



03078  
UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

UNIDAD ACADÉMICA DE CICLOS PROFESIONALES Y  
POSGRADO, CCH

1-Δ  
2EJM

" ESTUDIO DE LAS CARACTERÍSTICAS DE LAS EYECCIONES  
DE MASA CORONAL ASOCIADAS CON  
LOS CHOQUES INTERPLANETARIOS  
DURANTE EL MÁXIMO Y LA ÉPOCA DESCENDENTE  
DEL CICLO SOLAR 21 ".

*Geofísica*

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO DE  
MAESTRA EN ESTUDIOS ESPECIALES

P R E S E N T A :

ELENA BORISOVNA NIKIFOROVA



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

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

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

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

Mobilis in Mobile  $\Pi$   
RN

# INDICE

	Página
I. Introducción	1
I.1 El campo magnético de Sol	1
I.1.A Características generales del campo magnético del sol	1
I.1.B Estructuras definidas por el campo magnético del sol	3
I.2 Actividad solar	10
I.3 Ciclo magnético y de actividad solar	20
II. Eyecciones de masa de la corona solar	24
II.1 Clasificación de las EMC	24
II.2 Propiedades de las eyecciones de masa coronal	29
II.3 Asociación de las EMC con otros fenómenos solares	32
II.4 Periodicidad de asociación	34
III. Ondas de choque en el medio interplanetario	36
III.1 Ondas magnetohidrodinámicas	36
III.2 Ondas intermedias (hidromagnéticas)	39
III.3 Ondas lentas y rápidas	40
III.4 Características generales de los choques	41
III.5 Flujos solares que pueden generar choques	44
III.6 Observaciones de choques en el medio interplanetario	46
IV. Asociación de las ondas de choque con manifestaciones de actividad solar	48
IV.1 Asociación con ráfagas, protuberancias eruptivas y EMC	48
IV.2 Asociación de las EMC asociadas con choques interplanetarios con hoyos coronales	52
V. Estudio de 56 eyecciones de masa coronal asociadas con choques interplanetarios	56

V.1.a) Los datos usados	56
V.1.b) Análisis de los datos	57
V.2 Características de las EMC asociadas con choques interplanetarios durante 1979-1982	59
V.3 Relación de las EMC con los choques interplanetarios	62
V.4 Relación de las EMC asociadas con choques interplanetarios y otras manifestaciones de actividad solar	63
VI. Discusión y conclusiones	81
Bibliografía	84

## RESUMEN

A partir de varios años de observaciones combinadas de la corona solar y de frentes de choques que viajan en el medio interplanetario, se obtuvo un grupo de 56 eyecciones de masa coronal (EMC) que estuvieron relacionadas con los choques. En este trabajo se analizan las propiedades de las EMC asociadas con choques interplanetarios y se comparan con las propiedades de todas las EMC observadas en este época usando el estudio de Howard y col., (1985). Existe la creencia que las EMC para estar asociadas con perturbaciones del viento solar deben estar asociadas con otros eventos explosivos solares y deben ser más veloces y más grandes que las EMC no asociadas. En la base del presente trabajo se mostró que esta creencia tiene serias dudas.

También se encontró que todas las EMC asociadas con los choques tienen en su estructura un frente curvo bien definido (pertenecen a clases estructurales de tipos: frente curvo, arco, pico múltiple y abanico). Esta conclusión parece coincidir con la propuesta de Bravo (1993) y Bravo y Pérez-Eríquez (1993), de que el surgimiento desde abajo de la fotosfera de material de polaridad distinta provocaría que líneas magnéticas de un casco coronal se abrieran, provocando, por un lado, una EMC con un frente curvo continuo y, por otro lado, el aumento del tamaño del hoyo coronal y por esto el cambio en la velocidad del flujo del viento solar desde el hoyo y la generación una onda de choque.

## I. INTRODUCCION

### I.1. EL CAMPO MAGNÉTICO DE SOL.

#### I.1.A. CARACTERISTICAS GENERALES DEL CAMPO MAGNÉTICO DEL SOL.

El estudio del Sol coloca ante el investigador una fila de problemas, y el problema central es entender la fisica de los procesos que pasan en el Sol.

El plasma en el Sol está en unas condiciones especiales - de campo magnético que influyen en el carácter del movimiento del plasma, la distribución de la temperatura, la densidad y otras características de la atmósfera solar. Si el Sol no tuviera campo magnético, sería como una estrella quieta, sin corona, cromosfera y áreas activas.

Los campos magnéticos en el Sol se miden en base al efecto Zeeman: cuando la fuente de la luz está en un campo magnético, se puede observar un desdoblamiento de las líneas espectrales. El desdoblamiento  $\Delta\lambda$  es proporcional al campo magnético  $B$  de la fuente:

$$\Delta\lambda \propto B \lambda^2$$

donde  $\lambda$  es la longitud de onda de una línea espectral.

El campo magnético del Sol tiene una estructura muy compleja y cambiante. Pero las zonas cercanas a los polos en general tienen una sola polaridad y las zonas a bajas latitudes tienen ambas polaridades (Fig. I.1):

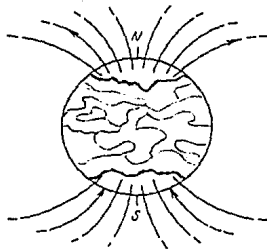


Fig. (I.1). Polaridades magnéticas del Sol. [Tomada de Brandt y Hodge, 1964].

Esta estructura cambia dependiendo de la época en el ciclo solar, como veremos en otra parte de este capítulo.

Aunque en el Sol existen regiones con campos magnéticos muy intensos, el campo magnético general es bastante débil, 1 - 10 Gauss. Pero en algunas pequeñas áreas no activas puede alcanzar hasta 1000 Gauss. Los movimientos horizontales en diferentes niveles de la atmósfera solar tienen relación con la estructura fina del campo magnético. Los flujos del plasma están localizados dentro de células llamadas *los supergránulos* con diámetro de 30 000 km y tienen direcciones del centro a la periferia. En las fronteras, el campo magnético alcanza un valor de 1000 a 2000 Gauss y disminuye en el centro. Entonces, cada supergránulo tiene un borde magnético que mantiene su forma durante algún tiempo, hasta 40 horas.

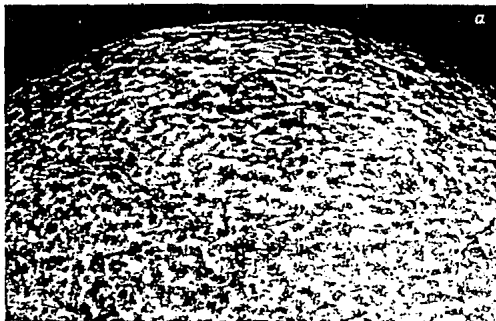


Fig. (I.1.2). Espectroheliograma en línea CaII K, observada 31 de julio 1962. [Tomada de Zirin, 1966 ].

La estructura de supergranulación se difunde hacia la corona. En la fotosfera alrededor de los supergránulos y arriba en la cromósfera se observan las células de *fáculas* fotosféricas y cromosféricas respectivamente. Las fáculas fotosféricas son áreas brillantes observadas en luz blanca cerca del limbo solar (Fig.1.2) y las fáculas cromosféricas son áreas brillantes que se observan en espectroheliogramas en líneas de CaII K ( de 3968.5 Å) y H $\alpha$  ( de 6563 Å). El término *fácula* cromosférica es equivalente al término *plócula*. Pero todo esto forma parte del Sol quieto.



# I.1.B. ESTRUCTURAS DEFINIDAS POR EL CAMPO MAGNÉTICO DEL SOL.

## *Las manchas solares.*

Los campos magnéticos en las *manchas solares* se descubrieron más pronto que los otros porque su intensidad es muy alta (30 000 Gauss). Mientras más grande es el área de la mancha, el campo magnético es más intenso. El valor máximo del campo en una mancha se relaciona con el área como:

$$B_{\max} = 3\,700 \frac{A}{A + 66} \quad (\text{Gauss}), \quad (1.1)$$

donde A es el área de la mancha en unidades de millonésimas del área del hemisferio del Sol.

Es frecuente que aparezcan en grupos de manchas de diferentes tamaños. Las más grandes pueden durar hasta cuatro meses y las pequeñas, algunas horas. En una mancha solar se distinguen un núcleo oscuro o *umbra* y una área alrededor de esta llamada *penumbra*, donde se observan muchos filamentos radialmentelanzados (Fig. I.3,a). El campo es más fuerte en el centro de la umbra y disminuye en la penumbra. La relación entre la magnitud del campo y la distancia al centro de la mancha se determina por la fórmula:

$$B(\rho) = B_{\text{centro}} \left( 1 - \frac{\rho^2}{b^2} \right), \quad (1.2)$$

donde  $\rho$  es la distancia al centro de mancha, y b es la distancia a la frontera de la penumbra.

En el centro de la umbra las líneas magnéticas son perpendiculares a la superficie y afuera de la mancha tienen una inclinación de hasta casi paralelas a la superficie del Sol. Fig. (I.1.3 b).

Las manchas se ven como áreas negras en la superficie del Sol porque la temperatura de una mancha es aproximadamente 4 000°K, del orden de 2 000°K menor que la temperatura general de la fotosfera que es de  $6 \cdot 10^3$ °K.

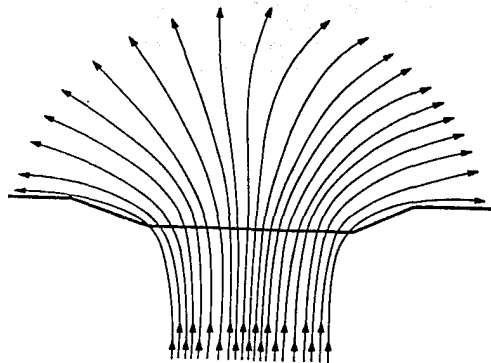


Fig. (I.1.3). a) Mancha solar y granulación solar. Se puede notar que la mancha tiene un núcleo más oscura (umbra) y alrededor un área más clara con una estructura de filamentos (penumbra). La foto fue obtenida desde el Stratosat - 1. [Tomada de Martinov, 1979].

b) La longitud de las flechas muestra la magnitud del campo magnético y su inclinación muestra la dirección del campo. [Tomada de Brandt y Hodge, 1964].

#### Las protuberancias .

Las protuberancias son grandes chorros de materia en forma de arcos (Fig. I.1.4) que se levantan sobre la superficie del Sol. También tienen relación con los campos magnéticos solares. Proyectadas en la superficie se ven como filamentos oscuros. Son 100 a 1000 veces más densos que la materia de alrededor y tienen menor temperatura. Esto quiere decir que la materia en las protuberancias no está en equilibrio hidrostático, entonces, el único mecanismo para sostenerlas es un campo magnético local. Por mediciones, la magnitud del campo en las protuberancias es de aproximadamente 20 a 250 Gauss. Las protuberancias están controladas por las líneas magnéticas y los movimientos de la materia van a lo largo de estas líneas.

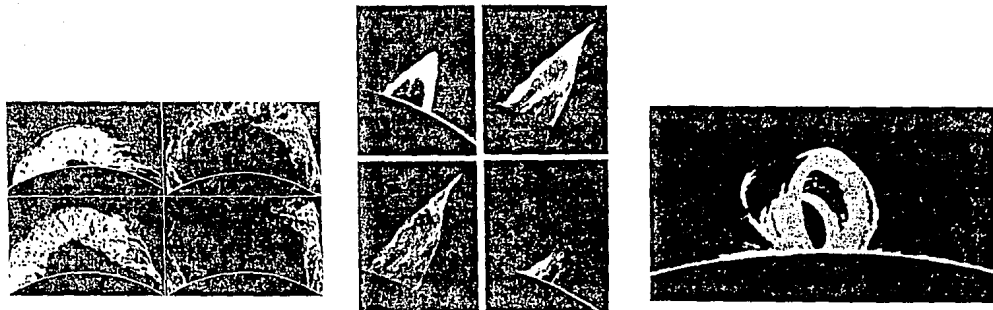


Fig. (I.1.4) *Protuberancias de tipo arco.* [Tomada de Martinov, 1979].

Las protuberancias se estiran desde la fotosfera hasta la corona. Sus alturas alcanzan hasta cientos de miles de kilómetros y tienen un tiempo de vida desde días hasta meses. La temperatura es del orden de  $20\,000^{\circ}\text{K}$ . En general las protuberancias mantienen su forma, pero dentro de ellas siempre hay movimientos de la materia.

La tercera parte de las protuberancias son quietas; en general están asociadas con los grupos de manchas solares, en sus fronteras, donde las líneas del campo son paralelas a la superficie del Sol. Pero a veces existen a altas latitudes, donde no hay regiones activas. El campo magnético en éstas tiene un valor de 20 a 50 Gauss.

Las protuberancias activas están siempre relacionadas con regiones activas. Son de evolución muy rápida y de vida corta. Los movimientos de la materia en su interior pasan con velocidades muy altas, hasta  $2000\text{ km/s}$ . En ellas la magnitud del campo magnético es de cerca de 200 gauss.

### *Las regiones activas.*

Las manchas solares, observadas en luz blanca, son solo una parte del proceso de la *región activa*. Los campos magnéticos en la periferia de las manchas solares no son intensos y su influencia en la convección es tal que produce un flujo de calor que sale a una capa alta de la fotosfera y sube la temperatura del gas. Por eso se observan áreas brillantes llamadas *playas* y arriba de éstas, en la cromósfera, las

fáculas. La frontera de las fáculas que se observan en la línea del CaII K, determina la frontera de una región activa.

Muchas regiones activas pequeñas nacen y desaparecen sin manchas solares ni ráfagas. Pero en grandes regiones activas durante un día puede ocurrir más de una ráfaga. La temperatura de la corona en este momento puede subir hasta  $4 \times 10^6$  K.

### *Los hoyos y los cascos coronales.*

La capa más extensa del Sol es la corona y por observaciones durante los eclipses totales del Sol se sabe que tiene diferentes estructuras en diferentes épocas del ciclo solar. En las imágenes de rayos X de la corona solar existen áreas brillantes y áreas oscuras.

Aunque los hoyos coronales se indentificaron primeramente sobre los polos del Sol, su aparición en latitudes bajas fue observada durante el eclipse del 7 de marzo de 1970. La fig. (1.1.5a) muestra la imagen de la



Fig. (1.5) a) Fotografía del Sol en rayos X tomada el 7 de marzo de 1970. b) Superposición de la primera fotografía y la imagen de la corona solar durante el eclipse en este día. [Tomada de Martinov, 1979].

corona solar el día 7 de marzo de 1970 en las longitudes  $3-30^\circ$  y  $44-55^\circ$ . La figura (1.5 b) es la superposición de la imagen del interior

con la imagen de la corona tomada en este día durante el eclipse total en luz blanca. Se ven buenas correlaciones entre los detalles proyectados en el disco y en el exterior del limbo solar. Las áreas brillantes se llamaron *cascos coronales* y las áreas oscuras, *hoyos coronales*.

La formación de estas estructuras es el resultado de la influencia de las fuerzas magnética, de gravitación y del gradiente de presión térmica en la corona:

$$\rho \frac{dv}{dt} = J \times B + \rho g - \text{grad } P, \quad (1.3)$$

donde  $\rho$  es la densidad,  $v$  es la velocidad,  $J$  es la densidad de corriente,  $B$  es el campo magnético,  $g$  es la aceleración de gravitación y  $P$  es la presión térmica.

Los hoyos coronales son estructuras magnéticas abiertas, arriba de regiones "unipolares" de la fotosfera y sus fronteras están determinadas por los cascos coronales que son estructuras de campo magnético cerrado. (Fig.1.6).

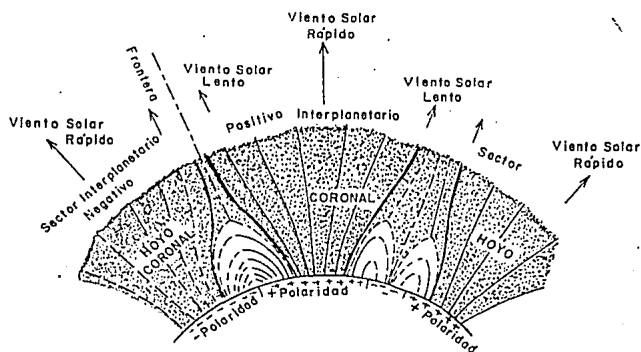


Fig. (I.1.6) Un modelo fenomenológico de las estructuras magnéticas coronales y las corrientes de viento solar de alta velocidad. [ Tomada de Hundhausen y Holzer, 1980].

La materia de un casco está atrapada y se mueve a lo largo de las líneas magnéticas cerradas. Pero las fuerzas magnética y de gravitación

disminuyen con la distancia al Sol y sus caídas son proporcionales a  $1/r^2$  y  $1/r^3$  respectivamente, mientras que la temperatura decae muy lentamente. A una cierta altura, que está en la corona externa, estas fuerzas ya no influyen mucho y domina la permanencia del gradiente de presión térmica. Para entender el sentido de esto veremos la ecuación (1.3) para una corona estática y despreciaremos la fuerza de gravitación. Entonces:

$$0 = \mathbf{J} \times \mathbf{B} - \text{grad } P \quad (1.3')$$

Multiplicamos vectorialmente (1.3') por  $\mathbf{B}$ :

$$\mathbf{B} \times (\mathbf{J} \times \mathbf{B}) = B^2 \mathbf{J} = \mathbf{B} \times \text{grad } P \quad (1.4)$$

y de (1.1.4) se sigue:

$$\mathbf{J}_\perp = \frac{\mathbf{B} \times \text{grad } P}{B^2} \quad (1.5)$$

Entonces, la influencia del gradiente de presión es tal que crea corrientes perpendiculares al campo magnético y las líneas magnéticas de un casco coronal en estas alturas no se pueden cerrar. Se estiran hacia el medio interplanetario arrastradas por la materia. Estas líneas que ya no se cierran son las que van a formar hoyos coronales.

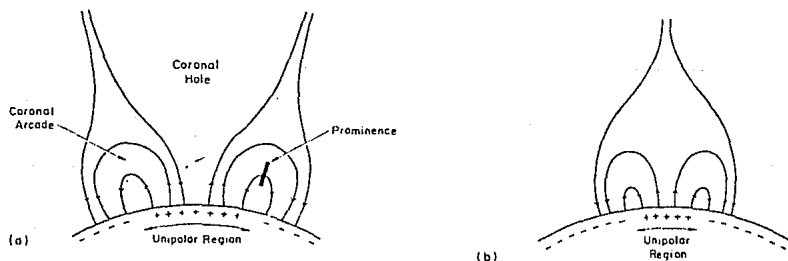


Fig. (1.7). Configuración de las líneas magnéticas en una área unipolar a) estrecha, b) delgada.

La presencia de un hoyo depende del ancho del área unipolar. Si el área es pequeña, las líneas magnéticas de los cascos no llegan muy arriba y no alcanzan a la altura donde domina el gradiente de presión. (Fig.1.7). El tamaño suficiente para crear un hoyo es  $3 - 4 \times 10^5$  km. La temperatura de la materia de un hoyo es  $1.4 - 1.8 \times 10^6$  °K (a la distancia de  $2 R_{\text{solares}}$ ). Es unos  $600\,000$  °K menor que la materia de un casco. Los hoyos y los cascos corales son las estructuras de mayor tamaño y de más larga vida en el Sol; pueden durar algunos años. Pero son muy variables en su forma y tamaño durante el ciclo solar.

## I.2 ACTIVIDAD SOLAR.

### *Las ráfagas solares.*

Las más fuertes manifestaciones de la actividad solar son las ráfagas, enormes explosiones en la cromósfera que emiten hasta  $10^{32}$  ergs de energía. Las velocidades de las explosiones a veces alcanzan los  $10^3$  km/s. Las ráfagas tienen origen magnético y es el campo magnético de miles de Gauss de las regiones activas el que puede proporcionar la energía observada en las ráfagas. El tiempo que dura una ráfaga está entre algunos minutos y 7 horas; el área de una explosión típica es aproximadamente de  $10^{19}$  cm<sup>2</sup>. La temperatura dentro es  $2.5 \times 10^6$  °K y la densidad de partículas es de  $5 \times 10^{14}$  a  $5 \times 10^{15}$  m<sup>-3</sup>.

