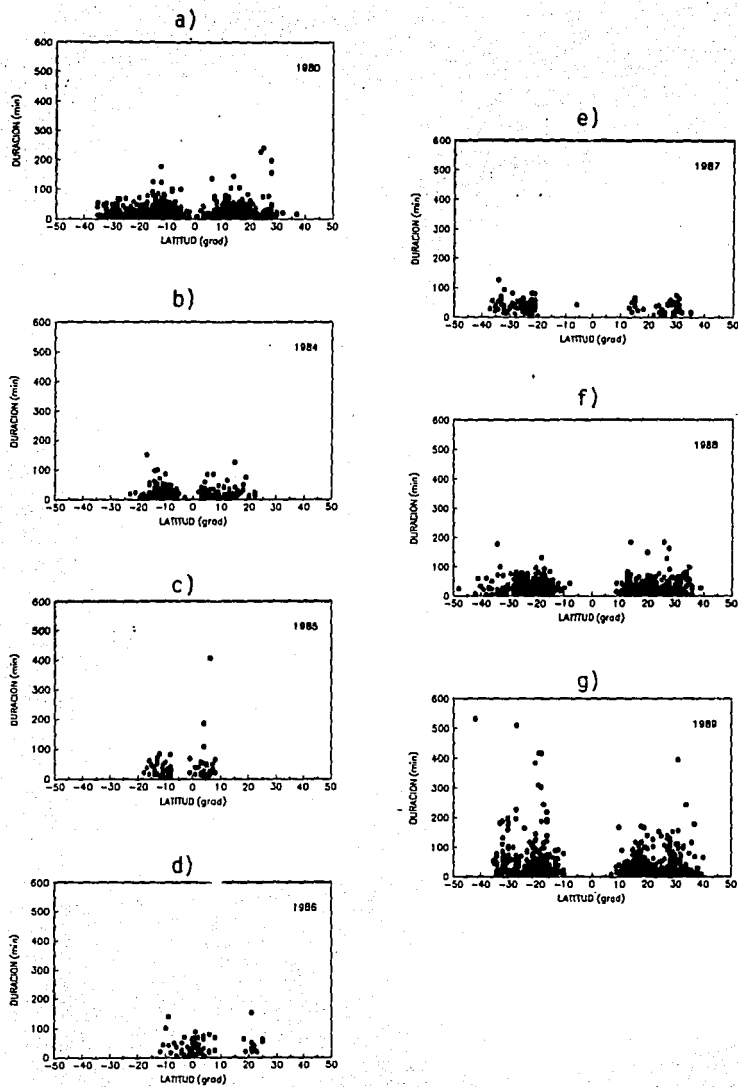


Fig. 3.16 Duración de los eventos en Rayos-X como función de la Latitud, para los años a)1980, b)1984-g)1989

En efecto, de estas Figuras (3.16), a)-g), se observa que los eventos de mayor duración (más de 60 minutos) tienden a agruparse en  $-10$  y  $+25$  grados y los de duración menor en  $\pm 15$  grados, sin sobrepasar los  $-50$  y  $+40$  grados en ambos casos, como se puede observar mejor de la Figura (3.17). La tendencia de los eventos a agruparse de los  $\pm 10$  grados hasta los  $\pm 40$  grados, al iniciar el máximo solar, se vuelve a dar para los eventos de duración de 0 a 60 minutos, Figuras (3.16), a)-g), dándose además un aumento de duración en el sentido del ciclo solar, como se observa de estas Figuras latitud-duración.

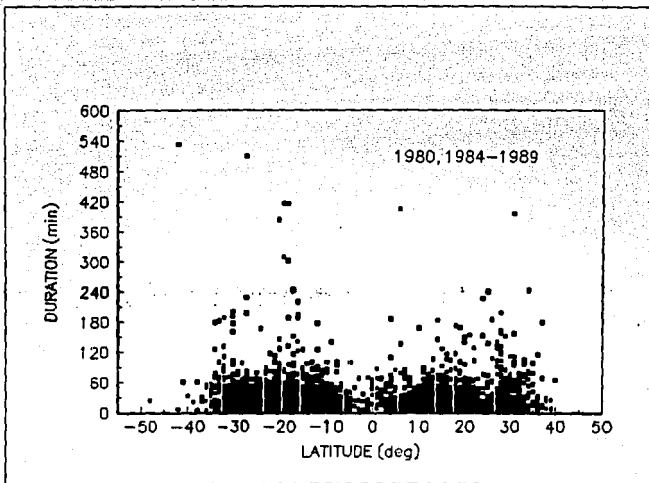


Fig 3.17 Duración de los eventos en Rayos-X, de todo el periodo años 1980, 1984-1989, como función de la Latitud.



## CAPITULO 4

### 4.1 DISCUSION

En esta sección se procederá a discutir los resultados obtenidos del análisis de las Figuras de los eventos en rayos X observados con el satélite SMM para los años 1980, 1984-1989, considerando los resultados y estudios realizados previamente, y en los que la comparación entre las posibles conexiones físicas entre los fenómenos de escalas diferentes tales como; ráfagas solares y eyecciones de masa coronal, podría ayudar a comprender la relación entre dichos fenómenos.

Desde la década pasada, se han estado estudiado las posibles conexiones físicas entre estas manifestaciones diferentes de la actividad solar así como entre los cambios del campo magnético del Sol, y aún persisten los diferentes puntos de vista, en particular, el de la relación causa efecto entre las eyecciones de masa coronal y dos fenómenos solares con los cuales las eyecciones han sido frecuentemente asociadas; las ráfagas solares y las protuberancias; Rust and Hilder et al., (1980); Munro et al., (1979); Sheeley et al., (1983); Webb and Hundhausen (1987); St Cyr and Webb (1991); Kahler (1987); Hundhausen (1987) y Harrison (1991).

Los resultados obtenidos en esta Tesis acerca de la distribución de intensidad de los eventos en rayos X, Figuras (3.1), (3.2), (3.3.), (3.4), apoyan el punto de vista de asociar las

eyecciones de masa con las ráfagas en el sentido de que las ráfagas estudiadas siguen una distribución numérica parecida a la de las eyecciones de esos años a lo largo del ciclo de actividad solar.

Estas apreciaciones parecen mantenerse si se considerara la clasificación que hace Dennis (1988) de las ráfagas en la cual toma en cuenta su intensidad y su altitud, refiriéndose a ráfagas tipo A, B y C, que son de baja, media y alta intensidad y altitud respectivamente. Esta clasificación ha sido adoptada por varios autores. Por ello, sería conveniente usar esa clasificación para estudios posteriores.

De hecho, la reciente interpretación de las eyecciones de masa como disrupciones de estructuras magnéticas envolventes cerradas en la corona, (Illing and Hundhausen (1985 y 1986), Hundhausen (1987)) sugiere el origen de las eyecciones de masa en campos magnéticos con escalas espaciales mucho más grandes que los campos en las regiones activas o ráfagas, (Harrison (1986), Harrison et al (1990)) o aún en prominencias, (Low et al. (1982), Low and Hundhausen (1987)). Pero como se señaló en la sección 2.1, el hecho de que cuando hay una configuración magnética complicada es muy probable que surja una ráfaga, y más aún si la estructura es de tamaño considerable y existe una cizalla grande, ello apoya la tendencia a asociar a las eyecciones con las ráfagas.

