



UNIVERSIDAD COMPLUTENSE



5314260432

T/ 2000/24

UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID

Facultad de Ciencias Físicas

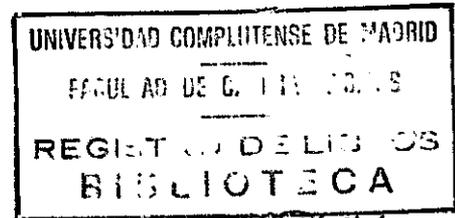
Departamento de Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera

**ESTUDIO DE LAS EYECCIONES DE MASA
DE LA CORONA SOLAR
EN EL MEDIO INTERPLANETARIO**

Memoria presentada por

Consuelo Cid Tortuero

para aspirar al grado de Doctor en Ciencias Físicas



Nº REGISTRO

28691

Vº Bº

Dr. D. Manuel Cornide Castro-Piñeiro

Tutor del trabajo

b18605813

i 27158470

UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID
Facultad de Ciencias Físicas
Departamento de Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera

**ESTUDIO DE LAS EYECCIONES DE MASA
DE LA CORONA SOLAR
EN EL MEDIO INTERPLANETARIO**

Memoria presentada por

Consuelo Cid Tortuero

para aspirar al grado de Doctor en Ciencias Físicas

Vº Bº

Dr. D. Miguel Angel Hidalgo Moreno
Codirector del trabajo

Vº Bº

Dr. D. Javier Rodriguez-Pacheco
Martín
Codirector del trabajo

A mi familia

Agradecimientos

Debo agradecer en primer lugar el apoyo constante de mi familia. Han sido ellos los primeros ilusionados con mi trabajo y creo que los únicos que no dudaron nunca que llegaría a su fin. Cada uno de ellos ha puesto su "granito de arena" en esta tesis: mis padres, orgullosos de mis progresos por pequeños que estos fueran y siempre dispuestos a echar una mano, especialmente mi madre; mis niños, que han tenido que pasar más "ratos sin mamá" de los que yo hubiera querido, y ¿qué voy a decir de Félix?... Él se ha convertido en el apoyo incondicional durante todos estos años y me siento obligada, no sólo a darle las gracias, sino también a pedirle perdón por mi mal humor en los ratos más duros.

Por otra parte, mis directores de tesis han desempeñado también un papel fundamental en el desarrollo de este trabajo. El Dr. Javier Rodríguez-Pacheco fue el que me introdujo en el tema de las nubes magnéticas y las consecuencias del Sol en el medio interplanetario. El Dr. Miguel Ángel Hidalgo se ha convertido en el amigo con el que uno queda, además de para tomar café, para discutir de Física en una pizarra. A él le debo gran parte de las ideas de esta tesis.

Me siento obligada a dedicar un apartado especial al Dr. José Medina, quien me "abrió las puertas" en el Grupo de Rayos Cósmicos de la Universidad de Alcalá y desde entonces ha seguido con un especial interés (y paciencia) la trayectoria de mi tesis.

Otros miembros del Departamento de Física de la Universidad de Alcalá han contribuido con su apoyo a la realización de esta tesis, entre los que no puedo pasar por alto al Dr. Juan Sequeiros, al Dr. Enrique Bronchalo, a la Dra. Yolanda Cerrato ni a la Dra. Elena Sáiz. A cada uno de ellos he acudido en diferentes ocasiones y siempre estuvieron dispuestos a echarme una mano.

Quisiera expresar también mi agradecimiento al Dr. Manuel Cornide, quien ha apoyado siempre mi trabajo, desde su posición de tutor en la Universidad Complutense de Madrid.

Por otra parte, este trabajo no habría sido posible sin la disponibilidad de un gran número de datos procedentes de los satélites WIND, SOHO y YOHKOH, a cuyos

investigadores debo estar agradecida. Debo mencionar aquí especialmente el interés que el Dr. Adolfo F. Viñas ha mostrado por mi trabajo, proporcionándome acceso a los datos de los instrumentos SWE y MFI embarcados en el satélite WIND.

Finalmente, fuera de mi ámbito de trabajo, muchos amigos han contribuido con su apoyo y cariño a hacerme más llevadera la realización de esta tesis y quiero también expresarles mi más sincero agradecimiento.

Resumen

Las emisiones de masa coronal constituyen uno de los fenómenos más recientes observados en el Sol. Entre los efectos que se derivan de ellas cabe destacar, por el efecto que tienen en nuestro entorno, las tormentas geomagnéticas. Durante una de estas tormentas se producen anomalías tanto en los satélites como en las comunicaciones radio, e incluso en los transformadores de energía eléctrica y los oleoductos, cuyo origen se relaciona con el campo magnético asociado con estos fenómenos.

Esta tesis es el resultado de varios años de trabajo en el Departamento de Física de la Universidad de Alcalá, dedicados al estudio de la topología del campo magnético en las nubes magnéticas, término que se aplica a la emisión de masa coronal cuando ésta se observa en el medio interplanetario.

La memoria se ha dividido en seis capítulos. En el primero describimos algunas formas de actividad solar, centrándonos en aquellas relacionadas con las emisiones de masa coronal. Caracterizaremos estas emisiones tanto en las proximidades del Sol como en el medio interplanetario, dedicando especial atención a la topología de las nubes magnéticas.

En el segundo capítulo se describen los datos experimentales que hemos utilizado en esta memoria, así como los instrumentos embarcados en los satélites WIND y ISEE3 que nos proporcionan datos del campo magnético y del viento solar. Estos parámetros son los que utilizaremos para identificar y analizar el encuentro de los satélites con una nube magnética.

En el tercer capítulo presentamos un nuevo modelo para la topología de las nubes magnéticas. Como veremos en el capítulo 4, éste modelo reproduce los datos experimentales. Su ajuste proporciona mejores resultados que los métodos anteriores, especialmente para la intensidad de campo magnético, además de reducir el número de parámetros libres. Otra de las ventajas es que permite estimar la densidad de corriente en el interior de las nubes, magnitud que no se había obtenido anteriormente ni de forma teórica ni experimental.

En el capítulo 5, intentando dar un paso más en la comprensión del fenómeno de las emisiones de masa coronal, buscamos una relación entre la actividad solar y las nubes magnéticas en el medio interplanetario.

Finalmente hemos resumido en el capítulo 6 las conclusiones más importantes que se obtienen de este estudio, así como algunas de las cuestiones abiertas que pretendemos abordar en el futuro.

Indice

	<i>pag</i>
Agradecimientos	vii
Resumen	ix
Indice	xi
1. La actividad solar y sus consecuencias en el medio interplanetario	1
1.1. Introducción	3
1.2. Prominencias y filamentos	5
1.3. Emisiones de masa coronal	8
1.4. Nubes magnéticas	13
1.5. Topología de las nubes magnéticas	16
2. Instrumentación y datos experimentales	23
2.1. Introducción	25
2.2. La actividad en el limbo solar: Relación de CMEs observadas por LASCO	26
2.3. Datos del disco solar: resumen de la actividad solar proporcionado por el NOAA	26
2.4. Medidas en el medio interplanetario: satélites WIND e ISEE3	29
2.4.1. Magnetómetros	30
2.4.1.1. Experimento VHM (Vector Helium Magnetometer)	31
2.4.1.2. Experimento MFI (Magnetic Field Instrument)	32
2.4.2. Experimentos de plasma de viento solar	33
2.4.2.1. Copa de Faraday	34
2.4.2.2. Analizadores electrostáticos	36
3. Un nuevo modelo para la topología de las nubes magnéticas	39
3.1. Introducción	41
3.2. Sistema de referencia: sistema propio de la nube magnética	42
3.3. Ecuaciones del modelo.....	45
3.4. Componentes del campo magnético en el sistema de referencia GSE	49

	<i>pag</i>
4. Comprobación del modelo con los datos experimentales	55
4.1. Introducción	57
4.2. Análisis de una nube magnética. Obtención de la densidad de corriente y orientación de su eje	57
4.3. Nubes magnéticas de 1967 a 1982	59
4.4. Nubes magnéticas de 1995 a 1998	64
4.5. Características de las nubes magnéticas a 1 UA	68
5. Estudio de las CMEs halo y sus consecuencias en el medio interplanetario: Enero 1997 - Junio 1998	71
5.1. Introducción	73
5.2. Selección de sucesos de CMEs y su relación con la actividad en el disco solar	74
5.3. Análisis de datos del viento solar	77
6. Conclusiones y cuestiones abiertas	87
6.1. Conclusiones	89
6.2. Cuestiones abiertas	91
Apéndice 1. Cuerda de flujo y equilibrio <i>force-free</i>	95
Apéndice 2. Procedimientos para determinar la orientación de una nube en el medio interplanetario	99
Apéndice 3. Sistemas de coordenadas	103
Apéndice 4. Nubes magnéticas analizadas con nuestro modelo	105
Apéndice 5. Descripción detallada de la actividad solar	129
Bibliografía	145
Publicaciones	151

1

LA ACTIVIDAD SOLAR Y SUS CONSECUENCIAS EN EL MEDIO INTERPLANETARIO

1.1 Introducción

El Sol ha fascinado desde hace siglos tanto a los científicos como a cualquier observador casual. Se trata de la estrella más cercana a nosotros y por lo tanto la única en la que podemos observar sus diferentes formas de actividad.

El núcleo del Sol es un enorme reactor nuclear que fusiona átomos de hidrógeno formando helio, produciendo temperaturas de millones de grados. Envolviendo este núcleo se encuentran dos capas bien diferenciadas. La más interna transmite a la más externa el flujo de calor producido en la fusión nuclear por radiación. Este flujo de calor consigue alcanzar la superficie tras atravesar la capa más externa o capa de convección. En dicha capa el Sol se asemeja a una "olla hirviente" con burbujas de plasma circulando desde el interior hasta la superficie, donde estallan hacia el espacio. Este fenómeno origina una corriente de plasma que fluye desde el Sol denominada *viento solar* y que transporta aproximadamente 5 protones/cm^3 a una velocidad de unos 400 km/s. La importancia de este fenómeno no radica tanto en el flujo de partículas que transporta, como en los campos magnéticos que surgen debido al movimiento del plasma. El denominado "*viento solar normal*" presenta una intensidad de campo de aproximadamente 5 nT, pero puede alcanzar 30nT o incluso más cuando se producen explosiones importantes en el Sol que describiremos más adelante. Es por tanto su campo magnético, y no su densidad o velocidad, la razón fundamental para que el viento solar choque y deforme el escudo magnético que la Tierra posee en el espacio (la *magnetosfera*).

Las primeras observaciones de la actividad solar fueron las *manchas solares*, que suelen agruparse formando *regiones activas*. Su existencia se conoce hace más de 2000 años. Se trata de zonas oscuras del Sol debido a su relativa baja temperatura respecto a la del entorno. Esto es debido a que su energía se encuentra almacenada en forma de energía magnética, con intensidades de campo magnético del orden de 100 veces el campo magnético terrestre.

Cuando se libera de forma repentina la energía magnética acumulada en la atmósfera solar cercana a una mancha, aparece una zona brillante en la superficie del Sol. Se trata de una *fulguración solar*. Una fulguración supone un estallido semejante a

diez millones de erupciones volcánicas y conlleva la emisión de partículas cargadas que son desviadas en su mayoría por el campo magnético terrestre, así como de ondas radio, rayos X y rayos gamma. Las fulguraciones más potentes ocurren varias veces por año, mientras que las más débiles se pueden producir unas doce veces al día en periodos de máxima actividad solar.

Uno de los sucesos solares más importantes, sobre todo si lo consideramos desde una perspectiva terrestre, son las *emisiones de masa coronal* (CME). Como su propio nombre indica, una CME es la erupción de una enorme nube de plasma procedente de la *corona solar*.

La *corona* es la región más externa del Sol, situada por encima de su superficie o fotosfera, y sobre la cromosfera. Se trata de una capa delgada comparada con la superficie del Sol, que sólo es visible durante un eclipse total. La temperatura en esta región es superior a un millón de grados, 200 veces más caliente que la fotosfera. El motivo por el cual la corona es más caliente que la superficie parece estar relacionado con los campos magnéticos. Las líneas de campo magnético procedentes del interior se cierran en esta zona formando un entramado de rizados. Estos rizados impiden que se aleje el plasma caliente que fluye desde el interior solar, confinándolo en las líneas de campo y ocasionando una enorme acumulación de energía.

Ocasionalmente uno de estos rizados puede elevarse sobre la superficie observándose los fenómenos conocidos como protuberancia o filamento. A veces emergen consiguiendo hacer un agujero en la red magnética (*protuberancia eruptiva*), permitiendo escapar a una CME sólo observable con las modernas técnicas instrumentales. Unas horas después del fenómeno solar, la emisión se detecta por los satélites que se encuentran en el medio interplanetario, pasando a denominarse *nube magnética*¹. Sus dimensiones superan incluso las del Sol y se desplazan a velocidades que varían aproximadamente entre 300 y 800 km/s. Si la velocidad supera la del viento solar, se crea una onda de choque conocida como choque interplanetario.

En algunas ocasiones una CME se dirige según la línea Sol-Tierra, produciéndose fenómenos tan espectaculares como las auroras cuando nuestra órbita intercepta el paso de la nube magnética.

¹ Adoptamos a lo largo de este trabajo el término *nube magnética* para denominar la emisión de masa coronal cuando ésta se observa en el medio interplanetario, aunque somos conscientes que no existe uniformidad entre los distintos autores (*ICME, ejecta, ...*).

1.2 Protuberancias y filamentos.

Dado que las protuberancias se pueden observar a simple vista durante un eclipse solar; su observación se remonta a épocas muy antiguas. Las primeras observaciones científicas de este fenómeno son las del astrónomo sueco Vassenius durante el eclipse del 2 de mayo de 1733 en Gotheborg (Suecia). En su observación vio varias protuberancias y las interpretó como nubes de fuego en una hipotética atmósfera lunar. Durante el eclipse del 8 de julio de 1842, la aparición de protuberancias sorprendió a los astrónomos de tal forma que Airy, Astrónomo Real de Inglaterra, consideró que se trataba de montañas solares.