La mayoría de las ráfagas ocurren en regiones activas con grupos de manchas magnéticamente complejos.

Se ha usado la línea H $\alpha$  ( de 6563 Å) para clasificar las ráfagas solares. Las

magnitudes : "-1", "1", "2", "3", "3+" corresponden a 5 clases de ráfagas con diferentes áreas, observadas en la línea H $\alpha$ . (Tabla I.1).

Tabla I.1.

*Clasificación de las ráfagas.*

Importancia	Grados cuadr.	Area (millonésimos del hemisfério)
1-	<2.06	<100
1	2.06 - 5.15	100 - 250
2	5.15 - 12.4	250 - 600
3	12.4 - 24.7	600 - 1200
3+	>24.7	>1200

[Tomada de Tandberg-Hanssen y Gordon, 1988].

Las más grandes tienen magnitud "3+" y duran de 2 a 7 horas. La intensidad de las líneas H $\alpha$  y CaII K durante una ráfaga "3+" sube 10 veces respecto al estado normal y el grosor de la línea H $\alpha$  a veces alcanza



15 Å (su grosor normal es cerca de 1 Å). Generalmente, estas ráfagas ocurren en años de máximo de actividad solar. La frecuencia de ocurrencia de las ráfagas varía mucho con el ciclo solar y las ráfagas de menor importancia son mucho más frecuentes. El número total de las ráfagas que ocurren durante el día es aproximadamente igual a  $W/25$ , donde  $W$  es el número de Wolf (ver capítulo I.3, ec. I.3.1) de las manchas solares, que es el indicador de la actividad solar. Si  $W = 100$ , las ráfagas ocurren cada 6 horas en promedio.

Observacionalmente se pueden distinguir tres fases básicas de una ráfaga: a) pre-ráfaga que dura desde minutos hasta horas, b) la fase impulsiva que es menor de 5 minutos y c) la fase principal o la fase eruptiva con duración de hasta horas.

Las ráfagas se dividen en dos tipos diferentes: ráfagas de *doble cinta* o *dinámicas* y ráfagas *compactas* ( *arco simple* o *estáticas* ). La mayoría son de tipo de arco simple. Son ráfagas pequeñas, en las que no hay cambios en su configuración ni en su posición. Todas las ráfagas grandes son de tipo de doble cinta.

Existen varios modelos para las ráfagas solares, pero algunos detalles todavía no son claros. El problema central es determinar qué posibilidades existen para almacenar  $10^{32}$  erg de manera tal que puede ocurrir una liberación repentina de la energía en un tiempo de  $10^2$  s. La opinión general es que la energía puede ser almacenada en el campo magnético.

Todos los modelos de las ráfagas se dividen en tres clases de topología magnética:

- 1) Los modelos de arcos aislados o arcadas, en los que la corriente a lo largo de las líneas de campo magnético puede producir un campo de cizallamiento inestable a inestabilidades de modo de desgarramiento ( Spicer, 1976), o a interrupciones de corriente ( Alfvén y Carquist, 1967).

- 2) Los modelos de surgimiento de las hojas de corriente en la interfase de dos arcos de polaridad magnética opuesta ( Syrovatskii, 1966, Heyvaerts y col., 1977). Los modelos de este grupo se distinguen por diferentes ideas de la evolución de la hoja neutra. Sweet (1958), Gold y Hoyle (1960) dicen que dos arcos preexistentes se acercan uno al otro debido al movimiento relativo de sus pies en la fotosfera, Heyvaerts y col. (1977) que la hoja neutra se forma en la interacción de un arco nuevo emergente bajo una estructura

magnética.

3) Los modelos de hojas de corriente de gran escala entre líneas de campo abiertas ( que existen en la base de los cascos coronales). (Sturrock, 1967).

Wild (1963) investigó en detalle la dinámica de las hojas de corriente para que sea aplicable al problema de la ráfaga. Una hoja de corriente se forma en el ambiente de la pre-ráfaga entre flujos magnéticos de polaridad opuesta, que se acercan entre si y se forma un punto neutro X (Fig. I.2.1.a). Supongamos que la distribución de campo magnético alrededor de un punto neutro es como en la figura (I.8.b) y la corriente eléctrica es perpendicular al plano del dibujo. En este caso la fuerza magnética  $F = J \times B$  tiene direcciones como muestran las flechas gruesas. En el Sol, el plasma tiene una alta conductividad electrica y las líneas magnéticas están "congeladas" y se mueven con el plasma, dando como resultado que la materia y el campo se aprietan en dirección x y se estiran en dirección y. La densidad de corriente J en el punto X empieza a crecer y por fin en un momento puede surgir la chispa que inicia la fase impulsiva de la ráfaga.

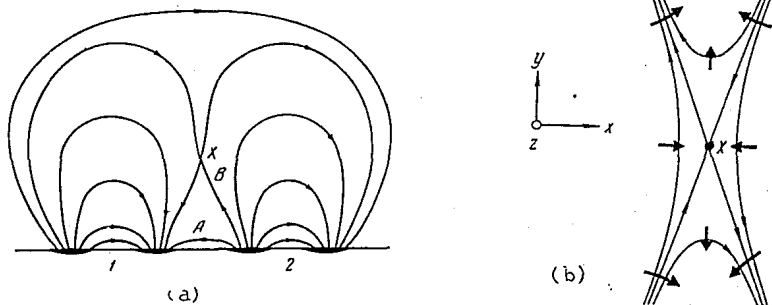


Fig. (I.8) a) Una de los mecanismos de surgimiento del punta neutro en la atmosfera solar como resultata de la interacción de grupos de manchas solares (1) y (2). [Tomada de Sweet, 1958]. b) Las líneas magnéticas y fuerzas magnéticas (las flechas negras) alrededor de punta neutro. [Dungey, 1961].

Después de este proceso, las líneas se rectifican y la línea B va a tener una trayectoria parecida a la línea A. (Fig. I.8 a).

### *Estallidos de radio.*

Las observaciones de radio del Sol han revelado la ocurrencia de diferentes tipos de estallidos de señales intensas en radiofrecuencia que indican erupciones en la atmósfera solar. Estos estallidos de radio se dividen en 5 clases diferentes:

Tipo I ( Estallidos de tormenta de ruido).

Tipo II ( Estallidos de corrimiento de frecuencias lento).

Tipo III ( Estallidos de corrimiento de frecuencias rápido).

Tipo IV ( Emisión continua de banda ancha ).

Tipo V ( Emisión continua en longitudes de onda de metros).

La tabla I.2 muestra algunas características de estos tipos de estallidos.

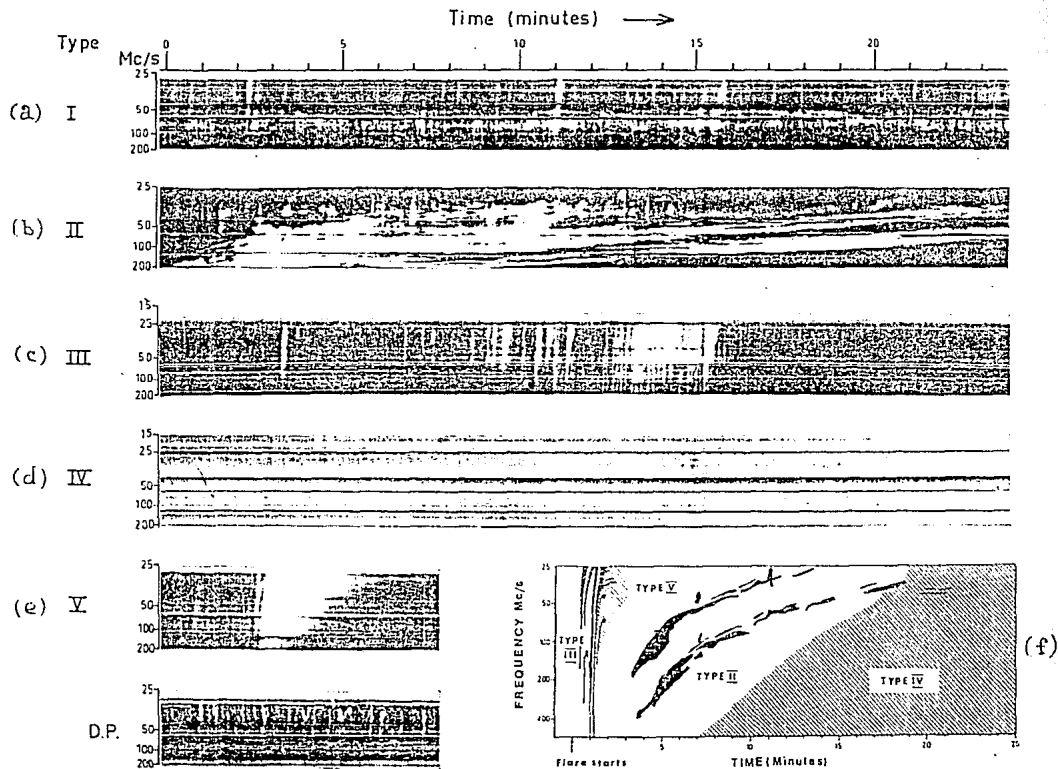
Tabla. I.2.

### *Características de cinco tipos de estallidos de radio.*

Tipo	Mecanismo de produc.	Tiempo de duración
I	$\bar{e}$ rápidos atrapados	impulso 0.1-10 s de horas a 1 día
II	onda de choque	5-30 min
III	chorro de $\bar{e}$	10 s
IV temprano tardío eyectado	$\bar{e}$ rápidos atrapados $\bar{e}$ rápidos atrapados	10 min 1 hora 20 min - 1 hora
V	chorro de $\bar{e}$	minutos

Una ráfaga solar puede ser la fuente de partículas altamente energéticas (hasta GeV) y produce una gran cantidad de radiación electromagnética que puede ir desde rayos  $\gamma$  hasta longitudes de onda de 10 km.

Fig. (1.9). *Los ejemplos de 5 tipos de extintidos de radió (a,b,c,d,e). Et espectro de una náfaga. (f)* [Tomada de Wild, col., 1964].



En la fase impulsiva de la ráfaga, cuando la nube de plasma magnetizado inicialmente atrapado empieza a expandirse con grandes velocidades (Fig. I.10.a,b), se observan los estallidos de tipo III; su banda es muy estrecha, de algunas MHz de ancho (Fig. I.9.c,f.). El origen de esta radiación son oscilaciones del plasma asociadas con la eyección de chorros de electrones a velocidades de 100 000 km/s. El tiempo de vida en una sola frecuencia es de 3 a 15 segundos y la velocidad de mudanza es de alrededor de 10-30 MHz/s. En el máximo solar ocurren más de 3 veces por hora. El 60% de los grupos de estallidos de tipo III son precursores de los estallidos de tipo II.

Frecuentemente el estallido III en la fase impulsiva de una ráfaga está acompañado por una radiación continua en longitudes de onda métricas, llamada como tipo V. (Fig. I.9.e,f.). Esta radiación continua es producida por emisión sincrotrónica del chorro de electrones rápidamente ascendente. La emisión tiene un espectro bastante ancho con el máximo de intensidad alrededor de 150 MHz.

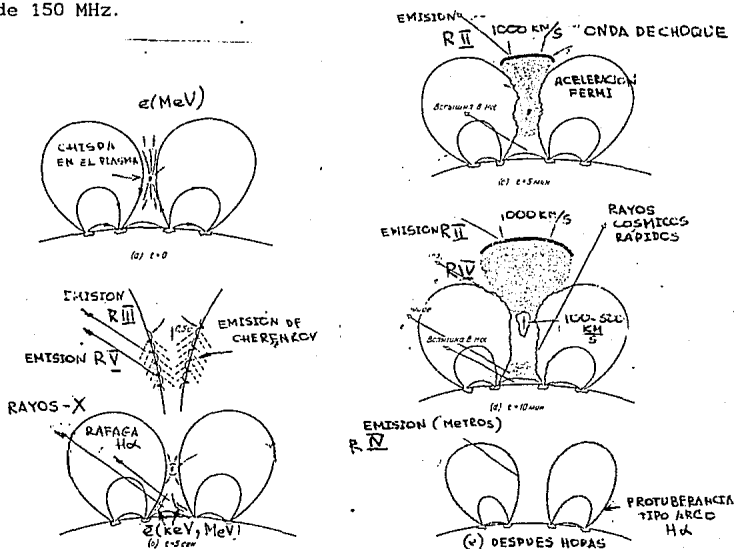


Fig. (I.2.10) El modelo de la emisión de una ráfaga. a), b): la fase impulsiva, c), d), e) - La fase eruptiva. [Tomada de Wild, 1963].

La fase eruptiva de la ráfaga (Fig. I.10. c,d,e.) y (Fig. I.9. b,f.) empieza con un estallido de corrimiento lento (aproximadamente después de 5 minutos de la fase impulsiva), clasificado como tipo II. Está asociado con movimiento del plasma con velocidades de 800 a 2000 km/s y por esta razón se identifica con una onda de choque magnetohidrodinámica que se propaga a través de la corona.

Esta emisión ocurre en longitudes de onda de metros y con tiempo de vida en una sola frecuencia de unos minutos o décimas de minutos. Surgen primero en las frecuencias altas y después se mueven hacia las frecuencias más bajas con velocidad de hasta 1 MHz/s. Todo el evento ocupa un espectro de algunos cientos de MHz de grosor. Los estallidos de tipo II son los más raros en la radioemisión solar. En la época de máximo de actividad solar, durante 50 -100 horas de observación, se registra uno solo estallido de este tipo. Casi siempre está asociado con ráfagas en H $\alpha$ .

Algunas veces los estallidos de tipo II son seguidos por una emisión continua, estable y de banda muy ancha que dura horas y hasta días. Esta emisión se llama tipo IV (Fig. I.9.d,f.). La emisión es de tipo girosincrotrón y proviene de la nube de gas subiendo sobre el lugar de la ráfaga.

En longitudes de onda mayores de 1 metro tiene lugar la emisión que se llama tormenta de ruido o estallido de tipo I. La fig ( I.9.a.) muestra el espectro de una tormenta de ruido. Este estallido consiste de picos estrechos de radiofrecuencia alrededor de 250 MHz. En la época de máximo de actividad ocurren estallidos de tipo I solos en 10 % de todo el tiempo.

#### *Las protuberancias eruptivas.*

Las protuberancias eruptivas tienen relación con las ráfagas y las regiones activas. Por el análisis de espectroscopia se sabe que tienen gran temperatura y gran actividad. Se dividen en cinco grupos:

1. Chorros, explosiones, resoplidos.
2. Surgencias.
3. Arcos y lluvias coronales.
4. Protuberancias ascendentes.

## 5. Filamentos de manchas.

Las protuberancias de la primera clase son una fase de explosión de las ráfagas, son parte de la ráfaga. La materia sale con un ángulo de  $20^{\circ} - 30^{\circ}$  con la superficie y con velocidades de 200 a 2000 km/s.

Las surgencias son fenómenos más organizados y menos activos; a veces están relacionados con la última fase de la ráfaga. Generalmente pasan en pequeñas áreas brillantes, que se llaman subráfagas. Las velocidades de la materia son de 50 a 200 km/s.

Los arcos y lluvias coronales siempre están en las regiones de las ráfagas.

Las protuberancias de las manchas no se relacionan con las ráfagas, son los filamentos de las manchas. Cambian muy rápido pero su tiempo de vida es largo. Es frecuente que la materia del filamento de la mancha sea arrastrada adentro de la mancha solar.

Las protuberancias ascendentes son quietas y pueden pasar a la clase de protuberancias eruptivas por cambios en su naturaleza durante su tiempo de vida. Cuando una protuberancia quieta sube en forma de arco gigante, es frecuente que la materia se arranque de la superficie y salga con velocidades de 500 km/s.

Smith y Priest (1979) estudiaron el proceso de la formación de las protuberancias con base en las ecuaciones básicas de la magnetohidrodinámica. (ver la ec. 1.3).

La velocidad del plasma en las protuberancias es mucho menor que la velocidad de las ondas magnetogidrodinámicas por esto se puede suponer que las protuberancias aproximadamente están en equilibrio con balance entre las fuerzas de gravedad, magnética y el gradiente de la presión térmica. La ecuación (1.3) se reduce a:

$$0 = -\nabla P + J \times B + \rho g \quad (1.6)$$

La fuerza  $J \times B$  es perpendicular a la dirección de  $B$  y por esta razón, a lo largo de las líneas magnéticas la materia de una protuberancia está en equilibrio hidrostático:

$$0 = -\nabla P + \rho g \quad (1.7)$$

o

$$\frac{dP}{dz} = -\rho g \quad (I.7')$$

donde la fuerza de gravitación está actuando en la dirección opuesta del eje z.

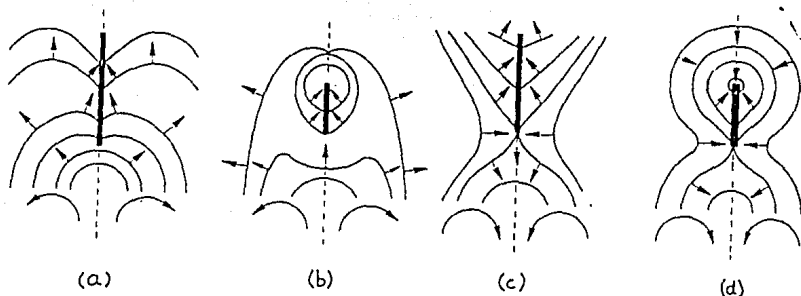


Fig. ( I.11). Varios tipos de posibles configuraciones de las líneas magnéticas alrededor de la protuberancia, que está sostenida por el campo magnético. [ Tomada de Malherbe y Priest, 1983 ].

Kippenhahn y Schlüter (1957) desarrollaron el modelo para la materia de la protuberancia que está sostenida por el campo magnético, donde las componentes horizontal y vertical (contra la gravedad) del balance de las fuerzas son, respectivamente:

$$P + \frac{B^2}{2\mu} = \text{const} \quad (I.8)$$

$$\rho g = \frac{dB_z}{dx} \frac{B_x}{\mu} \quad (I.9)$$

donde  $\mu$  es la permeabilidad magnética.

La fig. (I.2.4) muestra varios tipos de configuraciones de las líneas magnéticas alrededor de la protuberancia, que está sostenida por el campo magnético.



En sus últimos trabajos Priest y col., (1989) notaron que solamente un campo magnético especial permite formar las protuberancias. Se supone que inicialmente existe un tubo de flujo gigantesco sin torcido y que por lo menos algunas líneas magnéticas están deprimidas (Fig. I.2.5a). Si el campo magnético empieza inclinarse por todas partes, la torción de las líneas magnéticas forma un flujo de las cuerdas deprimidas como muestran las fig. (I.12b,c,d). Así pueden formarse las protuberancias.

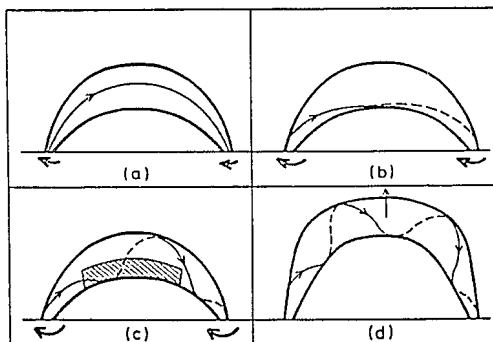


Fig. (I.12). Rotación del tubo de flujo. De a) hasta c) incrementa de rotación y la formación de la protuberancia. d) Erupción de la protuberancia cuando la rotación sobrepasa a un valor crítica. [Tomada de Priest y col., 1989].

Las eyecciones de masa coronal también son manifestaciones de actividad solar, pero las veremos en detalle en el siguiente capítulo.

