

03060

8  
Lij



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA DE MEXICO**

POSGRADO EN CIENCIAS DE LA TIERRA  
INSTITUTO DE GEOFISICA

PREDICCIÓN DEL MÁXIMO NÚMERO DE  
MANCHAS SOLARES DEL CICLO SOLAR 23

**T E S I S**  
QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADÉMICO DE:  
**MAESTRO EN CIENCIAS**  
( F I S I C A E S P A C I A L )  
P R E S E N T A :  
**JUAN GUADALUPE RAMIREZ SANCHEZ**

CIUDAD UNIVERSITARIA

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

274236

1999



Universidad Nacional  
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

**Biblioteca Central**



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

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

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

PAGINACION

DISCONTINUA.

PREDICCIÓN DEL MÁXIMO NÚMERO DE MANCHAS  
SOLARES DEL CICLO SOLAR 23

POR

JUAN GUADALUPE RAMÍREZ SÁNCHEZ

## **AGRADECIMIENTOS**

**A todas las personas que con su ayuda hicieron posible la elaboración de esta tesis.**

**En especial a mi esposa e hijo**

**a mis padres**

**a toda mi familia**

**a Blanca Mendoza**

**Mi agradecimiento también para en Consejo Nacional De Ciencia y  
Tecnología(CONACYT)**

# INDICE

	página
INTRODUCCION.....	1
CAPITULO 1 : EL SOL	
1.1 ESTRUCTURA SOLAR.....	3
1.2 LA ACTIVIDAD DEL SOL.....	5
1.2.1 LAS MANCHAS SOLARES.....	5
1.2.2 LAS PROMINENCIAS SOLARES.....	6
1.2.3 LAS RAFAGAS SOLARES.....	6
1.2.4 LAS EYECCIONES DE MASA CORONAL.....	7
1.2.5 LOS HOYOS CORONALES.....	9
1.3 EL VIENTO SOLAR.....	9
1.4 EL CAMPO MAGNETICO INTERPLANETARIO.....	10
CAPITULO 2: LA ACTIVIDAD GEOMAGNETICA	
2.1 LA MAGNETOSFERA TERRESTRE.....	13
2.2 EL CAMPO MAGNETICO TERRESTRE.....	15
2.3 VARIACION DEL CAMPO MAGNETICO EXTERNO.....	15
2.3.1 LA VARIACION SOLAR TRANQUILA.....	17
2.4 TORMENTAS MAGNETICAS.....	19
2.5 INDICES GEOMAGNETICOS.....	21
2.6 EL INDICE aa : UNA MEDIDA DE LA VELOCIDAD DEL VIENTO SOLAR.....	26
CAPITULO 3: FENOMENOS DEL CICLO SOLAR Y SU RELACION CON LA ACTIVIDAD GEOMAGNETICA	
3.1 UNA CLASIFICACION DE LA ACTIVIDAD GEOMAGNETICA.....	28
3.2 LA ACTIVIDAD DE EVENTOS DE CHOQUE Y EL CICLO SOLAR.....	30
3.3 LA ACTIVIDAD RECURRENTE Y EL CICLO SOLAR.....	36
3.3.1 EL VIENTO SOLAR Y LA TOPOLOGIA DEL CAMPO POLOIDAL SOLAR.....	37
3.3.2 LA DINAMICA DEL HOYO CORONAL.....	40
3.3.3 UNA EXPLICACION TEORICA DE LA DINAMICA DEL HOYO POLAR.....	42
3.4 COMPORTAMIENTO CICLICO DEL CAMPO POLOIDAL DEL SOL Y EL CICLO DE LA	
3.5 ACTIVIDAD GEOMAGNETICA.....	44
3.4.1 LA FASE DIPOLAR.....	44
3.4.2 LA FASE MULTIPOLAR.....	46
3.4.3 RELACION FASE-INTENSIDAD ENTRE EL CAMPO POLOIDAL Y EL CAMPO TOROIDAL.....	47

3.5 LA ACTIVIDAD GEOMAGNETICA DE DIAS QUIETOS Y EL CICLO SOLAR.....	49
3.5.1 LOS DIAS QUIETOS Y SUS FUENTES DE VIENTO SOLAR ASOCIADAS.....	50
3.5.2 EL ESPESOR DE LA HOJA NEUTRA Y LA AMPLITUD DEL CICLO SOLAR.....	52
3.6 LA ACTIVIDAD FLUCTUANTE.....	54
CAPITULO 4: UNA ESTIMACION DEL MAXIMO NUMERO DE MANCHAS SOLARES DEL CICLO SOLAR 23.....	
4.1 PARA QUE ESTIMAR LA AMPLITUD DEL CICLO SOLAR 23 ?.....	55
4.2 MECANISMOS DEL MODELO FISICO.....	56
4.3 RESULTADOS.....	58
CAPITULO 5 : DISCUSION Y CONCLUSIONES.....	63
APENDICE A.....	68
APENDICE B.....	72
APENDICE C.....	74
REFERENCIAS.....	75

# INTRODUCCIÓN

El objetivo de este trabajo es el de presentar un modelo sencillo para tratar de predecir el máximo número de manchas solares para el ciclo solar número 23.

Con base en información geomagnética, correspondiente a un período comprendido de 1868 a 1997 (11 ciclos de actividad solar), se establece una clasificación de la actividad geomagnética basada esencialmente en el tipo de fuentes solares que la producen.

Se analiza con detalle la evolución temporal de estas fuentes solares y nos damos cuenta de que dicha evolución está en gran medida gobernada por la evolución temporal del dipolo solar.

Un dipolo solar intenso, da lugar a la presencia en el plano de la eclíptica de flujos de viento solar de alta velocidad. El viento solar de alta velocidad induce en la Tierra actividad geomagnética del tipo recurrente, es decir, fluctuaciones geomagnéticas que presentan una periodicidad bien clara de 27 días. El viento solar de alta velocidad se origina en los hoyos coronales polares del Sol. Cuando la presión magnética del dipolo es muy intensa origina que la divergencia de las líneas de campo magnético del hoyo se incrementa dando lugar a que los haces de viento rápido que salen de él puedan incursionar hasta bajas latitudes solares pudiendo fluir aun en el plano de la eclíptica.

Por otra parte, un dipolo solar poco intenso, implica una divergencia pequeña, por tanto los haces de viento rápido no llegan a la eclíptica y la Tierra recibe únicamente viento solar de baja velocidad ( $v < 450 \text{ Km./s}$ ), por lo que el nivel de la actividad geomagnética se sitúa en la escala de "días quietos". Los días quietos son caracterizados por tener un índice geomagnético *aa* menor que  $20\gamma$ . El índice geomagnético *aa* es un índice usado para medir las fluctuaciones en la componente horizontal del campo geomagnético. Este índice se comenzó a registrar desde 1868 en dos estaciones únicamente, una situada en Inglaterra y la otra en Australia.

Existen otros dos tipos de disturbios geomagnéticos los cuales no están asociados con alguna de las categorías de viento solar (viento rápido y viento lento). El primero de ellos, conocido con el nombre de actividad de eventos de choque, está asociado con la ocurrencia en la atmósfera del Sol de eventos "explosivos" muy energéticos, por ejemplo, eyecciones de masa coronal (Zirker, 1977), las cuales llegan hasta las inmediaciones de la órbita de la Tierra perturbando su campo magnético.

El segundo tipo de disturbios geomagnéticos es conocido con el nombre de actividad fluctuante y está asociado con los cruces de la Tierra con una heliohoja neutra muy distorsionada.

La intensidad de cada una de estas clases de actividad geomagnética depende exclusivamente de la fase del ciclo solar.

Estimar la longitud del ciclo 23 sirve para muchos propósitos, desde tratar de predecir algunos efectos dañinos de fenómenos solares sobre partes integrales de satélites artificiales e incluso sobre los tripulantes de naves espaciales; hasta proveer información de procesos físicos que ocurren dentro del Sol.

Es bien conocido que cuando el Sol se encuentra en un máximo de actividad solar, los flujos de energía provenientes de su atmósfera se incrementan, por ejemplo, la precipitación de partículas energéticas en la alta atmósfera terrestre aumenta provocando



que el número de auroras polares se intensifique también. La llegada de éstas partículas a la atmósfera influye también de manera importante en las propiedades físicas y químicas de las capas conductoras de la atmósfera (la ionosfera). Cuando esta capa sufre alteraciones en su composición química se ven también alteradas las propiedades de reflexión de las ondas electromagnéticas, este hecho provoca que las comunicaciones en la banda del radio se vean fuertemente alteradas por períodos de varias horas (Tascione, 1994).

Es por esto y por otras razones que el tratar de predecir la amplitud de un ciclo solar, en particular, es hoy en día una tarea que preocupa a un considerable número de científicos.

Cabe mencionar que con los resultados discutidos en el capítulo 4 se escribió el artículo de investigación “ Predicción del máximo número de manchas solares del ciclo solar 23” (ver apéndice c), el cual fue aceptado para su publicación en la revista *Annales Geophysicae*(1998).

# CAPTULO 1

## *EL SOL*

### 1.1 ESTRUCTURA SOLAR

El Sol es una esfera de plasma cuyas características principales aparecen en la tabla 1.1. Para su estudio el interior del Sol se ha dividido en tres capas: El núcleo, la zona radiativa, y la zona convectiva. Por otra parte el exterior solar, es decir, su atmósfera se divide en: fotosfera, cromosfera y corona. Ver la Figura 1.1(Tascione, 1994).

En el núcleo la presión y la densidad tienen valores tan altos que dan lugar a temperaturas del orden de los 15 millones de grados Kelvin, por lo tanto en esta zona se lleva a cabo la fusión nuclear. En el núcleo, la energía se libera en forma de rayos  $\gamma$ . El transporte de energía hacia el exterior se produce mediante dos procesos: En primer lugar, por radiación (precisamente en la zona radiativa) y posteriormente el transporte es por convección, es decir, la energía es llevada hacia arriba por el gas caliente ascendente, ésta energía se difunde a medida que el gas se expande y se enfría descendiendo nuevamente. A la capa donde el transporte se lleva a cabo de esta manera se le conoce precisamente como la zona convectiva, ésta se extiende desde unos 8 décimos de radio solar hasta la parte inferior de la fotosfera.

Como ya mencionamos (Tascione , 1994), la atmósfera del Sol se divide también en varias capas: En primer lugar se encuentra la fotosfera, la cual se puede considerar como la superficie del Sol, tiene un espesor de aproximadamente 300 Km y de esta zona proviene la mayor parte de la luz blanca que observamos desde la Tierra. La temperatura promedio de esta capa es de 6000 K. En fotografías con buena resolución, la fotosfera se muestra como una región granulada, esto es así ya que lo que estamos observando es la parte superior de las enormes celdas convectivas. Por arriba de la fotosfera la densidad del plasma disminuye rápidamente. La capa que va desde la parte superior de la fotosfera hasta una altura de aproximadamente 2500 Km es la que recibe el nombre de cromosfera, comienza en donde el gas alcanza una temperatura mínima de 7000 K. En esta zona se disipa energía mecánica generada probablemente por la convección y la rotación, provocando que la temperatura se incremente hacia el exterior, pasando por la llamada zona de transición, que es una capa delgada, sólo algunas centenas de Km, en la que la temperatura aumenta bruscamente de los  $2.5 \times 10^4$  K hasta el millón de grados Kelvin.

Una vez que se ha alcanzado la temperatura del millón de grados, comienza la última capa de la atmósfera solar: la corona. Debido a esta altas temperatura, la corona se expande continuamente hacia el medio interplanetario formando el viento solar (Hundhausen, 1972). En la atmósfera solar el campo magnético emergente genera patrones muy complejos que dan lugar a una gran variedad de fenómenos, entre los más conspicuos están las manchas solares y los hoyos coronales, éstos últimos resultan de gran interés para nuestro trabajo ya que ellos están asociados con el viento solar de alta velocidad y por tanto los discutiremos en secciones posteriores.

TABLA 1.1

Algunos parámetros sobre el Sol

Temperatura superficial media	$5.8 \times 10^3$ K
Diámetro	$1.4 \times 10^6$ Km.
Edad	$4.5 \times 10^9$ años
Masa	$2 \times 10^{30}$ Kg.
Periodo promedio de rotación	27 días
Distancia media a la Tierra	$1.5 \times 10^8$ millones de Km.
Energía radiada	$10^{33}$ erg/s

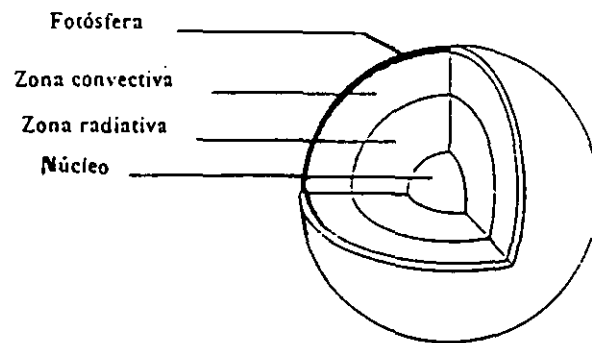


Fig.1.1 Estructura solar

## 1.2 LA ACTIVIDAD DEL SOL

A continuación se hará una breve descripción de los fenómenos más característicos de la actividad solar.

### 1.2.1. LAS MANCHAS SOLARES

Sin duda alguna, las primeras evidencias de la actividad del Sol que se observaron en la Tierra fueron las manchas del Sol sobre la fotosfera. Las manchas solares son regiones oscuras que se producen en la fotosfera. En estas zonas el campo magnético es muy intenso (hasta 4000 Gauss en manchas de gran tamaño) (Noyes, 1982). Este fuerte campo magnético inhibe el transporte de material, por lo tanto en ésta región el plasma es más frío comparado con sus alrededores y radía menos energía hacia el espacio, es por ello que estas regiones se aprecian de color oscuro al ser contrastadas con los alrededores. Galileo fue el primero en observar telescópicamente las manchas solares (1610). Pero curiosamente, fue hasta casi dos siglos después que Heinrich Schwabe demostró que el fenómeno de aparición y desaparición de las manchas es un fenómeno cíclico con un período de alrededor de 11 años y que se conoce como el ciclo solar. En general, el ciclo de la actividad solar es el resultado de la formación y evolución de complejas regiones de campo magnético en la zona convectiva. La interacción entre los movimientos convectivos y la rotación diferencial tuercen las líneas del campo magnético alrededor del Sol. El campo magnético es originalmente poloidal con dirección norte-sur (Figura 1.2a). El enredamiento continuo de las líneas del campo debido a la rotación diferencial da lugar a la formación de un campo toroidal (Figura 1.2b), este campo es llevado a la superficie por un fenómeno de flotación magnética (Beckers, 1981). Las columnas de material convectivo que sube o que baja se tuercen debido al efecto de Coriolis, lo que a su vez retuerce las líneas de campo magnético. Estas torceduras se convierten en pequeñas componentes poloidales (Fig. 1.2c). Los efectos combinados de muchas celdas convectivas en ascenso, restablecen, después de 22 años, el campo dipolar original (el dínamo  $\alpha$ - $\omega$ ; Krause y Radler, 1980).

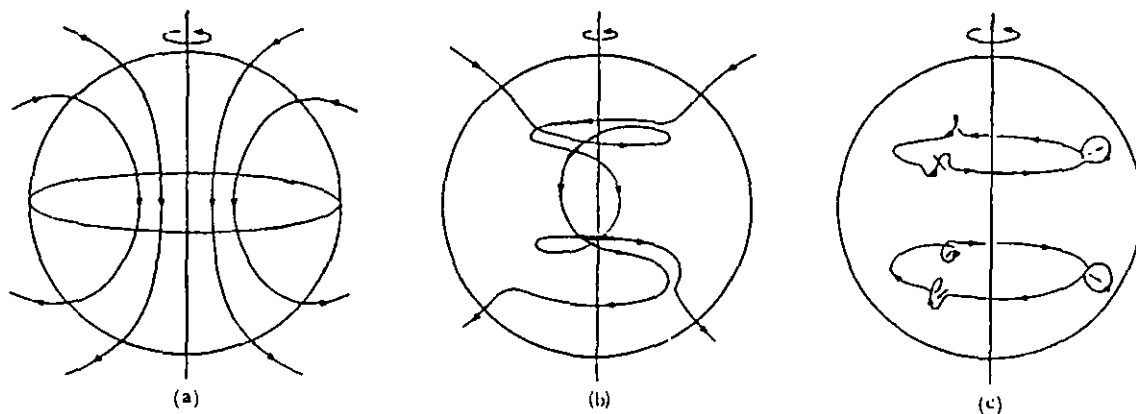


Fig 1.2. Esquemización de la transformación del campo magnético poloidal en un campo toroidal (Noyes, 1982)

### 1.2.2 LAS PROMINENCIAS SOLARES

En la cromosfera, se observan en el limbo solar y proyectándose hacia afuera unas estructuras llamadas prominencias solares. Estas estructuras tienen la apariencia de flamas rosadas que llegan a medir hasta 50 mil kilómetros de altura y consisten de filamentos de plasma los cuales siguen la forma geométrica de las líneas del campo magnético solar (Giovanelli, 1984). Sus temperaturas son del orden de los 10 mil grados Kelvin, menor que la temperatura promedio de la cromosfera, por ello al observarse sobre el disco solar se ven oscuras en contraste con los alrededores y se les llama filamentos.

### 1.2.3 LAS RÁFAGAS SOLARES

Una ráfaga, es básicamente un fenómeno explosivo que ocurre en las regiones coronales cuyos pies están en regiones activas de la fotosfera. Estas últimas están situadas en grupos de manchas solares. Cuando se observa una fotografía del Sol en rayos x, en la corona las regiones activas se aprecian como zonas muy brillantes. La razón de su brillo intenso es que la temperatura del material de esta zona es tan alta que éste emite en rayos x. La posición de una ráfaga en el disco solar es uno de los factores que se toman en cuenta para predecir si sus efectos causarán disturbios magnéticos en la Tierra. La energía de una ráfaga se libera principalmente en forma de radiación y partículas de alta energía que alcanzan velocidades de hasta 1/3 de la velocidad de la luz. La energía total liberada en una ráfaga varía en el rango de  $10^{28}$  a  $10^{32}$  ergs integrada sobre las tres fases de la ráfaga: fase precursora, fase principal y la fase de recuperación (Klecker, 1991), si comparamos esta energía con la luminosidad del Sol ( $10^{33}$  ergs), vemos que es sólo diez veces menor.

### 1.2.4 LAS EYECCIONES DE MASA CORONAL

Hace aproximadamente tres décadas, las grandes erupciones coronales, ahora conocidas como eyecciones de masa coronal (CMEs), fueron descubiertas por observaciones hechas con coronografo en los vuelos espaciales OSO-7 (Tousey, 1973) y Skylab (Gosling et al. 1974). Hoy en día las observaciones indican que son las eyecciones de masa coronal y no las ráfagas, las principales fuentes de liberación de energía y masa de la corona solar y además son causantes de los grandes disturbios interplanetarios. Las ráfagas, objeto de un intenso estudio durante décadas, no son necesarias para producir una eyección de masa coronal, y cuando ocurren en conjunto con una CME son probablemente un fenómeno asociado (Gosling et al. 1974) secundario.

Las primeras observaciones de CMEs hechas por el Skylab (Gosling et al. 1974), dejaron poca duda de que éstas eran las responsables de la expulsión de grandes cantidades de material coronal ( $10^{13}$  kg) requerido para producir flujos transitorios de viento solar de alta velocidad, el cual a su vez provoca tormentas geomagnéticas. La velocidad del material eyectado de la corona tiene velocidades que oscilan entre 10 km/s y 2000 km/s (Harrison, 1991). Gosling et al. (1974), encontraron que aunque pocas CMEs estaban acompañadas por ráfagas  $H\alpha$ , éstas eran más rápidas que las CMEs sin ráfagas y estaban casi siempre acompañadas por explosiones de radio tipo II o IV. Ellos sugirieron por lo tanto, dos tipos de disturbios interplanetarios no recurrentes: 1) aquéllos debidos a las CMEs rápidas asociadas con ráfagas y explosiones de radio tipo II o IV y 2) aquéllos debidos a las CMEs lentas no asociadas con ráfagas y explosiones tipo II o IV.

Las ráfagas solares son capaces de producir y acelerar una rica y compleja población de partículas caracterizadas por un amplio espectro de energías.

De un análisis de la radiación electromagnética y de las partículas energéticas observadas en ráfagas, se sigue que no todas las especies de partículas son aceleradas hasta su energía final al mismo tiempo. Al parecer existe una primera fase de aceleración de las partículas durante la cual se producen mayormente electrones no - relativistas. Existe también una segunda fase en la cual se aceleran principalmente iones y electrones relativistas. Actualmente no está claro si las dos fases de aceleración son producto de diferentes mecanismos de aceleración o si se trata de un mismo mecanismo pero con algunas modificaciones.

La primera fase de aceleración se caracteriza por la producción impulsiva de microondas la cual se asocia directamente a radiación sincrotrónica de electrones con energías que van desde varias decenas hasta varias centenas de kiloelectron-volts.

La segunda fase de aceleración se caracteriza por la ocurrencia de "explosiones" de radio tipo II y tipo IV. Las explosiones de radio tipo II, se presume que son el resultado de la conversión en radiación electromagnética de ondas de Langmuir excitadas por haces de electrones en el rango de energías de 10 a 1000 kiloelectron-volts.

Las "explosiones" de radio tipo IV, en general, son debidas a radiación sincrotrónica de electrones relativistas.

Actualmente, la teoría más aceptada que trata de explicar de dónde surge la energía necesaria para producir una eyección de masa coronal es la que se basa en la reconexión magnética Anzer y Pnevman (1982).

La estructura de una CME común consiste de un bulbo exterior bien definido cuya densidad es mayor que la de los alrededores, el bulbo delimita una cavidad en la cual en ocasiones se puede apreciar una prominencia eruptiva ( ver Figura 1.3 )

Cabe señalar que la aparición de prominencias, ráfagas, y de las eyecciones de masa coronal siguen al ciclo de las manchas solares (Nicholson, 1982).

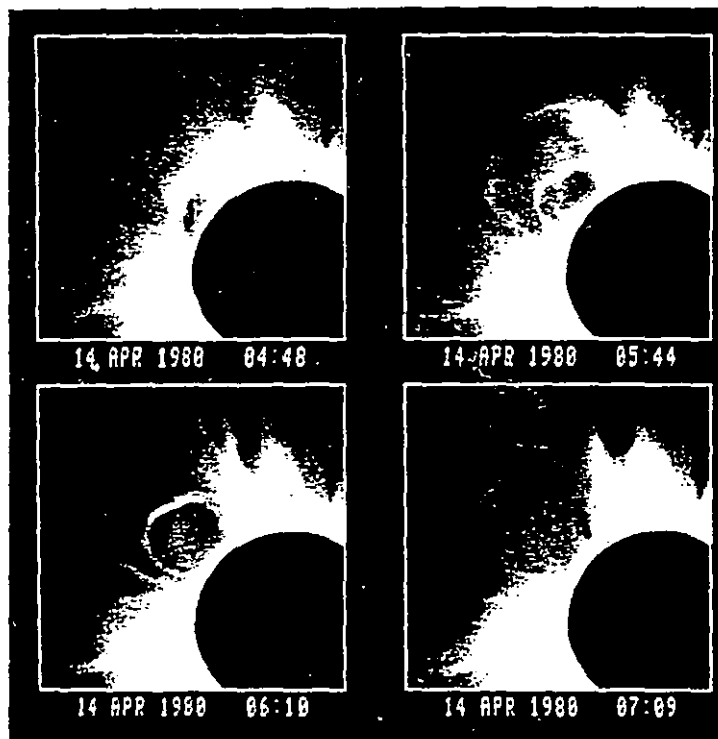


Fig. 1.3. Eyección de masa coronal del 14 de Abril de 1980 observada con el coronógrafo del observatorio High Altitude en la misión máximo solar (Harrison, 1991)

### 1.2.5 LOS HOYOS CORONALES

En la corona solar, el campo magnético no es uniforme, como se puede distinguir en fotografías del Sol tomadas en rayos x. En este tipo de fotografías, las regiones en donde las líneas de campo magnético son cerradas aparecen como regiones brillantes (Noyes, 1982). El plasma de esta zona al ser confinado por las líneas del campo magnético resulta más denso comparado con el de los alrededores. Como ya lo mencionamos antes las zonas muy brillantes indican las regiones activas; mientras que las partes que aparecen oscuras, corresponden a las zonas en que las líneas del campo están abiertas extendiéndose hacia el medio interplanetario, éstas zonas reciben el nombre de hoyos coronales.

La emisión de rayos x de los hoyos coronales es muy baja debido a que el material puede moverse libremente por lo que éste se enfría y escapa hacia el medio interplanetario en forma de haces de viento solar (del cual haremos una descripción detallada en la sección 1.4.)

Actualmente ya se ha comprobado que de los hoyos coronales pueden escapar haces de viento solar que llegan a alcanzar velocidades de hasta 1000 Km/s (Zirker, 1977).

Durante épocas alrededor del mínimo de actividad solar, la formación de dos grandes hoyos coronales en cada uno de los polos del Sol, es una característica inconfundible de la corona solar en ésta fase del ciclo. El período de vida de estos hoyos es de varias rotaciones solares.

Por el contrario, en épocas de máximo solar (alta actividad solar), estos dos grandes hoyos coronales desaparecen y pueden aparecer hoyos más pequeños de naturaleza altamente inestable con períodos de duración generalmente cortos (de horas a días) y ubicados en otras latitudes geográficas.

Cabe señalar que existe una gran variedad de fenómenos transitorios que ocurren en la atmósfera solar y que son también indicadores de la actividad del Sol, pero en esta sección únicamente hemos mencionado algunos de los más importantes y más comunes.

## 1.3 EL VIENTO SOLAR

El viento solar, es un fenómeno que consiste en la expansión superalfvénica de la corona solar hacia el medio interplanetario. La velocidad del viento solar a la altura de la órbita terrestre oscila entre 350 Km/h (viento solar lento) y 1000 Km/h (viento solar rápido) (Nicholson, 1982). El viento solar transporta hacia el espacio una fracción de la energía luminosa que genera el Sol, ésta energía representa alrededor de sólo una diez mil millonésima parte de toda la energía que emite el Sol en forma de radiación, la cual es del orden de  $2 \times 10^{33}$  ergs, sin embargo, como veremos más adelante esto es suficiente para que el dominio del campo magnético terrestre se perturbe de manera considerable.

El plasma del viento solar está constituido por partículas cargadas eléctricamente que normalmente se encuentran atrapadas por el campo gravitacional del Sol. Debido a las altas temperaturas que se registran en la corona ( $\cong 1\ 000\ 000$  K), el plasma escapa hacia el espacio con velocidades superalfvénicas (Hargreaves, 1979).



altas temperaturas que se registran en la corona ( $\cong 1\ 000\ 000\ K$ ), el plasma escapa hacia el espacio con velocidades superalfvénicas (Hargreaves, 1979).

El plasma que conforma al viento solar es poco denso, de hecho atraviesa el espacio que separa al Sol y la Tierra prácticamente sin colisiones; esto es despreciable si lo comparamos con las moléculas que forman el aire de nuestro entorno las cuales avanzan sólo algunas millonésima de centímetro antes de que sufran alguna colisión con alguna molécula vecina. A la altura de la órbita de la Tierra, la densidad del viento solar es de alrededor de 10 partículas por centímetro cúbico.

Cada partícula que escapa del dominio gravitacional del Sol, se lleva una pequeña fracción de momento angular de la estrella, por lo tanto, la acción combinada de todas las partículas del viento solar hace más lenta la rotación del Sol.

## 1.4 EL CAMPO MAGNÉTICO INTERPLANETARIO

El plasma del viento solar tiene una conductividad eléctrica muy alta, es por ello que cuando el viento solar fluye hacia el medio interplanetario, “arrastra” con él al campo magnético del Sol. En teoría de plasmas, es un resultado clásico el hecho de que las líneas de campo magnético se “anclan” prácticamente a un plasma de conductividad eléctrica muy alta, a este resultado se le conoce como el teorema de Alfvén (Priest, 1985).

De esta manera, cuando el viento solar llega a la Tierra también lo hace el campo magnético del Sol, formando lo que se conoce como el campo magnético interplanetario, que no es otra cosa que la extensión del campo magnético solar.