El primer progreso sobre la naturaleza real de las protuberancias vino acompañado de las observaciones espectroscópicas. Durante el eclipse del 18 de Agosto de 1868, que se observó en La India y en la península de Malaca, Sechi y De la Rue descubrieron una línea de emisión que no podía ser identificada con ningún elemento terrestre conocido. Dedujeron que se trataba de un nuevo elemento que denominaron *helio*.

La invención del espectroheliógrafo por Hale en 1889 tuvo una importancia relevante para la investigación de las protuberancias debido a que permitía realizar observaciones continuas de estos fenómenos. En la línea H_{α} de la serie de Balmer las protuberancias aparecen como *filamentos* oscuros cuando se observan proyectadas sobre el disco del Sol. No resultó inmediato reconocer que estos filamentos oscuros eran el mismo objeto que las protuberancias brillantes proyectadas sobre el fondo oscuro del cielo de un eclipse. Esta afirmación se hizo evidente tras la invención del coronógrafo de Lyot en 1930, que evitaba a los astrónomos la necesidad de esperar a un eclipse para observar las protuberancias en el limbo del Sol. Se establece finalmente la definición del término *protuberancia* como cualquier material visible en el Sol en la línea H_{α} . Esta definición observacional implica que las protuberancias son nubes de plasma aproximadamente 100 veces más frías que el plasma coronal (10^6 K) que las rodea,

dado que dicha línea sólo se excita si el plasma de hidrógeno se encuentra a una temperatura comprendida en el rango 6.000 a 11.000 K.

Existen dos clases diferentes de protuberancias, separadas por su comportamiento, que se conocen como *activas* e *inactivas*. Las protuberancias activas son fenómenos transitorios que existen durante pequeñas escalas de tiempo (minutos u horas) y ocurren durante o después de fulguraciones. Por el contrario las inactivas existen durante un tiempo bastante mayor, desde medio día hasta cientos de días.

La importancia de los campos magnéticos en las prominencias no se reconoció hasta la aplicación de Hale del desdoblamiento Zeeman a la fotosfera solar en 1908. Fue en 1952, tras la realización de los primeros magnetogramas cuando se pensó que la estructura de algunas protuberancias era semejante a la de un de tirabuzón. Con objeto de hacernos una idea inicial de dicha estructura, podríamos comparar las líneas de campo magnético con los distintos cabos de una cuerda, tanto más retorcidos cuanto más externos. Debido a la semejanza con esta imagen, se conoce a estas estructuras como *cuerdas de flujo* (ver apéndice 1).

Como rasgo general las protuberancias activas no muestran ninguna estructura que pudiera sugerir una asociación obvia con cuerdas de flujo magnético, al contrario que las protuberancias inactivas que sí muestran una estructura de ese tipo. Cuando se menciona de forma aislada el término protuberancia, se trata generalmente de esta última clase, es decir, de una nube de plasma asociada a una estructura de flujo magnético (figura 1.1).

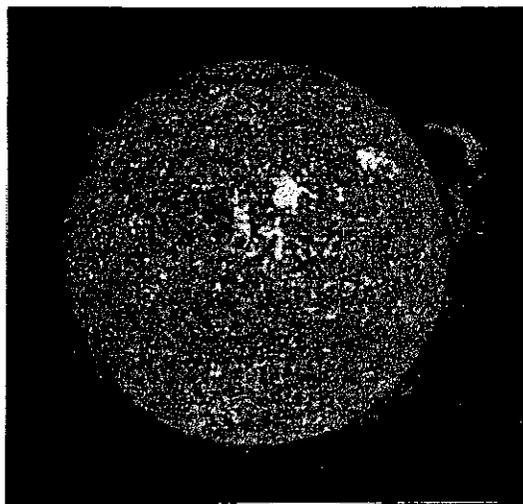


Figura 1.1. Protuberancia observada en ultravioleta en la que se aprecia la estructura de cuerda de flujo (cortesía del *US Naval Research Laboratory*).

Resulta conveniente considerar por separado la dinámica de las protuberancias durante su desarrollo y durante su desaparición [Forbes, 1990]. El desarrollo y evolución de una protuberancia está controlado por una evolución lenta de los campos magnéticos en la fotosfera y en la zona de convección que se encuentra bajo ésta. En contraste, la desaparición de las protuberancias se debe a la evolución rápida de los campos magnéticos en la corona como resultado de una pérdida de equilibrio mecánico o térmico.

El estado final de evolución de una protuberancia es una desaparición brusca, aunque cabe diferenciar dos tipos de desapariciones que se han asociado con diferentes causas. El primero y más conocido es la desaparición dinámica, que se considera producida por una pérdida de equilibrio mecánico. Por otro lado la desaparición térmica se supone que tiene su origen en un calentamiento del material de la protuberancia hasta las temperaturas coronales, lo que hace que ésta se confunda con el plasma coronal.

En una desaparición dinámica la estructura magnética completa que rodea la protuberancia se rompe produciendo una eyección de la protuberancia hacia el espacio interplanetario dando lugar a una emisión de masa coronal. Justo antes de una erupción las protuberancias *se activan*, es decir, se oscurecen y muestran rápidos movimientos oscilatorios [Martin, 1980]. Una vez que comienza la erupción aparece una nueva estructura en espiral con numerosas vueltas. Suele asumirse que dicha estructura la presenta también el campo magnético, lo que implicaría que el campo transversal en la protuberancia es mucho mayor que el paralelo al eje de la protuberancia, al contrario de lo que se observa con anterioridad a la erupción.

Cuando se produce la erupción de una protuberancia aparecen en la cromosfera dos líneas de emisión de helio paralelas (y a veces en $H\alpha$). Aparecen primero como una línea ancha justo detrás de la localización de la protuberancia, pero a los pocos minutos

se separan, alejándose durante varias horas. Estas zonas se interpretan como el efecto de una propagación de tipo ondulatorio que evidenciaría cierta reconexión en las líneas de campo en algún lugar de la corona.

En las imágenes de la corona solar en rayos X, las protuberancias se observan como bucles brillantes aislados o agrupados. En numerosas ocasiones presentan forma de "S" o "S invertida" (fig. 1.2), adquiriendo la denominación de *sigmoides* [Rust y Kumar, 1996]. Se observa que cuando



Figura 1.2. Región activa NOAA 8232 observada por Yohkoh el 13 de Abril de 1998 en la que se observa claramente la forma de "S", característica de las regiones sigmoidales.

aparece una región con forma de sigmoide en la superficie solar, o cuando el área de la región activa es muy grande, se suele producir una erupción en dicha zona [Canfield *et al.*, 1999]. En el primer caso, las imágenes reflejan una evolución característica de un sigmoide a un arco simple, dejando en evidencia la pérdida de masa y dos agujeros coronales que desaparecen posteriormente (fig. 1.3).

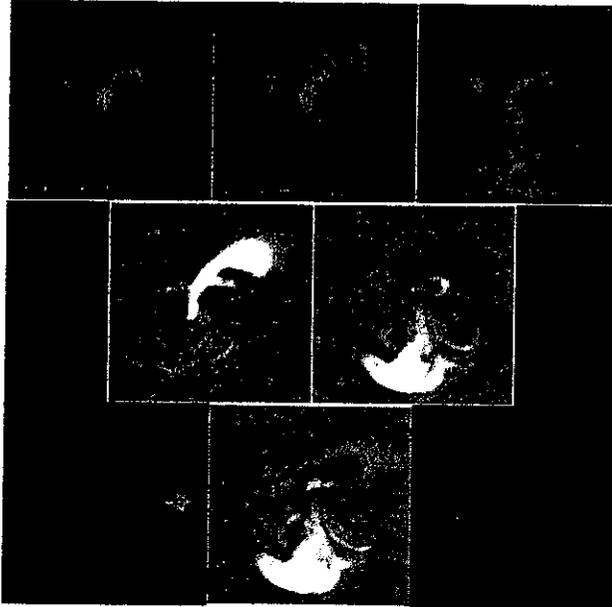


Figura 1.3. Explosión de un sigmoide. Las imágenes superiores corresponden a la secuencia temporal obtenida en rayos X:

- (1) a las 15:28:03 del día 8 de Junio,
- (2) a las 18:51:22 del mismo día y
- (3) a las 00:06:18 del día 9.

Las figuras de la parte inferior son el resultado de una diferencia de imágenes: (2)-(1), (3)-(2) y (3)-(1), donde el número entre paréntesis indica el orden de la imagen en la secuencia anterior. La emisión de masa (zona brillante) es evidente en las dos últimas imágenes. Las zonas oscuras que aparecen en la imagen corresponden a agujeros coronales

1.3 Emisiones de masa coronal.

La aparición de un cierto tipo de coronógrafos ("externally occulted") hizo posible la observación en los años setenta de la parte más externa de la atmósfera solar, o corona exterior. Munro *et al.* [1979] identificaron varias estructuras en las 77 CMEs que ocurrieron durante la misión Skylab incluyendo bucles, nubes amorfas y "otras". De estas tres clases, las que presentaban forma de bucle (que suponían un 26%) se convirtieron en el fenómeno más conocido. Como puede verse en la figura 1.4, la CME se asemeja a la erupción de un gran bucle que se aleja de la superficie solar con velocidades desde 50 km/s hasta 700 km/s o

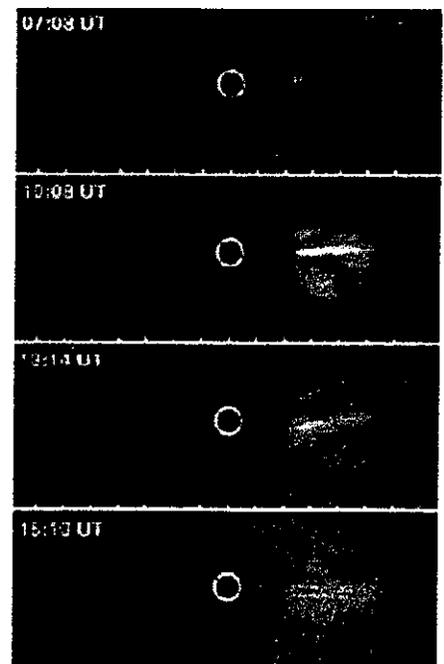


Figura 1.4. Emisión de una CME observada por el coronógrafo LASCO embarcado en SOHO.

incluso mayores. La hipótesis de que se trata de bucles tridimensionales proyectados en el plano del cielo se confirmó con las observaciones del satélite *Solwind* de un fenómeno asociado con la erupción de un gran filamento en el centro del disco [Howard *et al.*, 1982]. El material, dirigido a la Tierra, aparecía en este caso como un halo brillante simétrico a ambos lados de la superficie del Sol.

Se han identificado cientos de CMEs desde entonces hasta nuestros días, tanto desde coronógrafos embarcados en satélites como desde Tierra, dejando en evidencia que se trata de un fenómeno común de la atmósfera solar. *Hundhausen et al.* [1984] obtuvieron una media de 0.90 CMEs/día para el intervalo de 7 meses de la *Solar Maximum Mission* en 1980 y de 0.74 CMEs/día para el intervalo de 9 meses del *Skylab* en 1973-1974. Desde Enero de 1996 hasta Agosto de 1997 LASCO (SOHO) observó más de 275 CMEs, obteniéndose una proporción de 0.7 CMEs/día [St. Cyr *et al.*, 1997].

Las imágenes de luz blanca permiten determinar diferentes parámetros de las CMEs. A partir de una sola imagen se puede medir el tamaño angular y la localización central (expresada generalmente en términos de latitud heliográfica). La velocidad de alejamiento del Sol se determina a partir de una secuencia temporal de imágenes y la integración de la intensidad de luz dispersada permite una estimación de la masa que contiene dicha eyección. Para las CMEs que resulta posible determinar su velocidad y masa, se puede estimar la energía mecánica total como suma de la energía cinética y potencial (trabajo realizado contra el campo gravitatorio solar al elevarse la masa emitida). Las distribuciones de CMEs del *Skylab* han sido analizadas por *Gosling et al.* [1976], *Hildner et al.* [1976], *Munro et al.* [1979] y *MacQueen* [1980]; las de *Solwind* por *Howard et al.* [1985, 1986]; los resultados de la *Solar Maximum Mission* fueron presentados por *Hundhausen* [1993] y *Hundhausen et al.* [1994] y los de LASCO por *St. Cyr et al.* [1997]. El valor promedio de velocidades de emisión de las CMEs está entre 350 y 470 km/s, valores comparables a la velocidad promedio del viento solar en el plano de la eclíptica. Una emisión típica arrastra lejos del Sol una masa del orden de 10^{12} kg y una energía de 10^{24} J. Las emisiones vistas en altas latitudes (cerca de los polos) poseen, en promedio, tamaños, masas y velocidades similares a las originadas en otras latitudes.

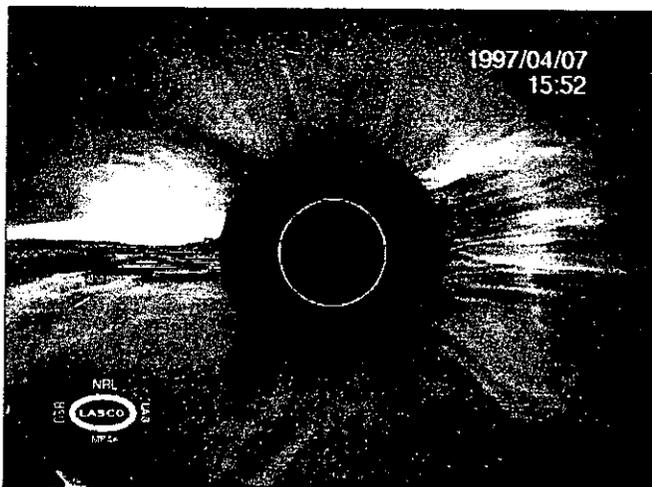


Figura 1.5. CME halo observada por LASCO el 7 de Abril de 1997. En la imagen se observa un aumento de brillo en torno al disco de ocultación del coronógrafo que abarca 360°

La estructura que presentan las CMEs es muy variada, pero pueden agruparse en dos tipos:

1. Tipo *halo* (fig. 1.5). Se observan en forma de emisión en torno al disco de ocultación y representan material solar que se propaga aproximadamente hacia el observador o alejándose de éste. En este tipo pueden incluirse del orden de un 20 % de las CMEs observadas.