### I.3. CICLO MAGNETICO Y DE ACTIVIDAD SOLAR.

El Sol no siempre está igual de activo. Hay épocas cuando todas las manifestaciones de actividad solar como ráfagas, protuberancias, filamentos, eyecciones del plasma, emisión de partículas energéticas, etcétera, son muy numerosas y hay épocas cuando la cantidad de estas manifestaciones es muy pequeña. En el primer caso se dice que el Sol está activo y cuando ocurre lo segundo se dice que el Sol está quieto. El periodo entre estos dos estados es más o menos regular, se llama el *ciclo de actividad solar* y su periodo promedio es 11.2 años. Pero ha habido ciclos de 7 años y otros de hasta 17 años, medidos segun el número de Wolf de manchas solares.

26  
Dec 92

Monthly Mean Sunspot Numbers Jan 1949 - Dec 1992

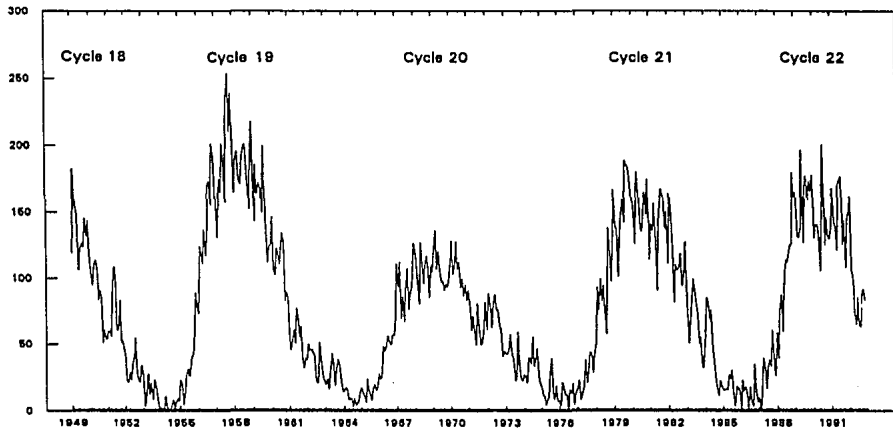


Fig. (I.13). Actividad solar durante de cinco ultimos ciclos.  
El eje vertical muestra el número de Wolf. En el ciclo solar 19, en el máximo 1957-1958 el número de Wolf alcanzó la magnitud de 250. [Tomada de Solar Geofisical Data, 1992].

De hecho este ciclo se descubrió por las observaciones de las manchas en la superficie del Sol. Una característica de esta cantidad es el número de Wolf:

$$W = k (10g + f), \quad (I.10)$$

donde  $f$  es el número de las manchas solitarias,  $g$  es el número de los grupos de manchas y  $k$  es un coeficiente instrumental. La figura (I.13) muestra los cambios del número de Wolf y su periodicidad durante el periodo de 1949 a 1992.

En 1858 Carrington encontró que la latitud media de las manchas solares también cambia en el tiempo. Las primeras manchas del ciclo surgen en latitudes de  $\pm 30^\circ$  y las últimas cerca de  $\pm 8^\circ$  (Fig. I.14). En 1913 Hale descubrió que las manchas tienen campos magnéticos y que todos los grupos bipolares de las manchas en el hemisferio norte tienen la misma alineación y en el hemisferio sur tienen la alineación contraria. Hale descubrió también que estas polaridades se invierten de un ciclo solar al siguiente y después de otro ciclo los polaridades vuelvan a adquirir su polaridad anterior.

Un modelo de la evolución de las manchas fue propuesto por Babcock [1961], el cual supone que el campo magnético del Sol tiene una estructura como muestra la figura (I.1) y las líneas magnéticas adentro del Sol reciden en una capa de  $0.1R_{\text{Sol}}$ .

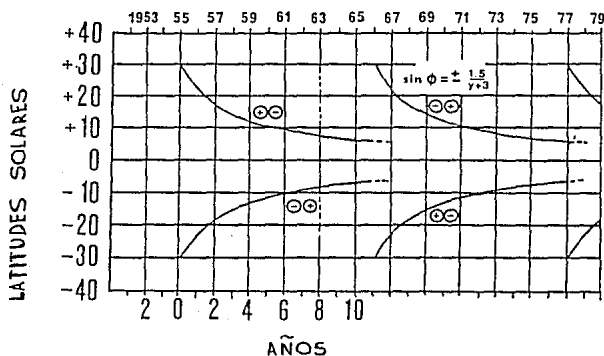


Fig. (I.14). El cambio de la longitud y de polaridad magnética de las manchas solares en algunas ciclos de la actividad solar. [ Tomada de Babcock, 1963 ].

El campo magnético está "congelado" en el plasma y las líneas del campo se mueven con la rotación del Sol. Pero como hay una diferencia en la rotación en diferentes latitudes, las líneas se estiran y el campo aumenta. ( Fig.I.15 a). En una área donde el campo alcanza la magnitud de  $10^3$  Gauss, la densidad de la materia es menor en la fotósfera y en esta área influye la fuerza de Arquímedes en dirección hacia arriba. La flotación de los puntos magnéticos es el mecanismo de nacimiento de las manchas solares. (Fig.I.15 b). La magnitud critica para flotación del campo en la latitud  $\lambda$  se alcanza en la época  $n$  (que se mide en años desde el inicio del ciclo solar) cuando:

$$\sin \lambda = \pm \frac{1.5}{n + 3} \quad . \quad (I.17)$$

Al inicio del ciclo,  $n = 0$  y  $\lambda = \pm 30^\circ$ , como se observa.

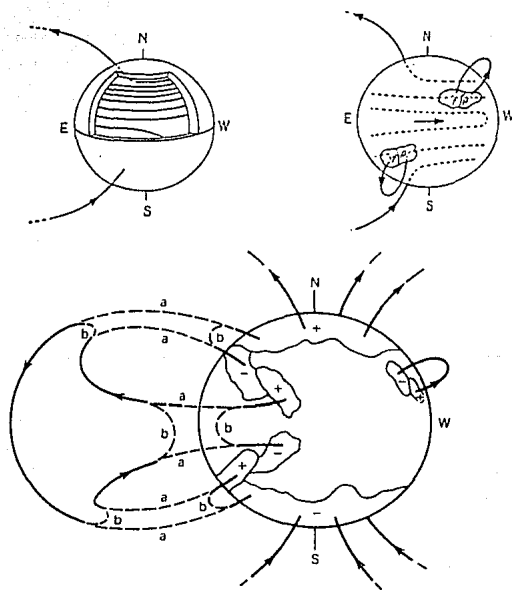


Fig. (I.15a,b,c). La evolución de región magnética bipolar.  
[Tomada de Babcock, 1961 ].

La etapa siguiente se muestra en la fig. (I.15 c). Las líneas magnéticas cambian su estructura y las partes de las trayectorias con el índice a cambian a las trayectorias b. Este proceso pasa con la neutralización de algunas áreas del campo polar. Entonces, el campo magnético alrededor de los polos del Sol también invierte su polaridad cada ciclo cerca del máximo del número de manchas. El polo sur magnético pasa a ser un polo norte y visceversa. Este periodo aproximadamente de 22 años se llama el ciclo magnético del Sol.

Las otras manifestaciones de actividad solar se relacionan mucho con las manchas solares y por eso la cantidad y la potencia de estos fenómenos también tienen un periodo medio de 11 años. El área de los filamentos en el máximo es 4 veces mayor que en el mínimo. Las ráfagas de gran tamaño (hasta 1 milésimo del hemisferio) ocurren solamente en épocas de máximo de actividad solar. Los periodos de actividad solar se reflejan en la corona, cuya forma y extensión visibles cambian a lo largo del ciclo. En época de mínimo la corona tiene una forma más o menos simétrica, (Fig. I.16) y la masa coronal está concentrada cerca del ecuador. En este tiempo suelen observarse enormes hoyos coronales polares de casi un cuarto del área superficial total del Sol. En el máximo de la actividad solar, los hoyos coronales polares reducen su tamaño y eventualmente desaparecen por algunos años.

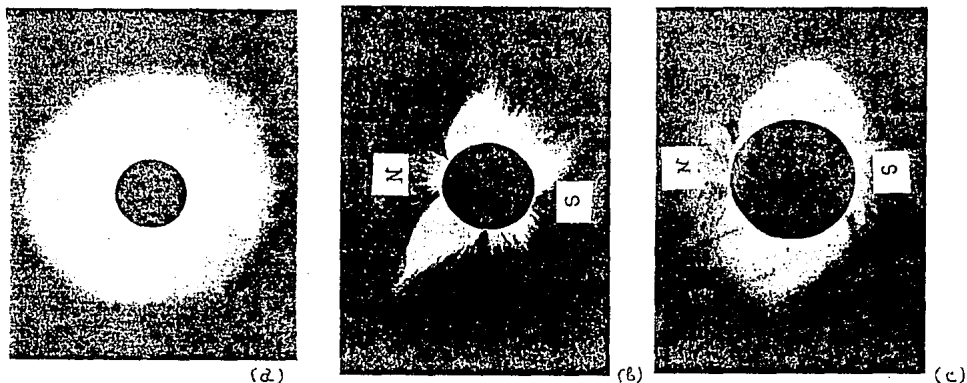


Fig. (I.16). La forma de la corona solar en a) máxima, b) la época descendente y c) en mínima de actividad solar.

## II. EYECCIONES DE MASA DE LA CORONA SOLAR.

El término *eyecciones de masa coronal* (EMC) se acuñó desde el tiempo cuando se dispuso de coronógrafos de luz blanca orbitando a la Tierra en el OSO -7 (1971) y en el Skylab (1973) que ayudaron a establecer la existencia de eyecciones de masa transitorias desde la corona. Las eyecciones de masa coronal son desplazamientos de grandes masas que son lanzadas a gran velocidad hacia el espacio interplanetario. Consisten en la expulsión repentina de nubes densas de plasma magnetizado desde la atmósfera exterior del Sol. Sus cambios temporales son de minutos a horas.

### II.1. CLASIFICACIÓN DE LAS EMC.

Los coronógrafos orbitando individualmente observan diferentes partes de la corona solar: la distancia mínima es de  $1.6 R_{\odot}$  (C/P en Solar Maximum Mission, SMM) y la máxima de  $10 R_{\odot}$  (Solwind).

Con las imágenes de 998 EMCs, tomadas con el coronógrafo de luz blanca Solwind en el satélite P78-1 del Programa de Prueba Espacial de la Fuerza Aérea Estadounidense entre el 28 de marzo de 1979 y el 31 de diciembre de 1981, Howard y col. (1985) hicieron una clasificación de ellas en diez tipos estructurales diferentes, nueve de éstos se muestran en la fig (II.1); el décimo se reserva para los eventos cuya forma no se puede definir observacionalmente.

1. ARCOS - son estructuras curvilíneas con dos piernas y orillas conductora y seguidora bien definidas .

2. FRENTE CURVOS - consisten de una región llena de emisión cuya orilla conductora no tiene una orilla seguidora obvia y une dos piernas.

3. HALOS - El material solar de estos eventos rodea el disco y se propaga aproximándose o alejándose del observador. Son muy anchos ( de  $310^{\circ}$  ) y muy energéticos (del orden de  $10^{31}$  erg ).

4. PICOS - son chorros estrechos ( aproximadamente de  $15^{\circ}$  ) de material que en ocasiones se mueve hacia afuera, a lo largo de un casco coronal. No son muy energéticos (del orden de  $10^{30}$  erg.)

5. PICOS DOBLES - tienen piernas rectas que se mueven radialmente hacia afuera con la misma rapidez pero no están unidos por una

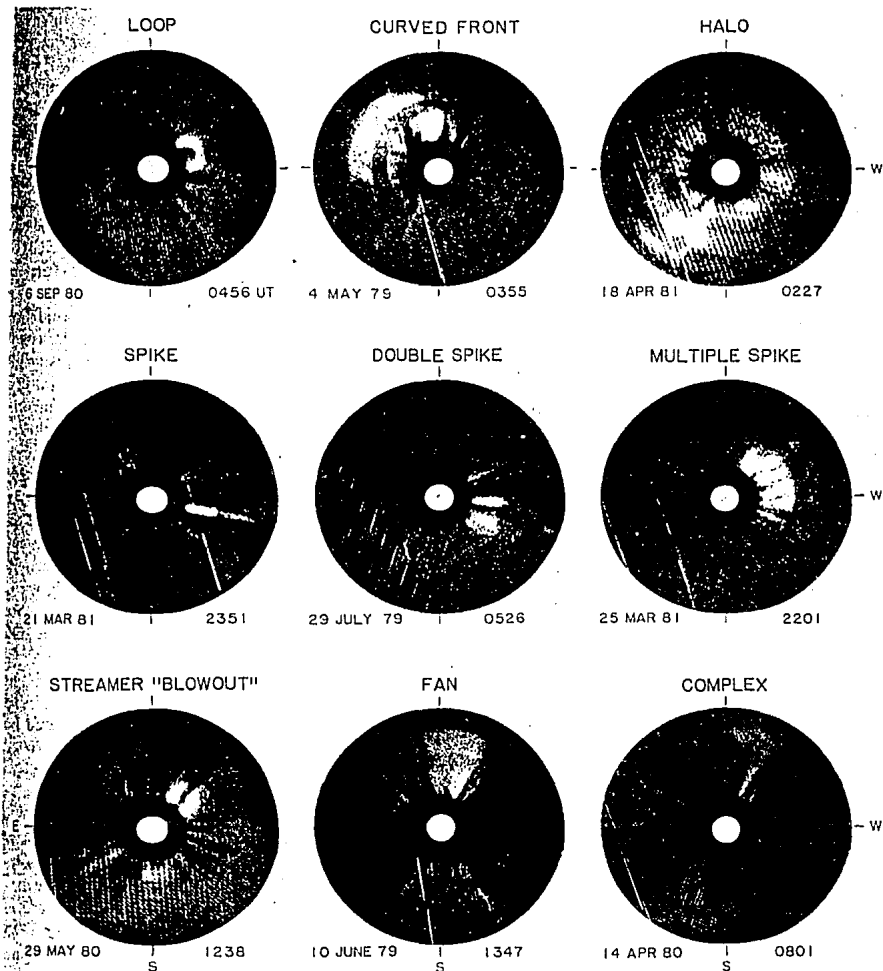


Fig. 2.1. Imágenes coronales diferentes que muestran nueve de las 10 clases estructurales de eyecciones de masa coronal clasificadas por Howard y col. en 1985. El campo de visión se extiende de 2.5 a 8 Rs. [Tomada de Howard y col, 1985].

emisión perceptible en luz blanca.

6. PICOS MÚLTIPLES - son EMC con más de dos picos.

7. EXPLOSIONES DE CASCO. En la primera fase de este tipo de EMC, un casco se abrillanta y ensancha durante de algunas horas hasta unas cuantos días. El material es lanzado a lo largo del casco. En la segunda fase se observa material lanzado a cada lado del casco y el casco se desvanese en algunas horas. No son muy energéticos.

8. ABANICOS - casi no tienen una estructura interna, la orilla conductora está mal definida.

9. COMPLEJAS - estos tipos de eventos son aquéllos formas no se puede definir en términos de las otras formas simples. La curvatura en la orilla conductora es rara.

Las EMC son diferentes por la brillantez visual y el tamaño. Howard y col (1985) definieron varias categorías de importancia: mayor (Y), cuestionable (Q) y menor (N):

Y (yes)- son más brillantes y más grandes,

Q (questionable)-no son muy brillantes y no muy grandes,

N (no)- son débiles y pequeñas. (Fig.II.2).

Tabla (II.1).

*Distribución porcentual de las eyecciones de masa coronal.*

Clase estructural	Y	Q	N	Todas
Pico	0.0	2.2	19.8	22.0
Doble pico	1.1	4.3	6.5	11.9
Picos múltiples	3.4	7.8	7.6	18.8
Frente curvo	10.5	3.5	1.2	15.2
Arco	0.5	0.3	0.3	1.1
Halo	0.8	0.9	0.3	2.0
Compleja	3.2	1.4	0.5	5.0
Explosión de casco	2.8	1.7	0.6	5.0
Abanico	0.4	3.8	5.8	10.0
Otras	1.3	6.0	1.7	9.0
Todas	24.0	31.9	44.1	100.0

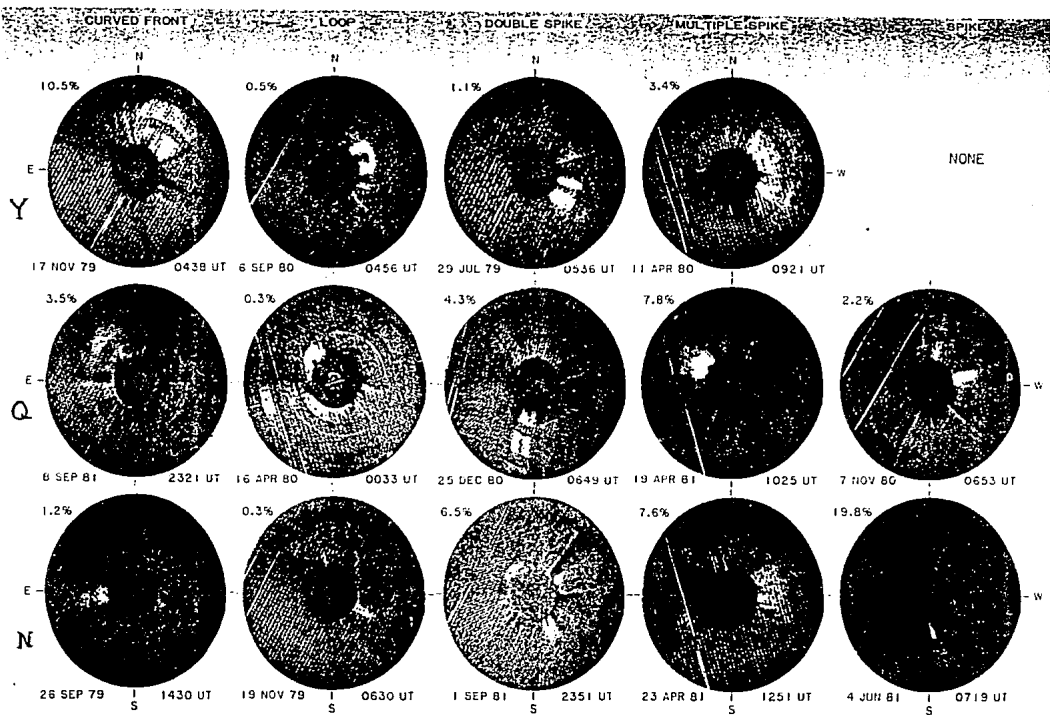
[Tomada de Howard y col, 1985].



La tabla II.1 muestra la distribución de las EMC según sus clases estructurales y categorías de importancia.

Se puede ver que 50% de todas las EMCs son picos, doble picos y picos múltiples y la categoría de importancia de eventos sube de pico a pico múltiple pero en la mayor parte de los casos su categoría es N. La cantidad de las EMC tipo arco es de menor frecuencia, los halos, las complejas y las explosiones de casco son poco frecuentes y juntas no constituyen ni 15% de todos eventos. Los frente curvos no ocurren muy frecuentemente, su fracción es 15%, pero la mayor parte de éstos son de tipo Y. Los abanicos tienen un 10% de ocurrencia, pero son más numerosos los de categorías N y Q.

Fig. (2.2). *Sea* imágenes coronada de tres categorias de importancia para cinco clases estructurales de coronal. [Tomada de Howard y col, 1985].



## II.2. PROPIEDADES DE LAS EYECCIONES DE MASA CORONAL.

La figura (II.3) muestra los histogramas de velocidad, extensión, latitud central, masa, energía cinética y latitud, construidos para 998 eyecciones de masa coronal por Howard y col, (1985). La marca 100 significa el número máximo de las EMC que tienen valores iguales en el histograma. Cada grafica tiene su valor de las EMC en el nivel de 100 que está marcado en el lado derecho del histograma.

La escala de velocidades está entre 50 y 1680 km/s con un valor promedio de aproximadamente 200 km/s. La distribución tiene un pico cerca de 300km/s ( Fig II.2a).