Los intentos para discriminar entre estas y otras relaciones con base en las variaciones de término largo en las tasas de ocurrencia de los diferentes fenómenos han sido muy confusas, Webb (1991), debido a que estas tasas para muchas o para la mayoría de las formas de la actividad solar, varían de manera similar sobre el ciclo

de actividad solar. Es por ello que podría ser de suma importancia conocer las distribuciones de latitud y duración de los eventos en rayos X.

La figura (4.1), (Hundhausen (1993)) muestra las latitudes heliográficas de tres manifestaciones de la actividad solar de pequeña escala (relacionados a campos magnéticos solares de pequeña escala) durante 1980-1990, época de las observaciones del SMM. La parte superior muestra las latitudes de las manchas solares, la parte media muestra las latitudes de las regiones activas y la parte inferior muestra las latitudes de todas las ráfagas solares ópticas, (Hundhausen (1993)). Las Figuras (3.6), (3.7), a)-g), obtenidas en esta Tesis, y en donde están representadas las distribuciones de latitud anuales y de todo el periodo, concuerdan con el comportamiento exhibido por las ráfagas de la figura (4.1).

La parte superior de la figura (4.1), muestra parte de dos "mariposas" debido a que la gráfica empieza cerca de un tiempo de máxima actividad. Se considera, (Hundhausen (1993)) no porque las manchas solares tengan una expectativa real de tener una conexión física directa a las eyecciones de masa coronal sino porque estas manchas son una forma familiar de la actividad solar que ilustra el comportamiento de las estructuras del campo magnético solar en las escalas espaciales directamente relacionadas a muchos tipos bien conocidos de la actividad. Este comportamiento de las manchas solares es al que se alude en esta Tesis cuando se habla de ciclo de actividad solar y con el cual ya se ha dicho que concuerdan los eventos analizados.

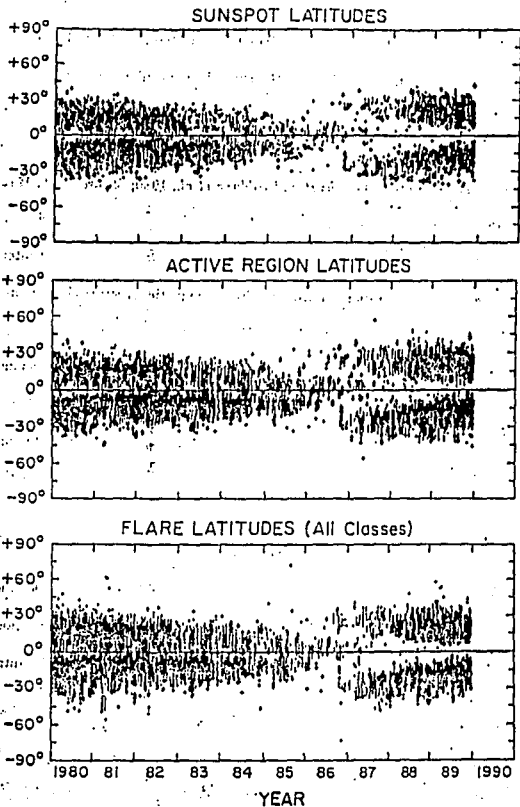


Fig. 4.1 Latitudes heliograficas de tres manifestaciones de actividad solar (relacionadas a campos magneticos solares de pequena escala) durante 1980-1990, periodo de observacion del SM. En a) se muestra las latitudes de las manchas solares, en b) las latitudes de las regiones activas y en c) las latitudes de rafagas opticas solares de todas las clases.

Las partes media e inferior de dicha figura (4.1), muestran las latitudes de las regiones activas y de las ráfagas solares observadas en  $H\alpha$ , y para las cuales podría haber una expectativa real de relación estrecha a las eyecciones de masa coronal. Ambos fenómenos involucran campos magnéticos con escalas espaciales similares (acaso ligeramente más grandes) que los campos de flujo hacia afuera de las manchas individuales.

Las regiones de la parte media de la figura (4.1), son los sitios de los campos magnéticos complejos y fuertes que se piensa son los responsables de los aspectos más conspicuos de la actividad solar.

Una región activa extremadamente grande subtiende aproximadamente 3.5 minutos de arco visto desde la Tierra, (Allen, 1973), la correspondiente escala física es de  $2 \times 10^8$  metros o  $1/4$  del radio solar.

La parte inferior de la figura (4.1) muestra las latitudes de las ráfagas  $H\alpha$  tabuladas en la misma fuente. Las ráfagas son comunmente vistas como disrupciones de estructuras magnéticas en escalas espaciales comparables a o más pequeñas que las correspondientes a las de regiones activas.

Ambas partes media e inferior, muestran un patrón de cambio de latitudes similar al de la parte superior. Lo cual no es sorprendente, puesto que las manchas solares, las regiones activas y las ráfagas solares son diferentes manifestaciones de la actividad solar en una escala espacial  $\approx 1/4$  de un radio solar; y se supone que todos estos fenómenos, Hundhausen (1993), son controlados o producidos por propiedades de "pequeña escala" del campo magnético solar.

Las Figuras (3.12), a)-g), en donde están representadas la latitud versus la intensidad de los eventos en rayos X, parece que muestran el mismo comportamiento de estructura de "mariposa". Esto era de esperarse ya que se esta graficando la latitud de los eventos y ya se vió que la distribución de la latitud es de ese tipo. Por otro lado, de la Figura (3.12), a), correspondiente a la latitud-intensidad de los eventos de 1980, se puede ver una tendencia de los eventos de mayor intensidad a estar en ciertas latitudes, -15 y +10 grados. Algo análogo se observa de las Figuras (3.16), a)-g), de latitud-duración, en donde además de aparecer nuevamente la estructura de mariposa, parece que los eventos de duración superior a 60 minutos ocurren en ciertas latitudes, -15 y +27 grados. Por lo tanto parecería razonable adscribir el "diagrama de mariposa" a las estructuras magnéticas que ocurren con esta misma escala espacial.

Ahora bien, referirse a estructuras magnéticas para hacer un análisis de eventos de rayos X es congruente con la idea expuesta en el capítulo 2 acerca de que la ráfaga es un fenómeno magnético. Al respecto, diversos estudios concernientes a la actividad solar y su relación con diversos fenómenos transitorios así como con algunos aspectos relacionados con el campo magnético del Sol, han sido publicados, Harrison (1989), Parker (1990), Heras et al (1990), Cheng et al (1987), Webb y Hundhausen (1987), Webb et al (1993). A continuación daremos una breve descripción de sus resultados, así como las similitudes o discrepancias con los resultados encontrados en esta Tesis.