2. Tipo *bucle* (fig. 1.6). Corresponden a CMEs cuya proyección en el plano del cielo presenta una estructura curvada con dos *pies* y cuyos bordes anterior y posterior están bien definidos. El número de CMEs detectadas por la Solar Maximum Mission (SMM)

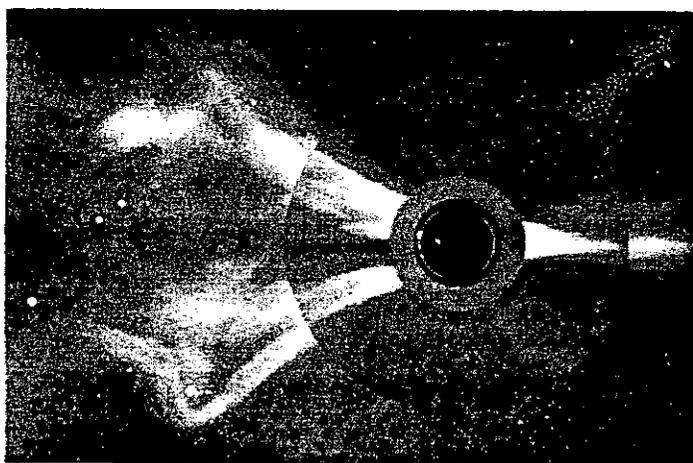


Figura 1.6. CME tipo bucle observada también por LASCO. Se observa que presenta una forma similar a un bucle o lazo cuyos "pies" permanecen unidos al Sol.

on este tipo de estructura es aproximadamente un 80 % del total de sucesos detectados [Hundhausen et al., 1994].

Los campos magnéticos de las CMEs no se observan directamente. No obstante, debido a la alta conductividad del plasma coronal ionizado, podemos asegurar que el campo está confinado en dicho plasma. Por esta razón, las observaciones de coronógrafos

que revelan cambios en la estructura de densidad coronal, implican cambios en la geometría del campo magnético coronal congelado en dicho plasma. De este modo, analizando secuencias de imágenes de coronógrafos en las cuales se observa la formación de una CME, podemos conocer la estructura magnética que reproduce dichas observaciones.

Fue a comienzos de los años 80 cuando se interpretaron las observaciones de CMEs como la proyección bidimensional en el plano del cielo de estructuras con una especie de envoltura que formaba el frente inicial bien definido en la mayoría de las observaciones [Howard et al., 1982]. Años después, como resultado de los datos de la SMM, se



Figura 1.7. Imagen de una CME observada por LASCO que muestra la emisión de un tubo de flujo proyectado sobre el plano del cielo. La parte central más brillante (o protuberancia) corresponde a la proyección del eje del tubo de flujo. Se observa también la proyección casi circular de la sección del tubo de flujo.

comprendió que las clásicas CMEs tipo *bucle* se originan a partir de una configuración que presenta tres partes consistentes en un arco brillante sobre una cavidad oscura (con baja densidad) en la que se encuentra inmersa una protuberancia (figura 1.7). La topología magnética que se deriva de esta estructura consiste en una cuerda de flujo magnético. Siguiendo esta imagen, el arco brillante que presenta la imagen bidimensional correspondería al borde externo de la cuerda de flujo y la protuberancia a la proyección de la corriente del eje de dicha cuerda (figura 1.8). Esta configuración presenta gran coherencia con las observaciones previas a la erupción de masa debido a que las

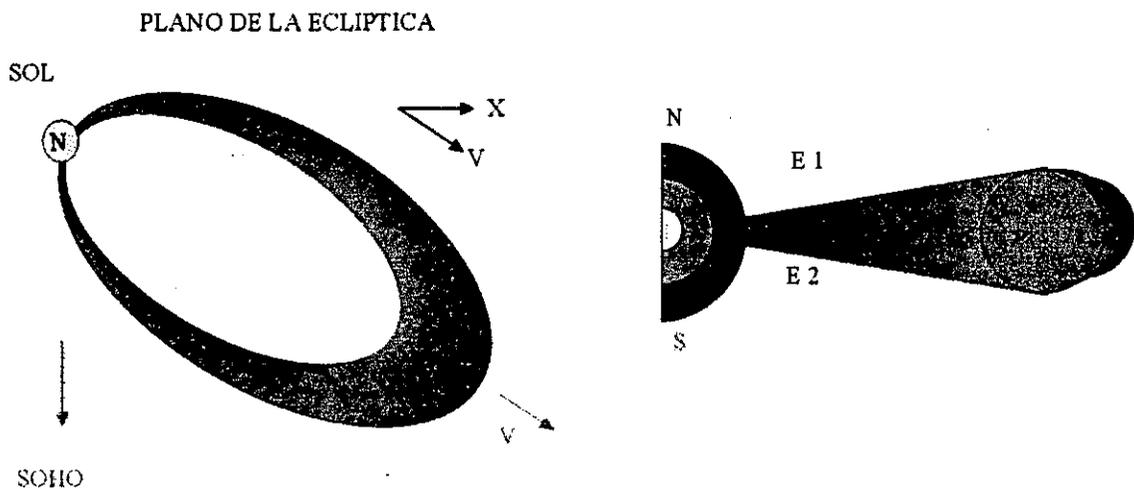


Figura 1.8. Esquema de la emisión de un tubo de flujo con una velocidad v , visto desde arriba de la eclíptica (izquierda) y en un plano perpendicular a éste (derecha). Se observa que dicha estructura es consistente con la imagen de LASCO (SOHO) de la figura 1.7. Las líneas señaladas como E1 y E2 corresponden a la proyección del borde del tubo de flujo sobre el plano de observación del coronógrafo y comprobamos que están claramente definidas en la imagen de éste (figura 1.7).

protuberancias eruptivas muestran a menudo una geometría similar. La diferencia fundamental entre los distintos modelos se encuentra hoy día en considerar si la cuerda de flujo existe como estructura inicial o se ha formado tras una reconexión. Aunque ambas posibilidades no son excluyentes, existen observaciones de LASCO que evidencian la erupción de cuerdas de flujo magnético que existían con anterioridad a la CME [Chen, 1997].

El intento de relacionar las CMEs con otras formas de actividad solar (tanto en tiempo como en localización) muestra que la erupción de una protuberancia es la forma de actividad más común que ocurre cerca del comienzo de una CME. Dependiendo de la longitud de onda en la que realicemos la observación, las emisiones de masa suelen

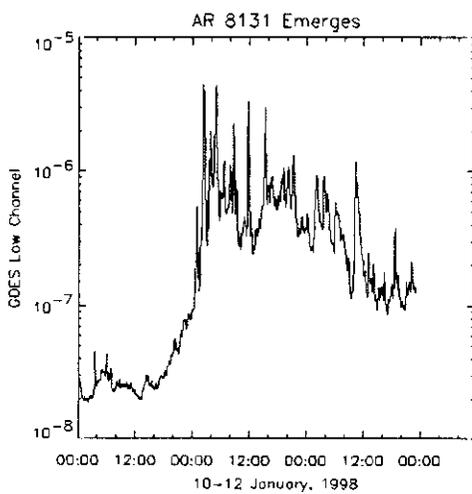


Figura 1.9. Fulguración en rayos X observada por GOES. Se observa un aumento brusco en el flujo, mientras que la disminución se produce lentamente, por lo que se denomina suceso de larga duración.

estar acompañadas de un aumento del brillo de la línea de emisión H_{α} (fulguraciones H_{α}) [e.g. Munro et al., 1979 y Webb and Hundhausen, 1987] y de una emisión en rayos X blandos (fulguración en rayos X).

La emisión de rayos X blandos procede de los bucles que abarcan la línea neutra justo antes de la eyección y es debida a radiación térmica del plasma coronal caliente. Debido a que estos bucles se expanden lentamente, la emisión de rayos X decae de la misma forma después del pico de intensidad pasando a denominarse suceso de larga duración (fig. 1.9).

Este tipo de emisión se interpreta como la prueba de una reconexión magnética en la línea magnética neutra previa a la erupción de una protuberancia o a la emisión de masa.

La actividad solar también se observa en ondas radio [Sakurai, 1974 y referencias incluidas en ésta]. Inmediatamente después de una erupción en H_{α} se detecta generalmente emisión radio conocida como tipo III. Consiste en emisiones cuya frecuencia varía rápidamente de unos 500 MHz a frecuencias menores. Se considera que se originan en las oscilaciones de plasma asociadas con la emisión de electrones a velocidades próximas a la de la luz. Suele aparecer también emisión en el continuo en longitudes de onda métricas, conocida como tipo V. A veces comienza una segunda

fase con emisiones conocidas como tipo II, cuya frecuencia varía lentamente, del orden de 20 MHz/min, en contraste con las de tipo III cuya velocidad es de aproximadamente 20 MHz/s. Se considera que esta emisión se debe a las oscilaciones del plasma en el frente de choque que se forma delante de la nube de plasma, y que se aleja del Sol a velocidades menores de 1000 km/s. A veces aparece otro tipo de emisión después de la de tipo II. Se trata de emisión del continuo que puede durar horas o incluso días, denominada tipo IV. Es del tipo sincrotrón y su procedencia se asocia con las partículas de la propia nube.

1.4 Nubes magnéticas

El término "*nube magnética*" se introdujo para denominar un fenómeno observado por diferentes satélites en el viento solar y que presentaba características anómalas respecto a las del viento solar normal [Burlaga, 1981]. Su característica principal era un aumento importante, pero de forma lenta, de la intensidad del campo magnético. A su vez, se observaba una rotación anómala del vector campo magnético que se extendía un ángulo del orden de 180° . Las mediciones del plasma de esta región presentaban baja densidad y temperaturas menores de lo esperado para el viento solar normal. Después de sus numerosas apariciones en las observaciones de satélites, las nubes magnéticas han pasado a constituir un fenómeno relativamente común que, como veremos, está íntimamente relacionado con la actividad solar. Aproximadamente 1/3 de las eyecciones que se observan en el medio interplanetario presentan las rotaciones de campo magnético características de estas nubes [Gosling, 1990]. Además, en el interior de una nube se observa que la presión magnética domina de forma importante a la presión térmica, haciendo que su cociente, conocido como *beta del plasma*, sea muy inferior a la unidad (ver apéndice 1).

En las primeras observaciones, las nubes magnéticas aparecían como generadoras de un *choque* que se producía en el medio interplanetario. En los datos experimentales, las características que presenta un choque pueden describirse como un aumento brusco (similar a una discontinuidad) tanto en la intensidad de campo magnético como en la densidad y la temperatura del viento solar. Tras un periodo donde los datos de plasma y campo son relativamente estables, se observaban las

características de una nube magnética. Estos choques se originan debido a que la velocidad de desplazamiento de la nube es superior a la del medio que la rodea (el viento solar). De este modo, cuando se detectaba un choque en los datos medidos por un satélite se buscaba detrás de él una corriente de plasma con las características descritas anteriormente. Se observó que la estructura magnética típica que caracterizaba a estos sucesos se mantenía al menos hasta 2 UA, aunque el tamaño de la nube experimentaba una expansión considerable. Posteriores análisis de datos de campo magnético y plasma de diferentes satélites que se encontraban en la *heliosfera*, es decir en la zona donde alcanza la influencia del viento solar, revelaron que las nubes magnéticas no siempre están asociadas con choques interplanetarios, sino sólo cuando su velocidad supera a la del viento solar [e.g. *Klein y Burlaga*, 1982, y *Zhang y Burlaga*, 1988].

El origen de las nubes magnéticas continúa siendo hoy día un tema de investigación. *Wilson y Hildner* [1984, 1986] demostraron que existe una correlación entre nubes magnéticas y CMEs, así como entre nubes magnéticas y protuberancias eruptivas. *Webb* [1988] dejó constancia de una relación estrecha entre las protuberancias y las CMEs. *Rust* [1994] demostró que el signo de la *helicidad* (ver apéndice 1) en las nubes magnéticas, es decir, el sentido de la rotación de su vector campo magnético, era el mismo que el del campo magnético deducido de las observaciones en el filamento antes de su erupción. Trabajos posteriores como los de *Bothmer y Schwenn* [1994, 1998] relacionando los datos obtenidos por los satélites Helios con los filamentos observados en el Sol apoyan esta relación entre este tipo de actividad solar y las nubes magnéticas.

Las relaciones físicas entre protuberancias eruptivas, CMEs y nubes magnéticas sólo se encuentran en sus comienzos. Desde un punto de vista experimental, los métodos de observación de estos tres fenómenos no son los mismos. Las protuberancias y las CMEs se han estudiado mediante técnicas remotas de imagen y no se dispone de medidas precisas del campo magnético local ni de la densidad de plasma. La propagación de nubes magnéticas a distancias de 1 AU o mayores se deduce de las observaciones *in situ* del plasma y el campo magnético durante encuentros fortuitos de estos fenómenos con satélites. Dado que hoy por hoy no es posible observar todos los estadios de la evolución de una protuberancia desde su explosión en forma de CME hasta la nube magnética a distancias de 1 UA, no se dispone de datos experimentales para un estudio dinámico de su evolución. Pese a ello, en algunos casos concretos es posible observar el mismo fenómeno en la superficie del Sol y en el viento solar.