La distribución de la extensión está en el intervalo de  $2^{\circ}$  a  $360^{\circ}$  con un pico en  $10^{\circ}$ , un valor promedio de  $45^{\circ}$  y unamediana de  $30^{\circ}$ . Entonces, la mayor parte de EMC son estrechas. Fig.(II.2b).

Las latitudes centrales dentro de este periodo presentan todos los valores de  $-90^{\circ}$  a  $+90^{\circ}$ . El pico de distribución es bastante ancho, está alrededor del ecuador y disminuye de 25 a 30% de este valor en los polos (Fig.II.3c).

El rango de las masas es de  $2 \times 10^{14}$  a  $4 \times 10^{16}$  g con un valor promedio de  $4.1 \times 10^{15}$  g. En escala logarítmica la distribución tiene simetría alrededor del valor de  $2 \times 10^{15}$  g ( Fig. II.3d).

La energía cinética varía desde  $10^{29}$  a  $6 \times 10^{31}$  erg. El valor promedio es  $3.5 \times 10^{30}$  erg y la distribución tiene un pico en  $10^{30}$  erg (Fig.II.3e).

La figura (II.3f) muestra el histograma de latitud de la masa, eyectada diariamente. Se extiende de  $-90^{\circ}$  a  $+90^{\circ}$  ( proyectado en el plano de cielo). Para esta gráfica se calcula la masa eyectada en cada latitud para todas las EMC. Para facilitar estos cálculos se considera que la masa eyectada está distribuida uniformemente dentro del espacio completo de la EMC. La distribución tiene un pico muy ancho alrededor de ecuador, cayendo en los polos a únicamente 50% del este valor.

También se obtuvieron las distribuciones para cada clase estructural. La tabla II.2. muestra los promedios de las magnitudes de la velocidad, la extensión, la masa y la energía cinética, calculadas para cada clase estructural.

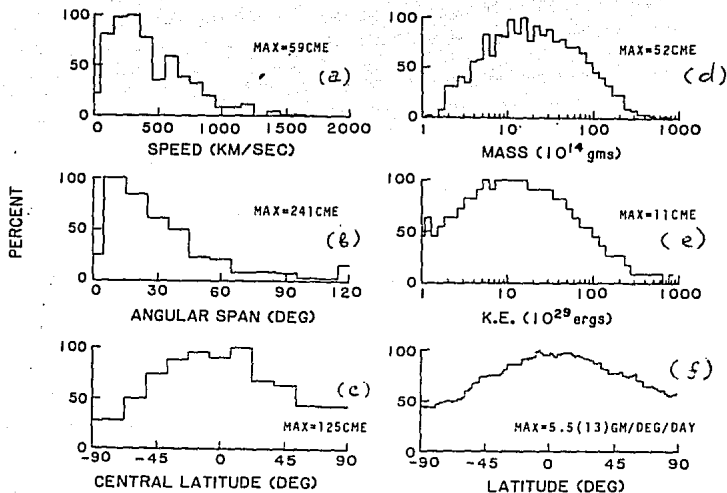


Fig. (II.3). Propiedades de las eyecciones de masa coronal. Las distribuciones de velocidad, extensión, latitud central, masa, energía cinética y latitud de masa. [Tomada de Howard y col, 1985]

Con base en esta tabla se ve que los arcos son las menos frecuentes de todas las EMC (solamente 1%) y los picos, picos dobles, picos múltiples y frente curvos representan el 68%. Se puede ver que las explosiones de casco tienen más baja velocidad que los otros (200 km/s) y los más veloces son: los frente curvos, los arcos, halos y complejas. Los halos son más extensos, más masivos y más energéticos pero son poco frecuentes (2%). Pero esta determinación de las propiedades de las EMC no proporcionan ninguna explicación física, solamente se puede suponer que las EMC de diferentes clases estructurales tal vez tienen diferentes orígenes.

Tabla II.2.

Propiedades promedio de las eyecciones de masa coronal en el periodo  
1979 - 1981.

Clase estructural	%	$v$ km/s	extens (°)	$M$ kg	$E_c$ $10^{15}$ erg
Pico	22	297	15	0.93	0.44
Doble pico	12	425	30	2.6	2.4
Pico múltiple	19	425	45	3.5	1.9
Frente curvo	15	584	62	8.4	6.4
Arco	1	530	44	4.7	3.7
Halo	2	630	309	21.	18.
Compleja	5	592	65	7.2	5.7
Explosión de casco	5	200	44	5.4	0.56
Abanico difuso	10	377	33	1.7	0.60
Otras	9	483	59	4.4	3.4
Todas	100	472	45	4.1	3.5

[Tomada de Howard y col., 1985].

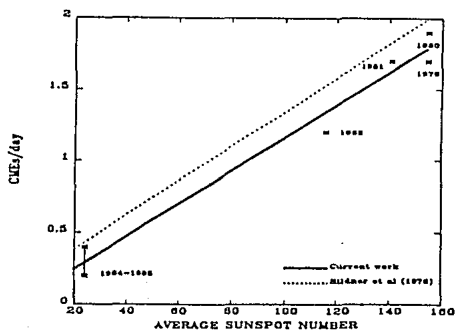


Fig. (II.4). Las variaciones de las SME durante 1979 - 1985.  
En el eje horizontal está el número promedio anual de las manchas  
solares. [Tomada de Howard y col., 1986 ].

El coronógrafo del Solar Maximum Mission observó 0.9 EMC/día [Hundhausen, col., 1984] en el intervalo de abril a septiembre 1980. Para el intervalo de 1973 - 1974 (la época de mínimo de la actividad solar) la frecuencia de las EMC observadas por el Skylab tuvo un valor promedio de 0.75 EMC / día. Este valor es 20 % menor que el valor en SMM. Howard y col [1986] compararon los valores promedio de las EMC para los años desde 1979 hasta 1985 como función del número promedio de manchas solares (Fig. II.4).

La frecuencia de ocurrencia de las EMC depende del ciclo solar y aumenta en la época de máximo del actividad solar.

### II.3. ASOCIACIÓN DE LAS EMC CON OTROS FENÓMENOS SOLARES.

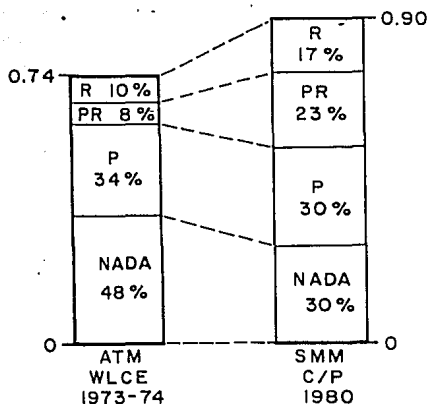
#### *a) Ráfagas y protuberancias eruptivas.*

Las eyecciones de masa coronal ocurren frecuentemente acompañadas por otro fenómeno solar. A continuación describiremos su asociación con los más comunes.

Las EMC están frecuentemente asociadas con ráfagas y protuberancias eruptivas. Las observaciones del Skylab (House y col., 1981) detectaron que la material de la EMC está asociado probablemente con protuberancias eruptivas. Algunas veces se puede observar que las protuberancias se levantan sobre el limbo solar, el material se va calentando y se mueve hacia afuera con velocidad creciente (Webb y Jackson, 1981). Cuando el material coronal viaja bastante adelante de la protuberancia, casi siempre se observa una EMC de tipo arco o frente curvo.

Munro y col. (1984) estudiaron 77 EMC y encontraron que 34 de ellas se pueden asociar con ráfagas y protuberancias eruptivas. Wagner (1984) asoció entre 10 y 17% de las EMC con ráfagas, del 30 al 34% con filamentos y entre 30 y 48% no tuvo relación con estos eventos. Estos resultados se muestran en la figura (II.5).

# RAZÓN DE EMC POR DÍA



Fif. (II.5). Asociación de EMC con ráfagas (R), protuberancias eruptivas (P), protuberancias y ráfagas. [Tomada de Wagner, 1984].

## b) Emisiones electromagnéticas.

Las radioobservaciones del Sol ayudaron a encontrar la ocurrencia de estallidos de radio de diferentes tipos de asociados con las eyecciones de masa coronal. De las observaciones con radioheliógrafos, las fuentes de los estallidos de radio tipo IV, asociados a ráfagas intensas, se observaron moviéndose desde aproximadamente 2Rs hasta 5Rs del centro del Sol (Boischot, 1958, Wild y col, 1963, Riddle, 1970, Wild y Smerd, 1972, Pinter, 1973) con velocidades de unos cuantos cientos de kilómetros por segundo. Ciertos modelos predicen que una onda de choque adelante del frente de EMC puede producir los estallidos de radio de tipos II y IV. Las EMC asociadas a emisiones electromagnéticas son frecuentemente de tipos arco y frente curvo y casi siempre están asociados con choques interplanetarios y/o con otros eventos de actividad solar. Gary y col (1984) superpusieron observaciones coronográficas de una EMC con datos radioheliográficos simultáneos. De este estudio resultó que los excitadores de radioondas tipo II están centrados más en las piernas del arco de la EMC que en la parte superior.

Kahler y col (1984) y Webb (1986) compararon una lista muy compleja de eventos de radio tipo II asociados con ráfagas de  $H\alpha$  con las listas de las EMC del Solwind y del SMM (Solar Maximum Mission). De esta comparación Kahler y col (1984) concluyeron que aproximadamente el 60% de todos los evento tipo II/ $H\alpha$  estuvieron asociados con las EMC del Solwind.

#### II.4. PERIODICIDAD DE ASOCIACIÓN.

Las asociaciones descritas arriba dependen de la época del ciclo solar. La tabla II.3 compara el número y el porcentaje de eventos solares de los diversos tipos asociados con EMC para las dos épocas de observación: del Skylab y del SMM (Fig. II.6). Se ve que para ambas épocas hay gran porcentaje de EMC asociadas con protuberancias eruptivas. Las asociaciones con eventos de rayos-X de larga duración y ráfagas  $H\alpha$  aumentan hacia el máximo. El 79% de las EMC observadas por el SMM tuvo asociación con algunos eventos, mientras que las observadas desde el Skylab sólo fueron el 44%.

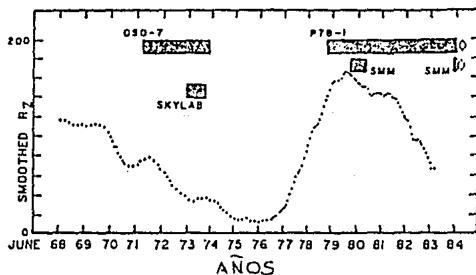


Fig. (II.6). Periodos de observación de las EMC con coranógrafos orbitando a la Tierra en diferentes satélites. La línea de puntos muestra el número de las manchas solares para los ciclos 20 y 21. (Tomada de Michels y col., 1985).



Tabla II.3.

*Comparación de actividad superficial asociada con EMC.*

Tipo de asociación	Skylab		SMM	
	N	%	N	%
Protuberancias eruptivas	30	88	43	81
Ráfagas H $\alpha$	13	38	27	51
Rayos-X	17	50	36	68
Emisión de radio tipo II y IV.	14	41	18	34

Esto muestra que las EMC no sólo están asociadas con fenómenos clásicos del Sol activo, sino también con procesos magnéticos del Sol más estables, relacionados con el campo magnético general y con sus evoluciones de 11 y 22 años.

### III. ONDAS DE CHOQUE EN EL MEDIO INTERPLANETARIO.

Como sabemos, el medio interplanetario no está vacío, sino permeado por el flujo de la corona solar en expansión con velocidades de alrededor de 450 km/s. En el Sistema Solar las ondas de choque en los plasmas ocurren por las siguientes causas: por interacciones de flujos rápidos corrotantes con flujos más lentos, por el encuentro del flujo del viento solar con los campos magnéticos planetarios y los halos diamagnéticos de planetas y cometas, por el movimiento de la heliosfera misma a través del medio interestelar, por liberaciones rápidas de energía en las magnetósferas planetarias cuando hay reconexión de líneas magnéticas y por algún fenómeno solar, aun no determinado con claridad, que introduce repentinamente en el viento solar normal plasma con velocidad mucho mayor.

Las ondas que se propagan en un medio como es el plasma magnetizado del viento solar se les llama *ondas magnetohidrodinámicas* y los choques se forman como resultado del "amontonamiento" de estas ondas.

#### III.1 ONDAS MAGNETOHIDRODINAMICAS.

Al moverse un fluido conductor en un campo magnético produce corrientes eléctricas que generan campos magnéticos, los cuales cambian al campo magnético inicial por el cual se movía. La acción del campo magnético sobre estas corrientes crea fuerzas que modifican el movimiento del fluido. La magnetohidrodinámica estudia el movimiento de un fluido conductor en la presencia de campos magnéticos con base en esta interacción.

La magnetohidrodinámica ideal consiste en un conjunto de ecuaciones que incluyen:

la ecuación de conservación de masa:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho \mathbf{v}) = 0 \quad (3.1)$$

la ecuación de momento:

$$\frac{\partial \mathbf{v}}{\partial t} + (\mathbf{v} \cdot \nabla) \mathbf{v} = - \frac{\text{grad } P}{\rho} + \frac{1}{4\pi\rho} (\nabla \times \mathbf{B}) \times \mathbf{B} \quad (3.2)$$

la ecuación de conservación de la energía:

$$\frac{\partial}{\partial t} \left( \frac{1}{2} \rho v^2 + \rho \mathcal{E} + \frac{B^2}{8\pi} \right) = 0 \quad (3.3)$$

la ley de la inducción magnética junto con la suposición de "campo congelado":

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) \quad (3.4)$$

y la ley de Maxwell:

$$\nabla \cdot \mathbf{B} = 0 \quad (3.5)$$

Aquí,  $\mathbf{B}$  es el campo magnético,  $t$  es el tiempo,  $\mathbf{v}$  es la velocidad de fluido,  $\rho$  es la densidad de fluido,  $P$  la presión y  $\mathcal{E}$  la energía interna por unidad de masa del fluido.

Estas ecuaciones pueden describir ondas de larga longitud y de amplitud pequeña. El empujamiento o amontonamiento de estas ondas cuando tienen amplitudes grandes pueden formar discontinuidades e incluso ondas de choque. Los cambios en el estado del plasma que deben tener lugar a través de las discontinuidades se pueden describir con estas ecuaciones.

Supongamos que en un medio homogéneo y estático con valores no perturbados de densidad  $\rho_0$  y de presión  $P_0$  y con un campo magnético uniforme y constante  $\mathbf{B}_0$ , se propaga una perturbación pequeña a velocidad  $C$ , que produce cambios muy pequeños en los parámetros del plasma.

Escribimos la perturbación desde un sistema de referencia que se va moviendo con la perturbación a través del plasma a lo largo del eje  $x$  con la velocidad  $C$ , el campo magnético inicial  $\mathbf{B}_0$  se encuentra contenido en el plano  $(x, y, 0)$ :

$$\begin{aligned} \mathbf{B} &= \mathbf{B}_0 + \mathbf{b}' = (B_x, B_y, 0) + (b'_x, b'_y, b'_z) \\ \rho &= \rho_0 + \rho' \\ P &= P_0 + P' \\ \mathbf{v} &= (C, 0, 0) + (u_x, u_y, u_z); \end{aligned}$$

donde el subíndice "o" denota los valores no perturbados. Como nuestro sistema de referencia se mueve junto con la perturbación el fenómeno físico que observamos es estacionario. Entonces, desde nuestro sistema de referencia, los cambios en las variables de estado sólo se dan en  $x$ :  $(\partial/\partial t = 0, \nabla = (\partial/\partial x, 0, 0))$ .

Sustituimos la perturbación en la ecuación (3.5) y obtenemos:

$$\nabla \cdot \mathbf{B} = \frac{\partial B_x}{\partial x} = 0 \quad (3.5')$$

Esto implica que  $b_x = 0$ , entonces,  $B_{x0} = B_{x1}$ , ésta es una propiedad importante de todas las perturbaciones en medio MHD: *no hay cambio en la componente del campo magnético a lo largo de la dirección de propagación de la onda.*

De la misma forma, si sustituimos la perturbación en la ecuación de continuidad (3.1) y no tomamos en cuenta los términos de segundo orden de la perturbación obtenemos:

$$\nabla \cdot (\rho \mathbf{u}_x) = \hat{x} \left( -C \frac{\partial \rho'}{\partial t} + \rho_0 u_x \right) = 0; \quad (3.6)$$

Análogamente en la ecuación de momento (3.2), obtenemos tres ecuaciones escalares:

$$\hat{x}: \quad -\rho_0 C \frac{\partial u_x}{\partial x} + \frac{\partial P}{\partial x} + \frac{B_y}{4\pi} \frac{\partial b_y}{\partial x} = 0; \quad (3.7)$$

$$\hat{y}: \quad \rho_0 C \frac{\partial u_y}{\partial x} + \frac{B_x}{4\pi} \frac{\partial b_y}{\partial x} = 0; \quad (3.8)$$

$$\hat{z}: \quad -\rho_0 C \frac{\partial u_z}{\partial x} + \frac{B_x}{4\pi} \frac{\partial b_z}{\partial x} = 0; \quad (3.9)$$

haciendo lo mismo con la ecuación (3.4) y olvidándose de los términos de segundo orden:

$$\hat{y}: \quad -C \frac{\partial b_y}{\partial x} + B_y \frac{\partial u_x}{\partial x} - B_x \frac{\partial u_y}{\partial x} = 0; \quad (3.10)$$

$$\hat{z}: \quad -C \frac{\partial b_z}{\partial x} - B_x \frac{\partial u_z}{\partial x} = 0; \quad (3.11)$$

Como la perturbación se propaga con tanta rapidez que prácticamente no hay conducción de calor, entonces el flujo puede considerarse isentrópico, de

manera que se cumple la ley de adiabática:  $P_0/\rho_0^\gamma = P_1/\rho_1^\gamma$ ; (donde  $\gamma = C_p/C_v$ ).

$$dP = \gamma \frac{P_0}{\rho_0} d\rho = c_0^2 \rho'; \quad (3.12)$$

Donde  $c_0^2 = \gamma \frac{P}{\rho}$  es la velocidad del sonido.

### III.2 ONDAS INTERMEDIAS (HIDROMAGNÉTICAS).

Los cambios a lo largo del eje  $z$  aparecen solamente en dos ecuaciones (3.9) y (3.11) y estas ecuaciones solamente contienen dos variables: los cambios en las componentes  $z$  de la velocidad y del campo magnético. De la ecuación (3.11) sigue que:

$$\frac{\partial u_z}{\partial x} = - \frac{C}{B_x} \frac{\partial b_z}{\partial x};$$

Sustituyendo en la ecuación (3.9), encontramos que:

$$C^2 = \frac{B_x^2}{4\pi\rho_0};$$

$$C^2 = V_1^2 = \frac{B_x^2}{4\pi\rho} = \frac{B_0^2}{4\pi\rho} \cos^2 \vartheta = V_A^2 \cos^2 \vartheta \quad (3.13)$$

La ecuación (3.13) describe la velocidad de propagación de estas ondas que depende solamente de la magnitud de la componente del campo magnético en la dirección de propagación de la onda y de la densidad del plasma, donde  $\vartheta$  es el ángulo entre  $B_0$  y  $B_x$ ; y  $V_A = B_0/(4\pi\rho)^{1/2}$  es la velocidad de Alfvén. A las ondas dadas por las ecuaciones (3.9) y (3.11), que se propagan con la velocidad de Alfvén se le conoce como *ondas intermedias*.

En las ondas de Alfvén el cambio en el campo magnético es ortogonal a su dirección original, no hay cambio en la magnitud del campo magnético ( $B_y$ ,  $B_z$ ) sino sólo en dirección. Tampoco existen cambios en las propiedades termodinámicas a través de tal onda, los únicos cambios que aparecen en una

onda de Alfvén son en la velocidad y en la dirección del campo magnético. Las ondas de Alfvén son ondas transversales del mismo tipo que las ondas que se propagan en una cuerda vibrante.