Cyr y Webb (1991), examinaron 73 eyecciones de masa coronal observadas por el coronógrafo abordo del SMM, de 1984 a 1989. El objetivo de su estudio fué determinar la distribución de varias formas de actividad solar que estuvieran espacial y temporalmente asociadas con eyecciones de masa durante la fase del mínimo solar. Para cada eyección de masa coronal pudieron medir una velocidad, pudiendo por lo tanto estimar un tiempo de partida desde la corona baja.

Buscaron después otras formas de actividad solar que aparecieran dentro de los 45 de longitud y 30 de latitud con respecto a la eyección, y dentro de los  $\pm 90$  minutos de su tiempo de partida extrapolado, y encontraron lo que se discute más adelante.

Es justo en estos rangos que están ubicados los eventos estudiados en esta Tesis. En efecto, la Figura (3.6) muestra la distribución de la latitud de los eventos detectados con el satélite SMM para los años 1980, 1984-1989, y de ella se observa que la totalidad de los eventos se ubica en el rango de  $\pm 40$  grados, teniéndose una distribución bimodal con picos en  $-15$  y  $+20$  grados.

En cuanto a la duración, de la Figura (3.8) se puede decir que un 95% de los eventos estudiados tuvo una duración hasta 90 minutos. En este trabajo no se hizo una asociación con eyecciones de masa coronal, pero el hecho de que los rangos en que Hundhausen buscó dicha asociación, sean los rangos en que se ubican dichos eventos podría apoyar la idea que se tiene acerca de la asociación entre ráfagas y eyecciones.

Regresando al trabajo de Cyr y Webb, de la estadística resultante, encontraron que ligeramente menos de la mitad de las

eyecciones tuvieron asociaciones. Esta fracción es más baja que la encontrada de los estudios previos del Skylab y del SMM de 1980. Cyr y Webb atribuyen esta baja tasa de asociación con la fracción grande de eyecciones lentas detectadas durante 1984 a 1989. Tomadas como un grupo, las eyecciones lentas estuvieron ocasionalmente asociadas con otras formas de actividad solar.

Para aquellas eyecciones de masa coronal con asociaciones, hallaron que las protuberancias eruptivas y los eventos de rayos X suaves (especialmente los eventos de larga duración) fueron las formas más relevantes de actividad que acompañaban la aparición de eyecciones de masa. Indican que sus resultados refuerzan la interpretación de que la mayoría de las eyecciones de masa coronal son el resultado de la reconfiguración de una estructura de campo magnético que rodea a una prominencia, lo cual lleva a una desestabilización y erupción de la prominencia y su estructura coronal superyacente. Este fenómeno ocurre en protuberancias estáticas y en protuberancias halladas en regiones activas.

Por otro lado, Heras et al (1990), analizan la asimetría este-oeste en la distribución de ráfagas solares, observadas durante los años de 1976 a 1985. Concluyen que las ráfagas, todas ráfagas tipo  $H_{\alpha}$ , no están uniformemente distribuidas en heliolongitud, sobre el disco solar, cuando se consideran eventos con heliolongitudes más grandes que  $60^{\circ}$ , o aún más cercanos al meridiano central para determinados periodos. Las asimetrías halladas pueden ser explicadas en términos del paso de regiones activas enfrente de la posición del observador. Pero, no es el caso para la distribución de ráfagas



iguales o más intensas que la de importancia 1F observada durante 1979.

Esta asimetría este-oeste también se presenta en los eventos estudiados en esta Tesis. En efecto, en la Figura (3.6) que representa la distribución de latitud de los eventos en rayos X para los años 1980, 1984-1989, detectados con el satélite SMM, se observa una distribución bimodal de los eventos, con picos en -20 y +15 grados, es decir en 20 grados de latitud oeste y 15 grados de latitud este.

Esta asimetría parecería tener su origen en la asimetría misma del campo magnético solar. Lo cual no estaría en contradicción con la idea que se tiene acerca de que la ráfaga solar es un fenómeno magnético como se expuso en el capítulo 2. En efecto la mayoría de los autores, por ejemplo Masuda et al (1994), piensan que las ráfagas solares son el resultado de una reconexión magnética, la fusión de campos magnéticos antiparalelos y la consecuente liberación de energía magnética.

Considerando que las ráfagas se pueden clasificar en dos tipos, (Pallavicini, 1991): compactas y de dos bandas., se puede decir que las ráfagas de dos bandas, las cuales aparecen como de desarrollo lento, espiras grandes de gran duración, son comprendidas teóricamente, (Carmichael (1964), Sturrock (1966), Hirayama (1974), Kopp (1976), Hayvaerts (1977)) como el resultado de una erupción de una protuberancia solar que empuja a las líneas de campo magnético hacia arriba, dentro de la corona. Cuando las líneas de campo forman una estructura en la forma de una Y invertida, y se relaja a una espira (loop) "normal", es entonces cuando tiene lugar la reconexión

de las líneas de campo. Este punto de vista ha sido apoyado por recientes observaciones, Tsuneta (1992, 1993, 1994).

Sin embargo, un mecanismo diferente parece ser requerido para producir las ráfagas compactas impulsivas, de corta duración. Y Masuda et al (1994) reportan observaciones hechas con el Telescopio Yohkoh de Rayos X Duros y el Telescopio de Rayos X Suaves, (Ogawara (1991), Kosugi (1991), Tsuneta (1991)). Estas observaciones muestran una ráfaga compacta con una geometría similar a la de una ráfaga de dos bandas. Masuda et al identifican la región de reconexión como el lugar de aceleración de partículas, sugiriendo que la física básica del proceso de reconexión ( que permanece desconocido) puede ser común a ambos tipos de ráfagas.

En relación a esta posibilidad, por los resultados encontrados en esta Tesis en cuanto que los fenómenos de cierta escala parece que ocurren sólo en ciertas regiones, si los eventos son de la misma escala, parecería lógico que tuvieran un mismo proceso físico, aún cuando fueran eventos en apariencia diferentes (compactos y de dos bandas).

## 4.2 CONCLUSIONES

1.-Los resultados de esta Tesis coinciden con lo reportado en la literatura en diversos aspectos; en cuanto a la totalidad de los eventos anuales (la suma de los eventos B, C, M y X) siguen el comportamiento del ciclo solar (como lo marcan las manchas solares), lo cual era de esperarse porque en general las ráfagas solares aparecen o están ligadas con manchas solares.

2.-Hubo más eventos menos energéticos que de energía mayor. Es ya un hecho comúnmente aceptado el que, por ejemplo, la energía liberada en una ráfaga de clase 4, la más grande, es, de modo general, diez veces la que libera una de clase 3, pero su número es, aproximadamente, una décima parte del total de eventos de esta última clase. Este hecho se observó en los eventos estudiados.

3.-Parece haber indicios de que los eventos más energéticos tienen lugar en determinadas regiones. Una mejor apreciación de ellos se lograría realizando su localización en Mapas de Carrington, así como estudiar el tamaño y localización de las regiones involucradas, y poder concluir acerca del fenómeno de escala que parece estar presente.

4.-Los eventos de mayor duración fueron los eventos de mayor intensidad, hecho que no se esperaba puesto que de acuerdo al modelo usual de la ráfaga como un fenómeno explosivo, resultado de una reconexión magnética, se esperaría que esa liberación de energía fuera temporalmente de proporción inversa a su intensidad.