La identificación de las nubes magnéticas en los datos de plasma y campo es actualmente un problema abierto. Para las nubes más rápidas, el choque interplanetario sigue siendo un indicador importante, pero la localización de nubes más lentas que el viento solar es una tarea compleja.

Cerca de 1 UA, y en las proximidades del plano de la eclíptica, las características que presentan generalmente las nubes magnéticas son las siguientes [Gosling, 1990]:

- Corrientes de electrones supratérmicos (> 60 eV) en la dirección del campo magnético [e.g. Bothmer et al., 1996]
- Corrientes de protones energéticos (> 20 keV) en la dirección del campo magnético [e.g. Marsden et al., 1987]
- Aumento de la abundancia de helio ($\text{He}^{++}/\text{H}^+ > 0.8$) [e.g. Borrini et al., 1982]
- Disminución de la temperatura de electrones e iones [e.g. Richardson y Cane, 1995]
- Intensos campos magnéticos (> 10 nT) [e.g. Burlaga y King, 1979]
- Valores pequeños de la beta del plasma (< 1.0) [e.g. Burlaga et al., 1981]
- Poca variación del campo magnético [e.g. Gosling, 1987]
- Rotaciones anómalas de campo (cuerda de flujo) [e.g. Klein and Burlaga, 1982] y
- Estados raros de ionización del plasma (e.g. Fe^{+16} , He^+) [e.g. Zwickl et al., 1982]

Pocas nubes magnéticas en el viento solar presentan todas las características anteriores y ninguna de estas características resulta fiable en su totalidad. Por ello la búsqueda de nubes magnéticas en el viento solar no deja hoy en día de ser "un arte" en algunos casos. En este trabajo, debido a nuestro interés por la topología de las líneas de campo magnético, utilizaremos para describir este fenómeno la definición de Burlaga [1991], según la cual el paso de una nube magnética por un satélite presenta, simultáneamente, tres características:

- Baja velocidad térmica de iones
- Mayor intensidad de campo magnético que el ambiente
- Rotación suave del vector campo magnético en cualquiera de sus componentes.

Cada uno de estos criterios puede observarse de forma independiente en otros fenómenos del viento solar, pero para tener seguridad en la identificación de una nube magnética, los tres criterios tienen que cumplirse simultáneamente.

1.5 Topología de las nubes magnéticas.

La existencia de nubes de plasma emitidas por el Sol fue propuesta por *Morrison* [1954] como la causa de la disminución de la intensidad de rayos cósmicos y las tormentas geomagnéticas. *Cocconi et al.* [1958] sugirieron que las líneas magnéticas en dichas nubes formaban un bucle extenso, mientras permanecían ancladas en el Sol formando una especie de "lengua o botella magnética". *Piddington* [1958] consideró la

posibilidad adicional de que el bucle se separara del Sol por medio de una reconexión magnética, formando líneas de campo cerradas en el viento solar ("burbuja magnética"). El primer estudio que analiza la configuración tridimensional del campo magnético de estos fenómenos es el realizado por *Burlaga et al.* [1981]. Estos autores presentan las observaciones de campo magnético y plasma detrás de un choque interplanetario obtenidas por

cinco satélites situados entre 1 y 2 UA y separados 30° (fig. 1.10). Según pasaba la nube magnética, la dirección del campo magnético rotaba

lentamente en planos casi paralelos en los diferentes satélites (fig. 1.11).

Concluyeron que se trataba de un bucle en el que las líneas de campo magnético eran curvas cerradas contenidas en planos perpendiculares a una dirección en la que el campo magnético no variaba, conocida como eje de la nube (fig. 1.12). Considerando esta estructura, el análisis de mínima variación [*Sonnerup y Cargill, 1967*] resultaba una herramienta útil para calcular la dirección del eje (apéndice 2). *Klein y Burlaga* [1982] identificaron 45 sucesos entre 1967 y 1978, calculando la latitud y longitud del eje de las nubes.

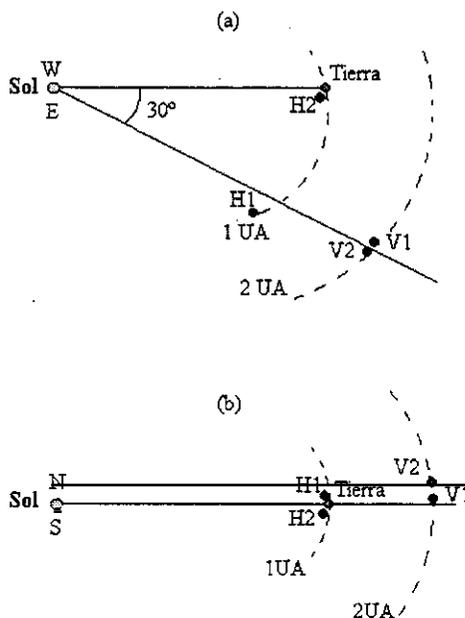


Figura 1.10. Esquema de la posición de los satélites utilizados para estudiar la topología de las nubes magnéticas por *Burlaga* [1991]: Helios 1 y 2 (H1,H2), y Voyager 1 y 2 (V1,V2). Las posiciones del Sol y la Tierra se presentan en la figura como referencia.(Imagen tomada de *Burlaga* [1981]).

La inestabilidad de la configuración propuesta por *Burlaga et al.* [1981], llevó a considerar otras configuraciones que fueran consistentes con las observaciones (e.g. *Burlaga y Behannon* [1982], *Ivanov y Harshiladze* [1984]).

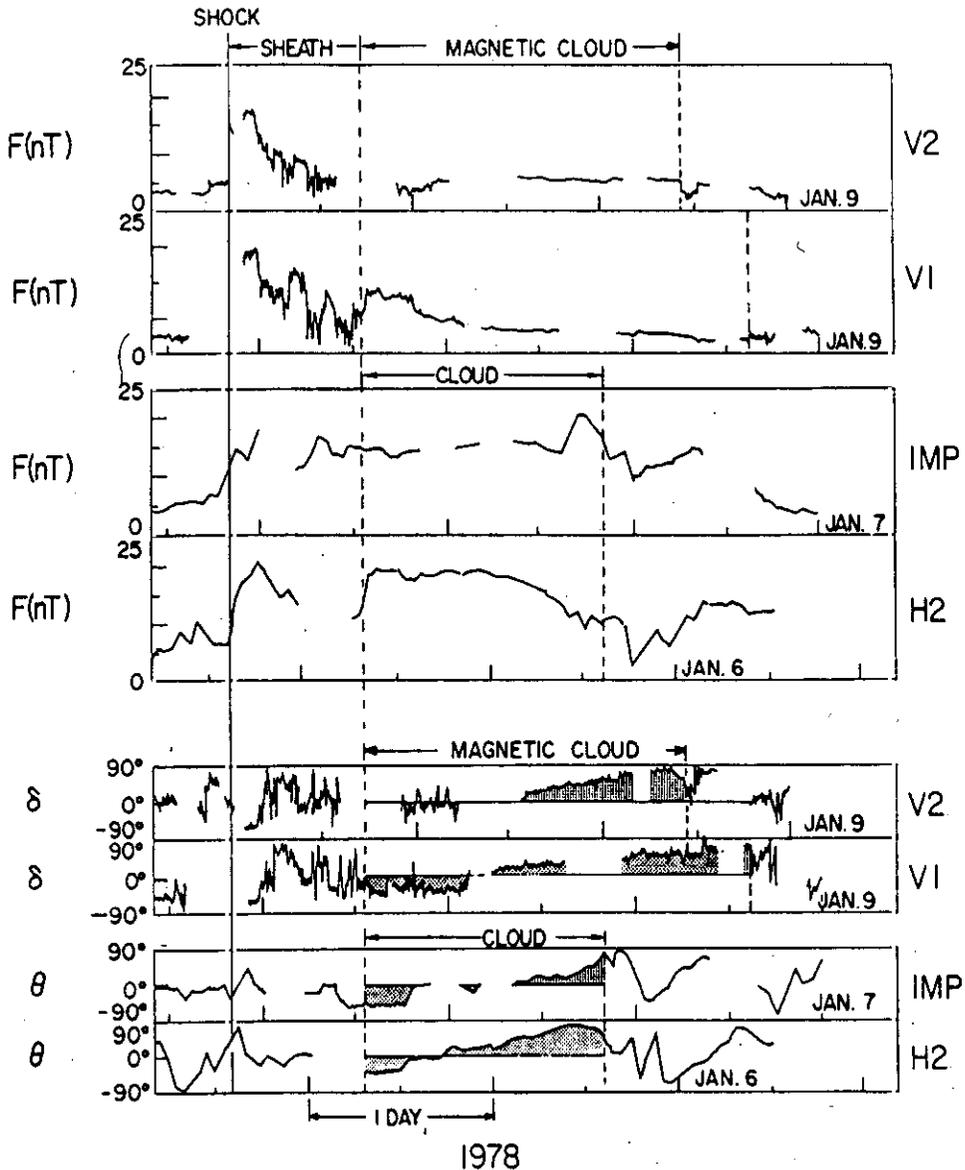


Figura 1.11. Intensidad de campo magnético (F) e inclinación de dicho vector respecto a la eclíptica (δ, θ) (imagen tomada de *Burlaga et al.* [1981]).

La búsqueda de una topología estable para las nubes magnéticas llevó a *Goldstein* [1983] a considerar que se trataba de una configuración "*force-free*". El término "*force-free*", en este contexto, significa que la fuerza de Lorentz ($\mathbf{j} \times \mathbf{B}$) es despreciable. No obstante, también se considera dicho término para referirse a una

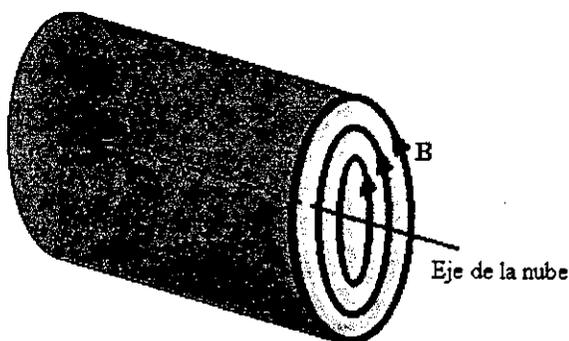


Figura 1.12. Topología propuesta por *Burlaga* [1981] para las líneas de campo en el interior de una nube magnética.

esta ecuación generalmente se desprecia considerando que en una nube magnética $2\beta \ll 1$, donde β es el cociente entre la presión del plasma y la presión magnética. En tal caso, nos encontramos en la situación en la que la fuerza de Lorentz es nula (ver apéndice 1 para una descripción más detallada).

En general una configuración de este tipo está determinada por la ecuación

$$\nabla \times \vec{B} = \alpha \vec{B} \tag{1.1}$$

donde α es función de la posición, y existen un número infinito de configuraciones correspondientes a las posibles elecciones de α .

Goldstein [1983] argumentó cualitativamente que el comportamiento del vector campo magnético asociado con el movimiento de una nube magnética a su paso por un satélite podía reproducirse mediante una configuración magnética simétricamente cilíndrica y *force-free*, aunque no dió ninguna solución particular de la ecuación (1.1) para describir las observaciones.

Marubashi [1986] asumió también simetría cilíndrica y eligió una variación del ángulo de inclinación de las líneas de campo magnético respecto al eje del cilindro (eje de la nube), Ω , con la distancia r desde dicho eje como $\Omega \approx r^2$.

Con esta función obtuvo buenos ajustes a las observaciones de dos nubes magnéticas determinando como parámetros la longitud y

situación de equilibrio [*Hood*, 1985], es decir, cuando las fuerzas a las que está sometida la nube magnética se compensan. Si despreciamos la fuerza gravitatoria, para que dicho equilibrio se consiga es necesario que la fuerza magnética sea igual al gradiente de presión del plasma, es decir, $\mathbf{j} \times \mathbf{B} = \nabla P$. El segundo término de

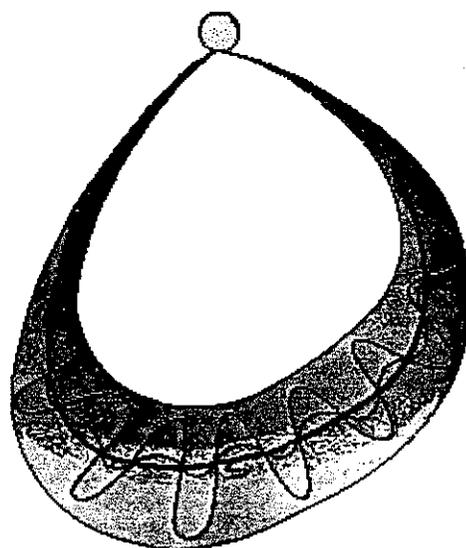


Figura 1.13. Esquema de la topología propuesta por *Burlaga* [1988] para las nubes magnéticas (reproducción de *Burlaga et. al* [1990])

latitud del eje de la nube (que coincidían prácticamente con las del análisis de mínima variación) y la distancia de máximo acercamiento entre el satélite y dicho eje. No obstante, la aproximación de Marubashi no resulta satisfactoria dado que conlleva la elección de una función arbitraria para el campo magnético.