### III.3. ONDAS LENTAS Y RÁPIDAS.

Las ecuaciones (3.6), (3.7), (3.8), (3.10), (3.12) involucran cambios de la velocidad y del campo magnético en las componentes x, y. Si multiplicamos la ecuación (3.6) por C y sustituimos en ecuación (3.7) obtenemos:

$$C^2 \frac{\partial \rho}{\partial x} = \frac{\partial P}{\partial x} + \frac{B_y}{4\pi} \frac{\partial B_y}{\partial x};$$

Dividimos esta ecuación entre  $\partial \rho / \partial x$  y utilizando la ecuación (3.12), tenemos:

$$C^2 - c_0^2 = \frac{B_y}{4\pi} \frac{\partial x}{\partial \rho} \frac{\partial B_y}{\partial x};$$

Análogamente, multiplicamos (3.8) por  $B_x$  y sustituyendo en (3.10) obtenemos:

$$C^2 - C_1^2 = C B_y \frac{\partial u_x}{\partial x} \frac{\partial x}{\partial b_y};$$

Usando las últimos dos ecuaciones obtenemos una ecuación cuadrática para la velocidad de propagación C de la onda:

$$(C^2 - c_0^2) (C^2 - C_1^2) = C^2 \frac{B_y^2}{4\pi \rho}; \quad (3.14)$$

Procediendo de una manera análoga se puede encontrar otra relación para velocidad de propagación C:

$$(C^2 - c_0^2) (C^2 - C_A^2) = C^2 \frac{B_y^2}{4\pi \rho}; \quad (3.15)$$

Donde  $C_A^2$  es la misma definida por la ecuación (3.13).

Las ecuaciones (3.14) y (3.15) son dos sistemas cuadráticos para la velocidad de propagación de la onda C. Las raíces de estas ecuaciones son:

$$C_R^2 = \frac{1}{2} \left[ c_0^2 + C_A^2 + \left[ (c_0^2 + C_A^2)^2 - 4 c_0^2 C_1^2 \right]^{1/2} \right] \quad (3.16)$$

$$C_L^2 = \frac{1}{2} \left[ c_0^2 + C_A^2 - \left[ (c_0^2 + C_A^2)^2 - 4 c_0^2 C_1^2 \right]^{1/2} \right] \quad (3.17)$$

Estas ondas se les ha llamado *ondas magnetosónicas rápidas y lentas*, porque las rápidas son más rápidas que las ondas intermedias y las ondas sonoras, y las lentas son más lentas que todas éstas. Al contrario de las ondas de Alfvén, en las ondas magnetosónicas no hay cambios a lo largo de la dirección z, el campo magnético permanece en el plano. Para las ondas rápidas y lentas existen cambios en ambas componentes de la velocidad  $u_x$  y  $u_y$ , por lo que estas ondas son parcialmente transversales y parcialmente longitudinales.

#### III.4. CARACTERISTICAS GENERALES DE LOS CHOQUES.

Supongamos que en un medio se propaga una perturbación a velocidad supersónica, producida por un pistón o por una explosión. La propagación de esta onda compleja se puede expresar como la propagación de las ondas locales consecutivas con velocidades distintas. Si nos movemos en un sistema que viaja a la velocidad de sonido  $c_0$ , entonces la perturbación se habrá adelantado a nosotros. En un tiempo  $t_1$  se tiene un perfil de velocidad debido a una perturbación de amplitud finita que se propaga en la dirección  $+x$ . (fig. 3.1). En un tiempo posterior  $t_2 > t_1$ , el paso del frente de onda a través del medio ha modificado las condiciones de propagación. Como el fluido es isentrópico, cumple la relación:

$$c_0^2 = \gamma \frac{P_0}{\rho_0} = \gamma \frac{P_1}{\rho_1} ;$$

Cada una de las siguientes ondas locales se propaga en el medio más comprimido. Con respecto a un observador que se mueve con la

perturbación, las regiones de mayor velocidad comienzan a adelantarse a las regiones de velocidad menor. En un tiempo  $t_3 > t_2$  el frente de onda se muestra casi vertical y las regiones rápidas continúan adelantado a las regiones lentas. El frente de onda se empina hasta la situación mostrada para el tiempo  $t_3$ . En este estado hay una aguda discontinuidad en las variables lo cual es conocido como *onda de choque*.

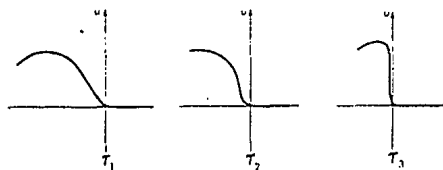


Fig. (3.1). La propagación de una perturbación de amplitud finita.

Como se vió en los capítulos anteriores, las ondas de amplitud pequeña se pueden propagar a través de un plasma con diferentes velocidades características y se clasifican como rápidas, intermedias y lentas. Así también existen choques rápidos, intermedios y lentos que corresponden a perturbaciones que exceden estas velocidades. Las ecuaciones de la MHD ideal no pueden tratar al fluido en la región de choque, pero antes y después de choque sí. La figura (3.2) es la imagen de una onda de choque que muestra al fluido impertrubado en el estado "1" y al fluido a través del cual el choque ya ha pasado ( fluido chocado ) en el estado "2".

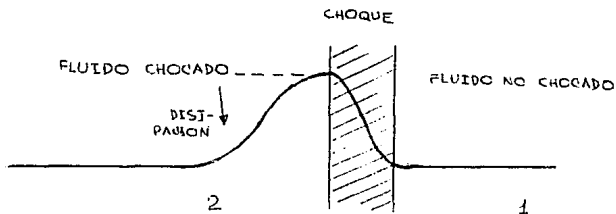


Fig. (3.2). Imagen de una onda de choque en el fluido. El fluido no perturbado está en un estado uniforme pero después del choque hay una región de liberación u onda de expansión de manera que la región (2) no es uniforme. [Tomada de Bravo, 1989].



La imagen muestra que los efectos disipativos eventualmente hacen que el fluido chocado recupere la situación original del fluido imperturbado. La zona de transición tiene un espesor del orden de unos cuantos caminos libres medios.

Los flujos de masa, de momento y de energía o de campo magnético en un lado de choque deben ser igual a la masa, el momento y la energía que salen por otro lado.

El vector de campo magnético cambia su dirección al cruzar la onda de choque. El factor de doblamiento  $\alpha$  se define como:

$$\alpha = \frac{B_{t2}}{B_{t1}} ;$$

Donde  $B_{t2}$  y  $B_{t1}$  son los componentes tangenciales del campo magnético después y antes del choque. En un choque rápido la magnitud del campo magnético aumenta, mientras que en un choque lento disminuye. Entonces, en un choque rápido  $\alpha \geq 1$  y el campo se aleja de la normal y cuando se ocurre el choque lento  $\alpha \leq 1$ , el campo se acerca a la normal.

De la ecuación (3.5) es inmediato como en el caso de una perturbación propagándose a lo largo del eje x:

$$[B_n] = 0;$$

donde  $B_n$  es la componente normal del campo magnético y el paréntesis cuadrado denota la diferenciade valores entre uno y otro lado de la superficie de discontinuidad. Esto muestra que la componente normal del campo magnético siempre es continua (Fig.3.3), mientras que la componente tangencial no lo es.

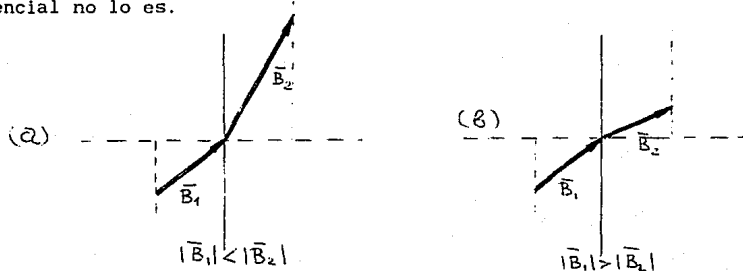


Fig. (3.3). Refracción del campo magnética en un choque rápido (a) y en un choque lento (b).

Para determinar la rapidez de propagación de la onda de choque en el viento solar aplicamos la ecuación de conservación de masa:

$n_1 (V_1 - U) = n_2 (V_2 - U)$ , donde  $U$  es la rapidez de propagación del choque relativa a un sistema de referencia fijo,  $V_1$ ,  $V_2$  es la rapidez, y  $n_1$ ,  $n_2$  es la densidad del flujo antes y después del choque. Así, la rapidez del choque está dada por:

$$U = \frac{n_2 V_2 - n_1 V_1}{n_2 - n_1} \quad (3.18)$$

### III. 5. FLUJOS SOLARES QUE PUEDEN GENERAR CHOQUES.

De las observaciones del viento solar se reconoció que se pueden generar choques transitorios en el medio interplanetario cuando interaccionan flujos rápidos con flujos lentos. Por ejemplo, en periodos donde la estructura general del medio interplanetario es practicamente estacionaria, el viento solar está conformado de patrones alternantes de corrientes rápidas y de corrientes lentas.

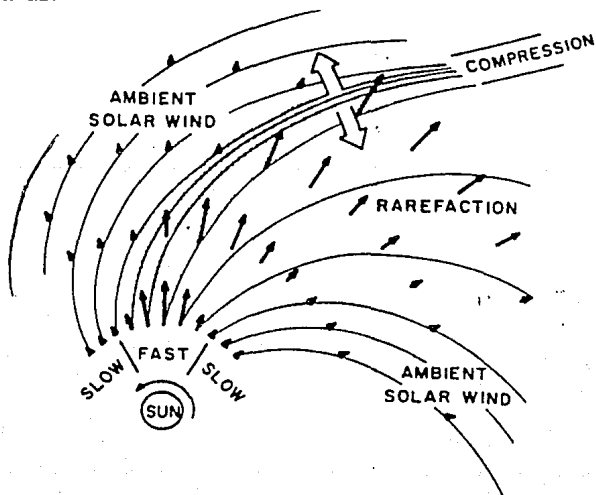


Fig. (3.4). Esquema de un choque corrotante. [Tomada de Pizzo, 1978].

Las corrientes rápidas de viento solar se originan en los hoyos coronales los cuales rotan junto con el Sol y por otro lado que el viento solar se expande radialmente. Al corrotar con el Sol los hoyos coronales "apuntan" eventualmente hacia viento solar ambiente lento "inyectandole" viento solar rápido lo cual produce una interacción entre un flujo lento que es "alcanzado" por un flujo rápido. Esta interacción produce una compresión que puede formar un choque si la diferencia de velocidades es suficientemente grande. (Fig. 3.4). Cuando el material rápido alcanza al flujo lento, se forma un frente espiral de compresión en el medio interplanetario. Este tipo de choque se llama *choque corrotante*.

Hay otro tipo de interacción que se produce en el medio interplanetario conocida como "explosiva" debido a una perturbación violenta que se propaga alejándose del Sol. El modelo cualitativo de una *onda de choque explosiva* se muestra la figura (3.5). Este choque se caracteriza por la eyección temporal de flujo rápido solar que empuja al material que venia antes, presumiblemente más lento, si la rapidez del material eyectado excede la velocidad del viento solar ambiente de manera supermagnetosónica. Entonces, se forma una compresión en la orilla conductora del plasma ambiente y puede hacerse una onda de choque. Este tipo de choque puede producir una ráfaga o una eyecciones de masa coronal.

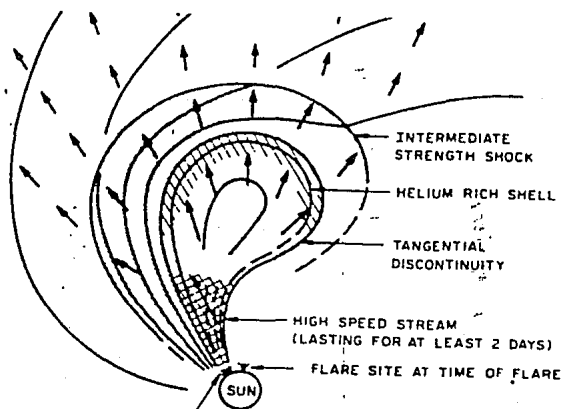


Fig. (3.5). Esquema del flujo transitorio y del flujo "eyectado" del Sol que forman un choque explosiva. [Tomada de Hundhausen, 1972].

### III. 6. OBSERVACIONES DE CHOQUES EN EL MEDIO INTERPLANETARIO.

Una onda de choque se caracteriza por un cambio abrupto de los parámetros del plasma. Al paso de un choque se observa un súbito crecimiento de presión, de densidad, de temperatura, de campo magnético (cuando se trata de un choque rápido) y de la velocidad de viento del fluido.

El problema de "observar" una onda de choque, aparte de la medición de los parámetros del plasma, radica en una resolución temporal suficientemente grande para distinguir el aumento abrupto de los parámetros del plasma que caracteriza a una onda de choque y la distinguen de cualquier otro fenómeno que ocurre en el medio interplanetario.

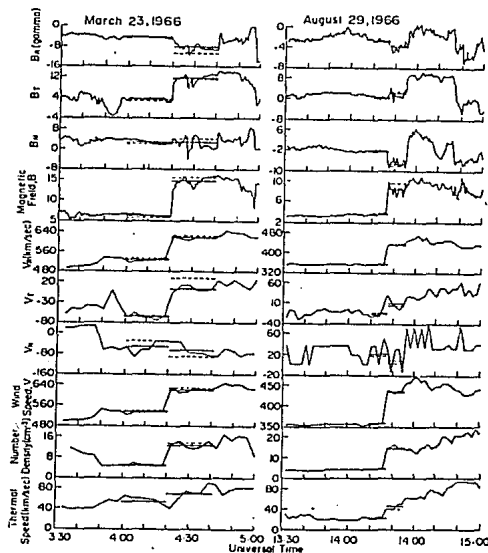


Fig (3.6). Observaciones de dos choques rápidos. [Tomada de Burlaga, 1971].

De los primeros reportes de observaciones de choques en el viento solar se encuentran el de Olvige y Burlaga (1969) quienes reconocieron un choque rápido en el viento solar usando los datos del campo magnético medidos por el satélite Explorer 34. La tabla 3.1 muestra los valores

de la velocidad, de la densidad, de la temperatura y de la intensidad del campo magnético en el viento solar antes y después del paso del choque.

TABLA 3.1

Valores para el choque rápido del 29 de agosto, 1967.

	$v$ (km/s)	$n$ ( $\text{cm}^{-3}$ )	$T$ ( $^{\circ}\text{K}$ )	$B$ ( $\gamma$ )
antes	418	2.6	$6.5 \times 10^4$	5.5
después	452	3.7	$12 \times 10^4$	7.2

La figura (3.6) muestra las gráficas de los choques rápidos, donde claramente se ven los aumentos abruptos y simultáneos de los parámetros del plasma.

La figura (3.7) muestra las gráficas de las mediciones de dos choques lentos donde, contrariamente al caso de choque rápido, junto al aumento abrupto y simultáneo de los parámetros del fluido aparece una disminución de la intensidad del campo magnético interplanetario.

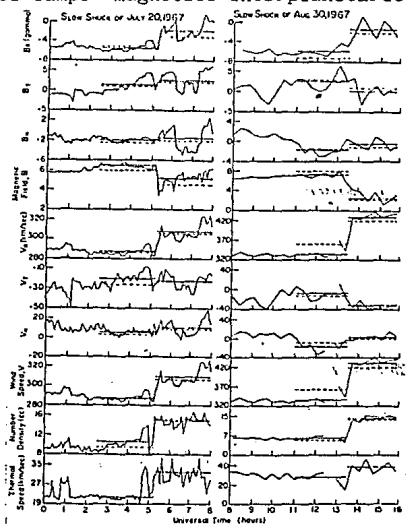


Fig. (3.7) Observaciones de dos choques lentos. [ Tomada de Burlaga,

1971].

#### IV. ASOCIACIÓN DE LAS ONDAS DE CHOQUE CON MANIFESTACIONES DE ACTIVIDAD SOLAR.

Si la rapidez del material eyectado excede a la rapidez del viento solar ambiente por más de la velocidad local del sonido ( o la velocidad de Alfvén), se formará un frente de choque en la orilla conductora de la cáscara de plasma ambiente comprimido (Gold, 1965).

Como ya se dijo en el capítulo anterior existen dos tipos de ondas de choque en medio interplanetario: a) las de tipo corrotante, asociadas con los hoyos coronales estables que emiten corrientes de viento solar rápido y que corrotan con el Sol y b) las que salen radialmente, asociadas con eventos transitorios en el Sol en los que se emite una gran cantidad de energía ( ráfagas, protuberancias eruptivas, EMC). Pero el fenómeno específico que produce las ondas de choque en el medio interplanetario no está claro.

##### IV.1. ASOCIACIÓN CON RÁFAGAS, PROTUBERANCIAS ERUPTIVAS Y EMC.

El problema de la asociación de perturbaciones a gran escala del viento solar a ráfagas, filamentos eruptivos y EMC es que siempre el número de éstos es mucho mayor que el número de choques.

En ocasiones un choque rápido es seguido por una nube de plasma llamado "pistón" o "nube magnética". En estos casos se observa pegado al frente de un choque rápido una enorme nube de plasma con características de que la diferencian claramente del plasma interplanetario ambiente, ya que por observaciones de los parámetros del plasma, el campo magnético creció repentinamente. La figura (IV.1) es un ejemplo de un choque rápido acompañado por un pistón. La nube magnética mostrada en la figura se movía en la forma supersónica relativo al material que se encontrara al frente de ella. Pero el tamaño de la nube es mucho menor que el del choque que forma, por lo que es posible ver el choque sin ver la nube.

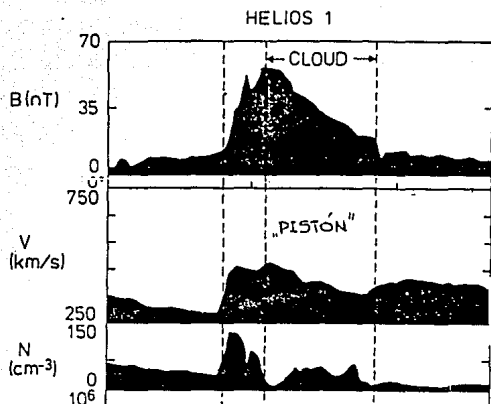


Fig. (IV.1). Ejemplo de un choque rápido acompañada por un pistón.  $B$  es la intensidad del campo magnético,  $v$  es la velocidad del viento solar,  $N$  es la densidad del viento solar. [Tomada de 10 years Helios, 1984].

Algunos autores como Poland y col., (1981) han tratado de mostrar que estas nubes de plasma no son otra cosa que la manifestación interplanetaria de la relación inicial del choque con su origen, ya sea una EMC, y/o flujos transitorios originados en ráfagas o protuberancias eruptivas. Bravo y Lanzagorta (1992) quienes estudiaron los choques y las nubes interplanetarias durante todo un año y concluyeron que en casi todos casos cuando se observó una nube magnética atrás de frente de choque, el choque interplanetario estuvo asociado con estallido de un filamento o una ráfaga. Parece que los "nubes" corresponden al material de un fenómeno explosivo de actividad solar. Sin embargo, no todas las nubes se mueven lo suficientemente rápido como para "impulsar" el choque y los choques interplanetarios acompañados por estas nubes consistuyen solamente 46% de todos choques, 61% esta asociado con los eventos de ráfaga/emisión de rayos-X (Sheeley y col., 1985).

Hundhausen (1972 a, b) notó que a) La energía liberada en una ráfaga muy intensa es suficiente para producir una onda de choque en el medio interplanetario pero b) la asociación de las ráfagas muy ontsensas y choque no es perfecta.

Lin y Hudson (1976) en la base de observaciones de las ráfagas intensas encontraron que las ondas de choque fueron asociadas con éstas solo cuando la energía liberada en una ráfaga sea mayor de  $20\text{keV}$  ( $>10^{31}\text{ergs}$ ).

El estudio de Wagner (1984) mostró que en el caso cuando una EMC está asociada con ráfagas o/y protuberancias eruptivas, la EMC empieza a verse antes de que ocurra el evento explosivo superficial (Jackson y Hildner, 1978). Entonces, las EMC, y por lo tanto los choques interplanetarios están a veces asociados con estos eventos solares explosivos, pero las ráfagas o las protuberancias eruptivas no pueden considerarse de ninguna manera como la causa de las EMC y, por lo tanto, tampoco de los choques que se forman asociados a ellas.