En forma bastante aproximada, el campo magnético del Sol es análogo a un campo dipolar durante el mínimo solar. Como ya mencionamos, el viento solar “extiende” éstas líneas de campo de tal forma que, a grandes distancias del Sol, las líneas que emergen del hoyo coronal polar norte están separadas de las líneas que regresan al hoyo polar sur, por una delgada hoja de corriente, es decir, una capa donde el campo magnético es nulo, a lo largo de la cual puede fluir libremente una corriente. A menudo, a ésta delgada hoja de corriente, se le invoca únicamente como “la hoja neutra” y se encuentra básicamente a la altura del plano ecuatorial del Sol. Por efecto de la rotación del Sol, las líneas de campo ya en el medio interplanetario se deforman y dan lugar a lo que se conoce como espiral de Arquímedes, lo cual se aprecia en la Figura 1.4. Conforme el Sol avanza hacia el máximo de actividad, las componentes multipolares aparecen provocando que el campo magnético interplanetario presente sectores de polaridad diferente, pues la hoja de corriente se distorsiona más y más.

Ahora también se sabe que éste patrón de sectores presenta una estructura tridimensional. Si el flujo del viento solar fuera uniforme e igual en ambos hemisferios, la hoja de corriente se encontraría cercana al plano de la eclíptica. Sin embargo, sabemos que los ejes magnético y de rotación del Sol no coinciden, y que la hoja de corriente no es plana sino que presenta ondulaciones hacia abajo y hacia arriba dando la apariencia de una gran falda de “bailarina” la cual permea el medio interplanetario, como se muestra en la Figura 1.5 (Friedman, 1986).

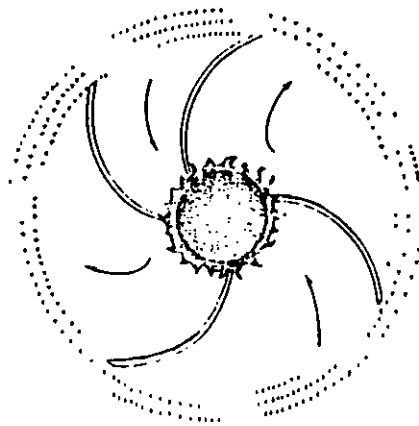


Fig. 1.4. La espiral de Arquímedes. Una esquematización de la estructura sectorial del campo magnético interplanetario. Los signos positivos corresponden al campo magnético dirigido fuera del Sol y los signos menos al campo dirigido hacia el Sol (Tascione, 1994).

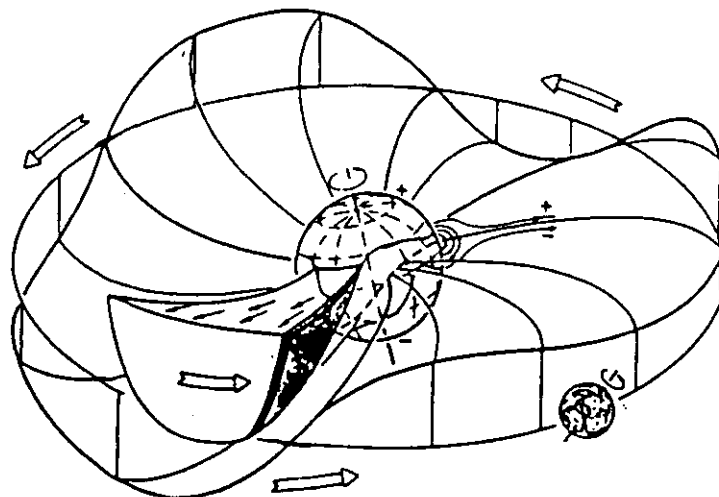


Fig. 1.5. Esquematización del campo magnético hacia el medio interplanetario, donde se aprecia la hoja de corriente eléctrica entre campos magnéticos en la misma dirección, pero de sentido opuesto, es por ello que se le llama "hoja de corriente neutra". Por el efecto de la inclinación del dipolo solar y de la rotación, la hoja neutra adopta la forma de una "falda de bailarina" (Noyes, 1982)

Observando la Figura 1.5 vemos que la estructura sectorial del campo magnético interplanetario es monitoreada por la Tierra cada vez que cruza la hoja neutra ondulada. En cada cruce, la polaridad magnética cambia de positiva a negativa o viceversa, dependiendo de si la Tierra se encuentre por arriba o por abajo de la hoja de corriente. Durante la fase de mínimo solar, la hoja de corriente casi no presenta ondulaciones y permanece en buena medida sobre el plano del ecuador solar, por el contrario, en la fase de máxima actividad solar, la hoja de corriente se deforma de tal manera que llega a alcanzar latitudes hasta de 60 grados. Cada once años, pasando el máximo solar, la polaridad del campo magnético solar se invierte, dando lugar a un ciclo magnético solar de 22 años (Schove, 1983).

Para finalizar ésta sección comentaremos que el campo magnético interplanetario presenta diversas irregularidades producidas por la expulsión de masas coronales y otros eventos transitorios que llevan su propio campo magnético. Estas irregularidades aunadas a la estructura de gran escala del campo interplanetario, modulan la llegada de los rayos cósmicos a la Tierra, que al interactuar con la atmósfera terrestre producen una amplia gama de complejos fenómenos también muy interesantes.

## CAPÍTULO 2

### LA ACTIVIDAD GEOMAGNÉTICA

#### 2.1 LA MAGNETÓSFERA TERRESTRE

En su viaje por el medio interplanetario, el viento solar encuentra a manera de obstáculo al campo magnético terrestre, al cual le es imposible penetrar, por lo que rodea a la Tierra formando una especie de cavidad en forma de cometa (ver figura 2.1). El hecho de que el viento solar no pueda penetrar en el campo geomagnético lo podemos explicar utilizando la siguiente analogía, la cual está basada en el experimento de Faraday: Cuando una placa conductora se mueve con respecto a un campo magnético, se inducen corrientes en la placa (ley de Faraday) y estas mismas corrientes crean un campo magnético y por tanto también una fuerza en dirección tal que se opone al movimiento de la placa. Si la placa tiene conductividad infinita (como lo es en el caso del viento solar), entonces un ligero movimiento producirá una corriente y una fuerza opositora infinitas y por tanto en el límite la placa no se moverá.

En condiciones normales, el frente de la cavidad se encuentra a una distancia de aproximadamente diez radios terrestres (un radio terrestre es igual a 6 371 Km) de la Tierra, y su cola se extiende más allá de la órbita de la Luna, como a unos mil radios terrestres (Hargreaves, 1979).

El frente de la cavidad magnetosférica del lado que da al Sol, se encuentra a una distancia en la cual la presión del viento solar es igual a la presión del campo geomagnético.

Si el plasma contiene  $N$  partículas por  $\text{cm}^3$ , cada una de masa  $m$ , viajando a velocidad  $v$  (cm/s) a un ángulo  $\psi$  respecto a la normal a la frontera, el número de partículas por segundo que golpean la frontera magnetosférica es  $Nv\cos\psi$ . Si suponemos reflexión especular, el cambio en el momentum es  $2Nmv^2\cos^2\psi$  dinas/cm<sup>2</sup>, el cual debe ser igual a la presión magnética  $B^2/8\pi$ , este balance se produce a  $\approx 10$  radios terrestres.

La magnetósfera terrestre es una región de plasma que contiene partículas cargadas de un gran rango de energías, desde los cientos hasta los millones de electrón volts. En el lado de la magnetósfera que da hacia el Sol, se encuentra una región muy extensa en la que los valores de la densidad, velocidad, presión del gas y del campo magnético, sufren un salto brusco, es decir estamos en la presencia de una onda de choque. Esta última se genera porque el viento solar se mueve a velocidades superalfvénicas.

La frontera que define la terminación de la magnetosfera, es conocida con el nombre de magnetopausa (ver Figura 2.1), esta es una zona caracterizada por una gran turbulencia. En la magnetopausa, la velocidad del viento solar decrece hasta los 250 km/s, y la energía cinética se convierte en energía térmica de manera que la temperatura de esta región se incrementa hasta  $5 \times 10^6$  K, lo cual es de 5 a 10 veces más alta que la temperatura del viento solar.

La región entre la onda de choque y la magnetopausa tiene propiedades distintas a las del viento solar y a las de la magnetosfera, el plasma y campo magnético observados

aquí son más bien de origen solar que terrestre. Esta región se conoce con el nombre de magnetofunda (ver Figura 2.1).

Debemos destacar, como ya lo mencionamos en su momento, que el flujo del viento solar no es un flujo constante sino que continuamente los valores de los parámetros que lo describen sufren fluctuaciones. De esta forma, es natural pensar que la magnetósfera terrestre de alguna forma debe de responder a estas fluctuaciones, y la manera en que nos damos cuenta de ello es por los medidores de campo geomagnético colocados en la superficie terrestre que registran diariamente variaciones en sus medidas. Estas variaciones continuas en la intensidad del campo geomagnético es lo que se conoce como actividad geomagnética, la cual por razones ya expuestas anteriormente está fuertemente controlada por la actividad solar vía el viento solar (Zirker, 1977).

Generalmente los sensores de la intensidad del campo geomagnético registran las variaciones en la componente horizontal del campo. De esto último daremos una descripción completa en las próximas secciones.

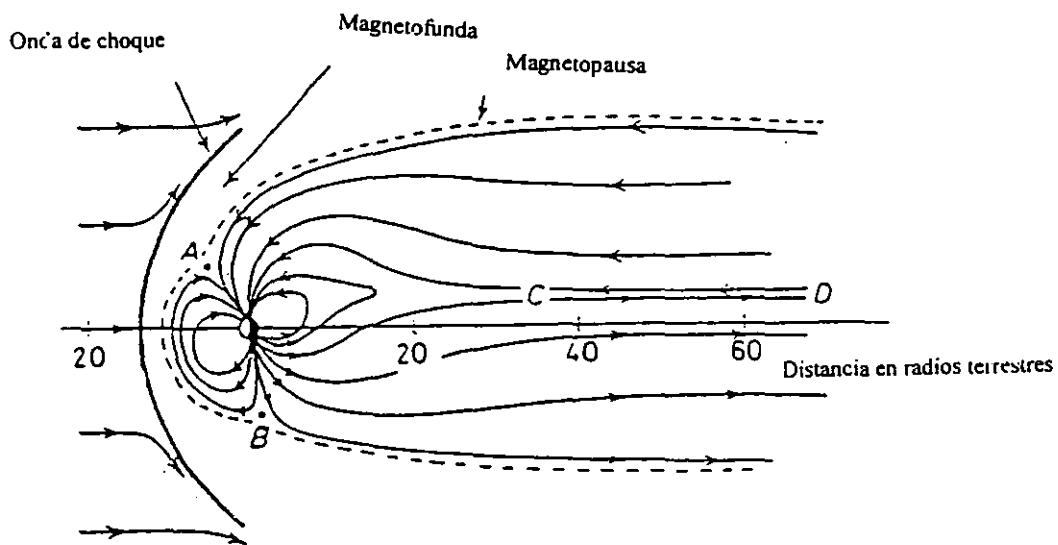


Fig. 2.1. Esquemización de la estructura de la magnetósfera terrestre (Otaola, Mendoza y Pérez, 1993)

## 2.2 EL CAMPO MAGNÉTICO TERRESTRE

La existencia del campo magnético de la Tierra es conocida desde la antigüedad mediante las aplicaciones de la brújula a la navegación.

La intensidad del campo magnético terrestre es de carácter vectorial y sabemos que en el hemisferio norte su proyección señala, aunque no exactamente, al norte geográfico. Para estudiar los componentes de la intensidad del campo magnético terrestre se toma como sistema de referencia, en un punto de la superficie de la Tierra, un sistema cartesiano de coordenadas XYZ en la dirección norte, este, y nadir, o sistema geográfico, en el que el norte es el norte geográfico. La intensidad del campo magnético es denotada por  $F$ , su proyección horizontal se denota por  $H$  y los componentes sobre los ejes vienen designados por XYZ. La dirección de  $H$  señala al norte magnético y el ángulo que forma ésta dirección con el norte geográfico es  $D$ , la declinación magnética. El ángulo entre  $F$  y la horizontal es  $I$ , el ángulo de inclinación (Udías, 1986) (ver figura 2.2)

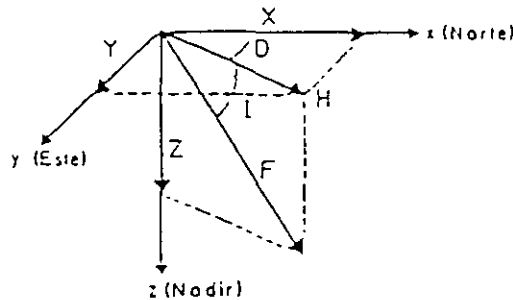


Fig. 2.2. Descomposición vectorial del campo geomagnético en el sistema de referencia geográfico (Udías, 1986).

Para definir el campo magnético en un punto bastan tres cantidades que suelen ser  $X$ ,  $Y$ ,  $Z$ , o  $F$ ,  $Y$ ,  $D$ .

La unidad en el sistema cgs más usada para medir la intensidad del campo es un submúltiplo del Gauss: la gamma ( $\gamma$ ):

$$1 \gamma = 10^{-5} \text{ Gauss}$$

## 2.3 VARIACION DEL CAMPO GEOMAGNÉTICO EXTERNO

El campo magnético terrestre es en su mayor parte de origen interno. El magnetismo interno de la Tierra se explica por la llamada teoría del dínamo. Para entender la teoría del dínamo vale la pena recordar la estructura interna de la Tierra. La estructura interna de la Tierra está formada básicamente por tres capas: El manto, el núcleo externo y el núcleo interno (ver figura 2.3). El núcleo externo es de naturaleza líquida, mientras que el núcleo interno es sólido. En base a información sísmica se ha podido determinar que la

composición química de los dos núcleos es similar estando compuestos básicamente por una aleación de Hierro y níquel.

En el núcleo líquido, el cual está girando respecto del manto sólido, se generan complejos patrones de corrientes eléctricas.

Estas corrientes generan a su vez un campo magnético, parte del cual escapa hacia la superficie de la Tierra originando el campo magnético que medimos y otra parte interacciona con el núcleo líquido que está en movimiento sosteniendo de esta manera la acción del dínamo.

Sin embargo, existe también un campo externo producido fuera de la Tierra, principalmente por la actividad del Sol. Las variaciones temporales del campo interno (variación secular) sólo son apreciables en períodos largos de tiempo: decenas a centenas de años, mientras que las variaciones del campo externo son de más corta duración (segundos a años) (Udias, 1986). Las variaciones externas se dividen en periódicas y no periódicas. Las variaciones periódicas se aprecian mejor en los días tranquilos, es decir, aquéllos en los que las perturbaciones de la actividad solar son pequeñas. Las variaciones periódicas dependen de la influencia continua del Sol y de la Luna, por lo que su periodicidad está relacionada con los períodos orbitales de estos astros y de la rotación de la Tierra. Además de esto, hay que considerar a los asociados a la actividad solar cuando va de un máximo a un mínimo a lo largo de 5 años en promedio y a la rotación de Sol que es aproximadamente de 27 días.

En la Tabla 2.1 se presentan estas perturbaciones, sus períodos y sus magnitudes características.

Las perturbaciones magnéticas generadas por actividad solar, tienen su origen en la entrada en la atmósfera terrestre de partículas provenientes del Sol a través del viento solar, la consecuencia más evidente de éstos son los espectaculares fenómenos luminosos conocidos como auroras boreales y australes, los cuales sólo son visibles en general a altas latitudes geográficas (Hargreaves, 1977).

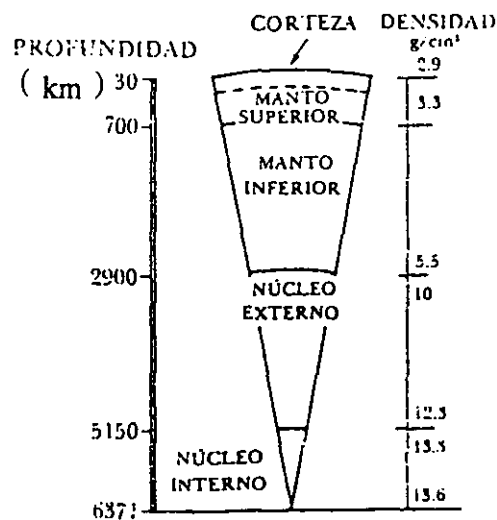


Fig. 2.3 . Estructura interna de la Tierra (Udias, 1986)

**TABLA 2.1**

*Frecuencias, períodos y amplitudes de las fluctuaciones del campo geomagnético*

<i>Fenómeno</i>	<i>Frecuencia ( Hz )</i>	<i>Período ( Seg )</i>	<i>Amplitud ( <math>\gamma</math> )</i>
<i>Variación secular del campo geomagnético</i>	$\cong 10^9$	$\cong 18^8$	$\cong 10^1$
<i>Variación estacional del campo geomagnético</i>	$\cong 10^8$	$\cong 10^7$	$\cong 10^1$
<i>Variación diaria del campo geomagnético</i>	$\cong 10^{-5}$	$\cong 10^5$	$\cong 5 \times 10^1$
<i>Tormentas geomagnéticas</i>	$\cong 10^5$	$\cong 10^5$	$\leq 10^3$
<i>Variación diurna del campo geomagnético</i>	$1.16 \times 10^5$	$8.64 \times 10^4$	$\cong 2.5 \times 10^1$
<i>Perturbaciones ionosféricas</i>	$\cong 10^3$	$\cong 9 \times 10^2$	$\cong 10^1$
<i>Micropulsaciones</i>	$10^3 - 10^1$	$10^1 - 10^3$	$\cong 5 \times 10^1$
<i>Whistler</i>	$\cong 10^4$	$\cong 10^4$	$35 \times 10^3$

Seg: segundos

$\gamma$ : gammas

Hz: Hertz

### 2.3.1 LA VARIACIÓN SOLAR TRANQUILA

Las observaciones del registro continuo del campo magnético permiten descubrir en los días tranquilos, es decir, no perturbados, la presencia de una variación periódica que depende del tiempo solar local. Esta variación se conoce con el nombre de “variación solar tranquila” y por la abreviatura Sq (solar quiet), su período predominante es de un día solar y tiene un máximo, positivo o negativo a las doce horas (Matsushita, 1967). La amplitud de este máximo en la componente horizontal es de, aproximadamente, 100 nanoteslas, mientras que en la componente vertical sólo llega a unas 20  $\gamma$ . Las variaciones en el ángulo de declinación oscilan entre 2 y 4 minutos de arco. La variación solar quieta, depende también de la latitud. En la Figura 2.4 se muestra una esquematización de la variación Sq para tres latitudes distintas. En todos los casos el valor extremo (máximo o mínimo) corresponde a las doce horas solares. Para la componente horizontal H, el máximo corresponde a puntos del ecuador magnético, mientras que en la componente vertical Z, la variación es prácticamente nula en dicha posición, y lo mismo sucede con la declinación D. La variación de H, Z, D con respecto a la latitud magnética viene representada en la Figura



2.5. La componente H tiene un máximo en el ecuador y un mínimo para latitudes de cerca de 30 grados. La componente Z de la variación Sq es nula en el ecuador magnético y tiene un máximo para latitudes entre 5 y 10 grados, negativo al norte y positivo al sur. A partir de estas latitudes, la amplitud Z disminuye al aumentar la latitud. La forma y amplitud de la variación Sq varía también con la época del año. Para estudiar esta variación (Udias, 1986) se divide al año en tres grupos de 4 meses denominados D (noviembre, diciembre, enero y febrero) ; E (marzo, abril, septiembre y octubre) y J (mayo, junio, julio y agosto). Los meses D y J corresponden a los solsticios de invierno y verano y los E a los 2 equinoccios. Las amplitudes de las variaciones de H y Z son mayores en los meses E y los máximos corresponden siempre a latitudes bajas. Las variaciones de D, que tienen un máximo en latitudes altas, son mayores en los meses J en el hemisferio norte y en los meses D en el hemisferio sur.

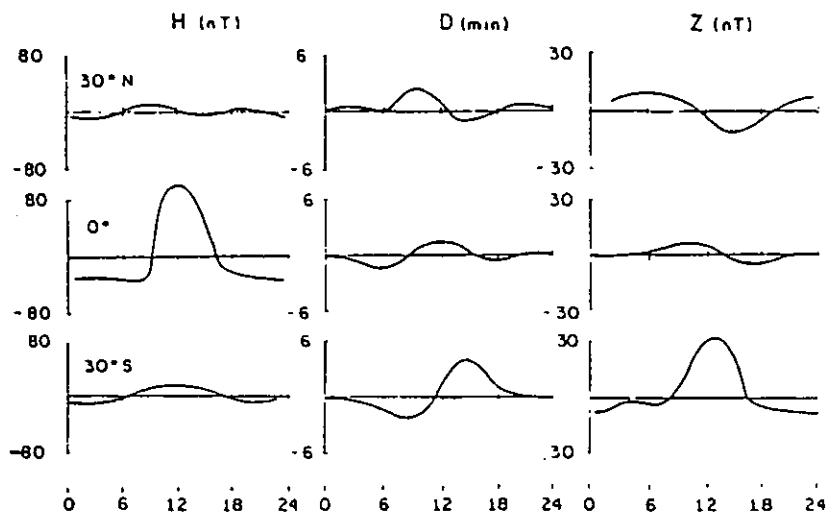


Fig. 2.4. Variación en 24 horas para tres latitudes magnéticas de la variación Sq observada en las componentes H, D y Z (Udias, 1986).

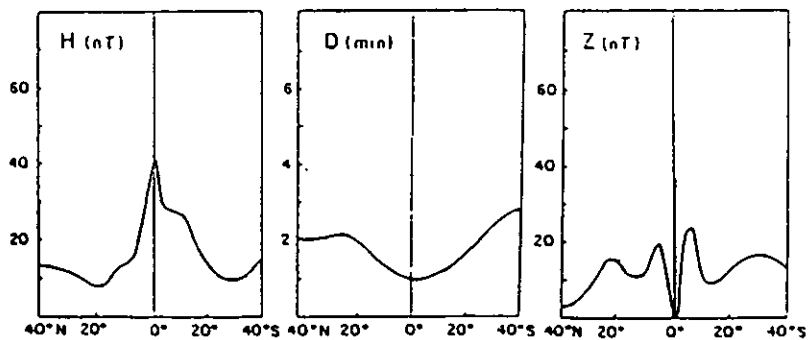


Fig. 2.5. Distribución del máximo de la variación solar tranquila para H, D y Z con la latitud magnética (Udias, 1986).

La variación  $S_q$  es el resultado de un sistema de corrientes (deriva de iones) fluyendo en la capa E de la ionosfera. Esta capa ionosférica es una región comprendida entre los 85 Km y los 140 Km medidos a partir de la superficie terrestre (Hargreaves, 1977 ). El hecho de que la alta atmósfera presente una capa altamente conductora es el resultado de una alta ionización de las moléculas de los gases que conforman esta región, principalmente nitrógeno y oxígeno moleculares. Los agentes ionizantes son partículas (protones y electrones) provenientes del Sol que presentan un amplio rango de energías y la radiación solar EUV y UV.

## 2.4 TORMENTAS MAGNÉTICAS

El término “tormenta magnética” se usa esencialmente para describir a las perturbaciones no periódicas muy grandes del campo magnético terrestre.

Las tormentas magnéticas, observadas en los registros de magnetogramas, presentan gran variabilidad y complejidad, lo cual a su vez refleja también lo complejo que es la actividad solar. Sin embargo (ver por ejemplo Gonzalez et al. 1994), una tormenta clásica, presenta una serie de características bien distinguibles en los registros de magnetogramas. En lo sucesivo trataremos de dar una descripción de tales características.

Una tormenta típica comienza con un incremento repentino considerable (de 5 a 30  $\gamma$ ) en la componente H del campo geomagnético. Este inicio es el llamado comienzo repentino (SC), el cual se da en un intervalo de tiempo del orden de minutos (ver Figura 2.6). Las tormentas débiles tienden a tener menos pronunciado y menos prolongados comienzos repentinos. La subida súbita del campo magnético es el resultado de un cambio en la compresión de la magnetosfera producido por una onda de choque propagándose adelante del viento solar. El SC es detectado en observatorios de baja latitud como un incremento impulsivo en la componente H; dependiendo de la localidad y de la tormenta particular, el SC puede ser, positivo, negativo o doble valuado. El tiempo de subida es el tiempo que la onda de choque tarda en alcanzar todos los puntos de la magnetopausa y transmitirse a la Tierra como una onda hidromagnética. Cuando un SC no está seguido por una fase posterior de tormenta decimos que sólo ha ocurrido un impulso repentino (SI).

Dentro de un intervalo de tiempo que va desde la media hora hasta las pocas horas después del comienzo repentino, las medidas del campo magnético superficial comienzan a mostrar un marcado decremento (de 100  $\gamma$  hasta rara vez 1000  $\gamma$  en la componente H). La fase principal de la tormenta dura del orden de días. Esta fase es causada por la presencia de un anillo de corriente ecuatorial en la magnetosfera. El incremento en la corriente de anillo esta bien correlacionado con el hecho de que el campo magnético interplanetario arrastrado por el viento solar hacia la Tierra, lleva consigo una componente  $B_z$  sur. Esto último permite obtener energía del viento solar a través de un acoplamiento entre los campos geomagnético e interplanetario en la magnetopausa (Stern, 1996). Cuando este acoplamiento sucede, la corriente de anillo aumenta, produciendo un campo magnético que se opone al campo magnético terrestre y es por eso que se presenta el decremento en la componente horizontal.

Como la onda de choque asociada con el viento solar usualmente involucra cambios en la presión y dirección del campo, las tormentas típicas muestran efectos de compresión y ensanchamiento de la magnetósfera, pero éste no es siempre el caso, hay tormentas que no tienen la fase principal.

La parte final, es la fase de recuperación, ello consiste de un suave incremento del valor del campo hacia sus valores normales, durante un tiempo característico del orden de días. La fase de recuperación frecuentemente se desarrolla más rápido que la fase principal. La fase de recuperación resulta de un decremento en la población de partículas cargadas que forman el plasma del anillo de corriente. Una vez, que el mecanismo que alimenta de partículas cargadas al anillo de corriente deja de operar, entonces la población de partículas de esta zona se difunde por varios mecanismos. Las tormentas con SC son seguidas por eventos transitorios que se originan en el Sol, viajan a velocidades superalfvénicas por el medio interplanetario y por tanto generan ondas de choque. Los eventos transitorios más comunes son las eyecciones de masa coronal.

Las tormentas que no presentan comienzo repentino son producidas por la llegada de una región donde interaccionan haces de viento rápido de un hoyo coronal y el viento más lento del medio circundante. No trae asociado un choque a la altura de la órbita terrestre y por ello no se observa el SC. La componente  $B_z$  está dada por las ondas de Alfvén que se propagan por las líneas de campo abiertas del hoyo y se amplifica cuando el viento rápido se encuentra con el lento. Estas tormentas muy rara vez alcanzan valores negativos grandes de  $H$  en su fase principal.

El término "subtormenta" magnética, denota un proceso mediante el cual la energía extraída del viento solar y almacenada en la magnetósfera es disipada. La fase principal de una tormenta magnética frecuentemente parece ser la superposición de muchas subtormentas, cada una de las cuales contribuye a alimentar de partículas al anillo de corriente. La subtormenta es la principal inestabilidad de la magnetósfera y es muy común, con frecuencia se observa casi diariamente y rara vez está ausente por muchos días. La subtormenta ocurre casi en la media noche local y su manifestación son las auroras (Hargreaves, 1977).

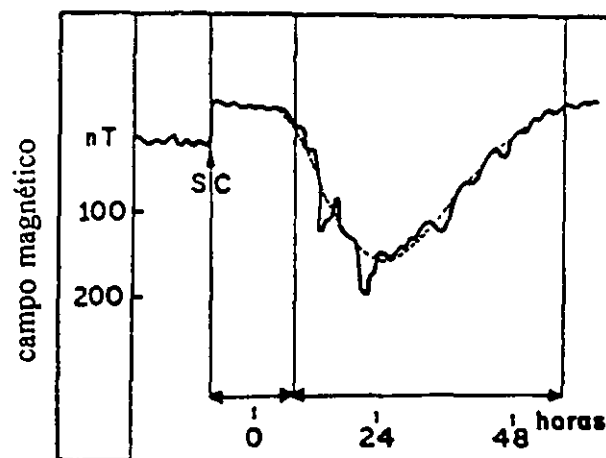


Fig. 2.6. Esquemización de las fases de una tormenta magnética típica con comienzo repentino (Udias, 1986).