Una solución de la ecuación (1.1) para un campo *force-free* cilíndricamente simétrico, en el caso de α constante, es la que obtuvo *Lundquist* [1950]:

$$B_{eje} = B_0 J_0(\alpha r), \quad B_{az} = B_0 H J_1(\alpha r), \quad B_r = 0 \quad (1.2)$$

donde B_{eje} es la componente del campo magnético a lo largo del eje de la nube, B_{az} es la componente azimuthal y B_r la componente radial. J_0 y J_1 son las funciones de Bessel, r

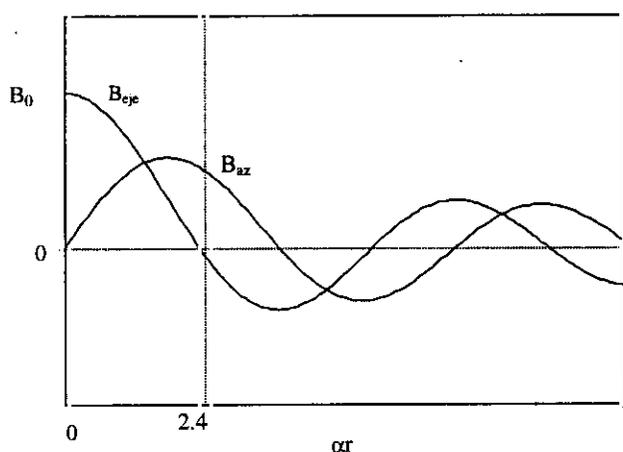


Figura 1.14. Representación de las componentes axial y azimuthal del campo magnético según el modelo de *Lundquist* [1950].

es la distancia desde el eje, $H = \pm 1$

determina el sentido de giro del campo magnético (helicidad) y B_0 y α son constantes. Como se observa en la figura 1.13, las líneas del campo magnético establecidas a partir de la ecuación (1.2) presentan un comportamiento consistente con la topología de una *cuerda de flujo*,

al igual que en el caso de las protuberancias (sección 1.1). La componente axial (fig. 1.14) comienza en B_0 para $r=0$ y decrece

hasta cero en $\alpha r=2.4$, donde cambia de signo, mientras que la componente azimuthal aumenta desde cero en el origen hasta un máximo (que depende de B_0) y después comienza a disminuir. A distancias mayores ambas componentes oscilan indefinidamente, decreciendo su amplitud, por lo que en la práctica se utiliza la solución hasta $\alpha r=2.4$, donde la componente axial se anula.

Burlaga [1988] mostró cualitativamente que la solución de *Lundquist* reproduce configuraciones del campo magnético similares a las que se observan en los datos experimentales. Basándose en este modelo, *Lepping et al.* [1990] desarrollaron un algoritmo de ajuste por mínimos cuadrados de la solución de *Lundquist* [1950] para un tubo circular de longitud infinita (ver apéndice 2), permitiendo obtener los parámetros que caracterizan la nube magnética (la orientación de la nube y la distancia más cercana

de acercamiento de la trayectoria del satélite al eje de la nube). Dada la velocidad promedio, también se obtiene el radio de la nube magnética. En el procedimiento de ajuste se realizan dos pasos bien diferenciados: en primer lugar se ajusta el vector campo magnético normalizado (o los cosenos directores) y una vez estimado el eje de la nube se realiza un segundo ajuste de mínimos cuadrados para la "amplitud" (o intensidad de campo en el eje de la nube, B_0).

Los resultados obtenidos en el ajuste son buenos para los vectores directores, pero no para la intensidad de campo. Esto se debe a que la intensidad del campo magnético, obtenida a partir de las componentes de la ecuación (1.2), es mayor en el centro de la nube que en los bordes y simétrica respecto al eje. Estas condiciones no se observan generalmente en los datos experimentales, de modo que aunque el modelo reproduce la dirección del vector campo magnético, no obtiene una tendencia para su intensidad consistente con las observaciones. Estas desviaciones de los datos experimentales se atribuyen a que la condición de sistema *force-free* no se satisface totalmente en una nube real.

En un intento de aproximarse a la situación real, se han elaborado modelos basados en el *force-free* propuesto por *Burlaga* [1988], pero que tienen en consideración la expansión de las nubes según se alejan del Sol y su interacción con otros flujos (ver un resumen de los existentes en *Burlaga* [1995] y *Osherovich y Burlaga* [1997]). No obstante, la existencia de un máximo para la intensidad de campo en el eje de la nube sigue siendo una exigencia en dichos modelos.

Como alternativa surge un nuevo modelo que no asume la condición de *force-free* y utiliza como base la *magnetohidrodinámica* (MHD) [*Chen*, 1996]. Este modelo parte de una cuerda de flujo en equilibrio anclada en la corona como una estructura inicial en un sistema de referencia toroidal. Tras una inyección de flujo magnético poloidal como causa de la erupción, la estructura se expande debido a una fuerza radial que lo aleja del Sol. Esta fuerza es el resultado de la contribución en dicha dirección de la fuerza de Lorentz, la inductancia interna, el gradiente de presión hidrostática, la fuerza de gravedad y la fuerza de rozamiento del plasma del viento solar sobre la nube. Se considera que la expansión de la nube magnética se produce quasiestáticamente, es decir, mucho más lentamente que su alejamiento del Sol. Se imponen además dos condiciones adicionales: que la escala espacial sea del orden del radio de la nube y que la distribución de corriente tienda a cero en la superficie exterior de ésta. Esta última condición excluye las compresiones de campos debido a interacciones con corrientes o

choques. Este modelo se ha desarrollado de forma teórica para explicar la emisión de la nube magnética cerca del Sol, pero no se ha utilizado para reproducir los datos experimentales en el viento solar.

2

INSTRUMENTACION Y OBTENCION DE DATOS EXPERIMENTALES

2.1 Introducción

El estudio que presentamos acerca de las emisiones de masa coronal engloba un conjunto de datos muy amplio y diverso. Como vimos en el capítulo anterior, el término "nube magnética" define estas emisiones solares cuando se observan en el medio interplanetario. Entre los datos experimentales que se utilizan para identificar y analizar estos fenómenos, las medidas de campo magnético y plasma en el viento solar son los más relevantes (capítulo 1). Sin embargo, con idea de identificar el fenómeno en su totalidad, tendremos que relacionar las nubes magnéticas con su precursor en el Sol. Así pues, nos hemos visto obligados a analizar también datos del Sol en algunas longitudes de onda ($H\alpha$, rayos X y ondas radio) que nos proporcionan información sobre la actividad solar relacionada con las emisiones de la corona.

La mayor parte de los datos utilizados en esta memoria proceden del programa ISTP (*International Solar-Terrestrial Physics*), que coordina el conjunto de medidas asociadas a la influencia Sol-Tierra. En particular, a este programa pertenece el satélite SOHO, cuyos datos procedentes del instrumento LASCO (*Large Angle and Spectrometric Coronagraph*) utilizaremos para observar la corona. Nos será especialmente útil a la hora de seleccionar los sucesos que usaremos en nuestro análisis de CMEs relacionadas con nubes magnéticas (capítulo 5).

El instrumento SXT (*Soft X-ray Telescope*), embarcado en el satélite YOHKOH, nos proporcionará imágenes en rayos X de la actividad en el disco solar. Por otro lado, los satélites GOES (*Geostationary Operational Environmental Satellite program*) del NOAA (*National Oceanic and Atmospheric Administration*), situados en una órbita geoestacionaria a 6.6 radios terrestres (R_E), miden el flujo de rayos X. Junto con Yohkoh, serán nuestra fuente de información de las fulguraciones en rayos X.

Las medidas de viento solar proceden de los satélites ISEE3 y WIND. De entre los numerosos instrumentos embarcados en dichos satélites, utilizaremos los que proporcionan datos sobre el campo magnético y plasma del viento solar: VHM (*Vector Helium Magnetometer*) en ISEE3 y MFI (*Magnetic Field Instrument*) en WIND para los datos de campo magnético, y para las medidas de plasma el experimento de viento solar a bordo de ISEE3 y SWE (*Solar Wind Experiment*) en WIND.

A continuación describimos los instrumentos cuyas medidas se utilizarán en este trabajo y el tipo de datos que proporcionan.

2.2 La actividad del limbo solar: relación de CMEs observadas por LASCO.

Las imágenes obtenidas con el coronógrafo C2 de LASCO en SOHO han sido analizadas y presentadas en un catálogo que se encuentra disponible en la página web <http://www.sdac.nascom.nasa.gov>. Existe un fichero para cada uno de los meses analizados en los cuales se recoge un listado con la siguiente información:

- 1º. Aparición en C2 (año/mes/día hora:min [UT])
- 2º. Angulo de posición del centro de la emisión
- 3º. Anchura angular, o ángulo que abarca la zona de aumento de brillo en torno al centro del coronógrafo.
- 4º. Velocidad: obtenida de un ajuste de la distancia recorrida por la emisión en función del tiempo.
- 5º. Tipo de ajuste realizado. Dependiendo de la calidad y número de imágenes disponibles de la CME, resulta posible un ajuste de la distancia recorrida por la emisión en función del tiempo de segundo orden, de primero, o no resulta posible obtener una velocidad experimental
- 6º. Aceleración: en el caso de haberse realizado un ajuste de segundo orden.
- 7º. Descripción de la observación y comentarios adicionales tales como la forma de la CME (bucle, halo, frente irregular, ...).

2.3 Datos del disco solar: resumen de la actividad solar proporcionado por el NOAA.

Para localizar la emisión de una CME en el Sol utilizamos los datos que proporciona el NOAA. Dicha información se encuentra en la dirección <ftp://solar.sec.noaa.gov> almacenada en ficheros diarios donde se recogen los sucesos de la actividad solar en $H\alpha$, rayos X y ondas radio. El flujo de rayos X medido por los satélites GOES y las imágenes de SXT en Yohkoh son también accesibles a través de una base de datos vía internet.

Cada suceso de la actividad solar tiene asignado un número de identificación en los ficheros elaborados por el NOAA, lo que permite consultar fácilmente las observaciones que corresponden a dicho suceso en diferentes longitudes de onda o en diferentes observatorios.

Para cada observación se detalla el tiempo universal (UT) del comienzo, máximo y fin del suceso. También está reflejado el observatorio, entre los que se incluyen Culgoora y Learmonth en Australia, San Vito en Italia; Holloman, Palahua, Ramey y Sagamore Hill en USA, y los satélites GOES 7, 8 y 9.

En el registro correspondiente para cada suceso se presenta la calidad de observación y el tipo al que corresponde (fulguración observada en H α , fulguración en rayos X, desaparición de filamento, ...). Además se incluye la localización de dicho suceso en el disco solar (grados de latitud norte (N) o sur (S) y grados de longitud este (E) u oeste (W)¹ del meridiano central en coordenadas heliográficas) o la frecuencia en MHz.

Finalmente proporciona diferentes códigos que permiten determinar la importancia del suceso según se detalla a continuación.

Fulguración en rayos X: Se clasifican de acuerdo al flujo medido en el pico de emisión desde tipo A (las más débiles) a tipo X (las más intensas).

<i>Clase</i>	<i>F= Flujo en el pico en el rango 0.1 a 0.8 nm (Wm⁻²)</i>
A	$F < 10^{-7}$
B	$10^{-7} < F < 10^{-6}$
C	$10^{-6} < F < 10^{-5}$
M	$10^{-5} < F < 10^{-4}$
X	$10^{-4} < F$

Tabla 2.1. Clasificación de las fulguraciones de rayos X en función del flujo en el pico en el rango 0.1 a 0.8 nm.

¹ Mantenemos la notación "W" para denotar el Oeste.

Fulguración en H α : Su clasificación puede realizarse atendiendo al brillo según la siguiente nomenclatura: F (débil), N (normal) y B (brillante), o bien en función del área que abarca en la heliosfera en el momento de máximo brillo (tabla 2.2). A veces se incluye también el comentario "*eruptivas*".

<i>Clase</i>	<i>A=Area (grados cuadrados)</i>
S	A<2.0
1	2.1<A<5.1
2	5.2<A<12.4
3	12.5<A<24.7
4	A>24.8

Tabla 2.2. Clasificación de las fulguraciones observadas en la línea H α (656.3 nm) en función del área que abarcan en la heliosfera en el momento de máximo brillo en dicha longitud de onda.

Emisión radio: la intensidad de la emisión se presenta según una escala relativa de 1 (menor) a 3 (mayor). Por otra parte, atendiendo al ancho de banda de la emisión y a la velocidad con la que varía la frecuencia en la que ésta se produce (velocidad de deriva), los sucesos se clasifican como

<i>Tipo</i>	<i>Duración</i>	<i>Ancho de banda</i>	<i>Velocidad de deriva</i>
I	Segundos	5 MHz	
II	Minutos	50 MHz	20 MHz/min
III	Segundos	100 MHz	20 MHz/s
IV	Horas	Contínuo	
V	Minutos	Contínuo	

Tabla 2.3. Clasificación de las emisiones que se observan en ondas radio. Se clasifican en los tipos que aparecen en la columna (1) teniendo en cuenta el tiempo que dura la emisión, col (2), el ancho de banda que ésta presenta, col(3), y la velocidad a la que varía la frecuencia de emisión, col(4).

Finalmente el fichero contiene el número de la región activa asignado por NOAA, cuando se conoce.

2.4. Medidas en el medio interplanetario: satélites WIND e ISEE3.

Las medidas en el medio interplanetario que utilizamos en este trabajo proceden fundamentalmente del satélite WIND [Harten *et al.*, 1995]. Lanzado el 1 de Noviembre de 1994, WIND permanece los nueve primeros meses de operación en una órbita muy elíptica cercana al plano de la eclíptica, con apogeo entre 80 y 250 R_E y perigeo entre 5 y 10 R_E [Acuña *et al.*, 1995]. Posteriormente, se coloca en una pequeña órbita "halo" en torno al punto de equilibrio gravitacional Sol-Tierra L1, proporcionando constantemente mediciones en viento solar normal. Debemos por tanto eliminar de los datos experimentales aquellos que se han obtenido cuando el satélite se encontraba bajo la influencia del campo magnético terrestre. Dado que dichos periodos son cortos, el número de datos disponible no disminuye de forma importante.