Gosling y col. (1975) fueron los primeros en asociar una eyección de masa observada en el coronógrafo que siguió a una ráfaga 2B, con un gran choque observado a 1UA.

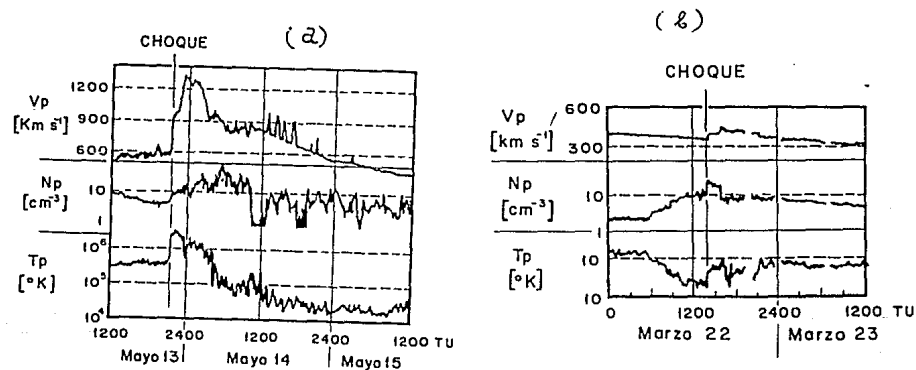


Fig. (IV.2) a). Datos de viento solar que exhiben una fuerte onda de choque. [Tomada de Schween, 1983 ]. b) Datos de plasma que muestran una onda de choque débil, siguiendo a una EMC que se mueve lentamente. [Tomada de Schwenn, 1983 ].

La figura (IV.2a) es un ejemplo de un choque muy rápido que estuvo asociado con una EMC de frente curvo con velocidad inicial de  $1500\text{ km/s}$ . El choque mostrado en la figura (IV.2b) está asociado con una EMC de tipo arco



lleno que empezó con velocidad 375 km/s y aceleró hasta 550 km/s.

En 1985 Sheeley y col. con un estudio muy amplio de las EMC observadas con el coronógrafo Solwind en combinación de las observaciones del medio interplanetario realizados por el Helios-1, encontraron que todos los choques registrados por el Helios -1, cuando estaba en una longitud de  $\pm 30^\circ$  del limbo solar, estuvieron asociados con una EMC sobre ese limbo. Pero la relación viceversa es otra: existen muchísimas EMC no asociadas con choques interplanetarios. Se cree que son las EMC más rápidas y más extensas las asociadas con choques interplanetarios.

#### IV.2). ASOCIACIÓN DE LAS EMC ASOCIADAS CON CHOQUES INTERPLANETARIOS CON HOYOS CORONALES.

Hewish y Bravo (1986) encontraron una fuerte asociación entre los choques en el medio interplanetario y los hoyos coronales inestables de mediana y de baja latitud, por medio de un muestreo exhaustivo de observaciones de centelleo interplanetario (IPS) de casi 100 eventos, durante la fase ascendente del ciclo solar 21. Ellos encuentran una buena correlación entre los flujos eruptivos de hoyos coronales que producen perturbaciones en el medio interplanetario y ciertos tipos de EMC, predominantemente las de frente curvo, por lo que consideran razonable suponer que estas EMC son manifestaciones de flujos eruptivos de hoyos coronales vistos cerca del Sol.

En 1990, Harrison estudió correlación espacial entre todas las EMC (no solamente las que están asociadas con los choques interplanetarios) observadas durante un periodo de tres años y los hoyos coronales. El mostró que la correlación es muy débil. El porcentaje de EMC relacionadas con los hoyos en su trabajo es aproximadamente 40%. Posteriormente, Bravo (1993) y Bravo y Pérez-Enríquez (1993) estudiaron las EMCs asociadas con choques interplanetarios y encontraron una correlación espacial con los hoyos coronales de baja o mediana latitud o la extensión a más bajas latitudes de un hoyo coronal polar. El porcentaje de EMC en este caso (asociadas con los choques interplanetarios) aumentó hasta 88%.

La interpretación dada por Bravo y Pérez-Enríquez es que el choque interplanetario no es producido por la EMC sino que se forma en el flujo del viento del hoyo coronal como resultado de lo mismo que origina la EMC. Esto es, los choques interplanetarios y las EMC sólo son fenómenos asociados en el sentido de que ambos tienen el mismo origen, pero las EMC no son la causa de los choques. El origen común de ambos fenómenos es el surgimiento desde abajo de la fotosfera solar de material de polaridad distinta al emplazado ahí con anterioridad según estos autores.

Este surgimiento, que por otro lado es un suceso normal en el Sol, provocaría, en algunas ocasiones, que líneas de campo magnético originalmente cerradas en un casco coronal adyacente a un hoyo coronal se

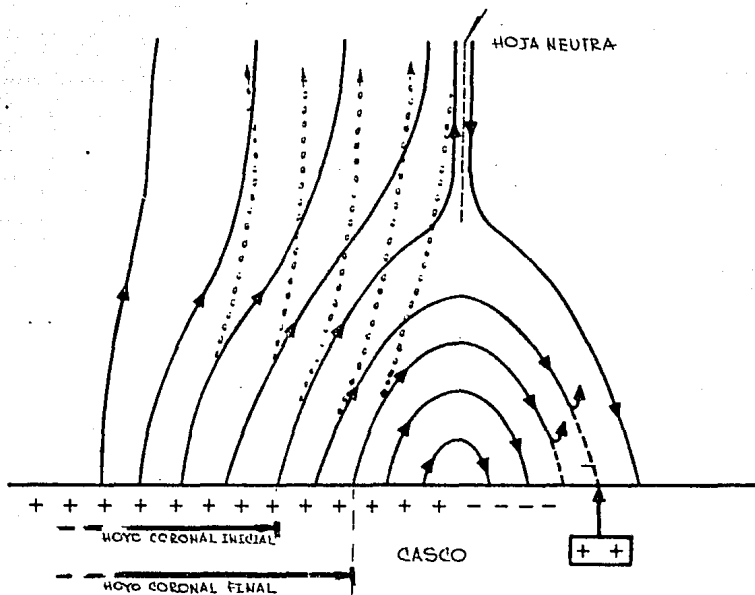


Fig.(IV.3). Desconexión de las líneas magnéticas de un casco coronal por el surgimiento desde abajo de la fotosfera de material de polaridad distinta. Las Líneas continuas muestran el estado inicial y las líneas de puntos muestran estado final. [Tomada de Bravo y Pérez-Enriquez, 1993.]

abrieran, provocando con ello dos efectos diferentes: por un lado, la liberación de la masa anteriormente contenida en la región del casco cerrado que se abrió, y por otro lado, el crecimiento del tamaño del hoyo coronal adyacente el cual ahora comprenderá también a las líneas de campo magnético crecientemente abiertas. (Fig. IV.3). Ya que la densidad coronal disminuye con la altura, la liberación de la masa originalmente atrapada en un casco y que ahora se va del Sol, formaría una brillante eyección de masa coronal con un frente de curvo continuo.

En un hoyo coronal (Fig.IV.4a) la anchura de arriba es mucho mayor que la de abajo. A veces esta diferencia alcanza a ser hasta mayor de 10 veces (en hoyos de mediana y de baja latitud). La configuración de las líneas magnéticas en el centro y en periferia de un hoyo coronal es también diferente.

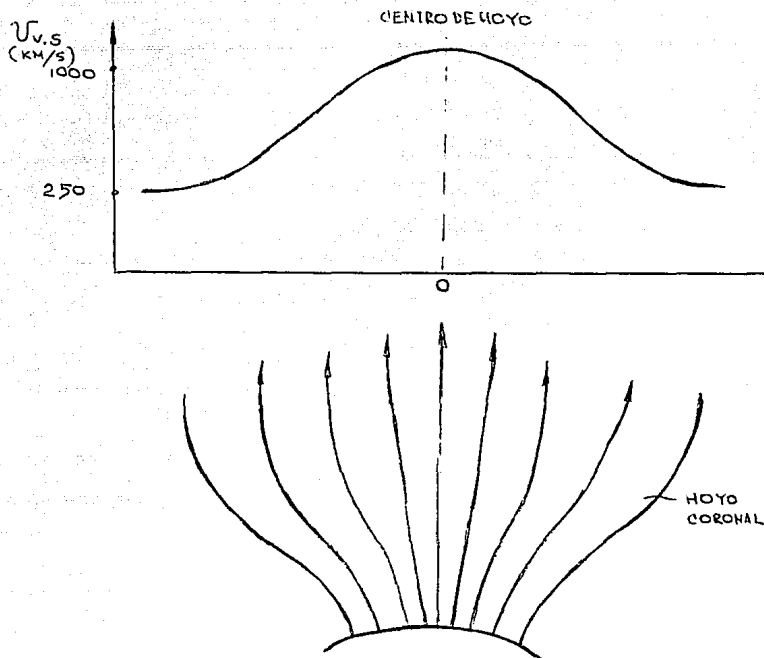


Fig. IV.4. a). Distribución de velocidades en un hoyo coronal.  
 b). Forma y configuración de las líneas magnéticas en un hoyo coronal.

La *divergencia* del hoyo coronal es un criterio de configuración de las líneas del campo magnético. En periferia, donde las líneas son más inclinadas, la divergencia es mayor que en el centro. Wang y Sheeley (1990) encontraron relación entre la velocidad del viento solar y la divergencia en los hoyos coronales fig. (IV.4b), de donde es claro que el centro de un hoyo es la fuente del viento solar rápido y las partes adyacentes a un casco coronal son fuentes del viento solar lento.

Entonces, en el modelo de Bravo y Pérez-Enríquez, el proceso del crecimiento del tamaño de abajo del hoyo coronal provoca el aumento de la velocidad del viento solar (la divergencia del hoyo disminuye) y entonces, éste dará lugar a la alteración repentina de las condiciones del viento solar y por lo tanto a la formación de una onda de choque que se propague al medio interplanetario.

De todo lo dicho es evidente que es interesante realizar un estudio

sobre la cadena de los eventos: hoyos coronales cambiantes - eyecciones de masa de la corona solar - choques en el medio interplanetario y en el capitulo IV veremos las particularidades de las EMC asociadas con los choques interplanetarios.

## V. ESTUDIO DE 56 EYECCIONES DE MASA CORONAL ASOCIADAS CON CHOQUES INTERPLANETARIOS.

Los estudios más recientes muestran que las eyecciones de masa coronal son resultado de la perturbación del campo magnético coronal a gran escala. (Priest, 1988; Kahler y col., 1988; St. Cyr y Webb, 1991). Por otro lado, Sheeley y col. (1985) fueron los primeros que asociaron 98% de todos los choques interplanetarios observados en la época 1979-1982 con EMC. Después, Hewish y Bravo (1986) en un estudio de 100 perturbaciones del viento solar, encontraron que las regiones del Sol donde se originaron estas perturbaciones en todos los casos contenían un hoyo coronal de baja o mediana latitud. Finalmente, Bravo y Pérez-Enriquez (1993) encontraron una relación espacial muy cercana entre las EMC asociadas con choques interplanetarios y los hoyos coronales. En particular ellos proponen que el choque se produce por el crecimiento repentino de la velocidad del viento solar de un hoyo coronal que es afectado por los cambios globales de la estructura magnética de la corona solar.

A raíz de estos estudios surge un nuevo interés de estudiar las características individuales de las EMC asociadas con choques interplanetarios para distinguir estas eyecciones de cualquier otra EMC y discutir sobre un modelo magnétohidrodinámico que pueda producir estos fenómenos.

### V.1.a). LOS DATOS USADOS.

Para este estudio tomé los datos del artículo de Sheeley y col., (1985) sobre 56 de las EMC de la época desde el 27 de mayo de 1979 hasta el 19 de diciembre de 1982 (época de máximo y la fase descendente del ciclo solar 21) asociadas con choques interplanetarios donde las EMC fueron observadas con el coronógrafo Solwind en el satélite P78-1 del Naval Research Laboratory (NRL) y los choques se registraron en el satélite Helios-1 del Max-Planck-Institut für Aeronomie (MPAE). Además usé los catálogos de EMC para la época de 1979-1985: Sheeley (1993) y el catálogo de Webb (1987) para la época de 1980. Para completar los datos sobre la asociación de las EMC

con emisiones de radio de tipo II y con manifestaciones de la actividad solar usé las tablas de reportes de Sheeley y col., (1984), Kahler y col., (1984).

#### V.1.b). ANALISIS DE LOS DATOS.

El artículo de Sheeley y col. (1985) contiene los datos para 56 EMC de 1979-1982, la época del máximo y la fase descendente del ciclo solar 21 y para los choques y otros eventos de actividad solar, asociados con éstas. Ya que los catálogos de Sheeley y de Webb se formaron con observaciones de dos diferentes coronómetros (Solwind y C/P), los números de las columnas de localización, de tiempo de primera observación y de velocidad de la EMC a veces son distintos. Para reconocer un evento de diferentes catálogos se tomó un intervalo  $\pm 3$  horas para el tiempo de la primera observación y un intervalo de  $\pm 30^\circ$  para localización de la EMC.

Usando dichos catálogos y artículos, recogí toda la información sobre manifestaciones de actividad solar y de los choques asociados con estas 56 EMC. (ver tabla V.I.). La primera parte de la tabla (V.1) refiere a datos de las EMC. Las primeras cinco columnas muestran la numeración del evento en esta tabla (N), la fecha (mes, día y año), el tiempo de inicio del evento en el limbo solar ( $T_1^*$ ) extrapolado a partir de la velocidad, el tiempo de la primera observación en el coronógrafo ( $T_2$ ) y la altura máxima en que fue observada la EMC en el campo de visión del coronógrafo (HT). La columna sexta ( $L_1^*$ ) muestra la localización y la anchura iniciales de los eventos y la columna séptima ( $L_2^*$ ) es la localización y la anchura finales. La notación N15(50)W en la sexta columna significa que la EMC está centrada en la latitud de  $15^\circ$  del hemisferio norte en el limbo del occidente y tiene extensión de  $50^\circ$ ,  $25^\circ$  a cada lado del centro. La columna octava ( $V_{cme}$ ) representa valores de la velocidad de la EMC que es la velocidad de la orilla de la intensidad coronal en la proyección plana del cielo (ver la ecuación (3.18)). La columna 10 muestra la clasificación de clases estructurales de las EMC en sistema de Howard ( $CL^*$ ). En su catálogo Sheeley usa una clasificación un poco diferente y tiene más clases estructurales que la clasificación de Howard (Howard y

col., 1985). Para tener una clasificación única, se usaron los comentarios en la lista de Sheeley (1983) para hacer equivalencias. En aquellos casos en que esta transformación no fue posible (cuando la observación empezó mucho tiempo después del inicio de la EMC y ya no fue posible definir la estructura), en este caso se usó U (unknown). La columna 11 (IMP\*) refiere a la categoría de importancia (que es la característica del tamaño y brillantez del evento), las letras Y, Q, N en esta columna corresponden a categorías: Yes (grandes y brillantes), Questionable y No (pequeñas y débiles). La intensidad del evento está anotada en la columna 12 (INT\*).

Si las columnas de esta tabla están marcadas con:

- a) un asterisco (\*), esto significa que todos los números de esta columna son tomados del catálogo de Sheeley (1993).
- b) la marca (sh) - de Sheeley y col., (1985).
- c) la marca (") - de Webb (1987).
- d) la marca (#) - de Sheeley y col., (1984).
- e) la marca (@) - de Kahler y col., (1984).

Si en una columna aparece un valor con otra marca es que se toma del catálogo correspondiente a la otra marca.

La segunda parte de la tabla son los datos de los choques interplanetarios asociados con las EMC tomados de Sheeley y col., (1985). Las columnas 12, 13, 14 de la tabla corresponden respectivamente a la fecha, el tiempo de observación del choque por el Helios-1 (T<sub>3</sub>) y a la posición del Helios-1. La posición se expresa en coordenadas polares con la distancia radial en unidades astronómicas y el ángulo de posición en grados calculados hacia el este o el oeste desde la línea Sol-Tierra. La columna 15 ( $\bar{v}$ ) es la velocidad media de los choques en el camino del Sol al Helios-1. La columna siguiente ( $v_{ch}$ ) representa los valores de las velocidades de los choques, calculadas al pasar por el Helios, suponiendo que son choques normales. La presencia de alguna estructura de nube magnética llamada "pistón", que a veces sigue atrás del choque hasta 6 horas después, está en la columna 17.

La última columna (ASA) se refiere a la actividad superficial asociada con la EMC. Las letras R y P corresponden la asociación con las ráfagas y las protuberancias eruptivas y las letras X y rII corresponden la asociación



con las emisiones de rayos-X y de radio de tipo II.

## V.2. CARACTERISTICAS DE LAS EMC ASOCIADAS CON CHOQUES INTERPLANETARIOS DURANTE 1979-1982.

Existe la creencia de que las EMC para estar asociadas con los choques interplanetarios deben estar asociadas con otros eventos explosivos solares y deben ser más veloces y más grandes que las EMC no asociadas con perturbaciones del viento solar. Para investigar esto en este trabajo se consideran los valores de las propiedades de las 56 EMC asociadas con choques interplanetarios en la época 1979-1982 y se compara con las propiedades de todas las 988 EMC observadas en esta época y estudiadas por Howard y col., (1985).

### *a) Velocidades de las EMC.*

Para estudiar las velocidades con que se mueva la materia de estas 56 EMC escogí seis intervalos entre  $\leq 200$  y  $> 1000$  km/s ( tabla V.2) Los catálogos usados dan información sobre las velocidades de 48 EMC (que están en la parte izquierda de la tabla y las velocidades de las otras 8 EMC son desconocidas. En la parte derecha de esta tabla están los valores de las velocidades de todas las 988 EMC (asociadas y no asociadas con los choques) de Howard y col., (1985).

Las distribuciones de esta propiedad para la muestra analizada se encuentran en las figuras ( V.1, a,b). Primero, se puede ver que:

las distribuciones para los dos grupos de eyecciones son diferentes. También vemos que casi todas las EMC asociadas con choques (98%) tienen velocidades mayores de 200 km/s, mientras que para las EMC del otro grupo, las velocidades menores de 200 km/s son de mayor frecuencia (26%). Se puede decir que el porcentaje de las EMC veloces es mucho mayor para la parte de las eyecciones asociadas con choques interplanetarios que para la parte de todas las observadas, pero la velocidad grande no es un criterio que distinga las EMC asociadas con perturbaciones del viento solar.

### B). Localización latitudinal.

El historgama de la figura ( V.2a) muestra la distribución latitudinal de las EMC asociadas con los choques interplanetarios, el histograma (Fig.IV.2b) es la distribución latitudinal para todas EMC observadas en esta época. (Tomada de Howard y col., 1985).

La distribución tiene un pico muy alto centrado en el ecuador solar de  $0^\circ$  y el 87 % ( 49 de 56 EMC ) tienen localización entre  $0^\circ$  y  $\pm 45^\circ$ , mientras que las de todas las observadas es de solamente 45 % en ese mismo intervalo.

### C). Extensiones angulares ( $\Delta\lambda$ ) de las EMC.

Los catálogos usados contienen información sobre la extensión de todos los 56 eventos. Los números dados en la tabla ( V.3) son los valores de la extensión inicial y final de las EMC asociadas con los choques interplanetarios y la figura (V.3 a,b) muestra los histogramas de sus distribuciones. El ancho de la extensión angular abarca de  $0^\circ$  a  $360^\circ$  en intervalos de  $20^\circ$ . La siguiente tabla y el histograma (Fig. V.4a,b) contiene esta información para todas las EMC observadas en dicha época.

Comparando la  $\Delta\lambda$  inicial de las EMC asociadas con choques y con la de todas las EMC se nota que es prácticamente igual. Para las EMC asociadas con choques la distribución de la extensión inicial tiene un máximo en el intervalo de  $0^\circ$  a  $40^\circ$  y la distribución final en el intervalo de  $40^\circ$  a  $90^\circ$ .