## 2.5 ÍNDICES GEOMAGNÉTICOS

Para caracterizar la actividad geomagnética, se usa una gran variedad de índices geomagnéticos. La asociación internacional de aeronomía y geomagnetismo (IAGA) de hecho tiene registrados 19 índices geomagnéticos, algunos de ellos son índices especiales diseñados para caracterizar aspectos específicos de los disturbios del campo mientras que otros son promediados para dar lugar a índices globales o "planetarios", estos últimos proporcionan una medida del nivel global de los disturbios magnéticos (Siebert, 1971; Mayaud, 1967, 1968, 1972; Svalgaard, 1976). En la siguiente sección discutiremos el significado de varios índices geomagnéticos Mayaud( 1977).

La Figura 2.7 muestra una reproducción de un magnetograma de la variación de la componente horizontal del campo geomagnético en una estación de media latitud ( $30^\circ$  N). El registro se extiende sobre 12 intervalos de tiempo universal de tres horas. Una tormenta geomagnética comenzó a las 9 horas tiempo universal y el nivel del campo durante la noche inmediata disminuyó considerablemente comparado con su nivel normal. La variación Sq es indicada con la línea a trazos. Durante cada intervalo de tres horas, la componente horizontal presenta variaciones irregulares.

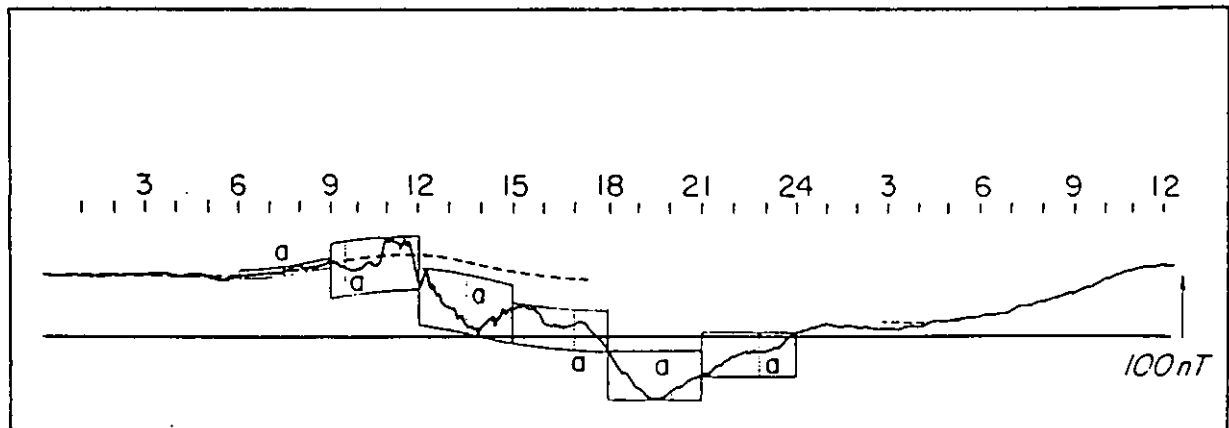


Fig. 2.7. Magnetograma de la componente de la componente horizontal del campo geomagnético en una estación de media latitud. El registro cubre doce intervalos de tres horas. Una tormenta magnética comienza alrededor de las nueve tiempo universal. La línea punteada muestra la variación Sq (Mayaud, 1967).

Dentro de cada intervalo de tres horas, las variaciones irregulares presentan un máximo y un mínimo absolutos; parte de esta variación es debida sin embargo, a la variación Sq y por lo tanto debe eliminarse. Notamos que cada intervalo presenta una amplitud (marcada con *a* en la Figura 2.7), definida como la diferencia entre el máximo y el mínimo relativo de cada intervalo. La amplitud *a* es una medida de las fluctuaciones que se cree son causadas por la interacción del viento solar con la magnetósfera durante el intervalo de tres horas.

Para construir un índice planetario o global, las amplitudes se promedian sobre algunos observatorios seleccionados en ambos hemisferios.

En lo sucesivo, y sin tratar de adentrarnos en la deducción de cada índice, discutiremos algunas generalidades de los más usados comúnmente.

### *El índice K*

Este es un índice que se mide en intervalos de tres horas, diseñado para medir las variaciones irregulares en los magnetogramas estándar. Se adoptó en septiembre de 1939. El índice K es una medida de la radiación corpuscular solar con base en la intensidad de la actividad geomagnética causada por las corrientes eléctricas producidas en la ionosfera por tal radiación.

Cada observatorio asigna un entero de 0 a 9 para cada intervalo de tres horas en cada día, comenzando en 000, 0300, 0600, 0900, 1200, 1500, 1800, 2100... tiempo universal. Se adopta una escala permanente por cada observatorio. Esta escala define el índice K de la siguiente manera (Mayaud, 1977):

A cada intervalo de tres horas se le asigna un rango R (R se mide en  $\gamma$ ), el cual está dado por la diferencia entre el valor superior y el inferior de la variación diaria regular en cada intervalo de tres horas. La variación diaria regular, está representada por una curva suave, considerando la estación, el ciclo de las manchas solares, y la fase de la luna. R se puede obtener para cada uno de los elementos magnéticos D, H, Z, X o Y. Aunque en 1963, la IAGA recomendó que no se usara la componente Z para medir el índice K, debido a que los efectos causados por anomalías magnéticas internas son muy grandes en la componente Z.

En 1938, la escala para K adoptada por el observatorio estándar de Niemegek (52° 04"N, 12° 40" E) fue la siguiente:

K =	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9
R =	5	10	20	40	70	120	200	230	500	$\gamma$

Por lo tanto, si R es más pequeño que 5  $\gamma$ , K = 0 ; si R es más grande que 5  $\gamma$  y menor que 10  $\gamma$ , K = 1; etc., finalmente si R es más grande que 500  $\gamma$ , K = 9. Nótese que la escala construida así es logarítmica.

El índice K, refleja principalmente la actividad de la zona auroral, por lo que las estaciones más cercanas a la zona auroral son mucho más sensibles, y registran disturbios más grandes que las estaciones ubicadas en latitudes más cercanas al ecuador durante un mismo evento. Por lo tanto y con objeto de que todas las estaciones asocien a un evento el mismo valor en K, existen tablas de conversión para cada observatorio.

Cada observatorio tiene su propia calibración para asociar los valores a K. La Tabla 2.1 muestra el límite bajo para R y el correspondiente valor de K, para los observatorios representativos .

**TABLA 2.1**

**Definición de la escala de K para 6 observatorios representativos**

**Límite inferior de R en nanoteslas para cada valor de K**

<b>K</b>	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9
<b>observa- torio</b>										
<b>Godhavn</b>	0	15	30	60	120	210	360	600	1000	1500
<b>Sitka</b>	0	10	20	40	80	140	240	400	660	1000
<b>Huankayo</b>	0	6	12	24	48	85	145	240	400	600
<b>Fredericks burg</b>	0	5	10	20	40	70	120	200	330	500
<b>Tucson</b>	0	4	8	16	30	50	85	140	230	350
<b>Honolulu</b>	0	3	6	12	24	40	70	120	200	300

Tabla obtenida de Mayaud (1977).

El índice K es una medida de los disturbios magnéticos locales. Una manera de representar disturbios magnéticos globales sería promediar los índices K de todas las estaciones, sin embargo, esto no sería satisfactorio, ya que la distribución geográfica de los observatorios no es uniforme.

**Indices  $K_s$  y  $K_p$**

El índice  $K_p$  también tri-hora fue diseñado por Bartels (1949) para medir la variación “planetaria” de la actividad geomagnética. La manera en que se construye es la siguiente: Primero, el índice K es llevado a una forma estandarizada, el llamado índice  $K_s$ . este índice está libre de las variaciones locales propias de cada estación. El índice  $K_s$  varía continuamente en el rango de 0.0 a 9.0. pero está dado en tercios de entero. Por ejemplo, el intervalo 1.5 a 2.5 se divide en tres partes iguales, designándolas por los símbolos 2-, 2<sub>0</sub> y 2+, por lo tanto  $K_s$  puede tomar en este intervalo los valores 2-, 2<sub>0</sub> o bien 2+. Por lo tanto el índice  $K_s$  puede tomar 28 valores: 0<sub>0</sub>, 0+, 1-, 1<sub>0</sub>, 1+, ..., 9-, y 9<sub>0</sub>.

El valor del índice  $K_p$  para cada intervalo de tres horas es el promedio del índice  $K_s$  de doce estaciones comprendidas en la banda de latitud de 48° y 63°. 0<sub>0</sub> denota días excepcionalmente quietos, y 9<sub>0</sub> representa a las tormentas más intensas, ambos grados

ocurren muy raramente. Un cambio, por ejemplo, de 2. a 2<sub>0</sub> representa un incremento notable en la actividad geomagnética.

Un nuevo índice K<sub>m</sub> de carácter global se ha desarrollado recientemente como un intento por mejorar el K<sub>p</sub>. El K<sub>m</sub> no es más que el promedio de dos índices: K<sub>norte</sub> y el K<sub>sur</sub>, derivados de estaciones en el hemisferio norte y sur respectivamente. Una de las mayores ventajas de este índice es que es derivado de observatorios que están mejor distribuidos geográficamente.

### *Indices ap, Ap*

Los índices tipo K tri-hora están definidos en una escala cuasilogarítmica, por lo tanto, no son convenientes para derivar un índice que nos indique las variaciones diarias. Sería mejor tener un índice geomagnético que variara en una escala lineal. Con este propósito se construye el índice magnético ap. Este último se deriva a partir del índice K<sub>p</sub> mediante el uso de la tabla 2.2.

**TABLA 2.2**

**Valor del índice ap para un valor dado de K**

Si K <sub>p</sub> = 0 <sub>0</sub>	0 <sub>+</sub>	1.	1 <sub>0</sub>	1 <sub>+</sub>	2	2 <sub>0</sub>	2 <sub>+</sub>	3.	3 <sub>0</sub>	3 <sub>+</sub>	4.	4 <sub>0</sub>	4 <sub>+</sub>
⇒ap = 0	2	3	4	5	6	7	9	12	15	18	22	27	32
Si K <sub>p</sub> = 5.	5 <sub>0</sub>	5 <sub>+</sub>	6.	6 <sub>0</sub>	6 <sub>+</sub>	7.	7 <sub>0</sub>	7 <sub>+</sub>	8.	8 <sub>0</sub>	8 <sub>+</sub>	9.	9 <sub>0</sub>
⇒ap = 39	49	56	67	80	94	111	132	154	179	207	236	300	400

Tabla tomada de Mayaud (1977)

El índice Ap se define como el promedio de los 8 índices diarios ap, y es por lo tanto un índice diario.

### *Los índices ak, Ak*

Mediante un procedimiento similar, se construyen los índices ak y Ak. El índice ak se obtiene a partir de índice K con el uso de la Tabla 2.3.

**TABLA 2.3**

**Valor del índice  $a_k$  para un valor dado de  $K$**

Si $K =$	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9
$\Rightarrow a_k =$	0	3	7	15	27	48	80	140	240	400

Tabla tomada de Mayaud (1977)

El índice  $A_k$  también es el promedio de los ocho índices diarios  $a_k$ , por lo tanto,  $A_k$  también es un índice diario.

Existen también los índices  $a_m$  y  $a_a$ , de los cuales discutiremos algunos detalles en la siguiente sección. Estos índices tienen una importancia capital en el tema central de este trabajo, debido a que se correlacionan bien, como lo veremos más adelante, con algunos parámetros dinámicos del viento solar (Zirker, 1977).

***Los índices  $a_m$ ,  $a_a$***

El índice  $a_m$ , a grosso modo se obtiene de la siguiente forma (Mayaud, 1977): Los índices  $K$  medidos en los observatorios ubicados en el hemisferio norte se estandarizan y se promedian por cada observatorio, a cada uno de estos promedios se les asigna un peso de acuerdo a la localización geográfica de cada observatorio y finalmente se obtiene un promedio pesado. Lo mismo se hace para los observatorios magnéticos del hemisferio sur. Finalmente, el índice  $a_m$  no es más que la media aritmética de estos dos promedios pesados.

Por lo tanto, el índice  $a_m$  es una medida “global” de las perturbaciones en el campo geomagnético, inducidas como ya mencionamos anteriormente por el viento solar. De hecho, este índice está correlacionado específicamente con la velocidad del viento solar como lo podremos comprobar más adelante en la siguiente sección.

El índice  $a_a$  es similar en su deducción al índice  $a_m$ , sólo que es derivado exclusivamente de dos observatorios situados en localidades antipodales aproximadamente, una en Inglaterra y otra en Australia.



## 2.6. EL ÍNDICE $a_m$ : UNA MEDIDA DE LA VELOCIDAD DEL VIENTO SOLAR

El hecho de que la actividad geomagnética depende de los parámetros del viento solar, especialmente de la velocidad, fue notado por primera vez en los trabajos de Snyder (1963) y desde entonces ha sido continuamente confirmado. La Figura 2.8 muestra que en promedio, el índice  $a_m$  es aproximadamente proporcional al cuadrado de la velocidad del viento solar. Vale la pena remarcar el que un índice que fue concebido desde hace 40 años (Bartels, 1938) responda tan claramente a un factor extra-terrestre.

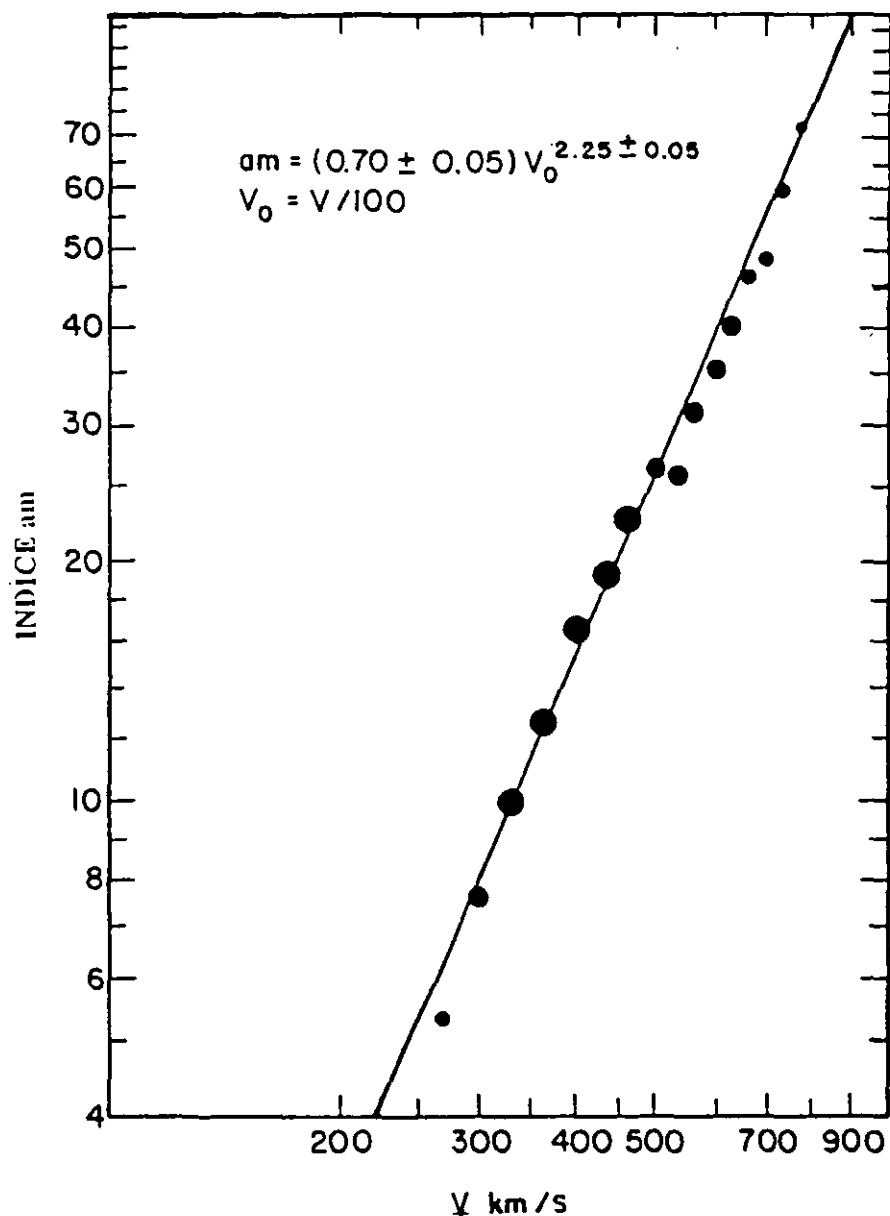


Fig. 2.8. Dependencia del índice  $a_m$  con la velocidad del viento solar usando información del intervalo temporal 1965 - 1973. Más de 9000 intervalos de tres horas fueron usados. El área de los círculos negros es proporcional al número de intervalos de tres horas usados en el promedio. Una relación potencial con exponente casi de 2.25. Similares resultados han sido reportados por Murayama y Hakamada (1975) y por Crooker et al. (1977).

La actividad geomagnética ha sido continuamente monitoreada desde hace casi dos siglos (ver Figura 2.9)

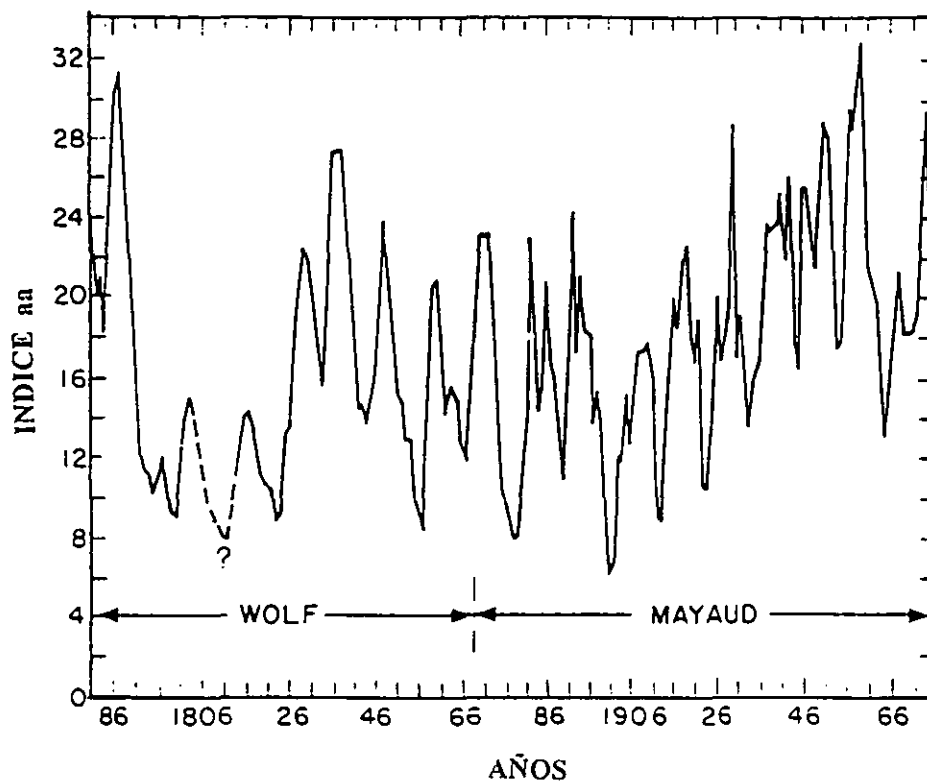


Fig. 2.9. Promedios anuales de la actividad geomagnética de 1781 hasta 1977. A partir de 1868 el índice aa es monitoreado de forma sistemática (sección 2.6). Antes de 1868 el índice ha sido calculado a partir de datos de la declinación magnética dados por Wolf (1884). Note que no hay información magnética disponible de 1805 a 1813. Wolf usó el despliegue de auroras como una medida de la actividad magnética (Zirker, 1977).

## ***CAPÍTULO 3***

### **FENÓMENOS DEL CICLO SOLAR Y SU RELACIÓN CON LA ACTIVIDAD GEOMAGNÉTICA**

#### ***3.1 UNA CLASIFICACIÓN DE LA ACTIVIDAD GEOMAGNÉTICA***

En el capítulo 2 quedó manifestado que la actividad geomagnética; es decir, las continuas fluctuaciones en la intensidad del campo magnético terrestre, son la firma de la respuesta de la magnetósfera a los cambios en los diferentes parámetros del flujo del viento solar. Ahora sabemos que entre el flujo del viento solar y la magnetósfera existe una compleja interacción, que da lugar a su vez a un no menos complejo intercambio de energía de todo tipo.

Los efectos de estos intercambios de energía se manifiestan, como ya vimos antes, incluso en la atmósfera superior. Eventualmente, partículas con un amplio rango de energías y traídas por el viento solar, se precipitan en las capas superiores de la atmósfera produciendo una gran variedad de fenómenos, desde las auroras hasta la ionización de las capas superiores.

En este capítulo enfocaremos nuestros esfuerzos a tratar de establecer una clasificación de la actividad geomagnética, basados esencialmente en el tipo de fuente solar que a ella da lugar. El hecho de poder, en principio, establecer la fuente solar de cada disturbio geomagnético, sienta lo que pudieran ser las bases para la predicción del impacto de la actividad solar en la Tierra, en particular algunos disturbios geomagnéticos muy intensos, como son las tormentas magnéticas. Durante una intensa tormenta magnética, se alteran considerablemente las propiedades físicas y químicas de la capa ionosférica, entre ellas, la reflexión y refracción de las ondas electromagnéticas, es por ello que en períodos de una fuerte tormenta magnética las comunicaciones se ven interrumpidas súbitamente. (J. K. Hargreaves, 1979).

Usaremos el registro del índice geomagnético aa, el cual se comenzó a registrar de manera sistemática a partir de 1868 (ver Figura 2.9), de manera que si lo extendemos hasta 1997 estaremos cubriendo doce ciclos solares. La idea básica de la clasificación es sencilla: Usaremos el hecho de que el índice aa está estrechamente correlacionado con la velocidad del viento solar (sección 2.6), de esta manera, un cierto rango de valores del índice aa se puede asociar con viento solar rápido o viento solar lento.

En un análisis previo (Legrand y Simon, 1981) la actividad geomagnética quedó dividida en cuatro categorías:

### **1.- Actividad de eventos de choque**

Este tipo de actividad geomagnética se origina por la llegada de flujo de viento solar proveniente del Sol que tiene asociado una onda de choque, recordemos que este tipo de eventos generalmente son provocados por transientes solares especialmente las eyecciones de masa coronal (Kahler, 1992).

### **2.- Actividad recurrente**

Este tipo de actividad es ocasionada por un haz donde interaccionan viento rápido que tiene su origen en los hoyos coronales polares y el viento lento, es por ello que este tipo de actividad presenta marcados patrones repetitivos de 27 días (período de una rotación solar) (Simon y Legrand, 1985). Este tipo de actividad también se conoce con el nombre de actividad de haz.

### **3.- Actividad de “ días quietos “**

La actividad de días quietos es provocada principalmente por viento solar de baja velocidad ( $V < 400 \text{ Km/s}$ ) el cual proviene en la mayoría de las veces de la hoja neutra de corriente y de zonas aledañas a ella (Kojima y Kakinuma, 1990).

### **4.- Actividad fluctuante**

Este tipo de actividad geomagnética está asociada principalmente a los encuentros de la Tierra con la hoja neutra (Mendoza y Pérez - Enriquez , 1993), por lo que es de esperarse que este tipo de actividad se intensifique en la fase ascendente del ciclo solar que es precisamente cuando la hoja neutra está más distorsionada.

Haciendo una distribución por porcentajes de la actividad geomagnética a partir de 1868 obtenemos lo siguiente( Tabla 3.1 ):

**TABLA 3.1**

**Distribución de la actividad geomagnética recurrente y de días quietos a partir de 1868 hasta 1980**

<b>Tipo de actividad geomagnética</b>	<b>Categoría del flujo de viento solar</b>	<b>% del nivel de actividad geomagnética</b>	<b>Porcentaje del total de los días</b>
<b>Choque</b>	<b>Eyecciones de masa coronal principalmente</b>	<b>15 %</b>	<b>8.5 %</b>
<b>Recurrente (repetitiva)</b>	<b>Flujo de viento solar de alta velocidad</b>	<b>35 %</b>	<b>67 %</b>
<b>Días quietos</b>	<b>Flujo de viento solar de baja velocidad (<math>v &lt; 400</math> km/s )</b>	<b>15 %</b>	<b>7.1 %</b>
<b>Fluctuante</b>	<b>Encuentros de la Tierra con la hoja neutra</b>	<b>35 %</b>	<b>17.5 %</b>

A continuación, compararemos cada tipo de actividad geomagnética con el ciclo solar en la búsqueda de una posible correlación.

### **3.2 LA ACTIVIDAD DE EVENTOS DE CHOQUE Y EL CICLO SOLAR**

En los registros de información geomagnética, los eventos de choque se reconocen de acuerdo a los siguientes criterios (Legrand y Simon, 1985) :

1.- Se seleccionan tormentas magnéticas que tengan duración entre dos y tres días y que tengan comienzo repentino en su primer día. Alguna vez el viento solar proveniente de los hoyos coronales también puede generar tormentas con SC y esto causaría problemas en la clasificación de la actividad geomagnética, debido a que se pudieran clasificar en los eventos de choque a un tipo de tormentas que no fue generada por un fenómeno transitorio. Pero las tormentas con comienzo repentino generadas por haces de viento provenientes del hoyo coronale presentan un marcado patrón de repetición.

2.- Por lo tanto, se descartan también como eventos de choque a las tormentas que presenten una periodicidad de 27 días (período de una rotación solar).

De acuerdo a estos dos criterios, alrededor del 43 % de las tormentas con comienzo repentino (SSC) han sido seleccionadas como indicadores seguros de actividad de eventos de choque.

Como resultado, tenemos el número anual de eventos de choque, por lo tanto se puede calcular el nivel de actividad de “ eventos de choque” (la suma anual del índice aa de las tormentas seleccionadas). En la Fig 3.1 se muestran la actividad de eventos de choque y los ciclos solares de 1868 hasta 1980.

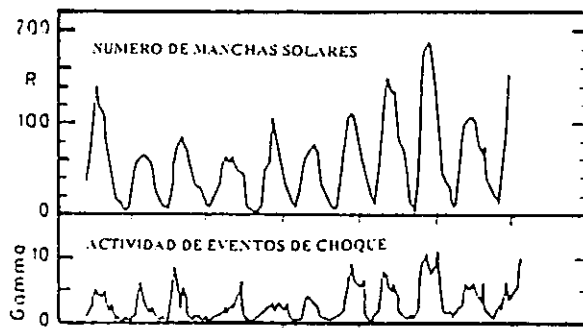


Fig. 3.1. El número de manchas solares, y los niveles de actividad de eventos de choque de 1868 a 1980 (Legrand y Simon, 1985)

A continuación, discutiremos algunas particularidades del cambio en los niveles de actividad de eventos de choque y cómo es que se relacionan estos cambios con las diferentes fases evolutivas del ciclo solar.

1.- Durante los 112 años bajo estudio de la actividad magnética, la actividad de eventos de choque ocurrió durante el 8.5 % del total de días y generó únicamente el 15 % de toda la actividad geomagnética (ver Tabla 3.1)

2.- La actividad de eventos de choque, siempre permanece en niveles bajos alrededor del mínimo solar y se puede considerar que hay cierta correlación con el ciclo de las manchas solares (ver Figura 3.2).