Debido a que los datos de WIND son relativamente recientes, con idea de comparar con un mayor número de nubes analizadas en la bibliografía, hemos utilizado también la base de datos OMNIWEB (<http://nssdc.gsfc.nasa.gov/omniweb>). La mayor parte de las medidas seleccionadas proceden del satélite ISEE3, que forma parte del programa ISEE [Ogilvie *et al.*, 1978] compuesto por tres satélites pertenecientes a NASA y ESA. Lanzado el 21 de agosto de 1978 fue el primer satélite colocado en órbita en torno al punto lagrangiano L1, situado en la línea Sol-Tierra a una distancia aproximadamente de 240 R_E de nuestro planeta (*órbita halo*). Además de compensarse en dicho punto las fuerzas gravitatorias solar y terrestre, lo que resulta interesante desde el punto de vista orbital, se trata de un lugar privilegiado para el estudio de la Física solar debido a que se encuentra fuera de la influencia del campo magnético terrestre. Los satélites ISEE-1 e ISEE-3 fueron los primeros satélites que llevaron a cabo un programa de "limpieza electrostática". La importancia de este programa se encuentra en hacer que el exterior del satélite sea una superficie equipotencial y así preservar de interferencias las medidas de campo eléctrico y partículas de baja energía. En satélites anteriores, ésta había sido la causa de descargas superficiales que interferían en el sistema normal de medida y resultaban difíciles de controlar.

A bordo de WIND y de ISEE3 se encuentra un amplio equipo de investigación. No obstante, nos limitaremos a describir aquellos instrumentos que proporcionan datos útiles para este trabajo: el campo magnético y el plasma del viento solar.

2.4.1. Magnetómetros

La mayor parte de las características del diseño de los satélites vienen determinadas por los requisitos de los instrumentos que se pretenden embarcar. Un ejemplo típico es la localización de los magnetómetros (o instrumentos para medir el campo magnético) al final de largos brazos que salen del cuerpo principal del satélite. Su objetivo es minimizar los campos magnéticos inducidos por el satélite, sin embargo, la longitud de estos brazos condiciona también otros factores como la estabilidad del giro del satélite en torno a un eje concreto. Por ejemplo, el satélite WIND con unos brazos de 12 m consigue que el campo magnético del cuerpo del satélite sea prácticamente despreciable en la localización del magnetómetro, pero gira con una frecuencia de 20 rpm en torno a un eje perpendicular a la eclíptica, velocidad que impide embarcar a bordo de dicho satélite instrumentos que presenten poca resolución temporal.

Cuando se precisa gran sensibilidad en las medidas o nos vemos obligados por el tipo de instrumentación embarcada, como en el caso del magnetómetro de ISEE3, situado en un brazo de 3 m, el campo magnético del satélite puede no ser despreciable a la distancia que se sitúa el magnetómetro y es necesario corregir su efecto en los datos.

Para ello se introdujo la técnica del magnetómetro doble. Está basado en la observación experimental de que a partir de una cierta distancia el campo generado por el satélite decrece de forma equivalente a un dipolo simple, localizado en el centro del satélite (aproximadamente como $1/r^3$). De este modo, si se utilizan dos sensores para medir el campo magnético instalados a diferentes distancias en un brazo radial, es posible separar el campo magnético generado por el satélite del campo externo que pretendemos medir. Una ventaja particular de este método es que permite detectar cambios en el campo del satélite, además de proporcionar una redundancia en la medida que ha demostrado su utilidad en misiones de larga duración.

A continuación pasamos a describir en detalle los dos magnetómetros de ISEE3 y WIND.

Experimento VHM (Vector Helium Magnetometer)

Para la medida del campo magnético a bordo de ISEE3 se seleccionó un magnetómetro vectorial de Helio [Frandsen *et al.*, 1978]. Este tipo de magnetómetros utilizan el efecto Zeeman.

Una lámpara de descarga (figura 2.1) produce radiación a $1.08 \mu\text{m}$ induciendo un bombeo óptico del He metaestable en el triplete de su estado base 3S_1 . De este modo se obtiene un haz de radiación intenso, coherente y monocromático que se recoge en un detector de infrarojo (IR). En presencia de un campo magnético \mathbf{B} , los niveles de energía del He se desdoblan y se produce una absorción cuando su energía de $\mu_B \mathbf{B}$ coincide con la energía necesaria para la transición entre los dos niveles del triplete. Cuando esto sucede se produce una disminución de la intensidad de radiación que llega al detector de IR (efecto Zeemann).

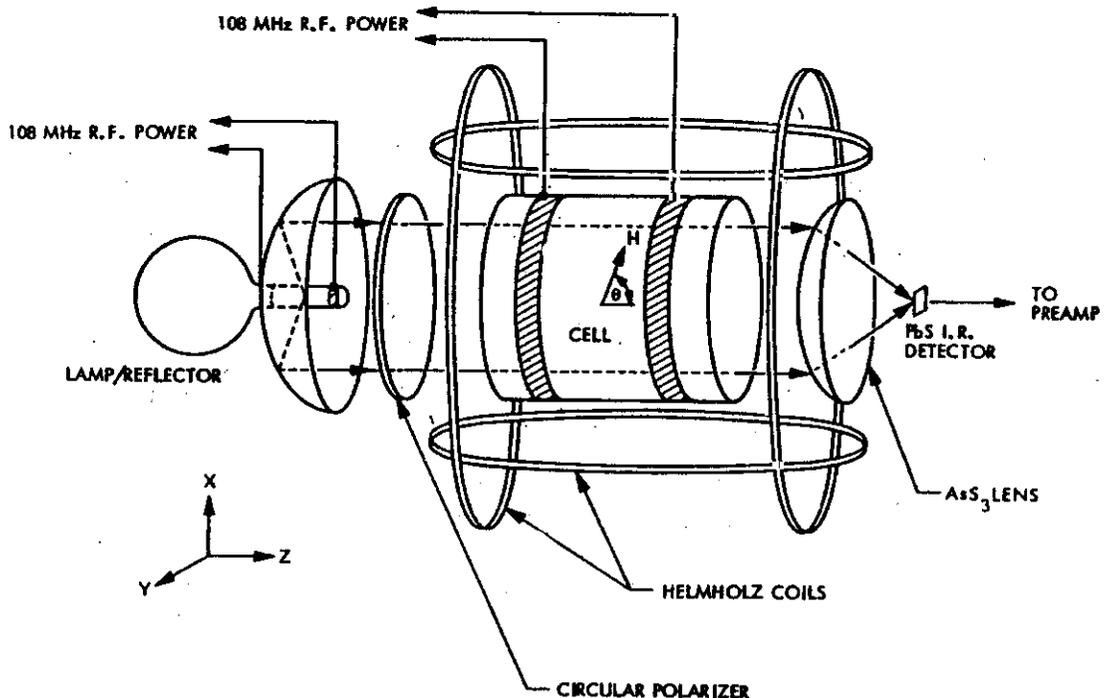


Figura 2.1. Esquema del sensor VHM (ver texto para una descripción detallada). En la imagen sólo se presentan dos de los tres pares de bobinas de Helmholtz (tomada de Frandsen *et al.* [1978]).

Las bobinas de Helmholtz (figura 2.1) originan campos magnéticos en tres ejes ortogonales. Según variamos el módulo de los campos en dos de estos ejes, el campo resultante \mathbf{B}_h gira en un plano un ángulo de 2π , produciendo una modulación sinusoidal de la intensidad del detector de IR (barrido). El efecto combinado del campo \mathbf{B}_h y el campo del ambiente \mathbf{B} sobre la intensidad del detector es una señal de forma sinusoidal a la frecuencia de barrido cuya magnitud es proporcional a la intensidad de \mathbf{B} y cuya fase depende de la dirección de \mathbf{B} en el plano del barrido. La obtención de medidas en tres dimensiones se consigue alternando dicho plano.

Experimento MFI (Magnetic Field Instrument)

La instrumentación básica seleccionada para el experimento MFI [Lepping *et al.*, 1995] está basada en los magnetómetros desarrollados previamente para las misiones Voyager, ISPM, GIOTTO y Mars Observer. Se trata de una configuración doble en la que el sensor externo se localiza en la parte exterior del brazo de 12 m y el interno aproximadamente en el centro entre el externo y el cuerpo central del satélite.

Cada sensor consta de un conjunto de magnetómetros triaxiales ortogonales y elementos de control térmico. Los magnetómetros son del tipo "fluxmetros" y permiten medir campos magnéticos débiles con un bajo consumo y una gran resolución. Su desarrollo comienza en la II Guerra Mundial, empleándose como detector de submarinos. Actualmente son los más utilizados, no sólo en satélites, sino también en numerosas aplicaciones industriales, militares y científicas.

Cada uno de los magnetómetros de MFI está formado por un anillo de un material ferromagnético sobre el que se enrolla una bobina (fig.1.2). Dicho material se ha elegido con alta permeabilidad, de forma que una pequeña variación del campo externo (\mathbf{H}) produce una importante variación en \mathbf{B} , proporcionando al magnetómetro una gran sensibilidad. Esta variación de \mathbf{B} produce una variación del flujo de la

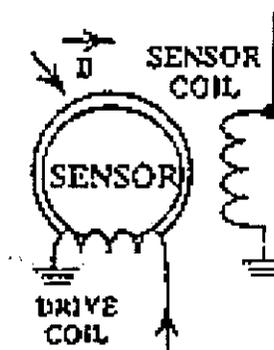


Figura 2.2. Esquema del sensor del magnetómetro MFI (tomado de Lepping *et al.* [1993]).

sección del anillo que se mide utilizando una bobina enrollada sobre el anillo. Dado que dicha sección es constante, la variación del flujo es únicamente función de **B**. Así pues, la salida final de un magnetómetro es una señal proporcional al campo que pretendemos medir.

La utilización simultánea de tres sensores formando una distribución ortogonal permite obtener tres conjuntos de señales que nos proporcionan información total del vector campo magnético. El instrumento MFI es capaz de medir ocho órdenes de magnitud en campo magnético, desde 0.001 a 65536 nT por eje, a un ritmo de 44 vectores/s.

2.4.2. Experimentos de plasma de viento solar

En el diseño de la instrumentación de plasma deben considerarse las características que presentan las distribuciones de electrones e iones del viento solar y que resumimos a continuación:

1. Los electrones deben medirse en todas las direcciones, mientras que sólo es necesario considerar un rango de unos 20° de la dirección solar para los iones.
2. El rango de energía por unidad de carga de los electrones abarca desde 0 a más de 1000 V, sin embargo para los iones es de 240 a 11000 V (debido a que las velocidades de los iones varían aproximadamente entre 250 y 750 kms⁻¹).
3. Las distribuciones de energía de los iones son muy estrechas, siendo suficiente una resolución de un 6-7%, mientras que las de los electrones son muy anchas, obligando a disponer de instrumentos de gran resolución.

Teniendo en cuenta el método que se emplea para discriminar la energía de las partículas que alcanzan el detector, podemos diferenciar dos tipos de instrumentos: los analizadores electrostáticos y los detectores de rejilla (copa de Faraday). El experimento embarcado en ISEE3 [Bame *et al.*, 1978] es del primer tipo, mientras que en WIND [Ogilvie *et al.*, 1995] se encuentran detectores de ambas clases.

No obstante, cualquiera que sea el tipo de detector utilizado, tanto la densidad como la velocidad del viento solar proceden del ajuste de una función de distribución a

las medidas del flujo de partículas del viento solar en cada intervalo de energía y ángulo sólido.

Copa de Faraday

La copa de Faraday consta de una rejilla a la que se aplica un potencial variable, conocida con el nombre de modulador. En la figura 2.3 se ilustra un esquema mostrando el modo de funcionamiento. Como se observa, el voltaje del modulador varía

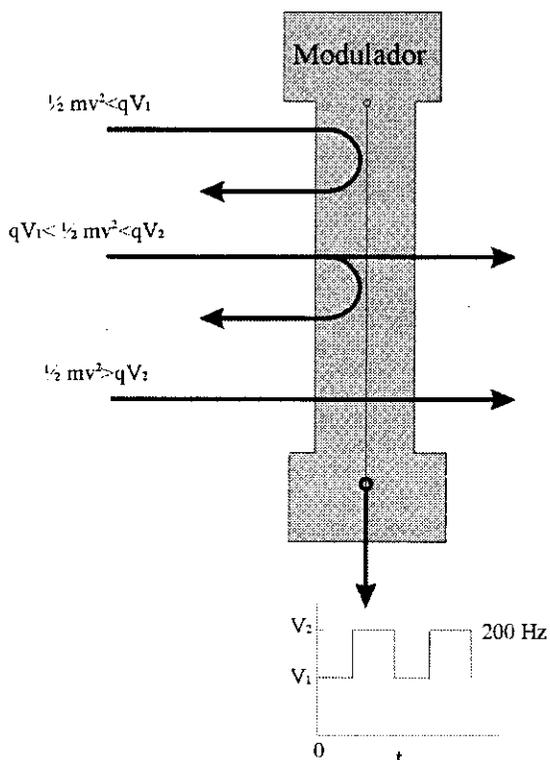


Figura 2.3. Esquema ilustrando la forma de discriminar las partículas en función de su energía cinética (v corresponde a la componente de la velocidad perpendicular al plano del modulador).

seleccionando las partículas cuya componente de velocidad perpendicular a la rejilla se encuentra en un rango determinado. De este modo se obtiene el flujo de partículas que alcanzan el sensor con un determinado rango de energía.

El sensor embarcado en WIND tiene un gran ángulo sólido de aceptación (aproximadamente 60°), sin embargo se observa que la distribución del flujo de partículas depende del ángulo de incidencia. Como prueba de ello, veamos la simulación de la respuesta de una copa de Faraday ante la llegada de un flujo de partículas de viento solar con una velocidad media de 400 kms^{-1} y una desviación de 40 kms^{-1} (figura 2.4). Los paneles muestran las corrientes medidas

respecto al ángulo de azimuth del satélite para una secuencia del modulador. De manera análoga a la simulación, la dirección de un flujo de partículas incidente viene determinada por el ángulo azimuthal en el que se presenta el pico de corriente (panel inferior figura 2.4).