5.-El hecho de que los eventos de mayor energía tengan una tendencia a presentarse en ciertas latitudes y con una cierta duración, así como la correlación que diversos autores encuentran entre las eyecciones de masa coronal y dichos eventos, podría interpretarse como que estos fenómenos están ligados al mismo proceso físico (desconocido aún) por ser de una escala energética similar.

6.-En este mismo sentido, de los resultados de Masuda et al (1994), podría interpretarse que aunque las ráfagas de dos bandas y las compactas impulsivas tengan características diferentes, podrían tener la misma física básica en el proceso de reconexión, siempre y cuando estuvieran en la misma escala de energía o espacial.

7.-La evidencia de que fenómenos solares de una escala determinada están relacionados a una actividad solar de una escala correspondiente, podría verse apoyada por los resultados encontrados en esta Tesis. Y parecería que se reforzaría también la asociación entre ráfagas solares y eyecciones de masa coronal.

## APENDICE

La interpretación teórica de las ráfagas solares ha sido, por muchos años, uno de los tópicos más candentes en la física solar. Además, las ideas teóricas de punta comúnmente aceptadas para explicar las ráfagas solares, han sido usadas para ayudar a explicar las ráfagas estelares (Mullan, 1977) y otros fenómenos estelares.

Sin embargo, una comprensión teórica de las ráfagas solares es aún confusa por la multitud de modelos desarrollados en los últimos años para explicar la fenomenología de las ráfagas.

Hasta muy recientemente, muchos de estos modelos han sido cualitativos. En efecto, no existe un modelo real de una ráfaga solar que pueda ser usado para computar el comportamiento observado de una ráfaga, aún dadas las condiciones iniciales, las condiciones a la frontera, y los parámetros pertinentes tales como  $B(x,t)$ , estas condiciones y parámetros usualmente son desconocidos.

Esta situación tiene su origen en la complejidad del fenómeno ráfaga, desde ambos puntos de vista, observacional y teórico, y en la carencia de datos confiables requeridos para modelar tal situación.

A pesar de lo anterior, hay una marcada tendencia de los teóricos, apoyados en las observaciones, por desarrollar modelos que contienen muchos parámetros libres con los cuales las observaciones pueden ser ajustadas cualitativamente. Prácticamente, todos estos modelos concuerdan cualitativamente en alguna forma con las observaciones. Sin embargo, cuando son requeridas predicciones firmes,

los modelos son insatisfactorios. Son insatisfactorios debido a que el énfasis teórico ha sido el de desarrollar imágenes generales del proceso de ráfaga.

Se han realizado diversas revisiones de los modelos de ráfagas solares (e.g., Sweet, 1969). El realizado por Spiecer S.D. y Brown C.J. (1981), es particularmente interesante por lo siguiente.

Esta revisión se limita a dar una breve descripción de los modelos usuales en voga, con énfasis en los mecanismos físicos generalmente mencionados en los diversos modelos para explicar la ráfaga. Este enfoque tiene muchas ventajas y permite una discusión en detalle de la física de cada mecanismo así como de sus interrelaciones. Este enfoque lleva también a una clasificación de los mecanismos por sus fenómenos guía, esto es, la fuente de energía en la cual ellos se basan.

A su vez, ello lleva a una clasificación de la multitud de modelos de acuerdo a los mecanismos y, subsecuentemente, de acuerdo a los fenómenos guía. De acuerdo a sus autores, este enfoque demuestra claramente, primero, que cada fenómeno guía tiene un cierto número de mecanismos posibles asociados con él y, segundo, que cada mecanismo es modelo-independiente con respecto a la física básica y las predicciones mientras exista un fenómeno guía que excite el mecanismo.

De esta manera, la pregunta relevante no es ya "cuál modelo es correcto para explicar una ráfaga" sino que ahora es "cuál mecanismo y fenómeno guía son correctos para explicar una ráfaga".

Sin embargo, debe notarse que los mecanismos son sólo un peldaño más en el esquema de hacer predicciones verificables

observacionalmente que conforman los modelos.

Los mecanismos específicos que son usados en los diversos modelos de ráfagas involucran la disipación de energía magnética libre, esto es, de corrientes. Los mecanismos se dividen en aquellos inducidos por corrientes de deriva paralela y en aquellos inducidos por corrientes de deriva perpendicular, en relación al campo magnético acompañante.

Esencialmente, hay tres mecanismos propuestos para la disipación de energía magnética libre:

- 1) Reconexión magnética.
- 2) Disipación magnética por calentamiento Joule.
- 3) Capas dobles.

A continuación se considerarán algunas definiciones y conceptos que clarifiquen los mecanismos de ráfagas solares mencionados y que serán discutidos en lo que sigue.

### La Conservación de Flujo Magnético.

La aproximación ideal MHD requiere que el flujo de campo magnético se conserve; esto es, el flujo magnético:

$$\phi_S = \frac{1}{c} \int_S \mathbf{B} \cdot d\mathbf{S} \quad (\text{A-1})$$

debe satisfacer la condición:

$$\frac{d\phi}{dt} = 0 \quad (\text{A-2})$$

para que el flujo se conserve, donde la integral se aplica sobre la superficie abierta  $S$  (Figura A-1) y  $\mathbf{B}$  denota el campo magnético. Esta condición puede únicamente ser satisfecha si en la región no existe un fenómeno disipativo tal como el de resistividad finita.



Problemas lo anterior, expandamos la ecuación (A-1) usando la ecuación de Faraday y la forma más simple de la Ley de Ohm.

$$\mathbf{J} = \frac{\left( \mathbf{E} + \frac{\mathbf{v} \times \mathbf{B}}{c} \right)}{\eta} \quad (\text{A-3})$$

para obtener:

$$\frac{d\Phi}{dt} = - \int_S d\mathbf{S} \cdot (\nabla \times \mathbf{J}\eta) \quad (\text{A-4})$$

siendo  $\mathbf{v}$  la velocidad local del plasma en presencia de un campo eléctrico  $\mathbf{E}$ ,  $\mathbf{J}$  es la densidad de corriente, y  $\eta$  la resistividad

eléctrica escalar. La ecuación (A-2) es obtenida de la ecuación (A-4) para  $J$  finita únicamente en el límite de disipación Joule  $\eta J^2$  cero.

La energía potencial magnética en el límite MHD ideal únicamente puede ser disminuida si los movimientos obedecen  $d\phi/dt = 0$ . Esta constricción también implica que las superficies magnéticas permanecen bien definidas, y que la estructura del campo no puede ser rota sino únicamente distorsionada.

En el límite de  $\eta \rightarrow 0$ , la ley de Ohm muestra que los campos eléctricos únicamente existen perpendiculares a  $\mathbf{B}$  y dan origen a la deriva  $\mathbf{E} \times \mathbf{B}$ . Por lo tanto, los movimientos ideales MHD son de poco uso para aceleración de partículas o calentamiento, excepto indirectamente, por ejemplo para accionar choques, los cuales pueden inducir campos transversales.