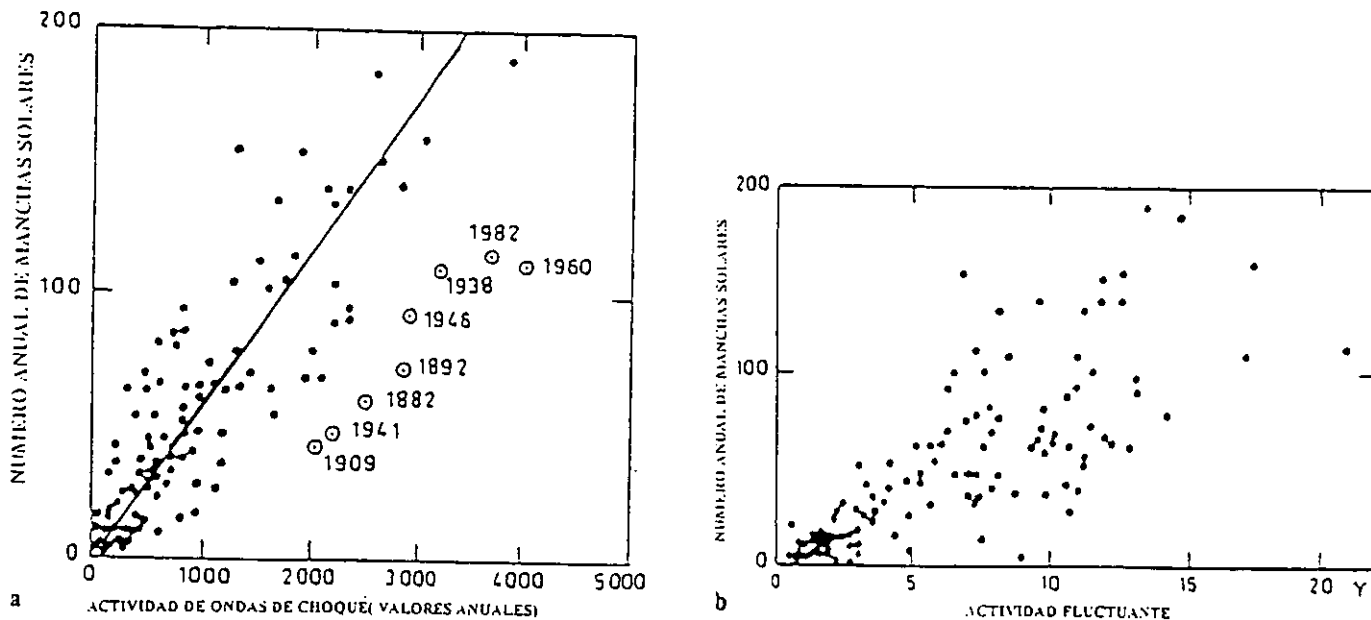


Fig. 3.2. El número de manchas solares (valores anuales) contra la distribución de la actividad de eventos de choque. Los años numerados son años con un nivel sobresaliente de este tipo de actividad (Legrand y Simon, 1985).

3.- A través de observaciones usando centelleo de fuentes de radio (Hewish, 1985) y de estudios de la localización de fenómenos tales como ráfagas se ha podido determinar que los eventos transitorios que tienen más probabilidad de llegar a la Tierra se originan en una banda alrededor del meridiano central comprendido entre  $60^{\circ}$  este y  $60^{\circ}$  oeste.

4.- En la Figura 3.3 se muestra la distribución estadística de 192 tormentas "severas" ( $aa > 100 \gamma$ ). La mayoría de estas tormentas severas (88 %) ocurren dentro de un intervalo de seis años, el cual comienza en el año previo al máximo solar. El pico de la distribución de las tormentas severas no coincide con el máximo de manchas, sino que es en el año previo al máximo solar en donde ocurre el máximo de las tormentas severas; un pico secundario también se aprecia en el tercer año después del máximo número de manchas solares.

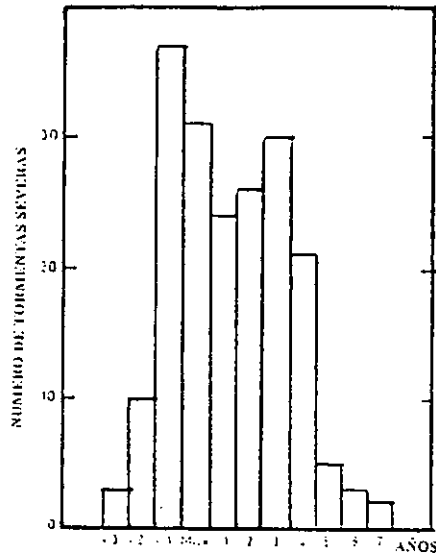


Fig. 3.3 Distribución anual a ambos lados del año de máximo número de manchas solares de 192 tormentas severas (Legrand y Simon, 1985).

5.- En la Figura 3.2 se despliega el número de manchas solares contra el nivel de actividad de eventos de choque. Si bien es cierto que podemos apreciar una ligera relación entre éstas dos variables no podríamos, por ejemplo, usarla para evaluar el nivel de la actividad de choque a partir del número de manchas solares. Podemos apreciar algunos años durante los cuales esta categoría de actividad es especialmente alta. Esto ocurre una o dos veces en el ciclo, ya sea en el año previo al máximo solar o bien durante el tercero o cuarto año después de éste último. Debemos aclarar que este aumento en el nivel de la actividad de eventos de choque no es característica exclusiva de los ciclos solares muy activos, sino que también se presenta en ciclos de baja actividad solar. Por ejemplo, en 1882, durante un ciclo de baja actividad ( $R_{max} = 60$ ) y un año de moderada actividad de manchas solares ( $R = 60$ ), la actividad de choque alcanzó el mismo nivel que se alcanzó en 1947 ( $R = 152$ ). Aumentos similares pueden notarse en eventos separados. La gran tormenta severa de esta serie ocurrió el 22 de septiembre de 1909, el índice aa alcanzó los 546 y durante las primeras doce horas de la tormenta y cabe destacar, que el número de manchas solares de ese mismo año fue únicamente de 44.

Una cierta dispersión puede notarse también en la Figura 3.4, donde se compara el número de ráfagas por año (ráfagas para las el índice de ráfaga CFI > 9) contra el número anual de manchas solares R (Dodson y Hedeman, 1971, 1975, 1981). El comportamiento es similar al de la actividad de choque.



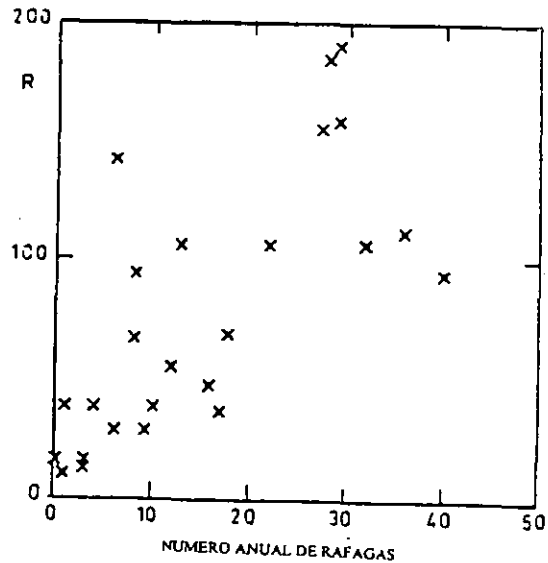


Fig. 3.4 Número anual de manchas solares (R). Contra el número anual de ráfagas entre 1954 y 1979. Las ráfagas fueron seleccionadas de acuerdo al índice de ráfaga ( $CFI > 9$ ) (Dodson y Hedeman, 1971, 1975, 1981)

Comparando la suma del nivel de actividad de eventos de choque durante el ciclo entero con el máximo número de manchas solares del ciclo, observamos también una relación (Figura 3.5). En particular, el ciclo 19 tuvo una gran actividad solar, pero por ejemplo, otros ciclos no tan activos ( $R_{max} = 139, 64$ ) muestran el mismo nivel de actividad de eventos de choque.

Ahora, si consideramos el número de tormentas severas por ciclo, ello nos sugiere algún límite inferior en el número de manchas solares para ciclos de baja actividad que no presentan tormentas severas. Los ciclos cuyo máximo número de manchas oscila entre 40 y 50 no presentan tormentas severas (Figura 3.6). Un resultado concerniente a auroras de baja latitud confirma esto último. Las auroras de baja latitud observadas en latitudes geomagnéticas abajo de los  $50^{\circ}$  grados son eventos corrientemente descritos en las crónicas históricas contemporáneas. Este tipo de auroras está asociado con eventos de choque y su ocurrencia a bajas latitudes es el resultado de disturbios magnetosféricos altamente energéticos. No se reportan auroras de baja latitud entre 1792 y 1831, es decir, durante ciclos que ahora sabemos son de baja actividad. El año de 1804 fue año de máximo y sólo hubo 46 manchas solares, de igual forma, en 1816 también año de máximo, únicamente se presentaron 47 manchas solares

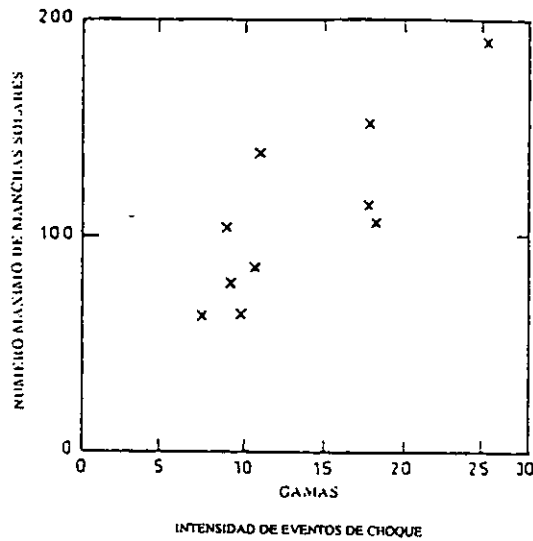


Fig. 3.5. Máximo número de manchas solares contra la intensidad de los eventos de choque (en unidades de  $\gamma$ ) por ciclo (Simon y Legrand, 1985)

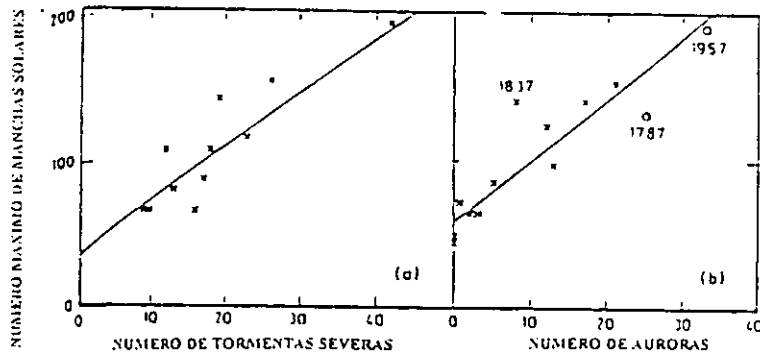


Fig. 3.6. Número máximo de manchas solares contra el número de tormentas severas por ciclo (a) y auroras de media latitud (abajo de  $50^\circ$ ) (b) (Simon y Legrand, 1985)

6.- Las tormentas severas muestran un marcado *efecto estacional* (Figura 3.7), es decir, ocurren pocas tormentas severas en junio y diciembre pero ocurren en mayor número en marzo y septiembre. Este efecto estacional tiene un origen terrestre. La dirección promedio del dipolo terrestre es perpendicular a la línea Sol-Tierra en marzo y septiembre y alcanza la máxima inclinación de  $23^\circ$  en junio y diciembre. Boller y Stolov (1970) han mostrado que la probabilidad de ocurrencia de las inestabilidades de Kelvin-Helmholtz en la magnetopausa se incrementa cuando  $\cos^2 \psi$  decrece,  $\psi$  es el ángulo entre el eje del dipolo terrestre y la línea Sol-Tierra. Estas inestabilidades son un probable mecanismo para la transferencia de energía del viento solar hacia la magnetósfera.

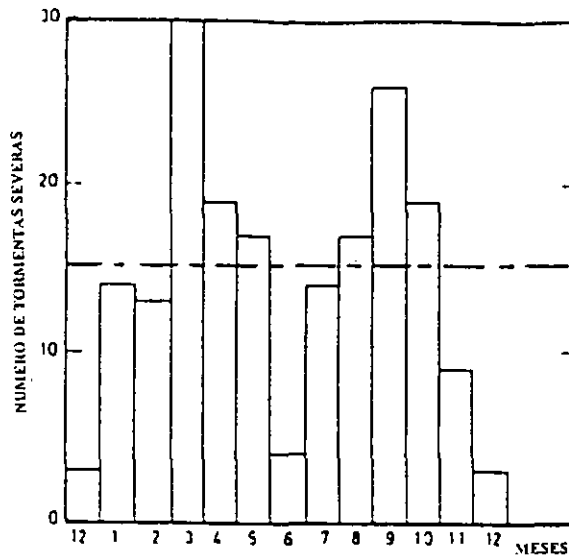


Fig. 3.7 Distribución mensual de las tormentas severas entre 1868 y 1980 (Simon y Legrand, 1985)

En conclusión, diremos que la contribución de la actividad de eventos de choque al total de la actividad geomagnética es escasa. Este tipo de actividad muestra un marcado efecto estacional el cual es de origen terrestre. Dentro de los eventos de choque hemos seleccionado una serie de eventos particularmente intensos: las tormentas severas ( $aa > 100$   $\gamma$ ), las cuales ocurren durante un intervalo de seis años que comienza en el año previo al año de máximo solar. Además, estos grandes eventos también suceden en ciclos solares de baja actividad, es decir, no son exclusivos de los ciclos muy activos, como pudiera pensarse.

### 3.3. LA ACTIVIDAD RECURRENTE Y EL CICLO SOLAR

En esta sección, discutiremos la clase de actividad geomagnética a la cual hemos llamado *actividad recurrente*. Este tipo de actividad contribuye en un 35 % al nivel de actividad geomagnética durante todo el período de estudio (112 años, aproximadamente 10 ciclos solares) y concierne al 67 % del total de días (ver Tabla 3.1). La actividad recurrente ocurre con mayor frecuencia durante la fase descendente del ciclo de las manchas solares (Legrand y P. A. Simon, 1980) (ver Figura 3.8). Este tipo de actividad geomagnética es fácilmente distinguible en los registros magnéticos porque presenta patrones de recurrencia con periodicidad de 27 días (una rotación solar).

La actividad recurrente, como ya se mencionó, está asociada con una serie de haces de viento solar de alta velocidad, razón por la cual a menudo también se le conoce como *actividad de haces* (Simon y Legrand 1985). Los haces de viento solar de alta velocidad se

originan en los hoyos coronales polares, según lo indican las medidas de la velocidad del viento solar mediante las técnicas de centelleo interplanetario (Kojima y Kakinuma, 1990) y también esto ha sido comprobado por medidas del satélite Ulises (Marsden et al., 1996). Además, es también sabido que es la topología del campo magnético, la que controla en gran medida la divergencia de este haz *de viento* (sección 3.3.1).

Cabe también señalar que debido al tipo de fuente solar que da origen a esta actividad, el incremento o decremento de la misma no está asociado con la ocurrencia o ausencia de eventos transitorios en la atmósfera del Sol, sino que está relacionado con la rotación del Sol, de manera que los haces de viento alcanzan la magnetósfera terrestre de manera periódica. Por supuesto que para explicar el perfil temporal de la actividad recurrente también debemos tomar en cuenta la oscilación anual del eje solar respecto al plano de la eclíptica, de esto último daremos los detalles en secciones posteriores.

Antes de discutir, los detalles de la actividad recurrente, consideramos necesario revisar brevemente algunos aspectos de las condiciones físicas de las fuentes de viento solar y del comportamiento cíclico del campo magnético del Sol.

### 3.3.1 EL VIENTO SOLAR Y LA TOPOLOGÍA DEL CAMPO MAGNÉTICO SOLAR

Las medidas *in situ* realizadas por satélites orbitando la Tierra suministran los parámetros del medio interplanetario a esta distancia del Sol (ver por ejemplo Bruno et al., 1986) y las medidas hechas mediante la técnica del centelleo interplanetario de las fuentes de radio nos proporcionan la distribución de la velocidad del viento solar alrededor del disco solar a una distancia relativamente corta del Sol en comparación con la distancia a la órbita de la Tierra (Kojima y Kakinuma, 1990 et al., 1980 ). Podemos mencionar brevemente que las técnicas de centelleo se basan esencialmente en el hecho de que irregularidades en la densidad de electrones del viento solar dispersan las ondas de radio provenientes de fuentes lejanas, las ondas de radio dispersadas interfieren con otras durante su propagación hacia la Tierra y esto provoca que se produzcan patrones de difracción en el plano del observador, los patrones de difracción derivan con la velocidad del viento solar, por lo tanto estudiando la evolución temporal de los patrones de difracción podemos cuantificar la velocidad del viento solar. Más recientemente también el Satélite Ulises ha estudiado la distribución de la velocidad del viento solar a lo largo de la latitud heliográfica (Marsden et al., 1996).

Para estudiar la topología del campo magnético se usan comúnmente dos series de datos solares: el campo magnético fotosférico y la distribución espacial de la densidad coronal, para estudiar la topología del campo magnético. Las medidas por el efecto Zeeman, principalmente en la parte central del disco solar, de la componente longitudinal del campo magnético fotosférico se usan con frecuencia para establecer un modelo de campo y así poder proponer el mecanismo básico del origen de su comportamiento cíclico (Hoeksema, 1984). La distribución de la densidad en la corona solar se obtiene a partir de la observación con un coronógrafo del limbo solar en luz blanca. La alta densidad existente es el origen de la dispersión Thompson de la luz fotosférica (Hundhausen et al., 1981).

Por otra parte, las observaciones en el limbo de la línea verde ( Fe XIV) coronal usando coronógrafo permite la detección de los hoyos coronales (Waldmeier, 1981).

En la figura 3.9 se muestra una esquematización de un modelo de campo dipolar del Sol sometido a la presión del flujo de plasma solar. Podemos apreciar a la altura del ecuador solar una zona de alta densidad coronal : el casco coronal, en esta región, el plasma solar es atrapado por las líneas cerradas del campo magnético del Sol, es decir, en esta zona, la presión magnética domina sobre la presión del plasma. Podemos también apreciar en ambos polos del Sol, regiones en donde las líneas del campo magnético son abiertas: los hoyos coronales polares, en los cuales se originan los haces de viento solar de alta velocidad.

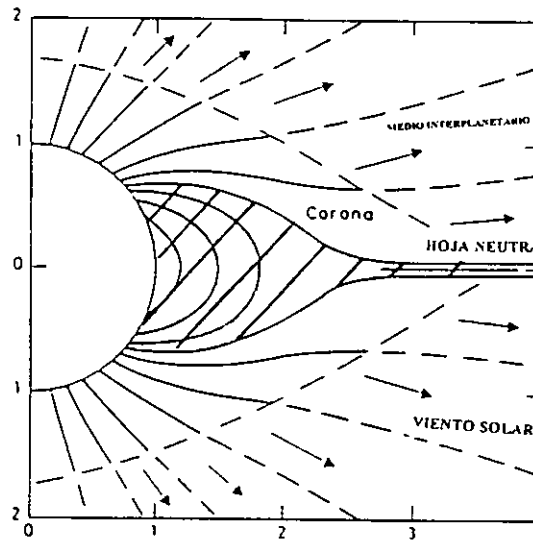


Fig. 3.9. El modelo de campo solar dipolar sometido a la presión interna del flujo de plasma solar (Pneuman and Kopp, 1971). El área achurada muestra la zona de alta densidad coronal , mientras que las zonas blancas corresponden a las de baja densidad coronal. La superficie de transición que separa a la corona (líneas sólidas de campo magnético) está representada por la línea punteada, esta línea punteada determina la distancia Alfvénica crítica (radio de Alfvén). El radio de Alfvén se incrementa de los polos hacia el ecuador. Las flechas muestran la dirección del viento solar (Simon y Legrand, 1993).

Conforme el plasma fluye del Sol hacia el medio interplanetario, en forma radial a primera aproximación, llega el momento en el que el viento solar alcanza una *velocidad crítica* (la velocidad de Alfvén). A la distancia medida desde el Sol en la cual el plasma alcanza esta velocidad crítica se le conoce como *la distancia Alfvénica crítica*. A partir de ella el plasma fluye hacia el exterior *arrastrando* consigo al campo magnético interplanetario.

La distancia crítica Alfvénica está determinada por la condición

$$B_a^2 = 4\pi N_a V_a^2 \quad (1)$$

donde  $B_a$ ,  $N_a$  y  $V_a$  son respectivamente los valores del campo magnético, la densidad del plasma y la velocidad del viento evaluados a la distancia crítica Alfvénica. En la corona, la intensidad del campo magnético decrece cuando se incrementa la altura. Por lo tanto, la topología del campo magnético, de acuerdo a su estructura convergente o

divergente controla la altitud de la zona de transición y consecuentemente la distribución de la velocidad del viento en el medio interplanetario.

Como se muestra en la Figura 3.9, los factores claves en la topología del campo son por un lado el dipolo solar, y por otro lado la hoja neutra, que contiene plasma confinado entre regiones de campo magnético de polaridad opuesta. Este modelo se aplica bien a tiempos de mínimo solar.

Ahora bien, como se muestra en la Figura 3.10, en el centro de la hoja neutra la velocidad del viento solar alcanza un mínimo y en el plano de la eclíptica, la velocidad del viento se incrementa cuando se incrementa la distancia angular hacia los polos del Sol (Kojima y Kakinunuma, 1990), pero el gradiente no es constante.

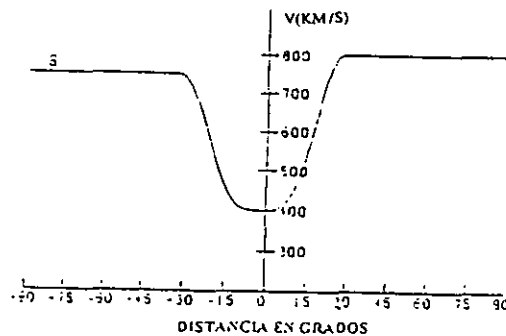


Fig.3.10. Dependencia latitudinal de la velocidad del viento solar para el año de 1985 (Kojima y Kakinuma, 1990)

De acuerdo a nuestra selección de días quietos (sección 3.1), cualquier viento con una velocidad inferior a 400 Km/s es un viento lento: su fuente es por lo tanto la parte central de la hoja neutra y zonas aledañas, definiendo de alguna manera lo que puede llamarse “ la zona de viento lento”, que consiste básicamente en una franja que tiene un ancho aproximado de  $20^\circ$  en latitud (Figura 3.10). En la figura 3.10 podemos notar que el espesor de esta franja depende fuertemente del gradiente mismo de la velocidad del viento solar. Por lo tanto, la velocidad del viento solar fluyendo en el plano de la eclíptica depende exclusivamente de dos parámetros, los cuales, conciernen a la hoja neutra; estos parámetros son la distancia angular al plano de la eclíptica y el espesor de lo que hemos definido como “ la zona de viento lento”. Por un lado, si la hoja neutra está sobre el plano de la eclíptica, la velocidad del viento que impacta a la Tierra es mínima; por otro lado, si esta hoja de viento lento es muy delgada e inclinada, entonces en el plano de la eclíptica también detecta viento solar de alta velocidad (Simon y Legrand, 1986).

### 3.3.2 LA DINÁMICA DEL HOYO CORONAL POLAR

Se ha sugerido la presencia de un haz de viento solar rápido en ambos hoyos coronales polares por Bohlin (1977); Hundhausen (1981); Hakamoda y Akasofu (1981); Xue - Pu Zhao y Hundhausen (1981, 1983); Newkirk y Fisk (1985); Coles et al. (1980).

El último artículo es probablemente el más interesante para nuestro propósito, en él se discute la distribución latitudinal anual de la velocidad del viento solar de 1972 a 1979 de acuerdo a medidas derivadas de centelleo interplanetario de fuentes de radio, comparada con la posición de las fronteras del hoyo coronal polar ( ver Figura 3.11 ).

Dentro de los aspectos importantes derivados del estudio de Coles et al. (1980) podemos mencionar los siguientes.

1.- Las fronteras del hoyo coronal polar no cambian tanto como las fronteras del haz de viento polar, esto quiere decir que el haz polar tiene una dinámica diferente a la del hoyo polar que le dio origen. Esto sugiere que la evolución de la topología del campo magnético se pueda dar sin inducir variaciones apreciables en el tamaño de hoyo polar.

2.- El ángulo sólido que subtiende el haz polar es más grande que el ángulo que subtiende el hoyo polar. La expansión del haz polar ha sido estudiada por Munro y Jackson (1977) con información de la corona blanca. Coles et al. (1980) proporciona una cuantificación del " factor de expansión" que caracteriza el grado en el cual el *haz* polar se expande hacia el medio interplanetario de una manera más rápida que la radial. De acuerdo a su análisis, éste factor de expansión evoluciona con el ciclo solar y fue casi constante, por ejemplo, de 1974 a 1977.

De una comparación entre la velocidad del viento medida por Coles et al. (1980) y la velocidad medida por satélites orbitando la Tierra (King, 1977) podemos estudiar con más detalle la evolución de la actividad del haz de viento durante el mencionado período ( 1974-1977).

Con las técnicas de centelleo, la velocidad del viento se puede medir en el medio interplanetario a gran distancia de la Tierra. En su artículo Coles et al. (1980) destaca que durante el intervalo mencionado, las fronteras del haz polar llegaron hasta los 30° de latitud solar, lo cual parece no ser suficiente para fluir en el plano de la eclíptica.

Podemos de hecho separar lo que sería el viento polar (viento observado arriba de 30° de latitud) del viento ecuatorial (viento observado abajo de 30° de latitud), cuando comparamos las velocidades de estas dos clases de viento con la velocidad del viento medida por satélites a la altura de la órbita de la Tierra (Figura 3.12) podemos notar que en 1972 y 1977 el haz de viento polar no alcanzó a la Tierra, pero que, entre 1973 y 1976 la Tierra recibió viento solar proveniente de los hoyos polares, posiblemente debido a la extensión del hoyo polar, esto ocurrió exactamente en 1974.

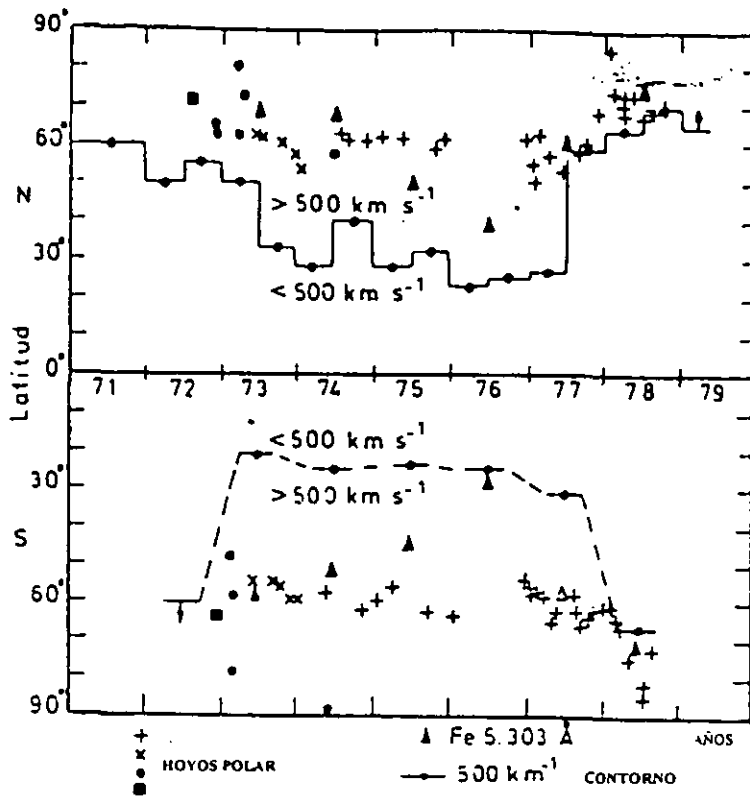


Fig. 3.11. Contorno de 500 Km/s en la velocidad promedio del viento solar en comparación con las fronteras latitudinales de los hoyos polares medidas a partir de diferentes técnicas (Coles et al., 1980).

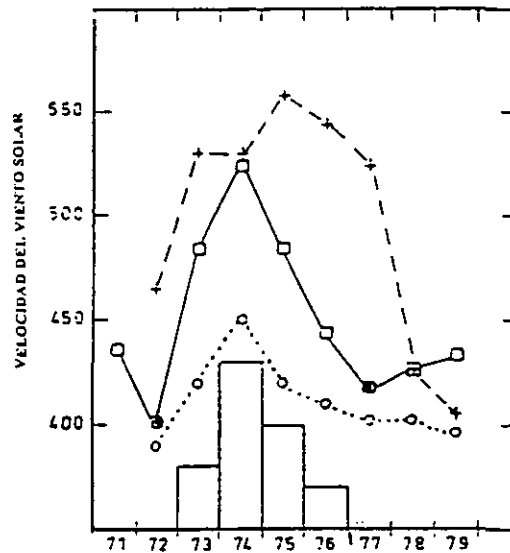


Fig. 3.12. De 1972 a 1979, velocidad del viento solar en el medio interplanetario medida por centelleo de fuentes de radio. Viento polar (línea segmentada y con cruces), viento ecuatorial (línea punteada y con círculos) en comparación con la velocidad del viento solar alcanzando a la Tierra medida por satélites (línea sólida y con cuadrados) (Simon y Legrand, 1985).