El ángulo de elevación puede determinarse considerando la diferencia entre las corrientes medidas en dos placas colectoras, o bien, como es el caso de SWE utilizando dos copas de Faraday inclinadas respecto al plano de giro del satélite.

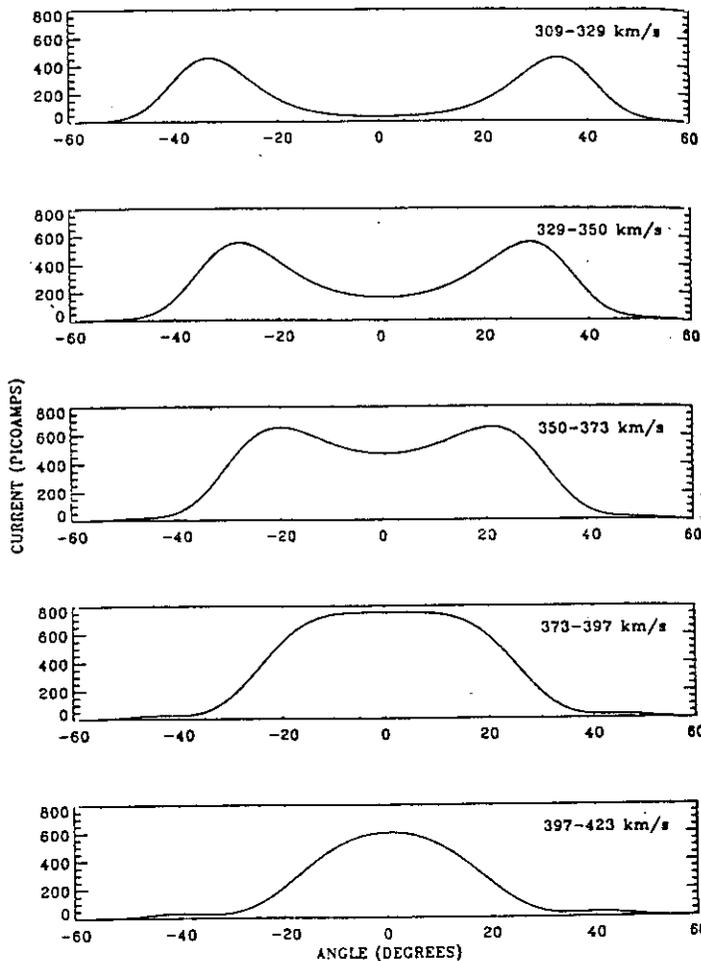


Figura 2.4. Simulación de las corrientes medidas por una copa de Faraday respecto al ángulo de azimuth para un flujo de 10 protones por cm^{-3} a una velocidad de 400 km/s y velocidad térmica más probable 40 km/s (tomada de [Ogilvie et al., 1993]).

de los protones como función de una única temperatura (isotrópica) y Maxwelliana, se encuentra la distribución que mejor ajusta a los datos experimentales. El ajuste proporciona la velocidad de los protones, densidad y temperatura más probable. El resultado del ajuste se utiliza para restar la contribución de los protones a las medidas experimentales, repitiendo el ajuste nuevamente para determinar los parámetros de las partículas α . Las densidades tanto de partículas α como de protones pueden ser incorrectas cuando las funciones de distribución presenten fuertes rasgos no-Maxwellianos.

La temperatura de las partículas del viento solar suele expresarse a través del término conocido como la velocidad térmica. Para obtener dicho parámetro se considera que la energía térmica del viento solar es equivalente a la energía cinética de sus

Los sensores del tipo Copa de Faraday proporcionan muy buenos resultados debido a que se utilizan para medidas de la componente de iones del viento solar. Recordemos que la función de distribución de los iones es muy estrecha y además la mayor parte de las partículas se encuentran en un rango de 20° de la dirección Solar.

Para obtener la densidad, temperatura o velocidad del viento solar se analizan como un conjunto las corrientes medidas para diferentes energías por unidad de carga de ambas FCs obtenidas para diferentes ángulos de azimuth del satélite. Modelando la distribución de la velocidad

partículas. Entre la velocidad térmica y la temperatura existe por lo tanto la siguiente relación: $V_{th} = \sqrt{2kT/m}$, siendo m la masa del protón.

Analizadores electrostáticos

Los analizadores electrostáticos se basan en la aplicación de un campo eléctrico para controlar el movimiento de partículas cargadas. Tanto en el caso de WIND como en el de ISEE3, los experimentos de plasma de viento solar presentan analizadores electrostáticos de sección esférica, abarcando un ángulo de 135° en el instrumento de ISEE 3 y de 127° en el de WIND. Al término de cada analizador se localizan fotomultiplicadores (*channeltron*) en los que las partículas analizadas se convierten en electrones secundarios.

Los analizadores electrostáticos presentan colimadores en su entrada que limitan el campo de visión a menos de 10°x10°. Las partículas que penetran en su interior son analizadas en energía por unidad de carga mediante un barrido de voltaje en las placas del analizador, proporcionando una resolución en energías $\Delta E/E$ aproximadamente de 0.06. Estas características hacen que los analizadores electrostáticos resulten instrumentos útiles para medir especialmente el flujo de electrones, aunque su utilización se extiende

también para medir el flujo de iones. Para ello, en el caso de WIND se cambia de forma secuencial la dirección del campo eléctrico del analizador midiendo en cada caso partículas con carga positiva o negativa, mientras que en ISEE3 se dispone de un analizador para iones y otro para electrones que nos permiten obtener el flujo de partículas (electrones o iones) en función de su energía.

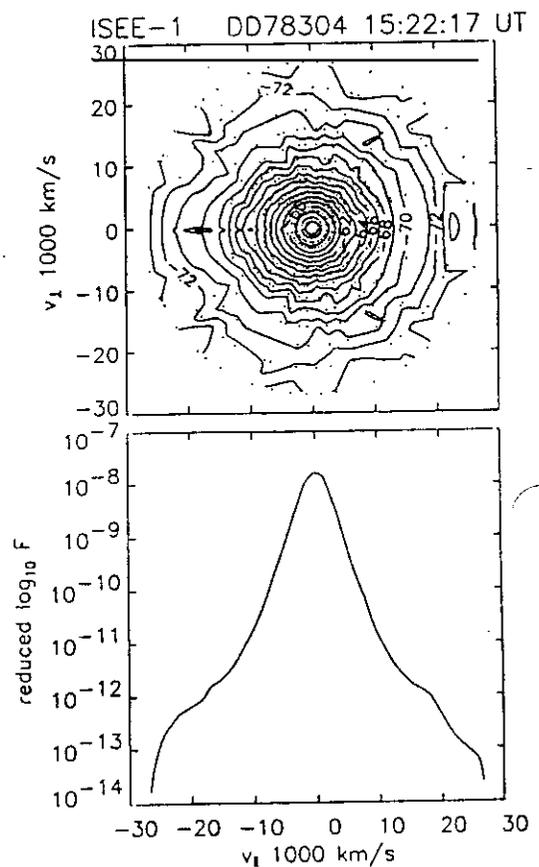


Figura 2.5. Función distribución reducida obtenida de VEIS (tomada de [Ogilvie et al., 1993]).

Para obtener información de la dirección de las partículas el experimento a bordo de WIND, VEIS (*Vector Electron and Ion Spectrometer*), utiliza dos conjuntos de tres analizadores dispuestos según tres ejes ortogonales en sentidos opuestos. No obstante, la función distribución se analiza considerando los datos proporcionados en una rotación completa del satélite. Un ejemplo de las funciones de distribución que se obtienen se ilustra en la figura 2.5. Su tratamiento matemático nos proporcionará los parámetros físicos que caracterizan el flujo del viento solar medido tales como la velocidad, temperatura o densidad, del mismo modo que en las copas de Faraday.

No obstante, si comparamos las medidas de densidad de las copas de Faraday con las obtenidas simultáneamente por los VEIS existe aproximadamente un factor dos en la relación entre ambos valores. Este resultado es un hecho esperado debido a los efectos del potencial del satélite [Scime et al., 1994]. Dado que el satélite WIND posee carga positiva, atrae los electrones del viento solar, lo que origina un exceso de densidad de electrones en torno al satélite. Por lo tanto la densidad observada por VEIS es mayor que la verdadera densidad del viento solar. Este no es el caso de las medidas de densidad de las FCs ya que los iones del viento solar tienen energías mucho mayores que el potencial típico del satélite. Actualmente resulta posible estimar el potencial del satélite (Maksimovic et al. [1998]), obteniendo valores de 2 a 7 V.

Un problema adicional es el que surge cuando necesitamos evaluar el flujo neto de partículas en una dirección. Para ello hemos de restar los flujos medidos en un par de detectores que observan en sentidos opuestos, obteniendo valores extremadamente pequeños. Una pequeña variación en la orientación de cualquiera de estos detectores induce un error en el flujo medido, originando un error en la magnitud del flujo total resultante en esa dirección que es superior a la propia magnitud. Este razonamiento llevado a cabo con la obtención del flujo neto en una dirección puede extrapolarse al cálculo de cualquier momento impar de la función distribución, no así con los momentos pares dado que su resultado es siempre acumulativo.

3

UN NUEVO MODELO PARA LA TOPOLOGIA DE LAS NUBES MAGNÉTICAS

3.1 Introducción

El término *nube magnética* (capítulo 1) se refiere a un fenómeno observado por satélites que se encuentran en la heliosfera y que presenta propiedades anómalas comparadas con las esperadas para el viento solar. Como ya hemos mencionado anteriormente, se caracteriza por una rotación del vector campo magnético de un ángulo de unos 180° y en un aumento de su intensidad hasta valores del orden de 10 nT o mayores. A diferencia de los choques interplanetarios, donde el campo magnético cambia bruscamente, en el caso de las nubes magnéticas tanto la variación de dirección como de intensidad del campo magnético se produce de forma uniforme y suave. Además la aparición de este comportamiento en los datos de campo magnético está acompañada de una caída de la temperatura del plasma.

Se han elaborado diferentes modelos teóricos para la topología de las líneas de campo magnético del interior de estas nubes, tratando de reproducir las medidas experimentales. Aunque se encuentra una descripción detallada de dichos modelos en el capítulo 1, resumiremos aquí brevemente sus características fundamentales. *Burlaga et al.* [1981] consideraron las nubes magnéticas como bucles magnéticos en cuya sección las líneas de campo magnético son curvas cerradas planas. Esta configuración magnética no es estable, y por lo tanto no puede explicar que la estructura de estos fenómenos se mantenga hasta más allá de 2 UA.

La búsqueda de una configuración estable llevó a *Goldstein* [1983] a proponer que las nubes magnéticas eran configuraciones "*force-free*". Como ya vimos en el capítulo 1, este término equivale a considerar que en dichas estructuras la fuerza de Lorentz es despreciable. *Burlaga* [1988] demostró que este tipo de configuración, para el caso de simetría cilíndrica, reproducía la dirección del campo magnético observada por un satélite según pasa una nube magnética. Determinó incluso la orientación del eje de la nube en el medio interplanetario, pero no consiguió reproducir los resultados experimentales de la intensidad de campo magnético.

Por otra parte, la evidencia de que las nubes magnéticas se expanden según se alejan del Sol resulta incompatible con un sistema *force-free*. Modelos teóricos más

recientes [Chen, 1996] consideran la nube como un bucle conectado al Sol que se expande en el medio interplanetario, formando una cuerda de flujo magnético. Estos modelos se han desarrollado de forma teórica utilizando una geometría toroidal, pero no se han comparado con las medidas experimentales realizadas en el viento solar.

Como se deduce de lo expuesto anteriormente, la configuración de las nubes magnéticas constituye hoy por hoy un tema abierto a la investigación. En este trabajo hemos desarrollado un nuevo modelo sin imponer la condición *force-free* y utilizando como base la geometría toroidal, propuesta por los modelos más recientes. El modelo proporciona, a partir del paso de una sonda, una estimación de la densidad de corriente en el interior de la nube magnética, así como de su orientación en el medio interplanetario y, a diferencia de los anteriores, consigue reproducir los diferentes perfiles que se observan para la intensidad del campo magnético en el interior de las nubes. Comenzamos este capítulo describiendo algunos aspectos de la geometría que utilizamos en el desarrollo del modelo, pasando a continuación a desarrollar las ecuaciones de Maxwell para el caso de una cuerda de flujo con la condición de \mathbf{j} constante. De este modo, obtenemos finalmente las ecuaciones del modelo que describe la topología de las líneas de campo en el interior de una nube magnética.

3.2 Sistema de referencia: sistema propio de la nube magnética

La topología de cuerda de flujo (apéndice 1) es aceptada actualmente por todos los modelos de nubes magnéticas. Como vimos en el capítulo 1, las protuberancias presentan una estructura de cuerda de flujo antes de su erupción en el Sol, por lo que esta estructura podría mantenerse en el viento solar. Recordemos que, según esta topología, las líneas de campo magnético se asemejan a los distintos cabos de una cuerda (de aquí la denominación de cuerda de flujo) de forma que el campo se hace totalmente axial en el eje de la nube, aumentando la componente poloidal a medida que nos alejamos de dicho eje hasta alcanzar la superficie exterior de la nube (donde la componente axial se anula).