Consideremos ahora qué ocurre cuando la conductividad en la ley de Ohm es finita. Supongamos que hay una frontera entre una región con plasma pero sin campo y una región con campo pero sin plasma. Si la conductividad es infinita, entonces las corrientes en la interfase entre el plasma y el campo excluirán el campo del plasma. Sin embargo, si el plasma tiene una conductividad finita, el plasma puede moverse a través del campo y viceversa.

Si la velocidad del flujo de plasma es demasiado pequeña, las líneas de campo no serán transmitidas debido a que la fuerza  $\mathbf{V} \times \mathbf{B}$  será pequeña o cero. Usando la ley de Ohm con  $\mathbf{V} = 0$  y la ecuación de Faraday, se obtiene:

$$\frac{\delta B}{\delta t} = \frac{\eta c^2}{4\pi} \nabla^2 B \quad (\text{A-5})$$

en donde  $\eta$  ha sido tomada constante. Tomando

$$\nabla^2 B \cong \frac{B}{(\delta l)^2} \quad (\text{A-6})$$

donde  $\delta l$  es la longitud de escala de la variación espacial de  $B$ , se obtiene:

$$\frac{\delta B}{\delta t} = \frac{\eta c^2}{4\pi} \frac{B}{(\delta l)^2} \quad (\text{A-7})$$

y si se integra:

$$B = B_0 e^{-t/\tau} \quad (\text{A-8})$$

en donde

$$\tau = \frac{4\pi(\delta l)^2}{\eta c^2} \quad (A-9)$$

es el tiempo característico para difusión libre (i.e. no accionado externamente) del campo magnético dentro del plasma o viceversa, y algunas veces es referido como el tiempo resistivo de la superficie.

El tiempo  $\tau$  también puede ser interpretado como el tiempo característico para la disipación del campo magnético. Las líneas de campo inducen corrientes cuando ellas se mueven a través del plasma, y estas corrientes inducidas resultan en calentamiento Joule. Esta energía es transferida del campo al plasma, y el campo se debilita a menos que nuevo flujo reemplaze al disipado, esto es, a menos que sea inducido. La pérdida de energía por centímetro cúbico en el tiempo  $\tau$  es  $\eta J^2 \tau$ . Y ahora:

$$|\mathbf{J}| = c \frac{\nabla \times \mathbf{B}}{4\pi} \cong \frac{c\mathbf{B}}{4\pi\delta l} \quad (\text{A-10})$$

así que:

$$\eta J^2 \tau = \eta c^2 \left( \frac{\mathbf{B}}{4\pi\delta l} \right)^2 \frac{4\pi(\delta l)^2}{\eta c^2} = \frac{\mathbf{B}^2}{4\pi} \quad (\text{A-11})$$

0:

$$\tau = 2 \left( \frac{\mathbf{B}^2}{8\pi} \right) \frac{1}{\eta J^2} \quad (\text{A-12})$$

Así,  $\tau$  es el tiempo en que la energía del campo magnético es disipada en calor por efecto Joule. Más aún, en términos de parámetros de circuito,  $\tau = L/R$ , en donde  $L \cong l_0/c^2$  es la inductancia total del sistema, supuesta constante en este argumento,  $R \cong \eta l_0/[\pi(\delta l)^2]$  es la resistencia total, y  $l_0$  la longitud del sistema.

Regresando a las ecuaciones (A-10) y (A-12), hay básicamente dos formas de disminuir el tiempo de disipación; decrecer la longitud de escala de la variación espacial de  $B$  (pronunciando los gradientes de campo), o incrementar la resistividad. De hecho, pueden ocurrir ambas formas. Y, como se mostrará más adelante, los mecanismos de reconexión disminuyen a  $\tau$  guiando la longitud de escala para la variación del campo magnético,  $\delta l$ , a pequeños valores, mientras que los mecanismos de calentamiento Joule disminuyen  $\tau$  incrementando la resistividad efectiva.

La reducción de  $\tau$  es la clave para comprender los mecanismos de reconexión y calentamiento Joule de la ráfaga.

### El concepto de $\beta$ .

El concepto de  $\beta$  y su relación con el confinamiento del plasma y los campos magnéticos libres de fuerza son esenciales para comprender los numerosos efectos posibles de los campos magnéticos solares.

El parámetro  $\beta$  es un factor importante en la distinción entre mecanismos de ráfaga que son accionados por corrientes perpendiculares a  $B(J_{\perp})$  y los mecanismos accionados por corrientes paralelas a  $B(J_{\parallel})$ .

Consideremos las ecuaciones MHD de equilibrio estático en ausencia de gravedad:

$$\nabla P = \frac{\mathbf{J} \times \mathbf{B}}{c} \quad (\text{A-13})$$

$$\nabla \times \mathbf{B} = \frac{4\pi}{c} \mathbf{J} \quad (\text{A-14})$$

$$\nabla \cdot \mathbf{B} = 0 \quad (\text{A-15})$$

De donde:

$$\nabla \frac{B^2}{8\pi} (1 + \beta) = \frac{\mathbf{B} \cdot \nabla \mathbf{B}}{4\pi} \quad (\text{A-16})$$

$$\mathbf{J}_\perp = \frac{c\mathbf{B} \times \nabla P}{B^2} \quad (\text{A-17})$$

$$J_{||} = \alpha(r)B \quad (A-18)$$

$$\text{con } J = J_{||} + J_{\perp}$$

$$\beta = \frac{8\pi P}{B^2} \quad (A-19)$$

y  $\alpha(r)$  es una función escalar arbitraria. Las ecuaciones (A-16) a (A-19) muestran la importancia de  $\beta$ . Si  $\beta \ll 1$ , de las ecuaciones (A-16) y (A-18) se obtiene:



$$\nabla \frac{B^2}{2} \sim \mathbf{B} \cdot \nabla B \quad (\text{A-20})$$

y

$$\mathbf{J} = \alpha(\mathbf{r})\mathbf{B} = \mathbf{J}_{\parallel} \quad (\text{A-21})$$

o, idealmente, un campo magnético libre de fuerzas.

Es ahora evidente que la determinación de  $\beta$  da información acerca de si  $\mathbf{J}_{\parallel}$ ,  $\mathbf{J}_{\perp}$  o ambas son importantes en un problema particular.

Por ejemplo, las espiras magnéticas coronales generalmente se piensa que son, en parte, libres de fuerza en la corona, debido a que las fuerzas mecánicas en la corona no son capaces de sostener fuerzas de Lorentz apreciables ( $\beta \ll 1$ ) y así, únicamente  $\mathbf{J}_{\parallel}$  es de importancia.

Sin embargo, lo contrario es cierto en una hoja neutra en donde  $\mathbf{B} \rightarrow 0$  y así,  $\beta \rightarrow \infty$ ; aquí  $\mathbf{J}_{\perp}$  es la componente dominante de  $\mathbf{J}$ .

Determinar  $\beta$  permite también decir algo acerca de la estabilidad local de la configuración de un campo magnético dado,

puesto que en sistemas con  $\beta$  baja aquellos desplazamientos que no cambian el campo magnético de vacío, no son importantes. En sistemas con  $\beta$  alta, los gradientes de presión pueden inducir inestabilidades locales.