### 3.3.3 UNA EXPLICACIÓN TEÓRICA DE LA DINÁMICA DEL HOYO CORONAL POLAR

Whang (1983), estableció un modelo de un hoyo polar axisimétrico confinado en la capa polar dentro de  $30^\circ$  de colatitud heliográfica (Figura 3.14). De acuerdo con este modelo, a una unidad astronómica, la velocidad del viento solar se incrementa con la latitud heliográfica. Consecuentemente, cualquier incremento de la velocidad del viento en el plano de la eclíptica es debido ya sea a una inclinación del eje del dipolo solar o bien a un incremento en el factor de divergencia del haz polar. La inclinación del eje del dipolo solar es mínima alrededor del mínimo solar (Hoeksema, 1984) y permanece estable durante este período (Hundhausen, 1977). Por lo tanto, para explicar el incremento de velocidad del viento solar en el plano de la eclíptica necesariamente debemos recurrir a un incremento en el factor de divergencia.

La actividad recurrente, es una forma de *monitorear* el factor de divergencia del haz polar. La máxima divergencia del haz ocurre cuando la actividad recurrente es máxima; el máximo de la actividad recurrente ocurre justamente a la mitad del período de vida del hoyo polar (Waldmeier, 1981) (Figura 3.13). Además, debemos destacar que la divergencia del haz no depende de la extensión latitudinal del hoyo polar sino más bien depende de la intensidad del dipolo solar, esto último nos dice que es realmente la evolución de la topología del campo poloidal quien juega un papel fundamental en la expansión del viento solar hacia el medio interplanetario.

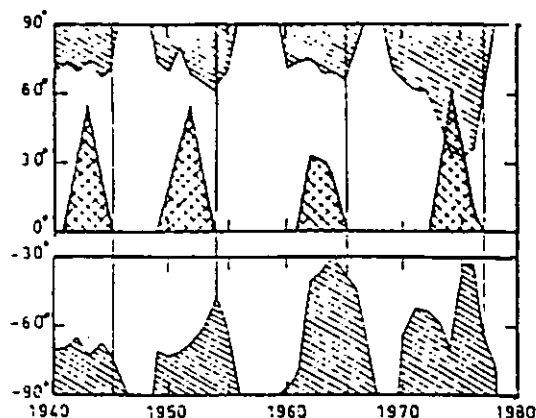
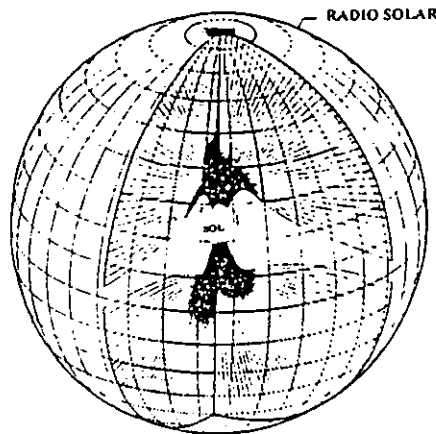
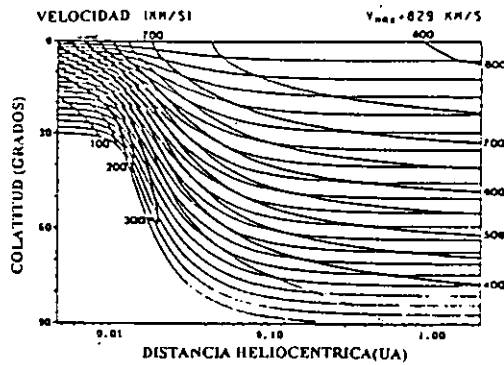


Fig. 3.13. Extensión latitudinal de los hoyos polares de 1940 a 1978 (Waldmeier, 1981). Las áreas de los hoyos están representadas por el sombreado achurado). Las regiones con doble achurado muestran el histograma de la actividad recurrente (nivel anual)(Simon y Legrand, 1985).

En el modelo de Whang (Figura 3.14), la geometría de las líneas del *haz* están dispuestas de tal forma que alcanzan el plano de la eclíptica. La presión magnética juega un papel fundamental ya que la divergencia del *haz* del viento polar depende directamente del gradiente de campo poloidal entre los polos magnéticos y la frontera del hoyo polar, a mayor gradiente mayor divergencia del *haz* y viceversa.



a)



b)

Fig. 3.14. Modelo de un hoyo polar y la distribución de velocidades del viento solar de acuerdo a Whang (1983)

Anteriormente discutimos que la geometría del hoyo coronal y la divergencia del haz no son fenómenos relacionados. Dentro de hoyos del mismo tamaño, pueden ocurrir haces con diferentes topologías.

La conclusión más importante es que el nivel de la actividad del haz de viento polar está estrechamente relacionado con el gradiente de campo magnético, o más propiamente con la intensidad del dipolo solar. Esto significa que la dinámica del hoyo polar está determinada por la evolución del gradiente del campo. El máximo de este gradiente se presenta dos o tres años antes del mínimo de manchas solares.

### 3.4 COMPORTAMIENTO CÍCLICO DEL CAMPO MAGNÉTICO DEL SOL Y EL CICLO DE LA ACTIVIDAD GEOMAGNÉTICA

Se puede establecer un modelo del comportamiento cíclico del campo magnético con base en un análisis de dos series de datos separadas: datos del campo magnético solar monitoreada desde 1967 (Hoeksema, 1984), datos sobre la corona solar, principalmente de observaciones en la línea verde, desde 1940 Waldmeier ( 1981 ) y observaciones de la corona en luz blanca desde 1963 (Hundhausen et al 1981., Newkirk y Fisk, 1985).

El mecanismo básico para el origen del ciclo magnético es la inversión cíclica del dipolo solar y la evolución de la intensidad junto con la distribución espacial de las componentes multipolares. Por lo tanto podemos identificar dos fases en la evolución del ciclo del campo (Figura 3.15).

#### 3.4.1.-LA FASE DIPOLAR

Durante la “fase dipolar”, la fuente principal de la topología del campo magnético es el dipolo solar mismo. Durante esta fase, la hoja neutra está en el plano del ecuador y se ve poco distorsionada (Figura 3.16 a y b).

El “nacimiento” y el “crecimiento” de los hoyos coronales polares es la consecuencia de la migración hacia los polos del campo fotosférico que surge en bajas latitudes (Howard y Labonete, 1981; Bene volenskaya, 1995). Este proceso contribuye al aumento de la intensidad del dipolo solar y también al alto grado de estabilidad de la corona, que se refleja en el largo período de vida de los hoyos polares ( alrededor de 7 y 8 años ).

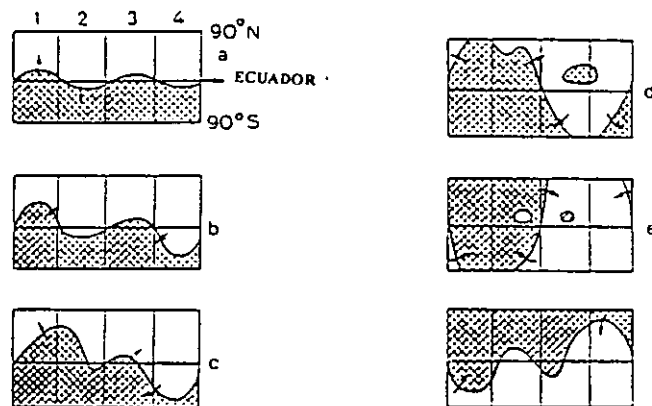


Fig. 3.15. Ciclo del campo poloidal esquematizado por la forma en heliocoordenadas de la hoja neutra (línea sólida) separando el campo de polaridad positiva (región achurada) del campo de polaridad negativa (región en blanco). (a) y (b) muestran la fase dipolar: El dipolo solar tiene su polaridad positiva en el hemisferio sur y la hoja neutra está poco ondulada. Entre (c) y (f) lo cual representa el comienzo y el final respectivamente de la fase multipolar, la dirección del dipolo se invierte (área achurada está ahora completamente en el hemisferio norte (f)). Durante (d) y (e) en el tiempo de la inversión del dipolo, es decir, en el “nacimiento” del dipolo, fuente del próximo ciclo poloidal, las componentes multipolares generan hojas neutras “secundarias” (Hoeksema, 1984)

La fase dipolar toma lugar durante un intervalo de 5 a 6 años correspondiente a la fase declinante del ciclo solar.

En esta fase las dos fuentes principales de la distribución del viento solar en el plano de la eclíptica son en primer lugar, la hoja neutra que es la fuente del viento lento que a su vez da lugar a los días geomagnéticamente “quietos,” y en segundo lugar, están los hoyos polares en donde se originan los haces de viento de alta velocidad los cuales a su vez son la fuente de las tormentas geomagnéticas recurrentes (Figura 3.16). Ambas categorías de actividad geomagnética alcanzan su máximo durante esta fase.

La importancia de las tormentas recurrentes generadas por el haz polar de viento solar de alta velocidad depende de la intensidad del dipolo solar y de la inclinación del eje solar. Las tormentas recurrentes alcanzan su máxima duración en Marzo y en Septiembre durante la máxima heliolatitud de la Tierra. El máximo de las tormentas recurrentes ocurren 2 o 3 años antes del final de la fase dipolar.

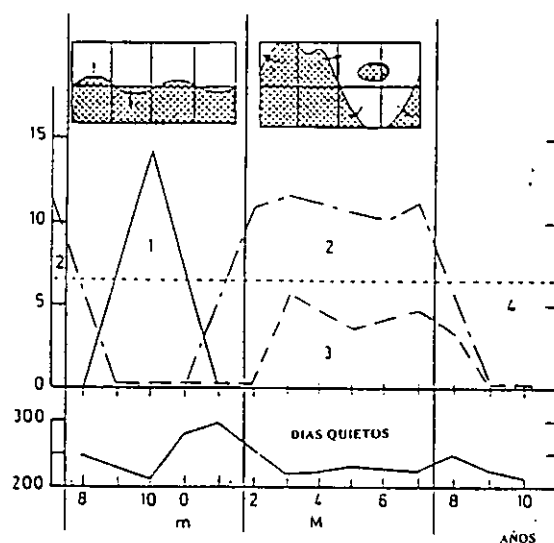


Fig. 3.16. Distribución promedio durante el ciclo de manchas solares de las componentes de la actividad geomagnética. En la parte superior esquematización de la forma típica en heliocoordenadas, de la hoja neutra durante la fase dipolar (izquierda) y durante la fase multipolar (derecha). Las líneas verticales separan las dos fases. En el centro: el nivel anual en nT (escala de la izquierda) de la actividad recurrente (línea sólida, 1), la actividad fluctuante (línea sólida segmentada, 2), la actividad de eventos de choque (línea segmentada a trazos iguales, 3) y la actividad de días quietos (línea punteada, 4). Abajo: El número anual de días quietos (escala de la izquierda). El ciclo de las manchas solares tiene una duración de 11 años, el mínimo  $m$  ocurre en el año cero (0) u once (11) y el máximo  $M$  en el año 4. El ciclo del campo poloidal es el origen del ciclo de la actividad geomagnética. Durante la fase dipolar (izquierda), las tormentas recurrentes (1) son generadas por la gran divergencia del haz polar la cual es máxima en el año 10. Los días quietos son generados por la hoja de viento lento, la cual está en un plano perpendicular al eje del dipolo solar. El pico en el número de días quietos ocurre en el año  $m$  o  $m + 1$ . La actividad de eventos de choque se intensifica durante la fase multipolar (Simon y Legrand, 1985).

El “espesor” de la hoja de viento lento y su inclinación en el plano de la eclíptica dependen respectivamente de la intensidad del dipolo solar y de la inclinación del mismo. Por ejemplo, con un dipolo muy intenso e inclinado, la hoja de viento es “muy delgada” y está inclinada más de  $7^\circ$  en el plano ecuatorial. Por lo tanto, únicamente una pequeña parte de la hoja neutra contribuye al flujo de viento lento en el plano de la eclíptica, y en

consecuencia el número de días quietos cae a valores bajos. Con un dipolo poco intenso, la hoja de viento lento es relativamente “ gruesa “, más de  $14.4^\circ$ , y por lo tanto el número de días quietos es comúnmente superior a los 300 días por año. La ocurrencia del máximo número de días quietos al final de la fase dipolar sugiere que la inclinación de la hoja neutra con respecto al plano de la eclíptica es mínima durante este tiempo.

### 3.4.2.- LA FASE MULTIPOLAR

Durante la fase multipolar, la cual ocurre durante el intervalo de cinco a seis años que comienza en promedio 2 años después del mínimo solar, tiene lugar la “inversión” del dipolo solar. De acuerdo a Hoeksema (1986), esto no consiste en una simple rotación del dipolo sino que, como lo muestra el análisis del campo magnético, “El dipolo solar desaparece durante la fase ascendente del ciclo de las manchas solares y se restablece después del máximo”. “Las componentes multipolares gradualmente incrementan su magnitud alcanzando su máximo valor al año siguiente al máximo de la actividad solar”. Por lo tanto, durante esta fase, la propiedad principal de la topología del campo poloidal es su complejidad multipolar (ver figura 3.16 c, d, e, f). La hoja neutra presenta alta distorsión y por lo mismo cruza de 2 a 4 veces por el ecuador solar con una alta inclinación. Algunas veces la situación es más compleja y pueden aparecer incluso más de dos hojas neutras. El espesor de la hoja de viento lento crece (Newkirk y Fisk, 1985). Esto puede ser una consecuencia de la distribución espacial muy complicada de los polos magnéticos y por supuesto un dipolo poco intenso.

El nuevo dipolo emergente, durante la fase multipolar será el parámetro clave del próximo ciclo del campo poloidal que comienza precisamente al final de la fase multipolar del ciclo en curso.

Durante la fase multipolar los hoyos coronales de media latitud formados por la compleja topología del campo magnético muestran poca estabilidad (Newkirk y Fisk, 1985 ). Por lo tanto, durante esta fase la distribución en el plano de la eclíptica de la velocidad del viento solar depende enteramente de la forma y del espesor de la hoja de viento lento. Debido a la alta “ distorsión “ de la hoja de viento lento (figura 3.15 d y e), el área de las fuentes de viento lento que tienen lugar en el plano de la eclíptica decrece y por lo tanto el número de días quietos disminuye pero no a valores tan bajos, ya que como notamos arriba, durante esta fase el espesor de la hoja de viento lento aumenta y compensa la distorsión.

Por otro lado, al estar la hoja neutra muy distorsionada, los encuentros de ésta con el plano de la eclíptica se incrementan, ocasionando con ello que la actividad fluctuante también se incremente (Mendoza y Pérez-Enríquez, 1993).

Finalmente, durante esta fase, las dos fuentes principales de los disturbios geomagnéticos son por un lado la actividad de eventos de choque y por otro lado la actividad fluctuante.

### 3.4.3 RELACIÓN FASE-INTENSIDAD ENTRE EL CAMPO POLOIDAL Y EL CAMPO TOROIDAL

Otro aspecto interesante del estudio de la actividad de haz polar o actividad recurrente es una correlación entre el nivel de esta última con la actividad de las manchas solares pero del ciclo solar inmediato posterior y no con el ciclo solar en turno. Esto fue establecido por primera vez por Ohl (1968). En un estudio posterior de actividad auroral en Escandinavia, Ohl y Ohl (1979) extendieron este resultado hasta el intervalo de tiempo de 1722 a 1877.

De una serie de índices  $K_p$ , Ohl estableció que la intensificación de la actividad geomagnética ocurre algunas veces durante los últimos años del ciclo solar y no está relacionado con el número de manchas solares del ciclo en turno sino que su nivel promedio durante los tres últimos años del ciclo se correlaciona bien con el número de manchas solares del ciclo solar siguiente. Actualmente a este resultado se le conoce como relación fase/intensidad ya que el máximo de la actividad recurrente generada por el haz polar ocurre justamente antes del mínimo de manchas solares y está fuera de fase con la actividad de las manchas solares del ciclo en turno. El nivel promedio de la actividad recurrente durante los últimos tres años del ciclo se relaciona bastante mejor con el máximo número de manchas solares pero del ciclo solar siguiente que ocurre unos cuantos años más tarde.

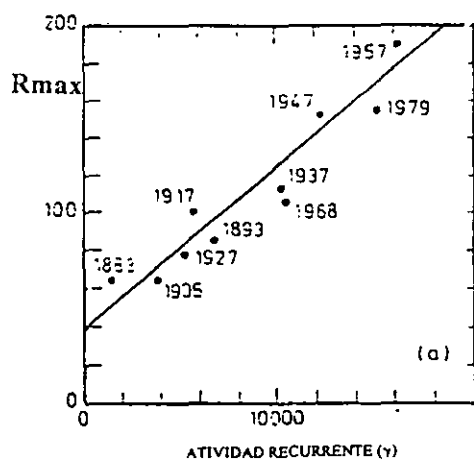


Fig. 3.17. Relación entre la divergencia del haz polar que aparece de 5 a 6 años antes del máximo de manchas solares y el número máximo de manchas solares del siguiente ciclo  $R_{\max}$ . Se gráfica la suma de la actividad recurrente durante un intervalo de 4 años. Podemos notar que hay poca actividad recurrente para ciclos de actividad solar baja (ciclos con máximo número de manchas inferior a 40 o 50) (Simon y Legrand, 1985).

A partir de un análisis de la serie de índices geomagnéticos aa, Simon y Legrand (1985) confirman, el resultado establecido por Ohl, extendiendo el estudio desde 1868 hasta 1980 (10 ciclos solares) (ver Figura 3.17). El método usado por Simon y Legrand es más completo que el que usó Ohl, en el sentido de que el análisis de este último es puramente estadístico mientras que en el otro ya se hace una explicación fenomenológica de las posibles fuentes coronales de las diferentes clases de viento solar.

También, de una serie de datos más extensa geográficamente, y derivada del estudio de actividad auroral, se puede confirmar el resultado de Ohl de 1780 a 1979 (Simon y Legrand, 1985) (Figura 3.18).

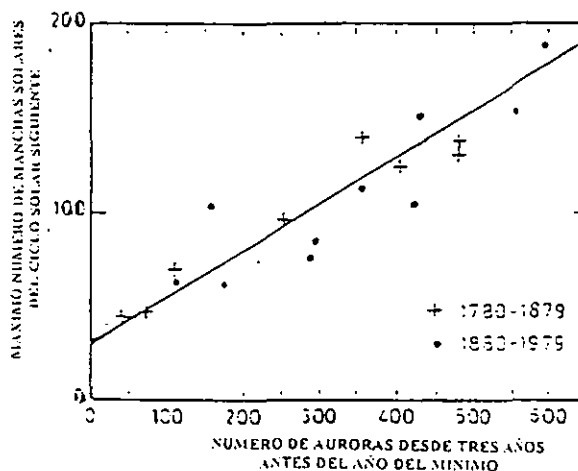


Fig. 3.18. Relación entre la actividad de *haz* polar con el máximo número de manchas solares del siguiente ciclo de 1780 a 1979 de acuerdo a actividad auroral (Legrand y Simon, 1989).

Ahora, de manera natural surge la pregunta de porqué el nivel de la actividad recurrente se relaciona con el máximo número de manchas solares del siguiente ciclo solar y no con el ciclo solar en curso. La clave importante para responder a esto se encuentra en el comportamiento cíclico del dipolo solar.

Podemos notar de la Figura 3.17 que existe una relación directa entre el nivel de actividad recurrente de cada ciclo solar con el número máximo de manchas solares del siguiente ciclo; es decir, cuando el nivel de actividad geomagnética de un ciclo resulta alto, entonces se tiene también un alto número máximo de manchas solares en el próximo ciclo solar y viceversa. Cuando hay un alto nivel de la actividad recurrente, quiere decir que la divergencia del hoyo coronal es tan grande que le permite incluso llegar hasta el plano de la eclíptica y es por eso que la Tierra recibe haces de viento solar rápido con una marcada periodicidad de 27 días. En principio, cuando la presión magnética es muy grande, es decir, cuando el dipolo solar es muy intenso, la hoja de viento lento es mucho muy delgada y por lo tanto la Tierra queda expuesta a los haces de viento rápido. Según la teoría del dínamo, la "semilla" del campo toroidal del Sol es el campo dipolar, es decir, es la intensidad el campo dipolar actual de cada ciclo lo que determina la intensidad del campo toroidal del siguiente ciclo (Priest, 1985). De tal manera que si el dipolo es mucho muy intenso, lo cual se refleja en el alto nivel de la actividad del *haz* polar, entonces el campo toroidal del próximo ciclo solar será también muy intenso, lo cual naturalmente se refleja en un máximo número de manchas solares alto. Recordemos que las manchas solares no son otra cosa más que la emergencia en la fotosfera de las líneas del campo toroidal empujadas hacia arriba por fuerzas de flotación.

Por el contrario, si el dipolo es poco intenso, lo cual repercute en un bajo nivel de la actividad del *haz* polar, entonces el máximo número de manchas solares del siguiente ciclo

será relativamente bajo, como consecuencia natural de un campo toroidal poco intenso también.

Para esquematizar la evolución del campo poloidal durante un ciclo, se puede usar el comportamiento de la actividad recurrente generada por el haz polar, lo cual nos dice que el ciclo del campo poloidal está de 5 a 6 años adelantado a la emergencia del campo toroidal (Simon y Legrand, 1984) (Figura 3.19).



Fig. 3.19. Esquematización de la evolución ciclica del campo poloidal y la emergencia del campo toroidal. este último de acuerdo al número de manchas solares (Simon y Legrand, 1987).

Es importante destacar el hecho de que el nivel de la actividad recurrente generada por el haz polar de un ciclo solar en particular está correlacionada directamente con el máximo número de manchas solares del ciclo solar siguiente. La importancia radica en el hecho de que este resultado puede ser usado con fines de predicción. En principio es relativamente sencillo contar con la información de los índices geomagnéticos que registran los magnetogramas y de esta manera poder cuantificar el nivel de la actividad recurrente para un ciclo en particular y con base en un modelo lineal bastante simple (Figura 3.18) poder predecir el correspondiente número máximo de manchas solares para el ciclo solar siguiente.

### 3.5. LA ACTIVIDAD GEOMAGNÉTICA DE DÍAS QUIETOS Y EL CICLO SOLAR

Los días geomagnéticamente quietos están asociados con flujo de viento solar lento ( $v < 450$  km/s) fluyendo en el plano de la eclíptica.

Seleccionamos como días quietos aquellos días que tienen asociado un índice de actividad geomagnética aa inferior a 20 y (Mayaud, 1973). Los días geomagnéticamente quietos representan el 67 % del total de días dentro del período de tiempo que va de 1868 a 1980, y contribuyen en un 35 % al nivel promedio de actividad geomagnética (Legrand y Simon, 1980) (ver Tabla 3.1).

Es de esperarse que dentro del ciclo solar el mayor número de días quietos se distribuya alrededor del mínimo de manchas solares que es cuando la configuración del campo solar se asemeja a la de un dipolo, y la hoja de viento lento está en la eclíptica, esta



condición por sí sola no es suficiente para tener flujo de viento lento en el plano de la eclíptica. Se debe cumplir otra condición, que es que el dipolo no sea tan intenso de manera que permita que la hoja de viento lento sea suficientemente ancha como para que la Tierra pueda recibir el flujo de viento lento.

Las próximas secciones están dedicadas exclusivamente a discutir la relación entre la actividad geomagnética de días quietos y la evolución del campo poloidal del Sol.

### 3.5.1 LOS DÍAS QUIETOS Y SUS FUENTES DE VIENTO SOLAR ASOCIADAS

En los registros de actividad geomagnética, notamos una gran estabilidad en los patrones de días quietos durante la fase dipolar, mientras que durante la fase multipolar se aprecia una ausencia de esta actividad. Además, la frecuente ocurrencia de la actividad de eventos de choque durante la fase multipolar interfiere con los patrones de días quietos, lo cual hace un tanto complicado su análisis durante esta fase del ciclo.

La ocurrencia de días quietos está representada por el número anual de días quietos (Figura 3.20). Podemos notar una serie de picos aislados ocurriendo al final de la fase dipolar. también se aprecian algunos valles muy pronunciados los cuales se asocian con la presencia de actividad de haces de viento solar de alta velocidad (Simon y Legrand, 1986).

Veamos dos ejemplos de la figura 3.20: Primero, es un gran pico en el perfil temporal del número de días quietos, localizado en el mínimo solar de 1901. El segundo es un pico no muy alto en el número de días quietos, localizado en el mínimo solar de 1976. Este pico en particular tiene la peculiaridad de que está precedido por un “pronunciado valle” en el perfil temporal del número de días quietos.

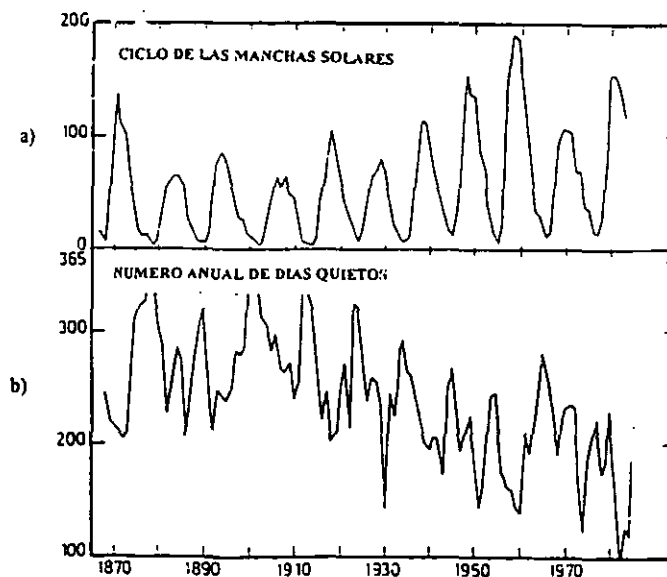


Fig. 3.20. Ciclo de las manchas solares (a) y número anual de días quietos (b) de 1868 a 1980 (Simon y Legrand, 1987).

En el primer caso, de acuerdo a los diagramas de Bartels (Simon y Legrand, 1987), durante el pico de los días quietos, la hoja neutra es definitivamente ancha ocupando más de  $7^\circ$  centrada en el ecuador solar (Figura 3.21b), y por lo tanto el haz de viento solar de alta velocidad no alcanza el plano de la eclíptica lo que es consecuencia seguramente, como ya lo discutimos anteriormente, de que el dipolo solar sea poco intenso (Simon y Legrand, 1986). Por lo tanto, durante este tiempo la hoja neutra poco ondulada y además muy ancha provoca que la Tierra reciba en su mayoría viento solar de baja velocidad, aumentando como es natural el número de días quietos por año. De hecho podemos notar de la figura 3.20 intervalos de tiempo que duran de 5 a 6 años durante los cuales más del 76 % del total de días por año corresponden a la categoría de días quietos.

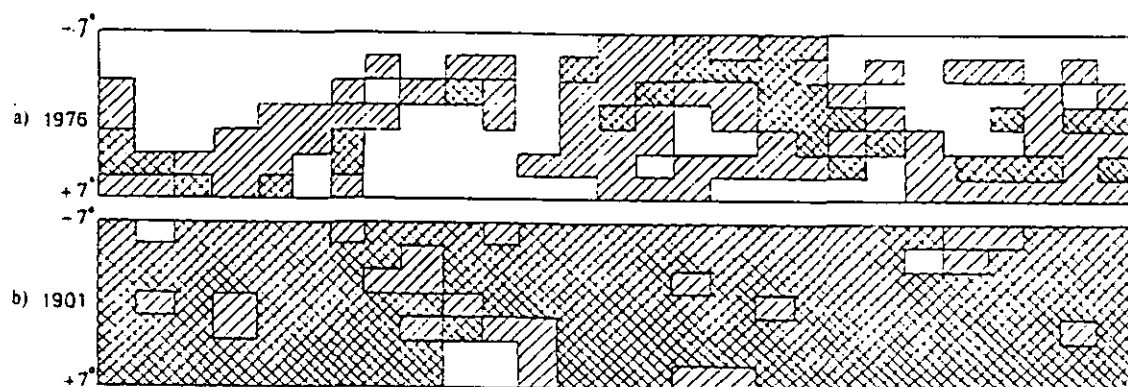


Fig. 3.21. Distribución en diagramas de Bartels de los 27 días del periodo de rotación solar, de marzo (heliolatitude de la Tierra de  $-7.5^\circ$ ) a septiembre (heliolatitude de la Tierra de  $+7.5^\circ$ ). Por un lado los días muy quietos ( $aa < 10\gamma$ ) (zonas con doble achurado), y por otro lado los días quietos ( $aa < 20\gamma$ ) (zonas con achurado simple). a: Mínimo de 1976 y b: Mínimo de 1901 (Simon y Legrand, 1986).