La tabla ( V.5) representa los números y porcentaje de eventos que durante el tiempo de la observación aumentaron, disminuyeron o no cambiaron su extensión. Comparando la evolución de la extensión de las EMC asociadas con choques con la evolución de todas las EMC se ve que las asociadas tienden a valores más anchos ( $\Delta\lambda \sim 40^\circ$ ), mientras que las de todas se ensanchan muy poco.

### D). Importancia.

La tabla ( V.6) muestra la distribución de las 56 EMC por la brillantez y el tamaño y los números de la tabla de Howard (1985).

Casi todas las EMC asociadas con choques en dicha época son de importancia Y: 42 de 56 (75%) y de importancia Q: 12 de 56 (21.4 %). Los cálculos de Howard dicen que la mayor parte de EMC no asociadas con choques son de importancia No (44%).

### *E) La intensidad.*

El catálogo de Sheeley tiene información sobre la intensidad de todas las EMCs asociadas con choques interplanetarios. En la tabla ( V.7) se muestran el número de eventos y sus porcentajes del número total para tres tipos de intensidad B (brillantes), A (promedio), F (débiles) para las EMC asociadas con choques y para todas.

80% de todas las EMC son de intensidad de tipo B y de intensidad A. Las de intensidad débil son solamente 20%. Comparando con la intensidad de todas las EMC observadas en esta época, tenemos que sólo 13% de las EMC tienen intensidad B.

### *F). Clase estructural.*

El catálogo de Sheeley contiene información sobre las clases estructurales para 46 de las 56 EMC asociadas con choques interplanetarios. La tabla ( V.8) muestra la distribución fraccional de estas EMC en 9 clases estructurales según la clasificación de Howard y col (1985). Una inspección de esta tabla muestra características interesantes.

Casi todas las EMC asociadas con choques interplanetarios durante la época 1979-1982 son de clases estructurales que tienen un frente de curvo bastante continuo: ARCO, FRENTE CURVO, PICO MULTIPLE, ABANICO ( ver fig.II.1). En suma ellos constituyen el 95% de los eventos y sólo quedan fuera 2 eventos: uno lo constituye el evento clasificado como explosión de casco, pero el comentario de catálogo de Sheeley dice que esta EMC tiene en su estructura un arco largo. El otro constituye el evento de tipo halo.

### V.3. RELACIÓN DE LAS EMC CON LOS CHOQUES INTERPLANETARIOS.

Después de que Sheeley y col., (1985) asociaron casi todos choques en el medio interplanetario con alguna EMC, parecía ya claro que los choques interplanetarios son producidos por las EMC. Sin embargo, a la luz de los resultados de este estudio, surgen serias dudas.

#### *A). La presencia de "pistón".*

Como ya se mencionó antes, la mayoría de los autores han considerado que la "nube" que aparece a veces detrás de los choques interplanetarios es la materia de la EMC y constituye el "pistón" que empuja el choque.

La columna 17 de la tabla (IV.1) muestra la presencia de una nube de plasma detrás de frente de choque. La tabla (IV.9) analiza esta presencia: solamente en 46% de los choques existe la presencia de un "pistón", en 36% no hay este "pistón" y 18% no se sabe.

Es difícil suponer que los choques interplanetarios están "impulsados" por "pistones" pues sólo la mitad de ellos tienen una nube detrás.

#### *B). Las velocidades de los choques y de las EMCs.*

La razón de las velocidades de la eyección y del choque asociado con ella se muestra en la tabla (V.10). Aproximadamente en la mitad de los casos esta razón es mayor que 1 y en la otra mitad es menor que 1.

#### *C). La velocidad promedio del choque en el camino Sol-Helios y su velocidad al llegar al Helios .*

La tabla ( V.11) compara los valores de las velocidades medias de los choques en el camino Sol-Helios y sus velocidades en el Helios. En la mayoría de los casos ( 85%) su velocidad local es menor que su velocidad media; en 12% es mayor y en 3% es casi igual.

#### V.4. RELACIÓN DE LAS EMC ASOCIADAS CON CHOQUES INTERPLANETARIOS Y OTROS MANIFESTACIONES DE ACTIVIDAD SOLAR.

La ultima columna de la tabla (IV.1) contiene las manifestaciones de actividad solar asociadas con las EMCs. La tabla (IV.12) muestra los numeros y el porcentaje de EMC asociadas con ráfagas, protuberancias eruptivas, emisiones de radio de tipo II y de rayos-X. La columna del lado derecho de la tabla (IV.12), tomada de Webb (1986) muestra la asociación con estas manifestaciones de todas EMC observadas en esta época. El valor de la asociación de las EMC asociadas con choques con las protuberancias eruptivas (5.4%) no es confiable pues que no tenia la información suficiente sobre este tipo de asociación.

Comparación de dos tablas muestra que no existe una gran diferencia entre asociación de las EMC asociadas con choques y todas EMC.

TABLA V. 1

EYECCIONES DE MASA CORONAL ASOCIADAS CON CHOCOS INTERPLANETARIOS (1979-1982).

Características de las EME											Choccos interplanetarios (Helios-1)						A y A
N	fecha <sup>sh</sup>	T <sub>1</sub> <sup>°</sup>	T <sub>2</sub> <sup>sh</sup>	HT <sup>°</sup>	L <sub>1</sub> <sup>°</sup>	L <sub>2</sub> <sup>°</sup>	U <sub>enc</sub>	CL	IMP	INT	fecha <sup>sh</sup>	T <sub>3</sub> <sup>sh</sup>	L <sub>3</sub> <sup>sh</sup>	V <sup>sh</sup>	V <sub>ch</sub> <sup>sh</sup>	pistón <sup>sh</sup>	asociac.
1	052779	08.53	10.44	4.0	N10W(55)	N10W(55)	290	SB	Y	B	052879	18.40	0.43W90	560	605	Y	-
2	060979	15.33	16.13	3.0	S50W(40)	S50W(50)	590	L	Y	A	061179	20.55	0.60W112	480	325	N	-
3	070379	00.32	01.56	5.2	N10W(65)	N10W(80)	580	CF	Y	B	070579	11.00	0.83W120	610	655	?	-
4	071979	15.15	10.10	3.5	N45W(45)	N45W(90)	530	?	Q	A	072179	18.20	0.93W120	740	460	N	-
5	101079	07.39	07.13	4.0	S12W(30)	S12W(50)	210	MS	Q	A	101379	02.00	0.75W106	475	440	Y?	-
6	121379	08.21	09.45	3.6	N05E(90)	N05E(90)	360	L	Q	F	121579	12.36	0.55E77	460	380	N	R, X
7	022780	03.50	04.31	4.4	S35E(50)	S40E(60)	980	F	Y	A	022980	14.55	0.98E78	690	580	N	R, X, rII <sup>sh</sup>
8	030280	?	22.29	7.0	S70E(180)	S70E(180)	?	MS	Y	F	030580	01.45	0.98E79	750	525	Y	?
9	031980	05.54	07.06	3.3	S55E(65)	S55E(60)	375	CF	Y	B	032280	14.03	0.92E84	490	435	N	X, R <sup>sh</sup>
10	032780	07.58	13.58	5.0	S42W(25)	S42W(25)	900	MS	Y	B	032980	11.53	0.89E85	770	640	Y	R, X
11	052180	20.45	21.43	3.9	S90W(10)	S50W(100)	400	L	Y	A	052280	20.50	0.34E24	590	440	N	R, X, rII <sup>sh</sup>
12	060280	08.59	09.22	3.0	S05W(30)	W(60)	1030	L	Y	B	060380	09.14	0.33W42	570	390	Y?	R, X
13	061380	05.52	07.57	8.5	W(80)	W(80)	700	L	Y	F	061980	19.30	0.53W91	620	530	Y	-
14	062080	12.49	15.30	4.0	N30W(80)	N40W(100)	260	CF	Y	A	062280	20.00	0.54W95	430	415	?	-
15	070980	21.27	01.58	8.0	N10W(20)	N10W(20)	300	F	Q	A	071080	22.38	0.76W106	680	550	Y?	2P, rII <sup>sh</sup> , 2R, X
16	071880	07.35	08.42	3.3	S30W(30)	S30W(70)	400	MS	Y	F	072080	23.00	0.84W106	545	365	?	-
17	072980	12.24	13.31	5.0	S25W(50)	S25W(50)	700	CF	Y	A	080180	10.13	0.91W106	550	495	N	R <sup>sh</sup> , X <sup>sh</sup>
18	090180	05.34	07.35	11.0	N15W(90)	N15W(90)	960	CF	Y	B	090380	12.06	0.98W99	770	590	Y	rII <sup>sh</sup> , X, 2P
19	111480	07.10	08.20	8.5	N35W(90)	N35W(90)	1100	CF	Y	B	111480	21.36	0.51W107	1510	1305	Y	X
20	111780	08.17	11.23	4.2	N10W(20)	N05W(70)	200	CF	Y	B	111880	13.45	0.46W115	665	565	N	?
21	012581	08.15	11.04	11.0	S30E(135)	S30E(140)	900	L	Y	B	012781	00.01	0.84E83	890	705	Y	X
22	012681	02.52	03.13	3.1	S20E(10)	S05E(90)	1200	CF	Y	B	012781	17.45	0.84E83	875	700	N	X, R, rII <sup>sh</sup>
23	022681	19.32	20.30	4.3	E(15)	E(105)	660	CF	Y	A	030181	01.10	0.98E88	760	655	Y	X, B
24	030681	20.53	20.53	6.0	N10E(100)	N10E(100)	?	?	Y	A	030981	21.00	0.98E91	550	445	N	?
25	031981	?	01.20	6.5	N35E(70)	N35E(70)	?	L	Y	A	032181	07.00	0.97E95	745	660	N	?
26	040181	01.35	02.22	6.0	S60W(60)	S60W(75)	1250	CF	Y	B	040381	05.47	0.94E99	740	510	N	rII <sup>sh</sup> , X, R
27	040681	08.37	09.09	3.5	N14E(20)	N15E(50)	950	MS	Y	B	040881	02.46	0.92E100	905	730	?	X
28	041081	11.09	11.36	2.8	N25E(10)	N15E(95)	775	L	Y	B	041381	09.06	0.89E100	520	435	...	rII <sup>sh</sup> , X, R
29	041081	?	21.12	11.0	N45W(45)	N45W(45)	?	?	Q	F	041381	09.57	0.89E100	570	770	Y	rII <sup>sh</sup> , X, R

30	041881	?	10.48	9.0	S40E(40)	S40E(40)	1130 <sup>th</sup>	Q	B	042081	01.00	0.85E101	740	530	Y	R <sup>2</sup>	
				y	S40E(360)	S40E(360)	950 H	Y	B								
31	050881	22.25	13.35	7.0	E(80)	N20E(120)	1000	CF	Y	A	051081	03.20	0.65E95	970	650	N	rii <sup>#</sup> , X, R
32	051081	12.17	12.39	3.6	N20E(40)	E(80)	1420	CF	Y	A	051181	07.10	0.66E95	1440	1330	Y	X
33	051381	03.59	04.15	3.0	N20E(40)	N25E(90)	1500	CF	Y	A	051381	21.20	0.63E94	1470	1310	Y	X, R
34	051681	?	10.42	8.0	N90 (360)	N90 (360)	?	H	Y	A	051681	22.00	0.59E93	1790	605	?	X, R, ri <sup>#</sup>
35	060481	?	19.27	11.0	N25E(70)	N25E(70)	700 <sup>th</sup>	?	Q	F	060581	17.05	0.35E57	625	615	N?	X, R, ri <sup>#</sup>
36	061881	?	14.07	11.0	S10W(30)	S10W(30)	1056 <sup>th</sup>	?	?	F	061881	23.59	0.35W30	915	465	Y	X, R
37	072081	?	19.13	11.0	S30W(80)	S30W(80)	?	?	Q	A	072181	23.36	0.72W90	870	735	Y	X, R
38	072281	20.09	20.49	4.0	S28W(60)	S28W(60)	870	L	Y	A	072481	15.28	0.74W91	710	635	N	X
39	081581	11.38	21.28	6.0	S30W(30)	S30W(30)	100	MS	Y	B	081881	15.28	0.92W91	570	540	Y?	?
40	101881	02.46	03.36	4.0	N60W(30)	N45W(70)	700	L	Y	B	102081	13.58	0.89W76	620	555	N	-
41	111581	21.28	00.15	9.2	N05W(110)	W(130)	585	L	Y	B	111681	15.19	0.67W79	680	545	?	X, R
42	111881	20.47	21.11	2.8	S10W(20)	N10W(80)	900	CF	Y	A	112081	00.47	0.63W82	910	1170	Y	X
43	111981	02.20	03.00	3.7	N25W(30)	N25W(50)	900	MS	Y	B	112081	12.34	0.63W82	790	985	Y	X
44	011082	05.27	06.06	3.0	N30E(10)	N30E(40)	600	CF	Y	A	011282	06.54	0.54E110	455	405	?	P
45	021082	?	04.57	8.0	S10W(15)	S10W(15)	500 <sup>th</sup>	MS	N	F	021182	11.19	0.84E98	1020	765	N	X, R
46	022382	20.16	22.37	3.1	S05E(20)	S15E(70)	350	CF	Y	F	022782	01.58	0.93E100	500	435	Y	X, R
47	060382	11.36	12.03	3.5	N10E(20)	N30E(40)	1100	MS	Q	B	060482	10.26	0.55E105	1005	840	N	
48	060582	16.08	16.38	3.4	S50E(40)	S40E(50)	940	F	Q	A	060682	16.03	0.52E100	905	750	N	?
49	071282	?	12.03	11.0	S30E(200)	S30E(200)	600 <sup>th</sup>	?	Y	A	071382	03.02	0.44W50	1030	930	?	X, R
50	071982	01.14	02.23	3.5	S10W(20)	S10W(20)	425	MS	Q	F	072082	05.51	0.53W62	770	825	N	X, R
51	071982	08.32	09.42	3.6	S08W(20)	S15W(75)	450	CF	Y	B	072082	09.19	0.53W62	890	925	Y	X
52	072282	17.02	17.20	3.7	N10W(40)	N22W(90)	1750	L	Y	B	072382	08.30	0.56W65	1505	1200	Y	X, R
53	112282	?	20.30	11.0	S10W(60)	S10W(60)	620 <sup>th</sup>	?	Y	A	112482	00.01	0.74W63	1015	940	Y	X, R
54	112682	?	07.56	11.0	W(60)	W(60)	?	?	Y	A	112682	17.16	0.72W63	2030	2090	?	X, R
55	120882	23.35	00.03	4.0	S10W(20)	S20W(100)	1250	L	Y	A	120882	12.58	0.59W67	1840	1160	Y	X
56	121982	?	20.45	11.0	W(100)	W(100)	?	?	Q	F	122082	12.00	0.44W91	900	790	Y	X, R

**TABLA V. 2.**  
*Velocidades de las EMB.*

velocidades	asociadas con choque		todas observadas en 1979	
	N	%	N	%
≤ 200	1	1.8	85	25.9
200-400	10	17.9	67	20.4
400-600	8	14.3	45	13.7
600-800	7	12.5	24	7.3
800-1000	11	19.6	11	3.4
> 1000	11	19.6	4	1.2
?	8	14.3	92	28.1
total	56	100.0	328	100.0



TABLA V.3.

*Las extensiones iniciales y finales de las EMC asociadas con los choques interplanetarios.*

extensión (°)	inicial		final	
	N	%	N	%
0 - 20	15	26.7	3	5.4
20 - 40	14	25.0	6	10.7
40 - 60	9	16.1	13	23.2
60 - 80	8	14.3	14	25.0
80 - 100	4	7.1	13	23.2
100 - 120	2	3.6	2	3.5
120 - 140	1	1.8	2	3.6
140 - 160	0	0	0	0
160 - 180	1	1.8	1	1.8
180 - 200	1	1.8	1	1.8
200 - 220	0	0	0	0
220 - 240	0	0	0	0
240 - 260	0	0	0	0
260 - 280	0	0	0	0
280 - 300	0	0	0	0
300 - 320	0	0	0	0
320 - 340	0	0	0	0
340 - 360	1	1.8	1	1.8
0 - 360	56	100	56	100

TABLA IV.4.

*Las extensiones iniciales y finales de todas las EME observadas durante 1979.*

extensión (°)	inicial		final	
	N	%	N	%
0 - 20	142	43.3	98	30.0
20 - 40	97	29.6	92	28.0
40 - 60	45	13.7	61	18.6
60 - 80	12	3.7	28	8.5
80 - 100	8	2.5	16	4.9
100 - 120	3	0.9	7	2.1
120 - 140	4	1.3	10	3.0
140 - 160	1	0.3	0	0
160 - 180	2	0.6	2	0.6
180 - 200	0	0	0	0
200 - 220	0	0	0	0
220 - 240	1	0.3	1	0.3
240 - 260	0	0	1	0.3
260 - 280	0	0	0	0
280 - 300	0	0	0	0
300 - 320	0	0	0	0
320 - 340	0	0	0	0
340 - 360	12	3.7	12	3.7
0 - 360	328	100.0	328	100.0

**TABLA IV.5.**

*El cambio de la extensión de las EME asociadas con los chequeos interplanetarios.*

cambio	N	%
aumenta	31	55.4
disminuye	1	1.8
no se cambia	24	42.9
total	56	100

**TABLA IV.6.**  
*Categoría de importancia.*

importancia	N de EMC	%	todas EMC
Y	42	75	24 %
Q	12	21.4	32 %
N	2	3.6	44 %
total	56	100.0	100.0 %

**TABLA IV.7.**  
*Las intensidades de las EMC.*

tipo	número de EMC	%	todas EMC
B	21	37.6	13
A	24	42.8	34
F	11	19.6	53
total	56	100.0	100.0

**TABLA V.8.**  
**CLASES ESTRUCTURALES DE LAS EMC.**

clase estr. (Howard)	EMC as. con CH. I.	comentarios	% de 56	% de 46	EMC de 79-81 (Howard)
arco	15		26.8	34.1	1
halo	1	se divide halo y arco	1.8	2.3	2
pico	0		0	0	22
doble pico	0		0	0	12
pico multiple	11		19.6	25.0	19
expl. de casco	1	arco largo	1.8	2.3	5
abanico	3		5.3	6.8	10
frente curvo	15		26.8	34.1	15
? forma desconos. U	10		22.4		15
total	56		100	100	100

**TABLA IV.9.**  
*La presencia del "pistón".*

presencia	N	%
SI	26	46.4
NO	20	35.7
?	10	17.9
total	56	100.0

TABLA IV.10.

*La razón de las velocidades de las EME y de los choques asociadas con ellas.*

$V_{emc}/V_{choque}$	N	%
más que 1	27	48.2
menos que 1	20	35.7
=1	0	0
?	9	16.1
total	56	100.0



**TABLA IV.11.**

*La razón de las velocidades medias de los choques y sus velocidades en Helios*

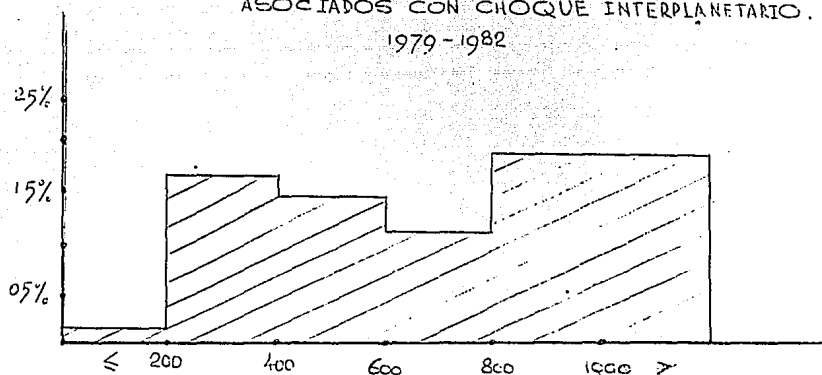
$\bar{V} / V_{\text{choque}}$	N	%
más que 1	47	85
menos que 1	7	12
=1	2	3
total	56	100.0

TABLA IV.12.