Energéticamente, una configuración de  $\beta$  baja es preferible para mecanismos de ráfaga solar que disipan energía magnética libre, con excepción de mecanismos de hoja neutra. Esto es debido a que únicamente una pequeña fracción del campo magnético necesita ser disipada para calentar un plasma a altas temperaturas por disipación de energía magnética libre.

Por ejemplo, supongase que se tiene una  $\beta \sim 10^{-3}$  y que es posible disipar por algún proceso específico, únicamente 10 % de la energía magnética libre, toda la cual se va en calentar el plasma dentro de algún volumen fijo. La temperatura del plasma puede ser incrementada por un factor de  $\sim 100$  y la  $\beta$  incrementada a 0.1 si la densidad permanece fija y el plasma permanece aún contenido, como es observado en espiras de ráfagas pequeñas (Widing y Spicer, 1981)

## Reconexión

Como se dijo al principio, hay dos formas por las cuales el tiempo de disipación Joule  $\tau$ , ecuación (A-9), puede ser reducido. A saber, reduciendo la magnitud de  $\delta l$  o incrementando la resistividad. También, pueden ocurrir ambas al mismo tiempo.

El fenómeno llamado resistividad anómala, involucra simultáneamente una reducción en  $\delta l$  y un incremento en  $\eta$ . Sin embargo, la  $\delta l$  requerida es del orden del ancho de la superficie del plasma ( $c/\omega_{pe}$ , con  $\omega_{pe}^2 = 4\pi N_e e^2/m_e$  la frecuencia del plasma de densidad electrónica  $N_e$ ,  $e$  y  $m_e$  es la carga y masa electrónica respectivamente), la cual, a su vez, implica gradientes de campo magnético extremadamente pronunciados.

El proceso de reconexión requiere únicamente que  $\delta l$  sea reducido, pero no necesariamente a los valores extremos pequeños requeridos por la resistividad anómala. Spicer y Brown (1981), mencionan que en la literatura usualmente son tratadas dos formas reconexión; reconexión en hojas neutras y reconexión en campos magnéticos cizallados. Al respecto cabe señalar que estas dos formas en realidad son una porque en una hoja neutra hay campos magnéticos cizallados. Pero la reconexión inducida y espontánea, reconexión en hojas neutras y reconexión en puntos X, si son dos formas diferentes de reconexión magnética.

La reconexión de hojas neutras es tratada, según Spicer y Brown, como un fenómeno guía, mientras que la reconexión en campos magnéticos cizallados es tratada como resultado de una inestabilidad desarrollada de un equilibrio metaestable llamada inestabilidad de

desgarre porque desgarras las superficies de flujo magnético y, así, viola la restricción de conservación de flujo de la teoría MHD ideal.

Sin embargo, intrínseca a la reconexión de ambos tipos; de hojas neutras y campos cizallados es la formación de los puntos llamados tipo X.

Estos puntos tipo X son regiones en las cuales pueden ser producidas densidades de corriente grandes, sin ser opuestas por fuerzas  $\mathbf{J} \times \mathbf{B}$  (Dungey, 1953). Estas regiones son ideales para aceleración de partículas. En efecto, Dungey mostró también que una región de ese tipo es inestable con respecto al crecimiento de la densidad de corriente. Más aún, aunque las hojas neutras se forman a partir de puntos tipo X, ellas son tratadas en un modelo de corriente estacionaria, como si los puntos X ya existieran; esto es, los modelos de hoja neutra ignoran la cuestión de cómo es formado el punto X en primer lugar y, por lo tanto, tratan el aspecto de corriente estacionaria no lineal de reconexión.

Sin embargo, algo debe causar la formación de estos puntos X, así que debe existir una fase en la cual el punto X es formado. El mecanismo generalmente aceptado como la causa de esos puntos es la inestabilidad de desgarramiento (Furth, Killen y Rosenbluth, 1963), demostrado por Jaggi (1964), quien mostró que dicha inestabilidad se alcanza antes de que la hoja neutra se vuelva demasiado delgada para que se establezca un estado estacionario.

### Hojas Neutras y Reconexión de Estado Estacionario.

La física de la reconexión de estado estacionario y la reconexión en hojas neutras ha sido revisada frecuentemente (e.g. Vasylunas, 1975; Priest, 1976) Siguiendo las ideas de Sweet (1966) y Priest (1976), la geometría de las hojas de corriente está dada en la figura (A-1).

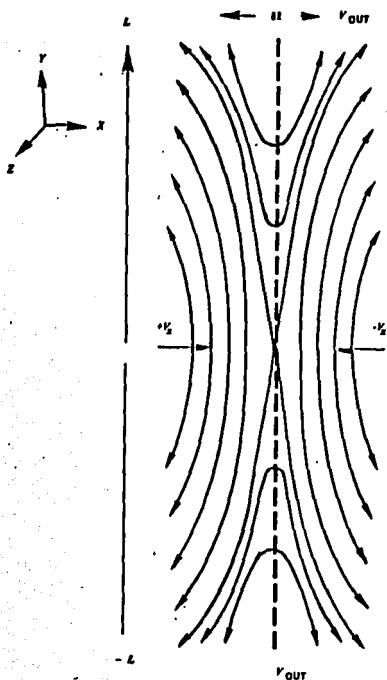


Fig. (A-1). geometría expandida de una hoja neutra  
alrededor del punto neutro tipo X ilustrando  
la entrada de flujo ( $v_x$ ) y el flujo de salida ( $v_{out}$ )

Note que hay únicamente un punto tipo X en el tratamiento, y que el flujo de entrada de plasmas desde  $x = \pm w$  hacia el plano  $x = 0$  fuerza el campo hacia el plano  $x = 0$ .

Las ecuaciones del estado estacionario en modelos de hoja neutra son las mismas que en el caso de reconexión en una región MHD ideal, fuera de la región de disipación:

$$\delta E = - \frac{\gamma \delta A}{c} - ik \delta \phi \quad (\text{A-22})$$

$$\left( \frac{\partial^2}{\partial x^2} - k^2 \right) \delta A = - \frac{4\pi \delta J}{c} \quad (\text{Ley de Ampere}) \quad (\text{A-23})$$

$$\delta D + \frac{\delta v \times B_0}{c} = \eta \delta J \quad (\text{Ley de Ohm}) \quad (\text{A-24})$$

$$\frac{\partial \delta N_e}{\partial t} + \delta V_e \cdot \nabla N_{0e} = 0 \quad (\text{Continuidad electrónica}) \quad (\text{A-25})$$

$$\frac{\partial \delta N_i}{\partial t} + \delta V_i \cdot \nabla N_{0i} = 0 \quad (\text{Continuidad Iónica}) \quad (\text{A-26})$$

$$\left( \frac{\partial^2}{\partial x^2} - k_y^2 \right) \delta \phi = -4\pi e (\delta N_i - \delta N_e) = 0 \quad (\text{Cuasi neutralidad}) \quad (\text{A-27})$$