En el segundo caso, la hoja neutra es muy delgada (ver Figura 3.21 a) y el nivel de actividad de haz se incrementa (Simon y Legrand, 1986). Esto indica que la intensidad alcanzada por el dipolo solar es alta y tal como lo muestran los diagramas de Bartels una hoja neutra delgada cruza dos veces el plano de la eclíptica con una inclinación tal que la mayor parte de la hoja neutra está movida fuera del plano ecuatorial. Recordemos que la fuente del viento lento que da lugar a la actividad geomagnética de días quietos es la hoja neutra y sus zonas aledañas, pues bien, al estar movida fuera del plano de la eclíptica la fuente de viento lento, durante esta época del ciclo solar el número de días quietos, geomagnéticamente hablando, desciende.

El máximo número de días quietos ocurre al final de la fase dipolar.

Observando el perfil temporal del número de días quietos (Figura 3.21), podemos apreciar cómo todos los picos están precedidos por una pronunciada caída en el número de días quietos. La razón principal de esto es que la hoja neutra comienza a distorsionarse y en los encuentros de esta última con el ecuador también su inclinación con respecto al plano de la eclíptica se incrementa (Hoeksema, 1984). Consecuentemente, las fuentes de viento

lento ubicadas en el plano del ecuador disminuyen drásticamente y por lo tanto el número de días quietos también.

El número de días quietos comienza a disminuir rápidamente en el comienzo, como es natural, de la fase multipolar del ciclo solar. Tres factores importantes contribuyen a la variabilidad del número de días quietos durante la fase multipolar: La ocurrencia de eventos de choque (Legrand y Simon 1985); una notable ausencia de estabilidad de las estructuras coronales lo cual puede también a su vez modificar el espesor de la hoja neutra y su inclinación al momento de cruzar el ecuador y por otro lado tenemos también la presencia temporal de una estructura de multihojas neutras.

### 3.5.2 EL ESPESOR DE LA HOJA NEUTRA Y LA AMPLITUD DEL CICLO SOLAR

Si bien es cierto que el número de días quietos no es una medida exacta del espesor de la hoja neutra, si es cierto que el número de días quietos está estrechamente relacionado con el grosor de esta estructura.

Podemos notar una clara relación inversa entre el espesor de la hoja neutra alrededor del año del mínimo del ciclo de las manchas solares y el máximo número de manchas solares que ocurre en el ciclo solar siguiente ( Figura 3.22 ).

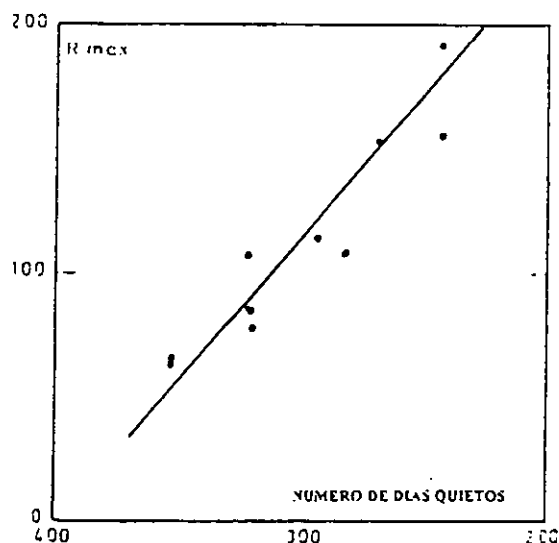


Fig. 3.22. Número máximo de manchas solares  $R_{max}$  del ciclo solar inmediato posterior contra el espesor de la hoja neutra inferido a partir del máximo número de días quietos ocurriendo alrededor del año de mínimo solar (Simon y Legrand, 1987).

Durante el intervalo de la fase dipolar, hay dos series de datos que están estrechamente relacionados: El nivel promedio de la actividad recurrente y el número máximo de días quietos el cual ocurre al final de la fase dipolar (Legrand y Simon, 1985)

(Figura 3.23). Los altos niveles de actividad recurrente se presentan cuando el dipolo solar alcanza su máxima intensidad (Simon y Legrand, 1986), y el máximo número de días quietos ocurre cuando la hoja neutra es muy ancha y poco distorsionada.

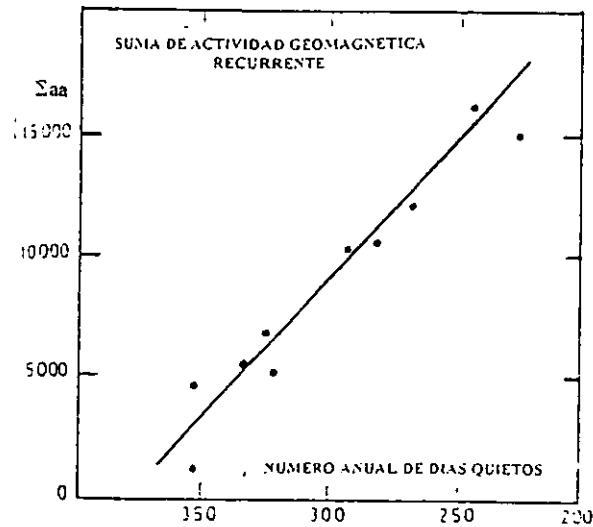


Fig. 3.23. Suma de la actividad recurrente ocurriendo durante un intervalo de varios años antes del mínimo de manchas solares contra el número anual de días quietos durante o alrededor del año del mínimo (Simon y Legrand, 1987).

El hecho de que el número anual de días quietos alrededor del año del mínimo solar esté estrechamente relacionado con el máximo número de manchas solares del ciclo solar siguiente, no es más que una manifestación de la relación fase/intensidad existente entre las componentes dipolar y toroidal del campo magnético del Sol (sección 3.4.3) (Simon y Legrand, 1986).

Por lo tanto, el ciclo solar, especialmente su amplitud, no concierne únicamente al comportamiento cíclico del número de las manchas solares y al máximo que este número alcanza, sino también a la evolución cíclica del dipolo solar. El dipolo solar alcanza su máxima intensidad dos o tres años antes del año del mínimo solar.

Durante la fase de mínimo solar el campo magnético solar presenta una configuración que a primera aproximación se asemeja a la de un dipolo. A medida que evoluciona el ciclo solar, esta configuración se desvanece para dar lugar a la presencia de una configuración de campo magnético toroidal, coexistiendo las dos de acuerdo a las teorías actuales del dínamo solar.

### 3.6. LA ACTIVIDAD FLUCTUANTE

Como ya lo mencionamos anteriormente (sección 3.1), esta clase de actividad geomagnética representa el 35 % del nivel total de actividad durante los 112 años bajo estudio, y comprende el 17.5 % del total de días. Está asociada principalmente con los encuentros de la Tierra con la hoja neutra, por lo que se espera que se intensifique cada vez más, en fase con el ciclo de las manchas solares, alcanzando su máxima intensidad alrededor del año del máximo solar (ver Figuras 3.24 y 3.25), en donde claramente se puede apreciar que la actividad fluctuante muestra una clara tendencia a estar controlada por la actividad de las manchas solares.

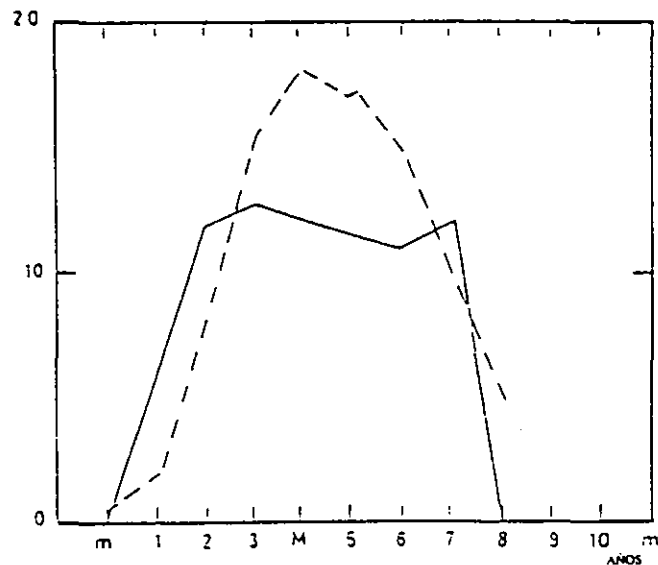


Fig. 3.24. Comportamiento cíclico normalizado de la actividad fluctuante (línea sólida) y el ciclo de las manchas solares (línea a trazos). La actividad fluctuante ocurre durante la fase multipolar del segundo al séptimo año. m indica el año del mínimo solar y M indica el año correspondiente al máximo.

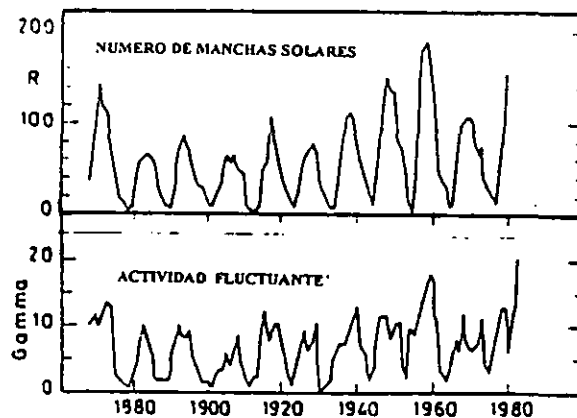


Fig. 3.25. El número de manchas solares y los niveles de actividad fluctuante de 1868 a 1980 (Legrand y Simon, 1985)

## CAPITULO 4

### UNA ESTIMACIÓN DEL MÁXIMO NÚMERO DE MANCHAS SOLARES DEL CICLO SOLAR 23

#### 4.1 ¿PARA QUÉ ESTIMAR LA AMPLITUD DEL CICLO SOLAR 23?

En la última sección del capítulo 3 discutimos un hecho importante: El número anual de días geomagnéticamente quietos ( $aa < 20 \gamma$ ) que ocurre alrededor del año del mínimo de manchas solares está inversamente relacionado con el máximo número de manchas solares del ciclo solar siguiente. Además, en el gráfico de estas dos variables podemos ajustar en buena medida una línea recta.

Por lo tanto, podemos aprovechar este resultado para predecir el máximo número de manchas solares de un ciclo solar en particular, solamente basta con conocer el número de días geomagnéticamente tranquilos que se presentaron alrededor del año del mínimo solar del ciclo solar inmediato anterior. En particular, estamos interesados en predecir la amplitud del ciclo solar 23, basándonos únicamente en el número de días quietos del año del mínimo del ciclo solar anterior, es decir, el ciclo 22, cuyo mínimo ocurrió en mayo de 1996 (Joselyn, 1997).

Estimar la amplitud del ciclo solar 23, es decir, la intensidad del ciclo, sirve para varios propósitos. Durante la fase de máximo solar es bien sabido que ocurre un incremento de la actividad solar, lo cual trae como consecuencia que los flujos de energía provenientes de la atmósfera solar se incrementan de manera considerable ocasionando en algunas ocasiones efectos no deseables en las capas altas de la atmósfera terrestre, en particular de la capa ionosférica. Los efectos más comunes son: daños en las partes integrales de satélites artificiales y de naves espaciales; la alteración de las propiedades físicas y químicas de las capas conductoras de la atmósfera terrestre (ionosfera), por lo cual se ven afectadas seriamente las comunicaciones en la banda del radio. (Tascione, 1994).

Además, predecir la amplitud del ciclo solar, nos puede proporcionar también información sobre procesos físicos que ocurren dentro del Sol. Esta información nos puede ser útil para tratar de entender entre otras cosas la relación encontrada entre la irradiancia solar y la actividad solar (Lean, 1997), lo cual tiene influencia directa en el clima de la Tierra, pues por ejemplo Friis - Christensen y Lassen (1991), encontraron una correlación positiva entre la actividad solar, representada por la longitud del ciclo solar y la temperatura promedio de la Tierra .

Debido a esto, el tratar de predecir la intensidad del ciclo solar 23 se ha convertido en una tarea que actualmente ocupa a un considerable número de científicos.

Los métodos más efectivos para predecir el número de manchas solares son los llamados métodos precursores. Estos están basados en el hecho fundamental de que el ciclo solar está compuesto de dos tipos de ciclos magnéticos los cuales coexisten en el Sol por algunos años ( los ciclos dipolar y toroidal del campo magnético ). Siguiendo este esquema es posible encontrar correlaciones entre la amplitud del siguiente ciclo, y fenómenos en el Sol que ocurren durante la fase declinante del ciclo solar o bien cerca del mínimo del ciclo en evolución.

Una amplia variedad de métodos se han diseñado para predecir la amplitud del ciclo solar. Las técnicas de predicción más usadas comúnmente consisten en el análisis de series de tiempo de registros históricos de manchas solares para establecer periodicidades en el espectro de potencia. Las series entonces se pueden extrapolar para generar predicciones de algunas características del ciclo solar. Desafortunadamente el ciclo solar parece ser altamente variable en su comportamiento, quizás aun caótico y estas técnicas resultan tener demasiadas limitantes.

Por ejemplo, Schatten et al. (1978) (ver apéndice B) sugieren que la intensidad del campo dipolar del Sol casi en el mínimo solar está estrechamente relacionada con la amplitud del ciclo siguiente. Schatten y Pesnell (1993) obtienen un índice que describe la cantidad de flujo magnético emergente casi en el mínimo y predicen un máximo número de manchas solares para el ciclo solar 23 de  $170 \pm 25$ . Más recientemente Schatten et al. (1996) predicen un valor más bajo de  $138 \pm 30$ .

Ohl (1966), encontró que la actividad geomagnética durante los últimos años del ciclo solar podría ser útil para predecir la amplitud del próximo ciclo. Más tarde Simon y Legrand (1986) determinan que este tipo de actividad es originada por el haz de viento solar que proviene de los hoyos coronales polares. Thompson (1993) (ver Apéndice A) supuso que hay dos componentes de actividad geomagnética y que el número total de disturbios geomagnéticos a lo largo del ciclo solar debería depender de la amplitud del ciclo solar en evolución y también de la amplitud del siguiente ciclo solar. El identificó los días perturbados a partir del índice  $A_p \geq 25$ , y utilizó un análisis de regresión lineal múltiple encontrando el número total de disturbios geomagnéticos a lo largo del ciclo solar como una función del máximo número de manchas solares del ciclo solar en evolución y del próximo ciclo solar. Recientemente Thompson (1993) predice un máximo número de manchas solares para el ciclo solar 23 de  $\approx 164$ . Li (1997) descompone el promedio mensual suavizado de los índices  $A_p$  en dos componentes y explora la relación entre una de éstas y el número de manchas y predice como máximo para el ciclo solar 23,  $149.3 \pm 19.9$ .

## 4.2 MECANISMOS DEL MODELO FÍSICO

La distribución de las fuentes de viento solar en el Sol ha sido establecida por medio de técnicas de centelleo interplanetario, en particular, los flujos de viento solar de baja velocidad están asociados con la hoja neutra y sus zonas aledañas (Kojima y Kakinuma, 1990) y por medidas hechas por el satélite *Ulysses* (Marsden y Smith, 1996).

Existe también una estrecha relación entre el índice  $a_m$  (índice trihora) y la velocidad del viento solar (Svalgaard, 1977). También existe una buena correlación entre el índice  $a_m$  y el índice  $a_a$  (Mayaud, 1973), por lo tanto es natural que exista también una buena correlación entre el índice  $a_a$  y la velocidad del viento solar.

Con base en estos argumentos, esperamos que los días menos perturbados geomagnéticamente, es decir, los días quietos, estén asociados con el viento solar de baja velocidad, el cual se origina como ya lo dijimos con anterioridad en la hoja neutra y sus zonas aledañas, definiendo una hoja de viento lento.

Simon y Legrand (1987), encontraron para los ciclos 11 a 21, que el espesor de la hoja de viento lento, y su inclinación respecto al plano de la eclíptica dependen de la intensidad y también de la inclinación del dipolo solar. Cuando el número de días quietos es máximo, la hoja neutra alcanza también su máximo espesor, esto ocurre al final de la fase dipolar, cuando el dipolo solar es débil. El fin de la fase dipolar ocurre alrededor del mínimo de manchas solares. Ya hemos mostrado anteriormente, que la evolución del campo poloidal está desfasada de 5 a 6 años adelante de la emergencia de campo toroidal (Simon y Legrand, 1986).

Este descubrimiento llevó a Simon y Legrand (1987) a proponer una relación inversa entre el espesor de la hoja neutra en el mínimo de manchas solares del ciclo solar en evolución y el máximo número de manchas solares del ciclo solar próximo. Como el espesor de la hoja neutra está directamente relacionado con el número de días geomagnéticamente quietos, esta relación puede ser usada para encontrar una correlación entre el máximo número de días quietos alrededor del mínimo solar del ciclo solar en progreso y el máximo número de manchas solares del siguiente ciclo solar.

Esta relación inversa es esperada con base en la teoría del dinamo  $\alpha$ - $\omega$  (Krause y Radler, 1980), la cual indica que el campo toroidal es generado a partir del campo poloidal. Entonces, un débil campo poloidal, se evidencia a través de un alto número de días quietos y generará un débil campo toroidal durante el ciclo solar siguiente; a su vez, un campo toroidal débil, dará lugar a un bajo máximo número de manchas solares y viceversa. Recordemos que las manchas solares no son otra cosa que la emergencia en la fotosfera de los tubos de flujo de la configuración de campo toroidal.



### 4.3 RESULTADOS

Hemos extendido los trabajos de Simon y Legrand (1987) para incluir la serie de índices geomagnéticos aa para los ciclos 22 y 23.

Suponiendo una relación inversa entre el número de días quietos alrededor del mínimo solar del ciclo solar en progreso y el máximo número de manchas solares del ciclo solar siguiente, obtenemos una relación lineal usando el número de días quietos por año alrededor del año del mínimo solar (día quieto es aquel para el cual  $aa_{20} < \gamma$ ). Hemos usado los índices geomagnéticos aa desde el año 1868 hasta 1997, este período de tiempo comprende los ciclos 11 a 22 y la parte ascendente del ciclo 23.

Nosotros sólo tenemos la certeza de que el año con máximo número de días quietos para un ciclo en particular ocurre alrededor del año del mínimo solar, pero no sabemos exactamente si este año se encuentra antes, durante o después del año del mínimo solar. Por lo tanto, lo primero que hicimos fue localizar la posición del año con mayor número de días quietos con respecto al año del mínimo solar para todos los ciclos solares y encontramos lo siguiente :

1.- 8 (73 %) de los 11 ciclos solares estudiados presentan el año con máximo número de días quietos un año después del mínimo solar.

2.- 2 (18 %) de los 11 ciclos presentan el año con máximo número de días quietos durante el año del mínimo.

3.- 1 (9 %) de los 11 ciclos lo presenta un año antes del mínimo solar.

En la figura 4.1 observamos la regresión lineal entre el número anual de días quietos correspondiente al año con máximo número de ellos a lo largo del ciclo solar en evolución y el máximo número de manchas solares ( $R_m$ ) del ciclo solar siguiente. Para el ciclo solar 22 el mínimo ocurrió en mayo de 1996 (Joselyn, 1997). La ecuación correspondiente de la recta ajustada es :

$$R_m = - (0.83 \pm 0.1)N + (361.8 \pm 37) \quad (1)$$

donde  $r = 0.91$  representa el coeficiente de regresión lineal y  $N$  representa el número anual de días quietos al igual que en las ecuaciones (2) y (3).

La Figura 4.2 muestra la regresión lineal entre el número anual de días quietos correspondiente al año después del mínimo solar del ciclo solar en progreso y el máximo número de manchas solares ( $R_m$ ) del ciclo solar siguiente. La ecuación de la recta ajustada es :

$$R_m = - (0.85 \pm 0.1)N + (364.44 \pm 4.3) \quad (2)$$

$r = 0.92$  es el coeficiente de regresión lineal

Analizamos también cual es el efecto en la correlación si consideramos el promedio anual de días quietos para el año antes, el año durante y el año después del mínimo solar. La Figura 4.3 muestra la regresión lineal entre el promedio de los tres años para el número anual de días quietos del ciclo solar en curso y el máximo número de manchas solares ( $R_m$ ) del ciclo solar siguiente.

La ecuación de la recta ajustada es .

$$R_m = - ( 0.71 \pm 0.2 )N + ( 309.31 \pm 41.3 ) \quad ( 3 )$$

con  $r = 0.85$  como el coeficiente de regresión lineal.

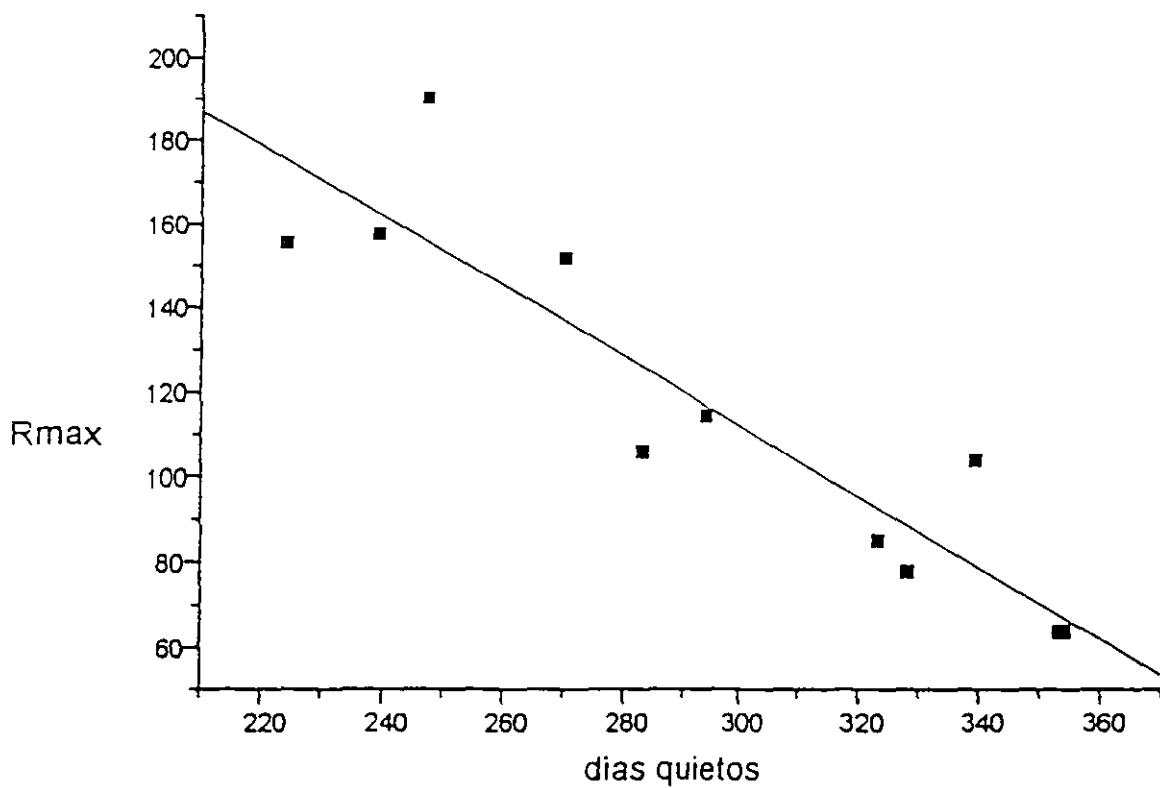


Fig. 4.1 Regresión lineal entre el número anual de días quietos correspondiente al año con máximo número de días quietos a lo largo del ciclo solar en evolución y el máximo número de manchas solares ( $R_m$ ) del ciclo solar siguiente. La ecuación de la recta ajustada es :  $R_m = - ( 0.83 \pm 0.1 )N + ( 361.8 \pm 37 )$ .  $r = 0.91$  es el coeficiente de regresión lineal.

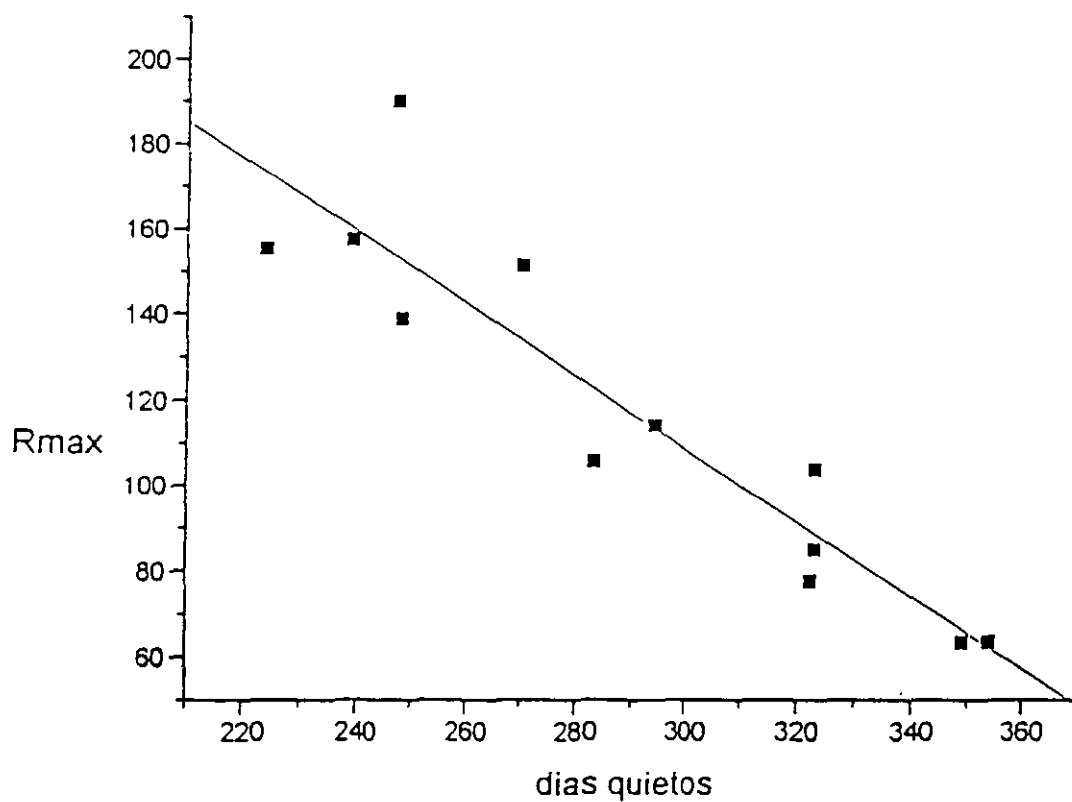


Fig. 4.2 Regresión lineal entre el número anual de días quietos correspondiente al año después del mínimo solar del ciclo solar en progreso y el máximo número de manchas solares ( $R_m$ ) del ciclo solar siguiente. La ecuación de la recta ajustada es  $R_m = -(0.85 \pm 0.1)N + (364.44 \pm 34.3)$ ,  $r = 0.92$ .