*Asociación de las EMC con manifestaciones de actividad solar superficial. rios.*

tipo de asociación	N	%	todas Webb (1986) %
RAFAGAS	28	50.0	51
PROT. ERUPT.	3	5.4	81
RAYOS-X	38	67.8	68
RADIO II	13	23.3	34

VELOCIDADES DE EMC,  
ASOCIADOS CON CHOQUE INTERPLANETARIO.  
1979-1982



VELOCIDADES DE TODOS EMC  
1979

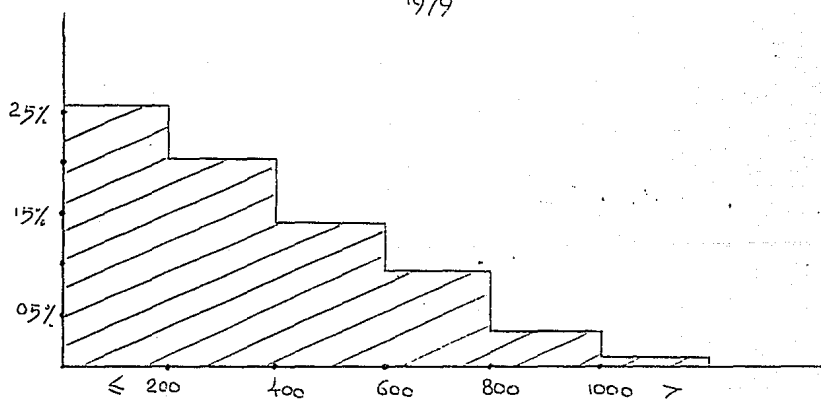
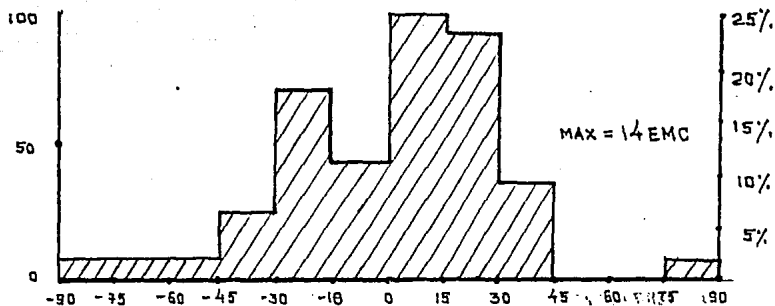
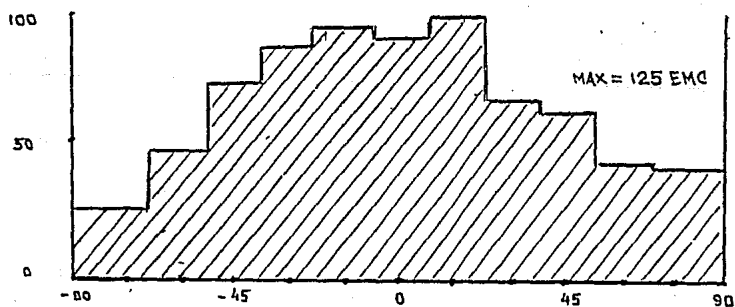


FIG. V.1 (a, b)

FIG. V.2(a,b)



LATITUDES CENTRALES DE EMC  
ASOCIADAS CON CHOQUES INTERPLANETARIOS.



LATITUDES CENTRALES DE EMC  
DE ÉPOCA 1979-1981 (HOWARD Y COL., 1985).

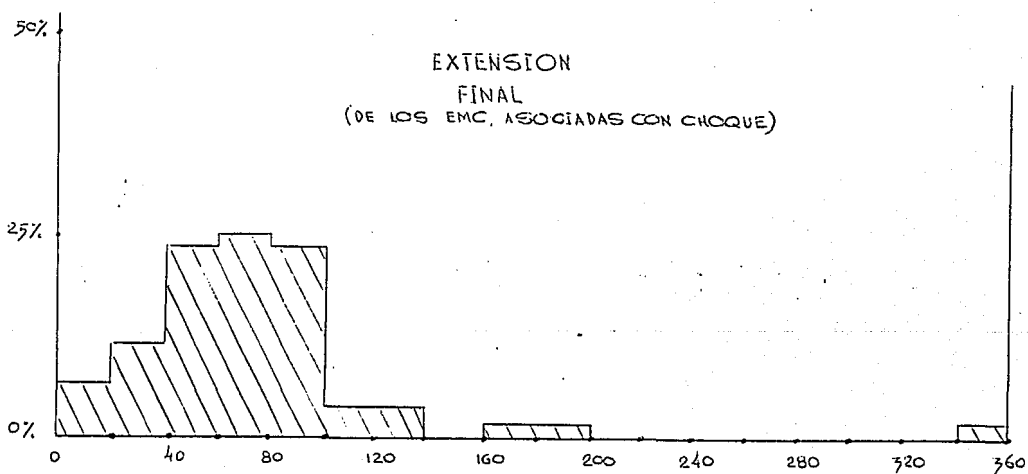
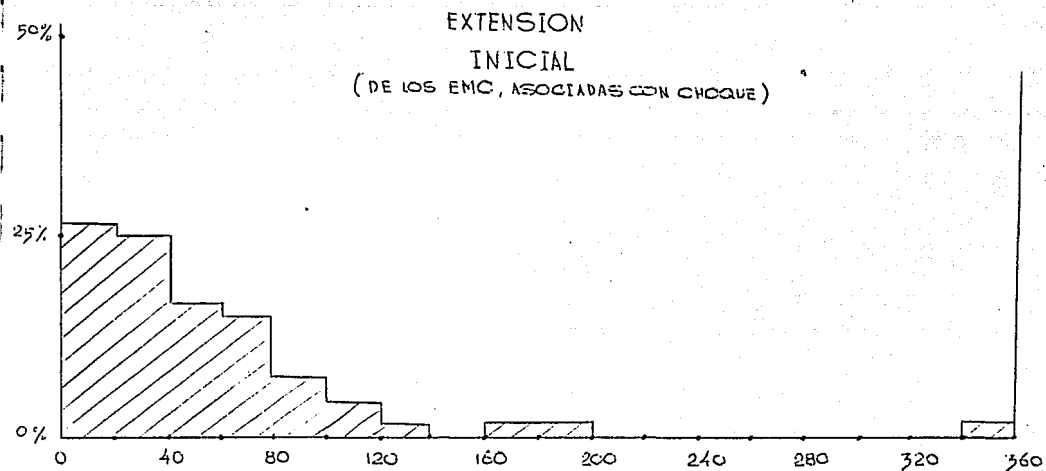


FIG. V. 3 (a, b).

ESTA TESIS NO DEBE  
SALIR DE LA BIBLIOTECA

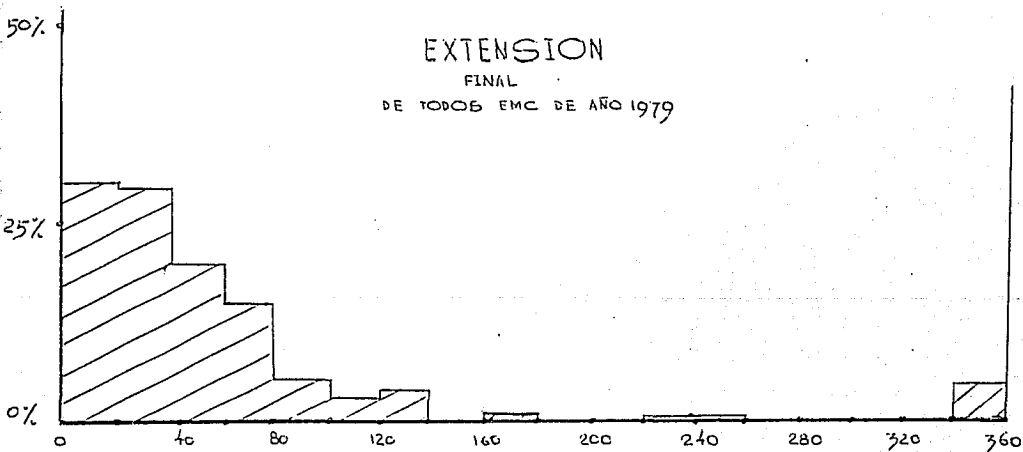
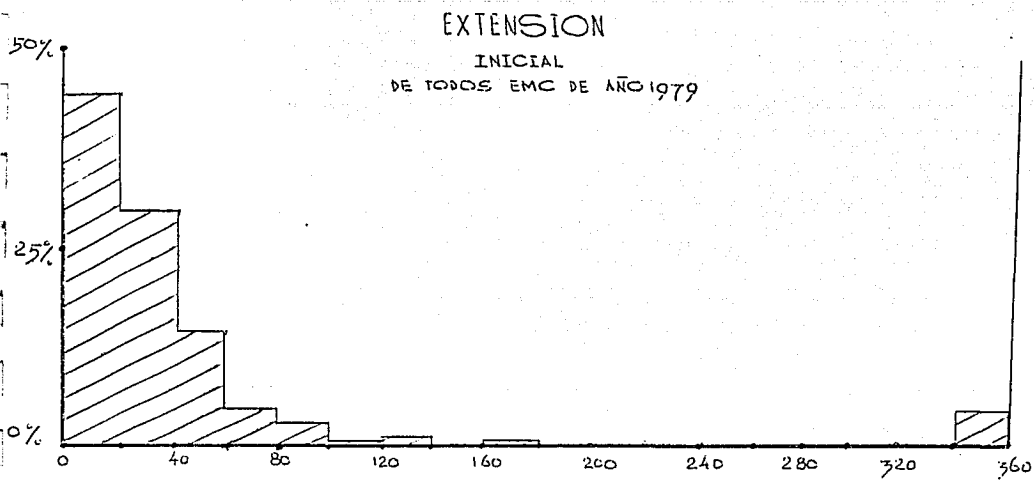


FIG. V. 4 (a, b)

## VI. DISCUSION Y CONCLUSIONES.

Como se mencionó anteriormente, existe la creencia de que las EMC para estar asociadas con los choques interplanetarios deben estar asociadas con otros eventos explosivos solares y deben ser más veloces y más grandes que las EMC no asociadas.

En la base de este estudio se ve que no se puede postular que las EMC que tienen grandes velocidades estan siempre asociadas con choques interplanetarios o viceversa. A pesar de que las distribuciones de velocidades de las fig. (IV.1a,b) son distintas, existen EMC con velocidades menores de 100km/s que estan asociadas con choques. Por otro lado existe un gran porcentaje de las EMC con velocidad mayor que 800km/s que no estan asociadas con los choques. Parece que una velocidad alta no es un criterio nesesario ni suficiente para que una EMC esté asociada con un choque.

La otra creencia de que estas EMC deben ser más grandes tampoco se cumple. De la tabla (IV.6) se sigue que la mayoría de las eyecciones asociadas con choques si son de tamaño grande y brillantes (75%). Sin embargo, existe un 24% de las EMC de categoria de importancia Y que son grandes y brillantes y 32% de importancia cuestionable que no están relacionadas con perturbaciones del viento solar.

Posiblemente, la diferencia en la localización de las EMC asociadas con choques (que son de muy baja ocurrencia en latitudes mayores de  $45^\circ$ ) y de todas las EMC se explica por la particularidad de la órbita del Helios-1, que no

permite registrar las perturbaciones del viento solar en altas latitudes. La órbita de Helios-1 se localiza cerca del ecuador solar y puede registrar los choques dentro del intervalo  $\pm 30^\circ$  alrededor de ecuador. La eyección debe ser muy ancha para que produzca un choque que se pueda registrar en estas latitudes. Por ejemplo, el evento N8 de la tabla (IV.1) está localizado en latitud  $70^\circ$  pero su extensión es muy ancha ( $180^\circ$ ).

La siguiente característica interesante de las EMC asociadas con choques interplanetarios es su distribución porcentual en las clases estructurales. La tabla (IV.8) junto con la figura (II.1) muestran que el 95% de las EMC asociadas con choques pertenecen a clases estructurales arco, frente curvo, pico múltiple y abanico que tienen en su estructura un frente curvo bien

definido. La estadística de Howard y col., (1985) dice que solamente 45% de todas las EMC son estructuras con frente curvo continuo. El análisis de las imágenes de 9 clases estructurales de las EMC (Fig.II.1) indica que las EMC de las clases arco, frente curvo, pico múltiple y abanico son estructuras morfológicamente muy parecidas pero que tienen anchura y extensión diferente. El evento clasificado como explosión de casco (N1 de la tabla IV.1) en el catálogo de Sheeley tiene el comentario de que este evento en su estructura también tiene un arco largo con el frente curvo. El evento N30 de la tabla (IV.1), clasificado como halo en el catálogo de Sheeley en los comentarios está dividido en dos eyecciones: una de tipo halo y otra de tipo arco que ocurrieron al mismo tiempo. (Ver la figura II.1 donde la imagen que muestra la EMC de clase estructural halo representa este evento N30). Se ve bien que la EMC también contiene una estructura de frente curvo continuo bien definido. Entonces, todas las 56 EMC asociadas con choques interplanetarios bienen estructura morfológica con un frente curvo bien definido.

Esta conclusión parece coincidir con la propuesta de Bravo (1993) y Bravo y Pérez-Enríquez (1993), (ver el capítulo IV.3) de que el surgimiento desde abajo de la fotósfera de material de polaridad distinta provocaría que líneas magnéticas de un casco coronal se abrieran, provocando por un lado una EMC con un frente curvo continuo y, por otro lado, el aumento del tamaño del hoyo coronal y por esto el cambio en la velocidad del flujo del viento solar desde el hoyo y la generación una onda de choque.

Es razonable asumir que si las velocidades de las EMC y las de los choques son aproximadamente iguales, por lo tanto, posiblemente estos fenómenos están relacionados entre sí. Pero en nuestro caso, las tablas (V.10 y V.11) indican que en la mitad de los casos velocidad de EMC es mayor y en la mitad es menor que la velocidad de choque. De esto se puede concluir que las EMC y los choques son solamente eventos asociados, sin embargo EMC no se puede considerar como la causa de los choques en el medio interplanetario.

Tampoco es posible que los choques sean "impulsados" por una nube de plasma que solamente en 46% de los casos sigue detrás del frente de choque.

La comparación de los números de la tabla (V.12) que muestra los porcentajes de eventos asociados con actividad superficial solar, muestra que las EMC asociadas con perturbaciones del viento solar no tienen mayor



asociación con estas fenómenos que el conjunto de todas las EMC.

En conclusión, este estudio parece mostrar que las EMC son solo eventos asociados a los choques interplanetarios, pero no los producen y parece más bien apoyan el modelo propuesto por Bravo (1993) y Bravo y Pérez-Enríquez (1993) de que los choques son producidos por extensiones de los hoyos coronales que se encuentran junto a un casco de donde se desprende la masa de la EMC.

Se requiere de un estudio más amplio y detallado de las EMC para conocer su origen en todos los casos.

## REFERENCIAS

Alfvén H. y Garlqvist P., Solar Phys., 1, 220.

Anzer U. y Al Poland, Solar Phys., 61, 95, 1979.

Babcock H.W., Astrophys. J., 133, 572, 1961.

Babcock H.W., Annual Rev. of Astron. and Astrophys., 1, 41-58, 1963.

Brandt J.C., Hodge P.W., Solar Sistem Astrophysics, 1964.

Bravo S., comunicaciones técnicas, IGF, UNAM, 1989.

Bravo S. y Pérez-Enriquez, comunicaciones técnicas, IGF, UNAM, 1993.

Bravo S. Space Res., 13, 9, 371, 1993.

Bravo S. y R. Pérez-Enriquez, Rev Mexicana Astr. y Astrophys., en  
impresión.

Cane H.V., Astron. Astrophys., 1984.

Carrington R., A. William and S. Norgate, Observations of the Spots on the  
Sun, 1963.

Dungey J.W., Cosmic Electrodynamics, Cambridge Un. Press, 1958.

Fisher R.R., Space Res., 163, 1984.

Gosling J.T., E. Hildner, R.M. MacQueen, R.H. Munro, Al Poland y C.L. Ross, J. Geophys. Res. 79, 4581, 1979.

Hale G.E., Nickolson S.B., Wash. Publ., 498, 1938.

Hewish A. y S.Bravo, Solar Phys, 106, 185, 1986.

Heyvaerts J., Priest E.R., y Rust D.M., Ap 5, 216, 123, 1977.

House L.L, W.J. Wagner, E. Hildner, C. Sawyer, H.U. Schmidt, Astrophys. J. Lett., 244, L117, 1981.

Howard R.A., N.R. Sheeley, Jr., M.J. Koomen and D.J. Michels, J Geophys Res., 90, 8173, 1985.

Hundhausen A.J. y T.E. Holzer, Phil. Trans. R. Soc., 207, 761, 1980.

Hundhausen A. J., Sawyer C.B., House L., Illing R.M.E., Wagner W.J., J. Geophys. Res., 89, 2639, 1984.

Hundhausen A.J., Astron. J., 1988.

Kahler S., N.R. Sheeley, Jr., R.A. Howard, M.J. Koomen y D.J. Michels,  
Solar Phys., 1984.

Kahler S.W., E.W. Cliver, N.R. Sheeley, Jr., R.A. Howard, M.J. Koomen,  
D.J. Michels, J. Geophys. Res., 90, A1, 177-182, 1985.

Kahler S., Geophys. Rev., 25, N3, 663, 1987.

Kahler S., Mooree R.L., Kane S.R. y Zirin H., Astrophys. J., 328,  
824-829, 1988.

Kippenhahn R. y Schlüter A., Zs. Ap., 43, 36-62, 1957.

MacQueen R.M., J.A. Eddy, J.T. Gosling, E.H. Hildner, R.H. Munro y col.,  
Astrophys. J. Lett., 187, L85, 1974.

Martuinov D.Ya., Kurs obshei astrofisiki, Nauka, 1979.

Neylan A.A., Austral. J. Phys., 12, 399, 1959.

Priest E.R., Astrophys. J., 328, 848-855, 1988.

Priest E.R., Hood A.W., Anzer V.A., Astrophys. J., 1989.

Sheeley N.R., Jr., R.A. Howard, M.J. Koomen and D.J. Michels, Astrophys.  
J., 272, 349, 1983.

Sheeley N R "Preliminary CME LIST", 1993.

Sime G.D., R.M. MacQueen y A.J. Hundhausen, J. Geophys. Res., 89, 2113, 1984.

Simnett G.M. and Harrison, Solar Phys., 99, 291, 1985.

Sonett C.P., Colburn D.S., Davis L., Smith E.J. and Coleman P.J., Phys. Rev., 13, 153, 1964.

Spicer, D.S., NRL, Report 8036, Washington, 1976.

St. Cyr O.C. y D.F. Webb, Solar Phys., 136, 379-394, 1991.

Sturrock P.A., IAU Symposium 35, 471, 1967.

Sweet P.A., in I.A.U. Symposium 46, Cambridge University Press., 6, 123-134, 1958.

Syrovatskii S.I., Astron. Zh., 43, 340, 1966.

Tousey R., Space Res., 13, 713, 1973.

Trottet G., y R.M. MacQueen, Solar Phys., 68, 177, 1980.

Waldmeier M., Astron. Mitt. Eidg. Stern., Zürich, 248, 1962.

Webb D.F., M.R. Kundu y col., Solar Terrestrial Phys., 1986.

Webb D F "Table of Solar Activity Associated with CME Observed by the SMM Coronagraph/Polarimeter in 1980", 1987.

Wild J.P., Murray J.D. and Rowe W.C., Austral. J. Phys., 7, 439, 1954.

Wild J.P., Radio Astronomy, Cambridge, 321, 1957.

Wild J.P., Smeard S.F. and Weiss A.A., Annual Rev. of Astron. and Astrophys., I, 291-366, 1963.

Wild J.P., ed., J.W. Evans, Acad. Press. Inc., New York, 115-127, 1963.

Zirin H., The Solar Atmosphere, 1966.