Alejado de la hoja neutra, en algún punto  $x_0$ , el fluido fluye hacia la hoja con una velocidad  $V_{x_0}(x_0)$  como es especificado por las condiciones a la frontera; por lo tanto, por la Ley de Ohm,  $E_{z0}(x_0) = V_{x_0}(x_0) B_{y0}(x_0)/c$ . Puesto que el campo eléctrico es uniforme en el estado estacionario,  $\eta_0 J_{0z} = E_{z0}$  en la hoja neutra, donde  $B_{y0}(x=0) = 0$ . El grosor de la hoja neutra es tal que la corriente neta a través de la hoja justo iguala el cambio en  $B_{y0}$  a través de la hoja para obtener:

$$\delta l \sim \frac{\eta c^2}{4\pi V_{x0}} \quad (\text{A-28})$$

Suponiendo que existe un debilitamiento del plasma en  $\pm\infty$ , una solución más exacta de la ecuación de inducción (la ecuación de Faraday combinada con la ley de Ohm) da una solución para  $B_{y0}$  dada por (Yeh y Axford, 1970)

$$B_{y0} = \pm B_0 \left( 1 - \exp \left[ \mp \frac{4\pi V_{x0} x}{\eta c^2} \right] \right) \quad x \lesssim 0 \quad (\text{A-29})$$

en donde  $B_0$  es el campo en  $x=\pm\infty$ . La longitud de escala característica del cambio del campo magnético en la ecuación (A-29) es como lo indica la ecuación (A-28), y de acuerdo a ella,  $V_{x0}$  determina  $\delta l$ ; sin embargo, Sweet (1958a, 1958b) y Parker (1963), determinaron  $\delta l$  considerando el origen del debilitamiento del plasma en la hoja neutra. Parker argumentó que el fluido fluye hacia afuera de la hoja cuya longitud fué  $2L$  en la dirección  $\pm y$ . Para flujo incompresible, Parker halló, usando conservación de masa, que el gradiente de presión a través de la hoja lleva a que el flujo que abandona el sistema lo haga a la velocidad de Alfvén, así que:



$$V_{x0} L = V_A \delta l \quad (\text{A-30})$$

Por lo tanto:

$$\delta l \sim \frac{V_{x0} L}{V_A} \quad (\text{A-31})$$

Usando las ecuaciones (A-30) y (A-28), se encuentra:

$$\delta l = \left( \frac{L \eta c^2}{4\pi V_A} \right)^{1/2} \quad (\text{A-32})$$

y

$$V_{x0} = \left( \frac{V_A \eta c^2}{4\pi L} \right)^{1/2} \quad (\text{A-33})$$

donde se supone que  $V_A$ ,  $\eta$  y  $L$  están dados. Petschek (1964) sugirió que  $L$ , así como  $\delta l$ , se determinarían de la ecuación (A-30) dada  $V_{x0}$ .

Ahora procederemos a calcular  $\delta l$  para la región que nos ocupa, la corona baja, que es la zona donde ocurren las ráfagas, es decir, en la parte superior de la espira (loop).

Para ello, consideremos que (Hindmarsh W.R. et al, 1967) una velocidad de Alfvén de 1000 km/s., una hoja de longitud  $L = 3000$  km.; una (Cox A.N., 1991)  $V_{x0} = 20$  km, la cual para una espira de 5000 km de altura parece ser una buena estimación de la rapidéz con la que el flujo se dirige hacia la hoja.

Así, usando la ecuación (A-31) y los valores indicados, se obtiene:

$$\delta l = 60 \text{ km/s.}$$

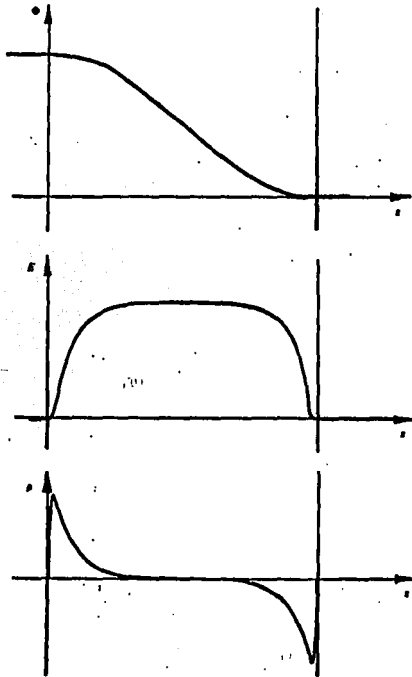
es decir, a una altura de 5000 km. de la superficie del Sol, se tiene una hoja neutra de 60 km. de ancho y 3000 km. de largo.

### **Disipacion Magnetica por Calentamiento Joule.**

Además de las consideraciones hechas a lo largo de las secciones precedentes, el Calentamiento Joule Anómalo en hojas neutras, es el mecanismo accionado por  $J_{\perp}$  y requiere corrientes fuertes inducidas, ya que la energía no puede ser almacenada in situ. Requiere además un accionador externo transitorio, lo cual puede considerarse una desventaja y asimismo requiere que  $B$  desaparezca a lo largo de la superficie. Por otra parte, tiene la ventaja de producir un calentamiento y una aceleración rápida de partículas.

### Capas Dobles.

Una capa doble, consiste de dos capas de carga igual pero opuesta, esencialmente paralelas pero no necesariamente planas (Block, 1977). Dentro de la capa, el potencial, el campo eléctrico y la densidad de carga espacial varían cualitativamente como se indica en la Figura (A-2)



*Fig.(A-2). La variación espacial idealizada del potencial,  $\phi$ , el campo eléctrico  $E$ , y la densidad de carga  $\rho$ , dentro de una capa doble.*

Se cree que ocurre una capa doble cuando una diferencia de potencial es aplicada a un plasma de longitud finita, y más que hacerse sentir en todo el sistema, es concentrada en una región localizada. Esencialmente hay cuatro condiciones que deben satisfacerse para que una capa doble ocurra (Block, 1977):

1. La diferencia de potencial  $\phi_0$  a través de la capa debe satisfacer  $|\phi_0| \geq kT_e/e$ .
2. El campo eléctrico debe ser mucho más fuerte dentro de la doble capa que fuera, así que la carga positiva y negativa integrada debe cancelarse.
3. La cuasineutralidad es localmente violada en ambas capas de carga.
4. La trayectoria libre media debe ser mucho más grande que el grosor de la doble capa. Esto debido a que la formación de una doble capa es un fenómeno sin colisión.

Para que la doble capa sea útil en explicar una ráfaga solar, la diferencia de potencial  $\phi_0$  debe ser mucho más grande que  $kT_e/e$ , de otra manera la ganancia de energía de un electrón que atraviese una capa doble con  $\phi_0 \geq kT_e/e$  no será apreciablemente mayor que la energía térmica del plasma. Por lo tanto, se requiere que  $\phi_0 \gg kT_e/e$ , lo cual implica que se requiere una capa doble intensa. Goertz y Joyce (1975) mostraron que dicha capa doble intensa produce una densidad de corriente dada por:

$$|J| = N_e e V_T \quad (A-29)$$

la cual es la densidad de corriente requerida para excitar la inestabilidad inducida por corriente (inestabilidad de Buneman) que

calienta al plasma.