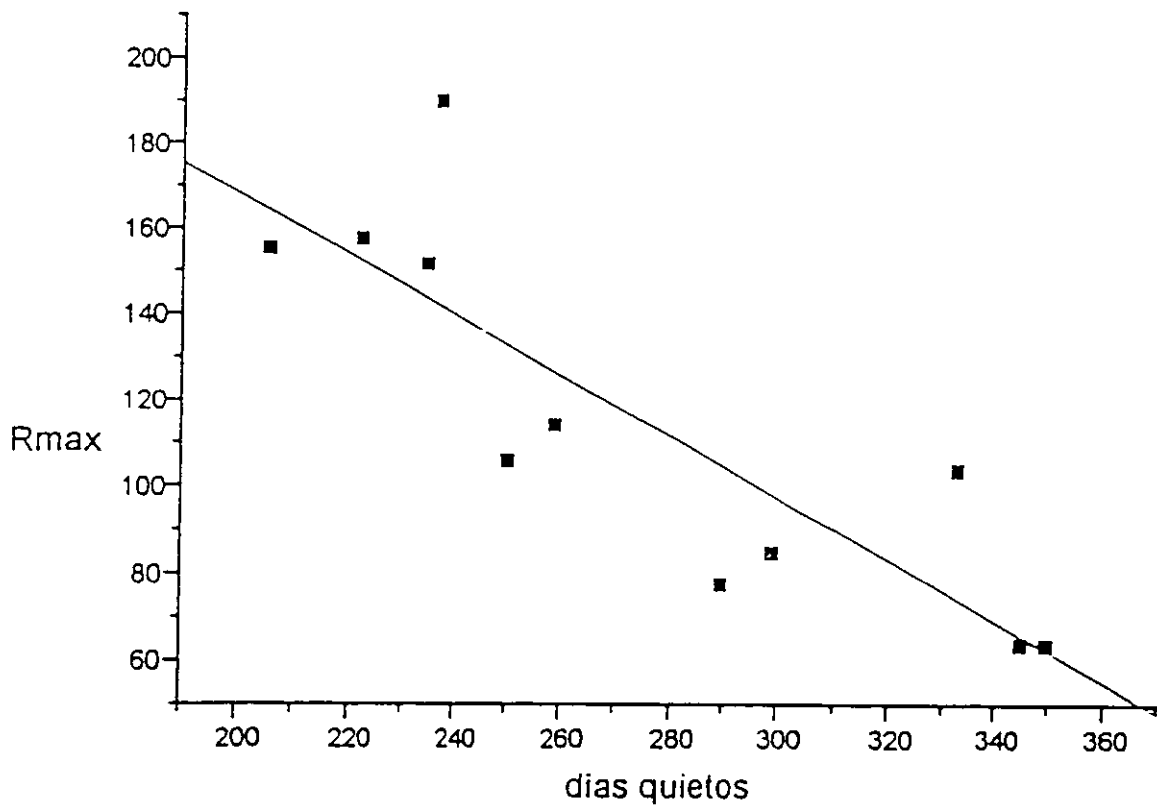


Fig. 4.3 Regresión lineal entre el promedio de los tres años para el número anual de días quietos del ciclo solar en curso y el máximo número de manchas solares ( $R_m$ ) del ciclo solar siguiente. La ecuación de la recta ajustada es:  
 $R_m = - ( 0.71 \pm 0.2 )N + ( 309.31 \pm 41.3 )$ ,  $r = 0.85$ .

## CAPITULO 5

### DISCUSIÓN Y CONCLUSIONES

Notamos de las Figuras 4.1 y 4.2 que las mejores correlaciones son aquellas dadas por el número anual de días quietos correspondiente al año con máximo número de días quietos a lo largo del ciclo solar en evolución y el número anual de días quietos correspondiente al año después del mínimo solar en curso, ecuaciones (1) y (2) respectivamente.

En la Tabla 5.1 presentamos el máximo número de manchas solares usando la ecuación (1) para los ciclos 11 a 23. La columna 1 indica el número de ciclo, la columna 2 indica el máximo número de manchas solares predicho, la columna 3 indica el máximo número de manchas solares observado, las columnas 4 y 5 presentan los límites inferior y superior respectivamente del máximo número de manchas solares predicho, es decir, determinan un intervalo de incertidumbre de la predicción. Los límites fueron obtenidos con un nivel de confianza del 99.9 %.

La Tabla 5.2 presenta la misma información que la Tabla 5.1 pero usando la ecuación (2). Tomando en cuenta el nivel de confianza, los valores predichos coinciden con los valores observados.

El método usado para predecir el máximo es muy sencillo, nosotros únicamente necesitamos contar el número anual de días quietos en el año adecuado dependiendo de si se quiere hacer la predicción con la ecuación (1) o bien con la ecuación (2).

Nuestra predicción para el ciclo solar 23 usando la ecuación (1) es de  $142.7 \pm 32.6$  y usando la ecuación (2) es de  $140.1 \pm 31.8$ .

Ahora procedemos a comparar estos resultados con estimaciones previas. El centro del medio ambiente espacial (NOOA) con el apoyo de la NASA ha formado un comite de 12 científicos para predecir el máximo del ciclo solar 23. Ellos concluyen que deberíamos esperar un máximo número de manchas solares suavizado de aproximadamente 160 para el ciclo solar 23. En la Tabla 5.3 reproducimos la predicción de éste número usando varias técnicas de predicción (Joselyn et al., 1997). Nuestra predicción está cercana al extremo inferior del rango reportado.

De acuerdo a nuestros resultados, podemos anticipar que el ciclo solar 23 será similar a los ciclos solares 21 y 22.

En la Figura 5.1 se puede observar una aparente regularidad conocida como el ciclo de Glaisberg, con un período de aproximadamente 80 años, el cual presenta un mínimo en 1810 y otro quizás en 1700. Siscoe (1980) encuentra evidencias de este ciclo en la edad media a través del registro de auroras pero le asigna un período de 87 años.

Mucho se ha especulado sobre si ya alcanzamos el pico del ciclo de Glaisberg en los ciclos 21 y 22 o no. De la Tabla 5.3 vemos que algunas predicciones indican que el ciclo 23 tendrá una mayor amplitud que los dos últimos y por tanto que todavía falta para el máximo de Glaisberg. Otras predicciones, entre ellas la nuestra, parecen indicar que ya pasamos el máximo de Glaisberg y que vamos encaminándonos, tal vez en el próximo ciclo a un nuevo mínimo secular tipo Maunder (1645 - 1715) o Dalton (1790 - 1827). De ser así, la disminución progresiva de la actividad solar tendrá profundos efectos en el clima terrestre.

La última palabra la tendrán las observaciones directas, que se harán en los años 2000 o 2001, del máximo número de manchas solares.

**TABLA 5.1**

Número máximo de manchas solares observadas y predichas (usando la ec. (1))

Ciclo	$R_p$	$R_o$	Límite inferior	Límite superior
12	66.9	63.7	23.6	110.2
13	92.7	85.1	61.9	123.5
14	67.7	63.5	24.9	110.5
15	79.4	103.9	42.8	116
16	88.5	77.8	56.1	121
17	116.9	114.4	90.6	143.1
18	136.9	151.6	106.5	167.2
19	156	190.2	117	195
20	126	105.9	106	153.3
21	165.2	155.4	125.3	225.1
22	162.7	157.6	120.1	205.3
23	142.7		110.1	175.3

**TABLA 5.2**

Número máximo de manchas solares observadas y predichas (usando la ec. (2))

Ciclo	$R_p$	$R_o$	Límite inferior	Límite superior
11	152.9	139	115.8	190
12	62.5	63.7	32.7	92.3
13	88.9	85.1	66	111.8
14	66.7	63.5	38.4	95
15	88.9	103.9	66	111.8
16	89.9	77.8	67	112.6
17	113.7	114.4	89.9	137.4
18	134.1	151.6	104.6	163.7
19	153.7	190.2	116.3	191.2
20	123	105.9	97.1	149
21	173.4	155.4	126.9	219.9
22	160.6	157.6	120.1	201.1
23	140.1		108.3	171.9



**TABLA 5.3**

Predicción de máximo número de manchas solares para el ciclo solar 23 de acuerdo a varias técnicas de predicción.

Técnica	Rango inferior	Máximo número de manchas	Rango superior
Comportamiento par- non del ciclo solar	165	200	235
Método precursor	140	160	180
Método espectral	135	155	185
Climatológico reciente	125	155	185
Redes neuronales	110	140	170
Climatológico( todos)	75	115	155
Consenso: Número de manchas solares (suavizado mensualmente)	130	160	190

Tabla tomada de Joselyn et al. (1997)

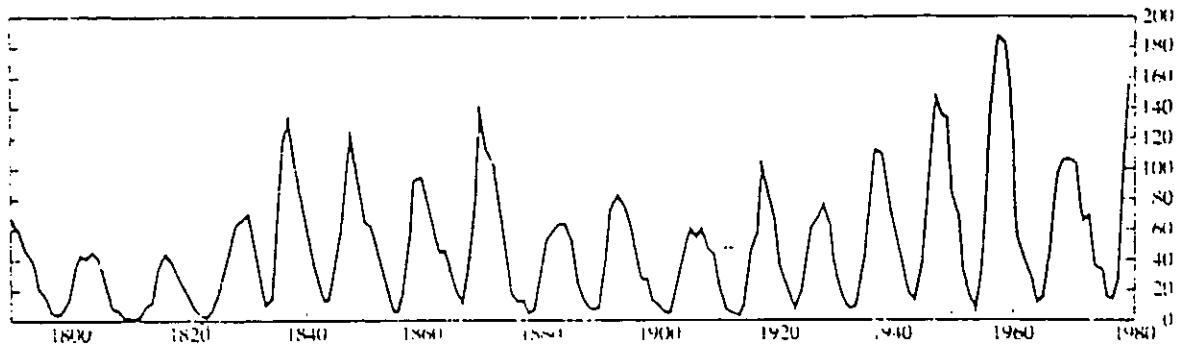
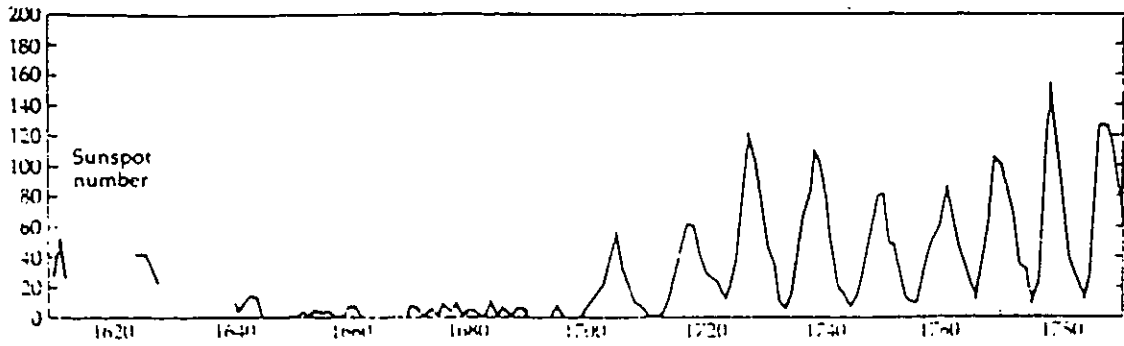


Fig. 5.1 Ciclo de las manchas solares de 1610 a 1980 (Noyes, 1982)

## APÉNDICE A

En ésta sección, presentaremos una técnica alterna para predecir la amplitud del ciclo solar. Esta técnica fue ideada por Thompson (1993).

Los métodos que han mostrado ser más confiables son los llamados métodos “precursores”. Estos operan con la premisa de que el ciclo solar realmente comienza algunos años antes del mínimo solar y que dos ciclos solares coexisten en el Sol durante algunos años (el campo magnético dipolar y el campo toroidal).

La técnica ideada por Thompson supone que hay dos componentes de la actividad geomagnética: una asociada con la actividad del ciclo en curso tal como ráfagas y eyecciones de masa coronal y la otra asociada con fenómenos propios del nuevo ciclo (por ejemplo, hoyos coronales durante la fase declinante). La primera componente varía en fase con el ciclo de las manchas solares, mientras que la segunda comienza apenas después del máximo de manchas solares del ciclo.

Si existen dos componentes de la actividad geomagnética, entonces el número total de disturbios geomagnéticos durante un ciclo solar debería depender de la amplitud del ciclo en curso y también de la amplitud del siguiente ciclo. Para definir un disturbio geomagnético se usa el índice  $A_p$ , de tal forma que se tiene un disturbio cuando  $A_p \geq 25\gamma$ . Los disturbios geomagnéticos durante un ciclo solar son contados desde el mínimo solar (en el comienzo del ciclo), hasta el mínimo solar (en el fin del ciclo).

En la Tabla A1 se muestra el número de disturbios geomagnéticos y la amplitud de cada ciclo. El conteo del número de disturbios fue hecho directamente del índice  $A_p$  para los ciclos 17 a 21. Para los ciclos anteriores, es decir, ciclos 11 a 16, se usó el índice geomagnético  $aa$  con un umbral equivalente a  $25\gamma$ , derivado de la tabla 20 de Mayaud (1980). En el caso del ciclo 11, el índice  $aa$  comenzó en 1868, 10 meses después del inicio del ciclo.

## TABLA A1

Tabla A1. Disturbios geomagnéticos para los ciclos 11 a 21

Número de ciclo	Amplitud del ciclo	Amplitud del próximo ciclo	Número de disturbios
11	140.5	74.6	348
12	74.6	87.9	287
13	87.9	64.2	34.3
14	64.2	105.4	225
15	105.4	78.1	348
16	78.1	119.2	309
17	119.2	151.8	485
18	151.8	201.3	659
19	201.3	110.3	622
20	110.3	164.5	495
21	164.3	158.5	590

En la Figura A1 se muestra una regresión con la información de la Tabla A1.

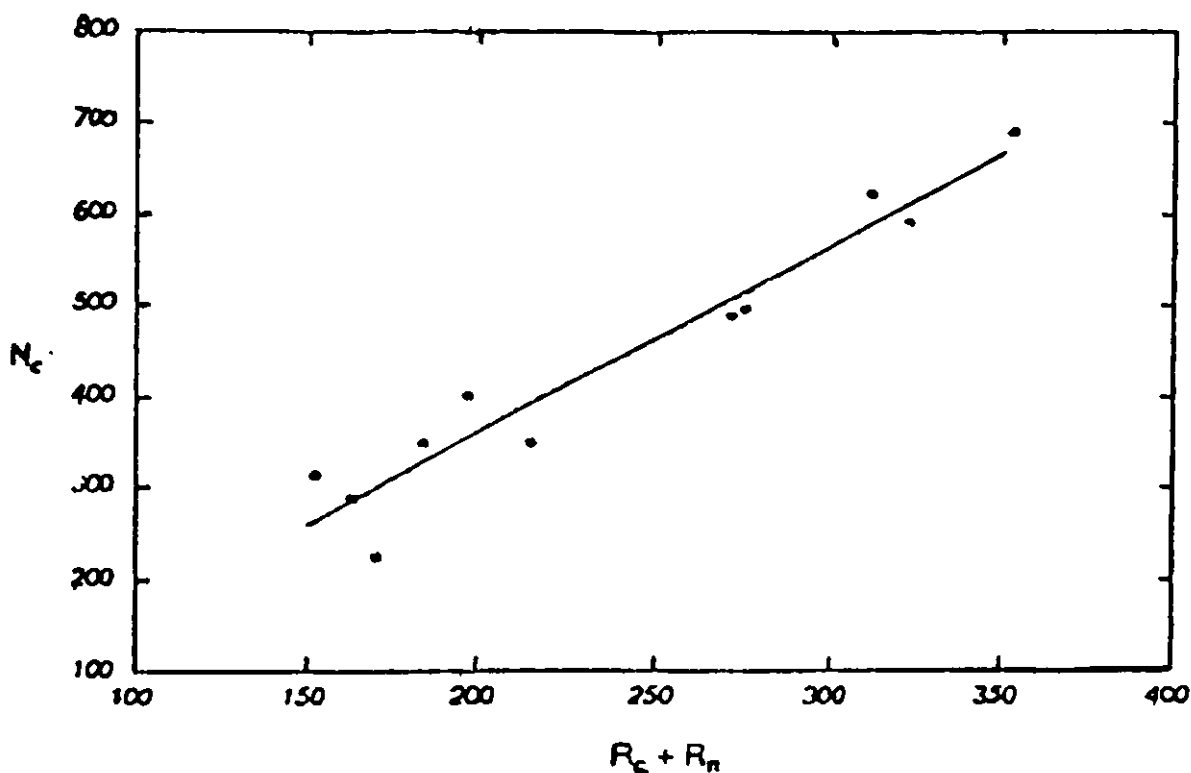


Fig. A1. El número de disturbios geomagnéticos en un ciclo  $N_c$  contra la suma de la amplitud del ciclo en curso y la del ciclo siguiente (Thompson, 1993).

La ecuación de la recta ajustada es:

$$N_c = - 47.9 + 2.20R_c + 1.88R_n \quad (A1)$$

donde  $N_c$  es el número de disturbios geomagnéticos en el ciclo en curso,  $R_c$  es la amplitud en el número del ciclo en curso y  $R_n$  es la amplitud del siguiente ciclo.

Una característica interesante de la ecuación (A1), es que los coeficientes de  $R_c$  y de  $R_n$  son casi iguales. Si promediamos los coeficientes, entonces (A1) puede escribirse como:

$$N_c = - 47.9 + 2.04(R_c + R_n) \quad (A2)$$

De esta manera, si conocemos  $N_c$ , la amplitud de un ciclo puede ser predicha invirtiendo la ecuación (A2).

La tabla A2 muestra en la columna 2, la amplitud predicha usando la ecuación (A 2) para los ciclos 12 al 22, en la columna 3 aparece la amplitud observada y en la última columna aparece la diferencia entre el valor predicho y el observado.

**TABLA A2**

Amplitud predicha y observada para los ciclos 12 al 22 (Thompson, 1993)

<b>Número de ciclo</b>	<b>Amplitud predicha</b>	<b>Amplitud observada</b>	<b>Observada-Predicha</b>
12	53.8	74.6	20.8
13	96.0	87.9	-8.1
14	81.0	64.2	-16.8
15	71.9	105.4	33.5
16	91.7	78.1	-13.6
17	140.2	119.2	-21.0
18	145.5	151.8	6.3
19	215.5	201.3	-14.2
20	125.7	110.3	-15.4
21	154.1	164.5	10.4
22	148.3	158.5	10.2

## APÉNDICE B

Otra técnica interesante, dentro de las de tipo precursor, usada para predecir la amplitud del ciclo solar, es una formulada por Schatten et al.(1978). Esta técnica está basada en la teoría del dínamo solar.

Un aspecto central en el ciclo de actividad solar es que el campo dipolar del Sol durante un mínimo de manchas solares evoluciona a lo largo del ciclo solar y por efecto de la rotación diferencial del Sol las líneas de campo, inicialmente con configuración dipolar, se van enrollando alrededor del sol, en la zona convectiva, hasta dar lugar a la formación de un campo toroidal (Babcock, 1961; Leighton, 1969; Parker, 1977). Este flujo toroidal emerge en la superficie de la fotosfera dando lugar a las manchas solares. Se cree que la intensidad del campo magnético polar en un mínimo de manchas solares está relacionada con la actividad de las manchas solares del siguiente ciclo.

Se pueden obtener estimaciones de la intensidad del campo magnético polar casi en el mínimo de manchas, a partir de la forma de la corona en tiempo de eclipses solares, o bien, por el grado de "achataamiento" de la hoja neutra medido a una unidad astronómica a través de medidas del campo magnético interplanetario de acuerdo a los métodos de Rosenberg y Coleman (1969).

Una forma más directa de estimar la intensidad del campo polar es a través del número de fáculas polares.

La forma de la corona en los eclipses se puede usar para obtener la intensidad del campo polar con cualquiera de los siguientes dos métodos: El índice de Ludendorf (Billings, 1966) se puede emplear como una medida del "achataamiento" coronal y por lo tanto de la intensidad del campo polar. La Figura B1a, muestra el número promedio de manchas solares contra el índice de Ludendorf, cada punto representa el índice de Ludendorf para un eclipse casi en el mínimo de manchas solares contra el número de manchas solares promedio anual del máximo solar siguiente.

Una segunda opción para medir la intensidad del campo polar puede ser deducida a partir de la inclinación de las plumas polares de alta latitud. Esto supone de antemano que una alta intensidad del campo magnético inclinará más las plumas polares hacia el ecuador solar. En la Figura B1b, el ángulo de inclinación de las plumas polares es graficado contra el máximo número de manchas solares del ciclo solar siguiente.

Sheeley (1964, 1966, 1976), sugiere que la intensidad del campo polar puede ser estimada también a partir del número de fáculas en los polos. El promedio anual del campo polar medido en el observatorio de Monte Wilson confirma los resultados de Sheeley durante los años 1967 hasta 1975. Sheeley también subraya que la magnitud del campo polar tiende a rezagarse al número de manchas solares y que esto es consistente con el modelo que visualiza al campo polar como producido por el transporte hacia los polos de flujo que se origina en regiones magnéticas bipolares en zonas de baja latitud solar. En el modelo de Babcock, el campo polar casi en el mínimo de manchas es la fuente que genera la actividad del próximo ciclo solar.

En la Figura B1c, se compara la suma del número de fáculas del polo norte y sur con el máximo número de manchas solares del ciclo siguiente.

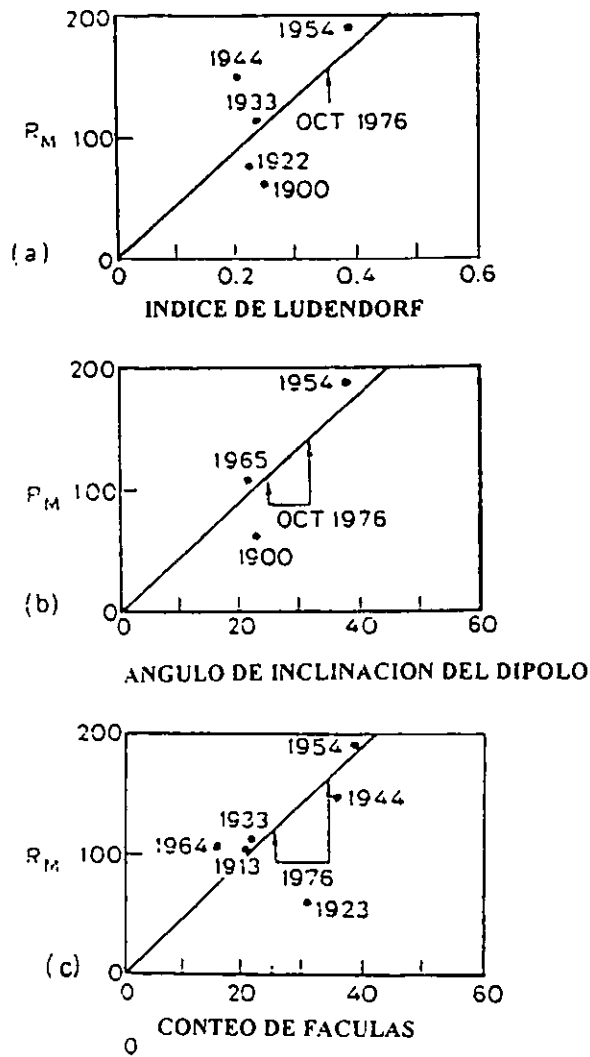
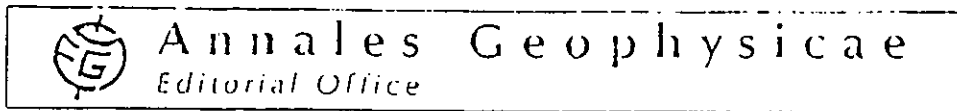


Fig. B1. (a) máximo número de manchas solares contra el índice de "achataamiento" de la corona solar (índice de Ludendorff) durante eclipses solares casi en el mínimo de manchas. (b) máximo número de manchas solares contra el ángulo de inclinación de las plumas polares. (c) máximo número de manchas solares contra el número de fáculas en las dos regiones polares (Schaten et al., 1978)



## APÉNDICE C

En este apéndice aparece una réplica de un artículo que se derivó de los resultados presentados en el capítulo 4, el cual fue aceptado para su publicación en la revista *Annales Geophysicae*.



Centre d'Étude Spatiale des Rayonnements  
ICESR-CNRS-UPS)  
9, Avenue du Colonel Roche  
F-31029 Toulouse Cedex - France  
Tel: (33) 005 61 55 81 70; Telex: 531 729  
Fax: (33) 005 61 55 65 15  
e-mail: ANNGEO@icesr.fr

Toulouse November 3, 1998

Dr B. Mendoza  
Instituto de Geofísica  
Ciudad Universitaria  
Delegación de Coyacacán  
Código 04510  
México, D.F.  
México

Paper AG/1998/000098: "A straightforward estimation of the maximum sunspot number for cycle 23" by B. Mendoza and J. Ramirez

Dear Dr. Mendoza,

I am pleased to inform you that your paper is accepted for publication in *Annales Geophysicae*.

It is sent to the Publisher today. If you wish so, you may on your side send the accepted manuscript directly to our Publisher via FTP (see instructions enclosed).

Your paper is now scheduled for publication in a next issue. Please react immediately to any inquiry from the Copy Editor in order to avoid unnecessary delays which could postpone the publication of your work.

Thank you very much for using *Annales Geophysicae* as a way to communicate your results to the scientific community.

Sincerely yours,

R. Schwenn  
Topical Editor for Solar and Heliospheric Physics  
(signed on his behalf by  
Sylviane Perret, Editorial Executive)



**ESTA TESIS NO SALE  
DE LA BIBLIOTECA**

# A STRAIGHTFORWARD ESTIMATION OF THE SUNSPOT MAXIMUM NUMBER FOR CYCLE 23

Blanca Mendoza and Juan Ramírez

Instituto de Geofísica UNAM, Ciudad Universitaria, 04510 México D.F., MEXICO

**Abstract.** Using the annual number of geomagnetically quiet days ( $< 20 \gamma$ ) around the solar minimum this precursor method predicts that the maximum sunspot number for cycle 23 will be  $143 \pm 33$  using the year of the maximum number of quiet days, and  $140 \pm 32$  if we use the year after the solar minimum, indicating that cycle 23 will be similar to cycles 21 and 22.

## 1. INTRODUCTION

Estimating the strength of solar cycle 23 serves various purposes: It has a practical interest in helping to prevent damaging effects of solar phenomena on integral parts of low-orbit space stations and radio communications. It provides information on the physical processes inside the Sun. It allows us to assess further the relationship found between solar irradiance and solar activity (see for instance review by Lean, 1997) which has a very direct influence on weather and climate; in particular the positive correlation found

between solar activity, through the cycle length, and average Earth's temperature (Friis-Christensen and Lassen, 1991).

The most successful prediction methods are the so-called precursor techniques. They are based on the premise that the solar cycle is composed of two kinds of cycles which co-exist on the Sun for some years (the poloidal and the toroidal cycles). Under this scheme it is possible to find correlations between the amplitude of the next cycle, and phenomena on the Sun or originated from the Sun during the declining phase or near the minimum of the cycle in progress.

For instance Schatten et al. (1978) suggested that the Sun's polar field strength near solar minimum is closely related to the following solar cycle. Schatten and Pesnell (1993) obtained an index describing the amount of the buoyant solar magnetic field flux near minimum, and predicted a sunspot maximum number for cycle 23 of  $170 \pm 25$ . More recently Schatten et al. (1996) predicted a lower value of  $138 \pm 30$ .

Ohl (1966) found that geomagnetic activity during the last years of the solar cycle could be useful for predicting the next cycle. Later Simon and Legrand (1986) determined that this kind of activity is originated from streams coming from polar coronal holes. Thompson (1993) assumed that there are two components of geomagnetic activity and that the total number of geomagnetic disturbances along a solar cycle should depend on both, the

amplitude of the current cycle as well as the amplitude of the next one. He identified the disturbed days from the  $A_p$  index with  $A_p \geq 25$ , and used a multiple linear regression analysis finding the total number of geomagnetic disturbances along a solar cycle as a function of the maximum sunspot number of the cycle in progress and the next one. Recently Thompson (1996) predicted a sunspot maximum number for cycle 23 of  $\sim 164$ . Li (1997) decomposed the smoothed monthly mean geomagnetic  $A_p$  indices into two component and explore the relation between one of these and the sunspot number; he predicted a maximum sunspot number for cycle 23 of  $149.3 \pm 19.9$ . Kane (1997) used monthly means, 12-month moving averages and annual averages, and performed correlations between the  $aa$  indices at the year of the minimum and sunspot numbers for the year of the maximum and minimum. He found the highest correlation for 12-month moving averages between the maximum sunspot number of the following cycle and the  $aa$  value for the minimum year of the cycle in progress. For cycle 23 he predicted  $170 \pm 13$  with a single variable regression analysis and  $177 \pm 21$  for a bivariate analysis.

## 2. THE PHYSICAL MODEL

The distribution of the wind sources on the Sun has been established by means of the interplanetary scintillation method; in particular, low velocity winds are associated with the helmet streamers and the interplanetary current sheet (Kojima and Kakinuma, 1990). There is also a close association between trihourly indices  $am$  and the solar wind velocity (Svalgaard, 1977). As there is a good correlation between  $am$  and  $aa$  indices (Mayaud, 1973), there is also a good association between  $aa$  and solar wind velocity. Following this argument we should expect that the less geomagnetically perturbed days, the quiet days, were associated with the lowest velocity winds, which flow through the interplanetary current sheet forming a kind of slow wind sheet.

Simon and Legrand (1987) found for cycles 11 to 21, that the thickness of the slow wind sheet and its inclination on the ecliptic plane depend upon the intensity and tilt of the solar dipole. At the peak of the quiet days the heliosheet has its maximum thickness, this occurs at the end of the dipole phase when the solar dipole is weakest. The end of the dipole phase occurs around the minimum of sunspot number. It has been shown also that the evolution of the poloidal field is in advance by 5 to 6 years on the toroidal field emergence (Simon and Legrand, 1986).

These findings led Simon and Legrand (1987) to propose an inverse relation between the thickness of the heliosheet at sunspot minimum and the sunspot maximum number of the next cycle. As the thickness is directly related with the number of geomagnetically quiet days, this relation can be used to find a correlation between the maximum number of quiet days around the minimum of the current cycle and the sunspot maximum number of the following cycle. This inverse relation is expected on the basis of the  $\alpha$ - $\omega$  dynamo theory (Krause and Radler, 1980) which indicates that the toroidal field is generated from the poloidal field. Then a weak poloidal field evidenced through a high number of quiet days will generate a weak toroidal field in the next cycle with a low maximum sunspot number and viceversa.

### 3. RESULTS

Assuming an inverse relationship between the quiet days around the solar minimum of the cycle in progress and the sunspot maximum number of the following cycle, we obtain a linear relationship using the geomagnetically quiet  $aa$  indices defined as those with  $aa < 20 \gamma$ , through the years 1868 to 1997, cycles 11 to 22, as reported by the Solar Geophysical Data. The maximum number of quiet days were found for each cycle: 8 (73%) out of the 11 solar cycles studied present the maximum of quiet days 1 year after

the solar minimum, 2 cycles (18%) during the year of the minimum and 1 cycle (9%) 1 year before the solar minimum. In Fig. 1a we observe the linear regression between the annual average  $aa$  of the year with the maximum number of quiet days along the solar cycle in progress and the maximum sunspot number of the following cycle  $Rm$ . For cycle 22 the minimum has been reached in May, 1996 (Joselyn, 1997). The corresponding equation is:

$$Rm = -(0.83 \pm 0.1) aa + (361.8 \pm 37) \quad (1)$$

with  $r = 0.91$

Fig. 1b shows the linear regression between the annual average  $aa$  of the year *after* the minimum of the cycle in progress and the maximum sunspot number of the next cycle  $Rm$ :

$$Rm = -(0.85 \pm 0.1) aa + (364.44 \pm 34.3) \quad (2)$$

with  $r = 0.92$

We further assess the effect of considering the 3 years which present the maximum number of quiet days in order to see if having a greater number of quiet days might improve the correlation. Fig. 1c shows the linear regression between the annual average  $aa$  of the years *before*, *during* and *after* the minimum of the current cycle and the maximum sunspot number of the following cycle  $Rm$ :

$$R_m = -(0.71 \pm 0.2) aa + (309.31 \pm 41.3) \quad (3)$$

with  $r = 0.85$

#### 4. DISCUSSION

We notice from Fig. 1 that the best correlations are the ones given by the annual average  $aa$  index corresponding to the year of the maximum number of quiet days and to the year *after* the minimum, Eqs. (1) and (2) respectively. In Table 1 we present the predicted maximum sunspot numbers using Eq. (1) for cycles 11 to 23. Column 1 indicates the number of the cycle, column 2 the predicted maximum sunspot number, column 3 the observed maximum sunspot number and columns 4 and 5 present the lower and upper limits of the predicted maximum sunspot number, the limits were obtained at the 99.9% confidence level. Table 2 has the same information as Table 1 but for the case of Eq. (2). Taking into account the level of confidence, the predicted values coincide with the observed ones.

The advantage of the method presented is its simplicity. We only need to wait until the year after the solar minimum has passed and either: a) Calculate the average annual number of the  $aa < 20 \gamma$  during that year and apply Eq. (2) in order to obtain the sunspot maximum number of the next cycle, or b) Obtain the same average but for the year with the maximum number of quiet



days, which implies to compare the years before, during and after the minimum (Eq. 1). In particular our prediction for cycle 23 using equation (1) is  $142.7 \pm 32.6$  and using equation (2) is  $140.1 \pm 31.8$

We now proceed to compare these result with previous estimations. The NOAA Space Environment Center with the support of NASA Office of Space Science has convened the Solar Cycle 23 Project Panel formed by 12 scientists. The conclusion is that we should expect a smoothed sunspot maximum of  $\sim 160$  for cycle 23. In Table 3 we reproduce the forecasts of this number using various prediction techniques (Joselyn et al., 1997). Precursor techniques predict the second highest values. Our prediction is close to the lower end of the range reported. This indicates that cycle 23 will be similar to cycles 21 and 22. This might be an indication that the Sun is initiating a slowing down of the dynamo and perhaps commencing a Maunder Minimum-type period.

## 5. CONCLUSION

Using the annual average *aa* indices ( $< 20 \gamma$ ) for either the year with the maximum number of quiet days or the year after the solar minimum, we predict that the maximum sunspot number for cycle 23 will be  $142.7 \pm 32.6$  or  $140.1 \pm 31.8$  respectively. This indicates that cycle 23 will be similar to cycles 21 and 22.

## REFERENCES

- Friis-Christensen, E., and K. Lassen,** Length of the solar cycle: An indicator of solar activity closely associated with climate, *Science*, **254**, 698, 1991.
- Joselyn, J. A.,** Solar cycle prediction, *Proceedings of the 8th Scientific Assembly of IAGA*, 396, 1997.
- Joselyn, J.A., J.B. Anderson, H. Coffey, K. Harvey, D. Hathaway, G. Heckman, E. Hildner, W. Mende, K. Schatten, R. Thompson, A.W.P. Thomson, and O.R. White,** Panel achieves consensus prediction of solar cycle 23, *EOS*, **78**, 205, 1997.
- Kane, R.P.,** A preliminary estimate of the size of the coming solar cycle 23, *Geophys. Res. Lett.*, **24**, 1899, 1997.
- Kojima, M., and T. Kakinuma,** Solar cycle dependence of global distribution of solar wind speed, *Space Sci. Rev.*, **53**, 173, 1990.
- Krause, F., and H. Radler,** Mean-field magnetohydrodynamics and dynamo theory. Pergamon Press, Oxford, 1980.
- Lean, J.,** The sun's variable radiation and its relevance for earth, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **35**, 33, 1997.
- Li, Y.,** Predictions of the features for sunspot cycle 23, *Solar Phys.*, **170**, 437, 1997.
- Mayaud, P.N.,** A hundred year series of geomagnetic data, 1868-1967, *IAGA BULL.*, **33**, Zurich, 251p., 1973.

- Ohl, A.I.**, Forecast of sunspot maximum number of cycle 20. *Solnice Danie*, **12**, 84, 1966.
- Schatten, K.H., P.H. Scherrer, L. Svalgaard, and J.M. Wilcox**, Using dynamo theory to predict the sunspot number during solar cycle 23, *Geophys. Res. Lett.*, **5**, 411, 1978.
- Schatten, K.H., and W.D. Pesnell**, An early dynamo prediction: Cycle 23 ~ 22, *Geophys. Res. Lett.*, **20**, 2275, 1993.
- Schatten, K.H., B. J. Myers, and S. Sofia**, Solar activity forecast for solar cycle 23. *Geophys. Res. Lett.*, **23**, 605, 1996.
- Simon, P.A., and J. -P. Legrand**, Some solar cycle phenomena related to the geomagnetic activity from 1868 to 1980 II. High velocity wind streams and cyclical behaviour of poloidal field, *Astron. Astrophys.*, **155**, 227, 1986.
- Simon, P.A., and J. -P. Legrand**, Some solar cycle phenomena related to the geomagnetic activity from 1868 to 1980 III. Quiet-days, fluctuating activity or the solar equatorial belt as the main origin of the solar wind flowing in the ecliptic plane, *Astron. Astrophys.*, **182**, 329, 1987.
- Svalgaard, L.**, Geomagnetic activity independence on solar wind parameters, in *Coronal holes and high speed streams*, ed. J.B. Zirker, Colorado Ass. Univ. Press, Boulder, 371, 1977.
- Thompson, R. J.**, A technique for predicting the amplitude of the solar cycle, *Solar Phys.*, **148**, 383, 1993.

Thompson, R.J., The amplitude of solar cycle 23, *Proc. Solar Terrestrial Predictions V*, Proc. of a workshop at Hitachi, Japan, Jan. 1996.

**TABLE 1.** Observed and predicted sunspot numbers

Cycle	$R_p$	$R_o$	Lower limit	Upper limit
12	66.9	63.7	23.6	110.2
13	92.7	85.1	61.9	123.5
14	67.7	63.5	24.9	110.5
15	79.4	103.9	42.8	116
16	88.5	77.8	56.1	121
17	116.9	114.4	90.6	143.1
18	136.9	151.6	106.5	167.2
19	156	190.2	117	195
20	126	105.9	106	153.3
21	175.2	155.4	125.3	225.1
22	162.7	157.6	120.1	205.3
23	142.7		110.1	175.3

$R_p$  = predicted sunspot values using Eq. (1) ;  $R_o$  = observed sunspot value

TABLE 2. Observed and predicted sunspot numbers

Cycle	$R_p$	$R_o$	Lower limit	Upper limit
11	152.9	139	115.8	190
12	62.5	63.7	32.7	92.3
13	88.9	85.1	66	111.8
14	66.7	63.5	38.4	95
15	88.9	103.9	66	111.8
16	89.8	77.8	67	112.6
17	113.7	114.4	89.9	137.4
18	134.1	151.6	104.6	163.7
19	153.7	190.2	116.3	191.2
20	123	105.9	97.1	149
21	173.4	155.4	126.9	219.9
22	160.6	157.6	120.1	201.1
23	140.1		108.3	171.9

$R_p$  = predicted sunspot values using Eq. (2) ;  $R_o$  = observed sunspot value

**TABLE 3.** Combined forecasts of maximum smoothed sunspot number for classes of prediction techniques, and consensus forecast

Technique	Low end of range	maximum	High end of range
Even/Odd behavior	165	200	235
Precursor	140	160	180
Spectral	135	155	185
Recent climatology	125	155	185
Neural networks	110	140	170
Climatology (all)	75	115	155
Consensus:			
Smoothed monthly sunspot number	130	160	190

Table taken from Joselyn et al., 1997

## Figure Captions

**Fig. 1 a.** Linear regression between the annual average  $aa$  of the year with the maximum number of quiet days of the current cycle and the maximum sunspot number of the next cycle  $R_m$ . Cycles 11 to 22 are used. The Eq. is:

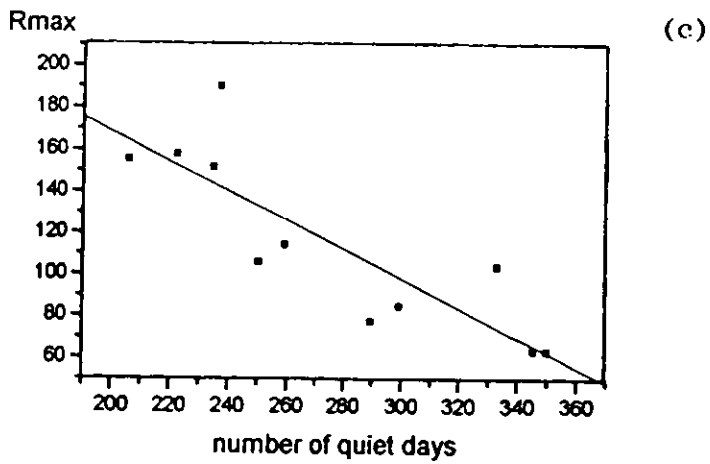
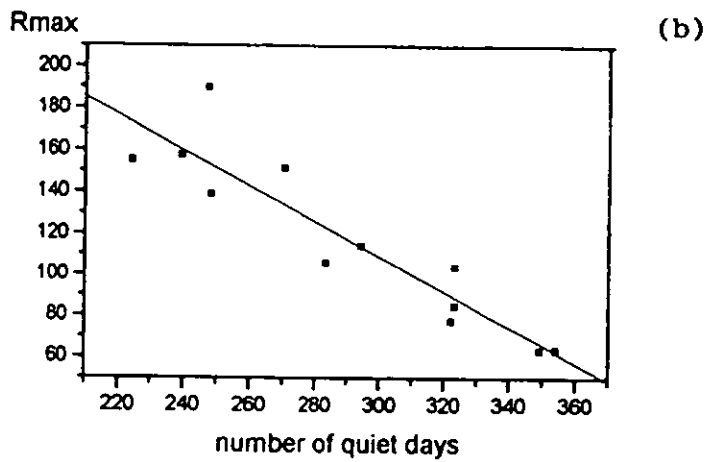
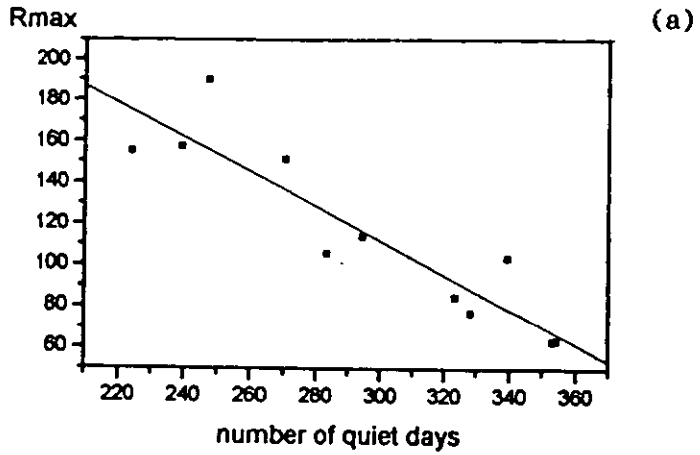
$$R_m = -(0.83 \pm 0.1) aa + (361.8 \pm 37), \quad \text{with } r = 0.91.$$

**Fig. 1 b.** Linear regression between the annual average  $aa$  of the year *after* the minimum of the cycle in progress and the maximum sunspot number of the next cycle  $R_m$  :  $R_m = -(0.85 \pm 0.1) aa + (364.44 \pm 34.3)$ , with  $r = 0.92$ .

Also cycles 11 to 22 are used.

**Fig 1 c.** Linear regression between the annual average  $aa$  of the years *before*, *during* and *after* the minimum of the current cycle and the maximum sunspot number of the following cycle  $R_m$  :  $R_m = -(0.71 \pm 0.2) aa + (309.31 \pm 41.3)$ , with  $r = 0.85$ . We used cycles 11 to 22.





## REFERENCIAS

- Anzer, U., Pneuman, G. W. Solar Phys., 79, 129, 1982.
- Babcock, H. W., The topology of the sun magnetic field and the 22 year cycle., Astrophysics. J., 133, 572 - 587, 1961.
- Bartels, J., Postdamer ermagnetische Kennziffern, Z. Geophys., 14, 68, 1938.
- Bartels, J., The standardized index, Ks, and the planetary index, Kp, IATME Bull. N. 12 b Geomagnetic indices, K and C, 1948, 97 - 120, 1949.
- Beckers, J. M. Dynamics of the solar photosfere, in the Sun as a star, Stuart Jordan, ed. NASA SP-450 Chapter 4, 1981.
- Bene Volenskaya., Solar Phys., 161, 1, 1995.
- Billings, D. E., A guide to the solar corona, Academic Press, N. Y. 226, 1966.
- Bohlin, J. D., Extreme -ultraviolet observations of coronal holes. I. Locations, size and evolution of coronal holes, June 1973 - January 1974, Solar Phys., 51, 377 - 398, 1977.
- Boller, B. R., Stolov, H. L., J. Geophys. Res. 75, 6073, 1970.
- Bruno, R., U. Villante, B. Bassano, R. Schewenn, and F. Mariani, In situ observations of the latitudinal gradients of the solar wind parameters during 1976 and 1977, Solar phys., 104, 431 - 445, 1986.
- Campbell, W. H., Introduction to Geomagnetic Fields. Cambridge University Press, 1997.
- Crooker, N. U., Solar wind - magnetosphere coupling, Rev. Geophys. Space Sci., 13, 955, 1975.
- Coles, W. A., B. J. Rickett, V. H. Rumsey, J. J. Kaufman, D. G. Turley, S. Ananthkrishnan, J. W. Armstrong, J. K. Harmons, S. L. Scott, and D. G. Sime, Solar cycle changes in the polar solar wind, Nature, 286, 239 - 241, 1980.
- Dodson, H. W., Hedeman, E. R., Report Uag -14, NOAA, Asheville, 1971.
- Dodson., H. W., Hedeman, E. R. Report UAG - 52, NOAA, Asheville, 1975.
- Dodson., H. W., Hedeman, E. R., Report UAG - 80, NOAA, Asheville, 1981.
- Friedman., Sun and Hearth, Scientific American Library, Nueva York, 1986.
- Friis - Christensen, E., and Lassen, Length of the solar cycle: An indicator of solar activity closely associated with climate, Science, 254, 698, 1991.
- Giovannelli. The secrets of the Sun. Cambridge University Press, 1984.
- Gonzalez W. D., J. A. Joselyn., Y. Kamide., H. W. Kroehl., G. Rostoker., B. T. Tsuyutany and V. M. Vasyliunas, What is a geomagnetic storm ?, Geophys. Res., 99, 5771, 1994.
- Gosling, J. T., Hildner, E., MacQueen, R. L. Munro, R. H., Poland, A. I., Ross, C. L. J. Geophys. Res. 79, 4581, 1974.
- Hakamoda, K., Akasofu, S. I., J. Geophys. Res. 86, 1290, 1981.
- Hargreaves, J. K., The upper Atmosphere and solar - Terrestrial Relations, Reidel Publishing Company 1979.
- Harrison R. A. Coronal transients and their relation to solar flares. Adv. Space Res. ( In the press ), 1991.
- Hewish, A., Artificial Satellites ( in press ), 1985.
- Hoeksema, J. T., Structure and evolution of the large scale solar and heliospheric magnetic field. Thesis, CSSA - ASREO -84, Center for Space Science and Astrophysics, Stanford U., California 1984.

- Hoeksema, J. T., The relationship of the large scale solar and heliospheric magnetic field: What will Ulises find ? in the sun and the heliosphere in three dimensions, ed. R. G. Marsden. D. Reidel Publ., Co. 241 - 254, 1986.
- Howard R., and B. J. Labonete, Surface magnetic fields during the solar activity cycle, *Solar Phys.*, **74**, 131 - 145, 1981.
- Hundhausen, A. J., *Solar Wind and coronal expansion*. Springer-Verlag. New York, 1972.
- Hundhausen, A. J., In coronal holes and high speed wind streams, pag. 225, 1977
- Hundhausen, A. J., R. T. Hansen, and S. F. Hansen, Coronal evolution during the sunspot cycle: Coronal holes observed with the Mauna Loa K - coronameter, *J. Geophys. Res.* **86**, 2079 - 2094, 1981.
- Joselyn, J. A., Solar cycle prediction, *Proceeding of the 8th Scientific Assembly of IAGA*, 396, 1997.
- Joselyn, J. A., J.B. Anderson, H. Coffey, K. Harvey, D. Hathaway, G. Heckman, E. Hildner, W. Mende, K. Schatten, R. Thompson, A. W. P. Thompson, and O. R. White, Panel achieves consensus prediction of solar cycle 23, *EOS*, **78**, 205, 1997.
- Kahler, S. W., Solar flares and coronal mass ejections, *Astron. Astrophys.*, **30**, 113 - 141, 1992.
- Kenneth H. Schatten, Philip H. Scherrer, Lef Svalgaard and John, M. Wilcow, Using dynamo theory to predict the sunspot number during solar cycle 21., *Geophys. Res.*, **5**, 411 - 414, 1978.
- King, J. h. *Interplanetary medium Data Book*. **77**, 4, 1977.
- Klecker. Particle acceleration in solar flares, *EOS*, vol. **71**., 1102, 1991.
- Kojima, M., Kakinuma, T. *Proc. Res. Inst. Atmospheric, Nagoya University*, **33**, 1, 1986.
- Kojima, M., and T. Kakinuma, Solar cycle dependence of global distributions of solar wind speed, *Space Sci. Rev.*, **53**, 173, 1990.
- Krause, F., and H. Radler, *Mean field magnetohydrodynamics and dynamo theory*, Pergamon Press, Oxford, 1980.
- Lean, J., The sun's variable radiation and its relevance for earth, *Am. Rev. Astron. Astrophys.*, **35**, 33, 1997.
- Legrand, J. P., Simon, P. A. *Solar Phys.* **70**, 173, 1981.
- Legrand, J. P., and Simon, P. A., Some solar cycle phenomena related to the geomagnetic activity from 1868 to 1980. I. The shock events, or the interplanetary expansion of the toroidal field. *Astron. Astrophys.*, **152**, 199 - 204, 1985.
- Legrand, J. P., and P. A. Simon, Solar cycle and geomagnetic activity: A review for geophysicist. Part I. The contributions to geomagnetic activity of shock waves and of the solar wind. *Annales Geophysicae*, **7**, 565 - 578. 1989.
- Leighton, R. B., A magneto - kinematic model of the solar cycle, *Astrophysics, J.*, **156**, 1 - 26, 1969.
- Li, Y., Predictions of the features for sunspot cycle 23, *Solar Phys.*, **170**, 437, 1997.
- Magono, C., *Development in Atmospheric Science 12 : Thunderstorms*. Elsevier Scientific Publishing Company, 1980.
- Marsden, R. G, E. J., Smith. *Astron. Astrophys*, **316**, ( 2 ), Dec ( II ), in press, 1996.
- Matsushita S., Wallace H., *Physics of geomagnetic phenomena*, Academic press, New York, London, Toronto, Sydney, San Francisco, Academic Press, 1967.
- Mayaud, P. N, *Atlas of indices K*, IAGA Bull. **21**, 1967.
- Mayaud, P. N, *Indices Kn, Ks, et Km*, 1964 -67, Centre National de la Recherche Scientifique, Paris, 1968.
- Mayaud, P. N, The aa - indices: a 100 year series characterizing the magnetic activity, *J. Geophys. Res.*, **77**, 6870, 1972.

- Mayaud, P. N. IAGA, Bull. N. 33, 1973
- Mayaud, P. N., The Boller - Stolov mechanism, and semi - annual and daily McIntosh effects in geomagnetic activity, *J. Geophys. Res.*, 82, ( in press ), 1977.
- Mayaud, P. N. Derivation, Meaning and use of Geomagnetic indices, *Geophysical monograph 22 ) AGU, Washington, D. C., 1980.*
- Mendoza and Manríquez; *Journal of Geophysical research*, vol. 98,, 349 – 353,, November 1, 1993
- Munro, R. H. Jackson, B. V.J. *Astrophys.*, 213, 874, 1977.
- Murayama, T. and Hakamada, K., Effects of solar wind parameters on the development of magnetospheric substorms, *planet. Space Sci.*, 23, 75, 1975.
- Newkirk, G., Fisk. L. A. *J. Geophys. Res.* 90, 3391, 1985.
- Nicholson, I. *The Sun.* Mitchell Beazley Publishers, Mill House, London W1V 7 A. D., 1982.
- Noyes. *The Sun, Our Star.* ED. Harvard Book, on astronomy, 1982.
- Ohl, A. I., Forecast of sunspot maximum number of cycle 20. *Solnice Danie*, 12, 84, 1966.
- Ohl, A. I., *Prob. of artic and antartic*, 28, 137, 1968.
- Ohl, A. I. , Ohl, G. I., *solar terrestrial predictions proceedings*, 2, 258, 1979.
- Otaola J., Mendoza B., Pérez R, *El sol y la Tierra, una relación tormentosa*, Fondo de Cultura Económica 1993.
- Parker, E. N., The origin of the solar activity, *Ann. Rev. of Astron. and Astrophys.*, 15, 45 - 68, 1977.
- Pneuman, G. W., and R. A. Kopp, Gas - magnetic field interactions in the solar corona, *Solar Phys.*, 18, 258 - 270, 1971.
- Priest, E. R. *Solar System Magnetic Field.* D. Reidel Publishing Company, 190 - 192, 1985.
- Rosenberg, R. I., and P. J. Coleman, Jr., heliocentric latitude of the dominant polarity of the interplanetary magnetic field, *J. Geophys. Res.* 74, 5611, 1969.
- Priest. *Solar magnetohydrodynamic*; Reidel Publishing Company 1985.
- Schatten, K. H., Scherrer, L. Svalgaard, and J. M. Wilcox, Using dynamo theory to predict the sunspot number during solar cycle 23, *Geophys. Res. Lett.*, 5, 411, 1978.
- Schatten, K.H., and W. D. Pesnell, An early dynamo prediction : Cycle 23 - 22, *Geophys., Res. Lett.*, 20, 2275, 1993.
- Schatten, K. H., B. J. Myers, and Sofia, Solar activity forecast for solar cycle 23. *Geophys. Res. Lett.*, 23, 605, 1996.
- Schove , D. J. *Sunspot Cycles.* Benchmark Papers in Geology, 68, 1983.
- Schultz, M. " The Magnetosphere " in *Geomagnetism*, Vol. 4 edited by J. A. Jacobs. Academic Press, 1991.
- Sheeley, N. R., Jr., Polar faculae during the sunspot cycle, *Ap. J.*, 140, 731, 1964.
- Sheeley, N. R. Jr., Measurements of solar magnetic fields, *Ap. J.*, 144, 728, 1966.
- Sheeley, N. R. Jr., Polar faculae during the interval 1906 - 1975, *J, Geophys. Res.*, 81, 3462 - 3464, 1976.
- Siebert, M., *masszahlen der erdmagnetischen Aktivitat*, in *handbuch der physik*, 49 ( 3 ), ed. by S. Flugge, P. 206, Springer, New York, 1971.
- Simon P. A., and J. P. Legrand., Some solar cycle phenomena related to the geomagnetic activity from 1868 to 1980. II. high velocity wind stream and cyclical behaviour of poloidal field. *Astron. Astrophys.*, 155, 227 - 236, 1985.
- Simon, P. A. , and J. P. Legrand., The first effect of the amplitude of a solar cycle in the hydromagnetic of

the sun, ESA SP - 220, paris, 237 - 238, 1984.

-Simon, P. A., and Legrand, J. P., Some solar cycle phenomena related to the magnetic activity from 1868 to 1980. II. High velocity wind stream and cyclical behaviour of poloidal field, *Astron. Astrophys.*, **155**, 227 - 236, 1986.

-Simon, P. A., and J. P. Legrand., Some solar cycle phenomena related to the geomagnetic activity from 1868 to 1980. III. Quiet - days, fluctuating activity or the solar equatorial belt as the main origin of the solar wind flowing in the ecliptic plane. *Astron. Astrophys.*, **182**, 329 - 336, 1987.

-Simon, P. A., and Legrand, J. P., Dipole Cycle, Interplanetary medium and Sunspot Cycle., *Solar terrestrial predictions - IV. Proceedings A Workshop at Ottawa, Canada.* **3**, Geomagnetic papers, September, 1993.

-Siscoe, G. L., Evidence in the Auroral Record for Secular solar Variability, *Rev. Geophysics and Space Physics*, **18**, 647 - 658, 1980

-Snyder, C. W., M. Neugebauer and U. R. Rao, The solar wind velocity and its correlation with cosmic - ray variations and with solar and geomagnetic activity, *J. Geophys. Res.*, **68**, 6361, 1963

-Stern, D. P., A brief history of magnetospheric physics during the space age. *Review of Geophysics*, **34**, 1 - 31, 1996.

-Sturrock, P. A., *Astrophysics and solar terrestrial relations.*, D. Reidel publishing company, 1986.

-Svalgaard, L., Recalibration of Bartels' Geomagnetic activity indices Kp and ap to include universal Time variations, *J. Geophys. Res.*, **81**, 5182, 1976.

-Svalgaard, L., Geomagnetic activity: dependence on solar wind parameters, in coronal holes and high speed wind streams, Ed, J. B. Zirker, Colorado Ass. Univ. Press., Boulder Colorado, 371 - 432, 1977.

-Tascione, F. T., *Introduction to the Space environment* Krieger publishing company, 1994 .

-Thompson, R. J., A technique for predicting the amplitude of the solar cycle, *Solar phys.*, **148**, 383, 1993.

-Tousey, R. In *Space research XIII*, ed. M. J. Rycroft, S. K. Runcorn, p. 173 Berlin: Akademie verlage, 1973.

Udias A. *Fundamentos de Geofísica*. Ed. Alhambra, 1986.

-Waldmeier, M., Cyclic variation of the polar coronal hole, *Solar phys.*, **70**, 251- 258, 1981.

-Whang, Y. C. *Solar phys.*, **88**, 343, 1983.

-Xue - Pu Zhao, Hundhausen, A, J., *J. Geophys. Res.* **86**, 5423, 1981.

-Xue - Pu Zhao, Hundhausen, A, J., *J. Geophys. Res.* **88**, 451, 1983.

-Zirker, J. B. *Coronal Holes And High Speed Wind Streams*. Colorado Associated University Press, 1977.