Ahora bien, para poder hacer uso de las microinestabilidades inducidas por corriente, el sistema (el accionador externo y la inestabilidad) debe estar en una estabilidad marginal a lo largo de la duración de la ráfaga, o de otra manera, la inestabilidad se saturará y se apagará permanentemente (Spicer y Brown, 1971). Un argumento similar se aplica a las capas dobles puesto que la doble capa debe existir para un tiempo  $\Delta t$  característico de una ráfaga (si la doble capa es la responsable de la ráfaga). Por lo tanto, el accionador externo que es la diferencia de potencial, o equivalentemente, el campo eléctrico, debe existir para un tiempo  $\Delta t$ .

Una capa doble, así como los sistemas manejados por la resistividad anómala  $J_{||}$ , son sistemas en los cuales hay un circuito de gran escala que transporta una corriente y es accionado por un generador que tiene una carga disipativa dentro de él, la cual es la capa doble o región de resistividad anómala (i.e. un interruptor de corriente, Alfvén y Carlquist, 1967). Por esta razón, la corriente como un todo necesita ser analizada para comprender la naturaleza del generador y la naturaleza de la carga. Ante ello, los mencionados sistemas requieren condiciones a la frontera especiales, surgiendo así la pregunta de si esas condiciones a la frontera pueden ser mantenidas para la duración de la ráfaga.

## REFERENCIAS.

- Alfven, H., Carlquist, P., Solar Phys. 1, 220, 1967.
- Carmichael, H. en AAS-NASA Symp. on the Physics of Solar Flares, NASA-SP 50(ed Hess, W.N.), 451-456, NASA Washington DC, 1964.
- Cheng C.C. and Pallavicini R., Astrophys. J., 318: 459-473, 1987.
- Christensen-Dalsgaard J., Gough D., Toomre J., Science, 229, 923-931, 1985.
- Cyr O.C. and Webb D.F., Solar Phys., 136: 379-394, 1991.
- Cox A.N., Livingston W.C., Matthews M.S., Solar Interior and Atmosphere, The University of Arizona Press, USA, 1991.
- Dennis Brian R., Solar Phys., 100: 465-490, 1985.
- Dennis B.R., Licata J.P., Nelson J.J. and Tolbet A.K., The 1984-1987 Solar Maximum Mission List, NASA Technical Memorandum 4342, February 1992.
- Dennis B.R., Licata J.P., and Tolbert A.K., The 1988 Solar Maximum Mission List, NASA Technical Memorandum 4343, February 1992.
- Dennis B.R., Licata J.P., and Tolbert A.K., The 1989 Solar Maximum Mission Listing, NASA Technical Memorandum 4344, March 1992.
- Dennis Brian R., Schwartz Richard A., Solar Phys., 121: 75-94, 1989.
- Deubner F.L., Ann. Rev. Astrophys., 22, 593-619, 1984.
- Foukal P., Solar Astrophysics, John Wiley, 1990.
- Gough D., Phys.Bull., 34, 502, 1983.
- Harrison R., Solar Phys., 126: 185-193, 1990.
- Harrison R., Phil. Trans. R.Soc. Lond. A336, 401-412, 1991.
- Harrison R., Adv., Space Res., 14, (4)23-(4)28, 1994.
- Hayvaerts, J., Priest, E.R. & Rust, D.M., Astrophys.J., 216, 123-137,

1977.

Heras A.M., Sanahuja B., Shea M.A., Smart D.F., Solar Phys., 126: 371-383, 1990.

Hindmarsh W.R., Loves F.J., Roberts P.H., Runcorn S.K., Magnetism and The Cosmos, Oliver and Boyd, London, 1967.

Hirayama T., Sol. Phys., 34, 323-338, 1974.

Hundhausen A.J., J. Geophys. Res., 98, 1993.

Kopp R.A. & Pneuman G.W. Sol. Phys., 50, 85-98, 1976.

Kosugi T. et al., Sol. Phys., 136, 17-36, 1991.

Masuda S., Kosugi T., Hara H., Tsuneta S. & Ogawara Y., Nature, 371, 495-497, 1994.

Melendez V.R., Tes. Lic., F. Ciencias UNAM, 1993.

Nitta Nariaki, Dennis Brian R., Kipling Alan L., Astrophys. J., 353: 31-322, 1990.

Ogawara Y. et al., Sol Phys., 136, 1-16, 1991.

Pallavicini R. Phil. Trans. R. Soc. A336, 389-400, 1991.

Parker E.N., Geophys. Research Lett., 17: 2055-2058, 1990.

Priest E.R., Soward A.M., IAU Symp. 71, 353, 1976.

Priest E.R., Solar Phys. 47, 41, 1976.

Priest E.R., Heyvaerts J., Solar Phys., 36, 433, 1974.

Rodhes E.J., Astrophys. J., 406, 714, 1993.

Schatten K.H., Solar Phys. 125: 185-189, 1990.

Speich D.M., Nelson J.J., Licata J.P. and Tolbert A.K., The 1980 Solar Maximum Mission Event Listing, NASA Technical Memorandum 4287, June 1991.

Spicer S. Daniel and Brown C. John., The Sun as a Star, NASA Monograph



Series on Nonthermal Phenomena in Stellar Atmospheres, 1981.

Sturrock, P.A., Nature, **211**, 695-697, 1966.

Sweet, P.A., en Solar Magnetic Fields, R.Howard, ed., IAU Symp. 43 (Dordrecht: D. Reidel Publishing Co., 1976), 457, 1971.

Sweet, P.A. en R.D. Davies y F.G. Smith, eds., The Crab Nebula, IAU Symp. **46**, 123, 1958a.

Sweet, P.A., Nouva Cim, Suppl. **8**, (ser. 10), 188, 1958b.

Sweet, P.A., Ann. Rev. Astron. Astrophys., **7**, 149, 1969.

Tsuneta, S. et al., Publs. Astr.Soc. Japan, **44**, L63-L69, 1992.

Tsuneta, S. en The Magnetic and Velocity Fields of Solar Active Regions, IAU Colloq.141 (eds Zirin, H., Ai, G, &Wang,H.)239-248 (Astr. Soc.Pacific,San Francisco 1993.)

Tsuneta, S. en X-Ray Solar Physics from Yohkoh (eds Uchida, Y., Watanabe, T., Shibata, K.& Hudson, H.S.)115-119 (Universal Academy Press, Tokio 1994).

Tsuneta, S. et al.Publs Astr.Soc. Japan, **44**, L211-L214, 1992.

Tsuneta, S. et al., Sol. Phys., **136**, 37-67, 1991.

Vasyliunas, V.M., Rev. Geophys. Space Phys., **13**, 303, 1975.

Webb D.F. and Hundhausen A.J., Solar Phys., **108**: 383-401, 1987.

Webb D.F., Martin S.F., Moses D, Harvey J.W., Solar Phys. **144**: 15-35, 1993.

Weisskopf V.F., Science, **187**: 4177, 1975.