Consideramos inicialmente que la nube magnética es una cuerda de flujo que constituye un toroide en el que la expansión de la sección es despreciable durante el tiempo que dura la observación por el satélite. A la vista de dicha geometría, el sistema de coordenadas más apropiado para describir esta estructura es el sistema de referencia toroidal. La figura 3.1 ilustra dicha situación para el caso de un toroide ideal cuyo eje menor descansa sobre el plano X^*Y^* y cuyo eje mayor (Z^*) sale de dicho plano completando el sistema cartesiano. Nos referiremos posteriormente a

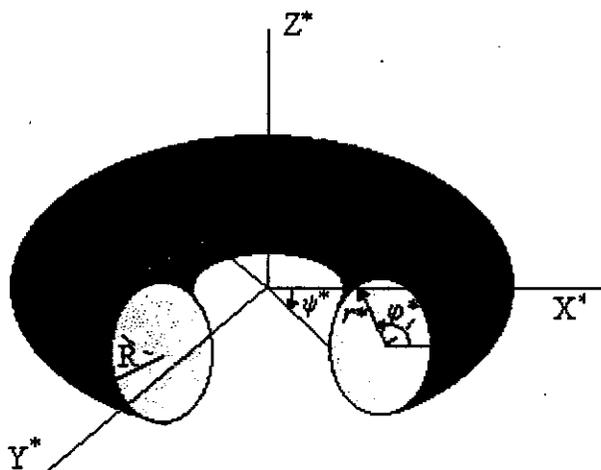


Figura 3.1. Sistema propio de la nube. En la figura se observan tanto las coordenadas cartesianas (x^*, y^*, z^*) como las coordenadas toroidales (r^*, φ^*, ψ^*) .

este sistema de referencia como **sistema cartesiano propio de la nube.**

El eje menor de un toroide viene determinado en este sistema de referencia por los puntos pertenecientes a la circunferencia

$$(x^*)^2 + (y^*)^2 = \rho_0^2,$$

donde ρ_0 representa el radio mayor del eje menor del toroide (fig. 3.1). Este eje se conoce también como el **eje de la nube magnética**. Alternativamente, una vez establecido ρ_0 , también podemos expresar la posición de un punto en el espacio en este sistema de referencia en función de sus coordenadas toroidales (r^*, φ^*, ψ^*) . La primera coordenada, r^* , es el *radio menor* y representa la distancia de un punto al eje menor (o eje de la nube). Las dos siguientes son las coordenadas angulares y representan el giro respecto al eje menor (*coordenada poloidal*, φ^*) y al eje mayor (*coordenada toroidal*, ψ^*). El sentido para la medición de ángulos se puede ver en la figura 3.1. También se observa que la superficie exterior de la nube magnética está definida por los puntos donde $r^* = R$, siendo R el radio de la nube (o máximo radio menor)

La introducción de un sistema de coordenadas exige establecer una base de vectores definidos a partir de las direcciones de máxima variación de cada una de sus

componentes. En el caso de la geometría toroidal, que estamos considerando, los vectores unitarios $\{\mathbf{u}_{r^*}, \mathbf{u}_{\varphi^*}, \mathbf{u}_{\psi^*}\}$ (fig. 3.2) definen el **sistema toroidal propio de la nube**.

El primer vector, \mathbf{u}_{r^*} , se define en la dirección de máxima variación de la componente radial r^* , saliendo radialmente del eje menor del toroide. El vector \mathbf{u}_{ψ^*} define la dirección toroidal y se dirige según el eje menor del toro, mientras que la dirección poloidal, \mathbf{u}_{φ^*} , representa una variación angular en torno a dicho eje.

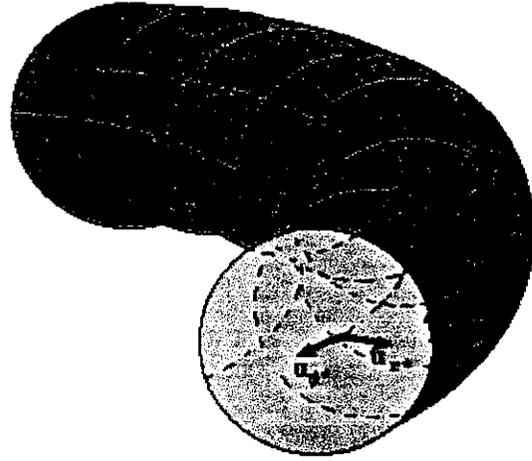


Figura 3.2. Vectores unitarios que definen el sistema toroidal propio de la nube.

Así pues, si adoptamos una topología de una cuerda de flujo, las líneas de campo magnético pueden describirse de forma simple en este sistema de referencia propio de la nube únicamente considerando dos vectores unitarios, \mathbf{u}_{φ^*} y \mathbf{u}_{ψ^*} , siendo su componente en la dirección radial nula. De este modo, en la superficie externa de la nube el campo magnético tiene únicamente componente en la dirección \mathbf{u}_{φ^*} (o poloidal) y en el eje componente \mathbf{u}_{ψ^*} (o toroidal). En el interior de la nube, el campo magnético es una combinación lineal de ambas componentes.

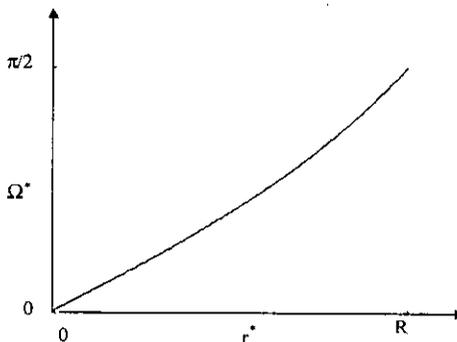


Figura 3.3. Variación del *pitch angle* con la distancia al eje de la nube según el modelo de Burlaga [1988].

El ángulo que mide la inclinación de las líneas del campo magnético respecto al eje de la nube se denomina "*pitch-angle*" (Ω^*) y se obtiene a partir de la expresión

$$\text{tg} \Omega^* = \frac{B_{\varphi^*}^*}{B_{\psi^*}^*} \quad (3.1)$$

donde $B_{\varphi^*}^*$ y $B_{\psi^*}^*$ corresponden a la componente poloidal y toroidal del campo

magnético, respectivamente. En la figura 3.3 se muestra la variación de Ω^* con la distancia al eje de la nube según el modelo de *Burlaga* [1988]. Se observa que, según este modelo, dicho ángulo no depende del suceso considerado y que aumenta casi linealmente desde el eje de la nube hasta el borde.

Alternativamente, podemos expresar también el vector campo magnético en coordenadas cartesianas del sistema propio de la nube $(B_{x^*}^*, B_{y^*}^*, B_{z^*}^*)$. La relación entre estas componentes y las coordenadas toroidales $(B_{r^*}^*, B_{\phi^*}^*, B_{\psi^*}^*)$ viene determinada por las siguientes ecuaciones:

$$\begin{aligned} B_{x^*}^* &= -B_{\phi^*}^* \sin \varphi^* \\ B_{y^*}^* &= B_{\psi^*}^* \\ B_{z^*}^* &= B_{\phi^*}^* \cos \varphi^* \end{aligned} \tag{3.2}$$

3.3 Ecuaciones del modelo

Una vez fijado el sistema de referencia idóneo para analizar la topología de una nube magnética, el siguiente paso que daremos será desarrollar las ecuaciones de Maxwell en dicho sistema, de donde deduciremos las ecuaciones para el campo magnético.

Como paso previo para ello impondremos las siguientes condiciones:

1. Las líneas de campo de una nube magnética presentan la topología de una cuerda de flujo, es decir, no presentan componente radial. De esta forma, el vector campo magnético en el sistema propio de la nube será $(0, B_{\phi^*}^*, B_{\psi^*}^*)$.
2. Supondremos una sección circular para la nube magnética.
3. La densidad de corriente en el sistema propio de la nube no presenta componente radial y sus componentes toroidal, $j_{\psi^*}^*$, y poloidal, $j_{\phi^*}^*$, son constantes. Así, el vector \mathbf{j}^* vendrá determinado por $(0, j_{\phi^*}^*, j_{\psi^*}^*)$.

Comenzamos analizando la ecuación de Maxwell

$$\nabla \times \mathbf{B}^* = \mu_o \mathbf{j}^* \quad (3.3)$$

expresando el rotacional del campo magnético en coordenadas toroidales. Así, obtenemos el siguiente sistema de ecuaciones a resolver:

$$\frac{-\operatorname{sen} \varphi^*}{(\rho_o + r^* \cos \varphi^*)} B_{\psi^*}^* + \partial_{\varphi^*} B_{\psi^*}^* - \frac{1}{(\rho_o + r^* \cos \varphi^*)} \partial_{\psi^*} B_{\varphi^*}^* = 0 \quad (3.4)$$

$$\partial_{r^*} B_{\psi^*}^* + \frac{\cos \varphi^*}{(\rho_o + r^* \cos \varphi^*)} B_{\psi^*}^* = -\mu_o j_{\varphi^*}^* \quad (3.5)$$

$$\frac{1}{r^*} B_{\varphi^*}^* + \partial_{r^*} B_{\varphi^*}^* = \mu_o j_{\psi^*}^* \quad (3.6)$$

De la ecuación (3.6) obtenemos como solución:

$$B_{\varphi^*}^*(r^*, \varphi^*) = \frac{C_1}{r^*} + \mu_o j_{\psi^*}^* \frac{r^*}{2} \quad (3.7)$$

El primer término no tiene sentido físico puesto que diverge en $r^* = 0$. Por lo tanto, con objeto de evitar esta singularidad, la constante C_1 ha de ser nula, quedando como solución para la componente poloidal

$$B_{\varphi^*}^*(r^*, \varphi^*) = \mu_o j_{\psi^*}^* \frac{r^*}{2} \quad (3.8)$$

Por otro lado, la solución de la ecuación (3.5) es

$$B_{\psi^*}^*(r^*, \varphi^*) = \frac{C_2}{\rho_o + r^* \cos \varphi^*} - \mu_o j_{\varphi^*}^* r^* \frac{\rho_o + \frac{r^*}{2} \cos \varphi^*}{\rho_o + r^* \cos \varphi^*} \quad (3.9)$$

que corresponde a la componente toroidal del campo magnético en el interior de la nube. Para que esta solución (3.9), junto con (3.8), cumpla la ecuación (3.4), debemos exigir valores muy grandes de ρ_o (teóricamente en el límite ρ_o tendiendo a ∞). Pero, desde un punto de vista físico, un valor grande de ρ_o implica que localmente la nube presenta una estructura cilíndrica. Este tipo de estructura resulta consistente cuando la nube está muy alejada del Sol y, por tanto, su curvatura es despreciable.

Así pues, en estas condiciones, en el primer término de (3.9) podemos hacer la aproximación $\rho_o + r^* \cos \varphi^* \approx \rho_o$ y obtenemos

$$B_{\psi^*}^*(r, \varphi) = B_{\psi^*}^0 - \mu_o j_{\varphi^*}^* r^* \quad (3.10)$$

donde hemos introducido la constante de integración $B_{\psi^*}^0 = C_2 / \rho_0$.

Si recordamos que en una cuerda de flujo el campo magnético presenta únicamente componente toroidal en el eje, mientras que en el borde externo de la nube ($r^* = R$) el campo magnético se hace totalmente poloidal, entonces la constante $B_{\psi^*}^0$ de la expresión (3.11) será $B_{\psi^*}^0 = \mu_0 j_{\phi^*}^* R$, que es consistente con la ecuación de Maxwell (3.3).

En estas condiciones de ρ_0 muy grande, debemos imponer también a las soluciones obtenidas de (3.3) la otra ecuación de Maxwell para el campo magnético

$$\nabla \cdot \mathbf{B}^* = 0 \quad (3.11)$$

Desarrollando el gradiente del vector campo magnético en coordenadas toroidales, se obtiene que las componentes del campo magnético $B_{\phi^*}^*$ y $B_{\psi^*}^*$ (ecs. 3.8 y 3.9) sólo cumplen la expresión (3.11) cuando ρ_0 tiende a ∞ .

Así pues, las ecuaciones del modelo para el campo magnético en el interior de una nube se resumen finalmente en las siguientes:

$$\begin{aligned} B_{r^*}^*(r^*, \phi^*) &= 0 \\ B_{\phi^*}^*(r^*, \phi^*) &= \mu_0 j_{\psi^*}^* \frac{r^*}{2} \\ B_{\psi^*}^*(r^*, \phi^*) &= \mu_0 j_{\phi^*}^* (R - r^*) \end{aligned} \quad (3.12)$$

La figura 3.4 ilustra la dependencia de $B_{\phi^*}^*$ y $B_{\psi^*}^*$ con respecto a r^* según (3.12). A medida que nos alejamos del eje del cilindro la componente poloidal del campo magnético aumenta, sin embargo, la componente toroidal disminuye.

La intensidad de campo magnético y el "pitch-angle" obtenidos con nuestro modelo para diferentes valores de las componentes de la densidad de corriente se representan en la

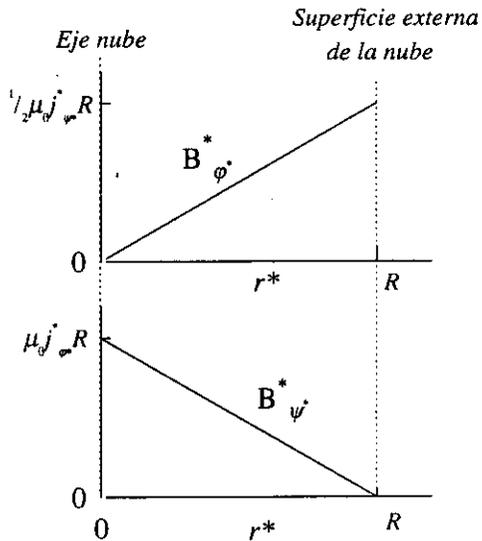


Figura 3.4. Variación de las componentes poloidal y toroidal del campo magnético en el interior de una nube respecto a la distancia al eje según las ecuaciones del modelo.

figura 3.5. Se observa que, dependiendo de dichas componentes, las ecuaciones obtenidas pueden conseguir tanto perfiles de intensidad de campo magnético con un valor máximo en el eje de la nube, como aquellos que presentan un valor menor en dicho eje respecto a los que tiene en el borde de la nube. Asimismo, la variación del *pitch angle* depende también de la relación entre las componentes de la densidad de corriente, a diferencia del modelo de *Burlaga* [1988] donde esta variación es idéntica para todos los casos y prácticamente uniforme (figura 3.3).

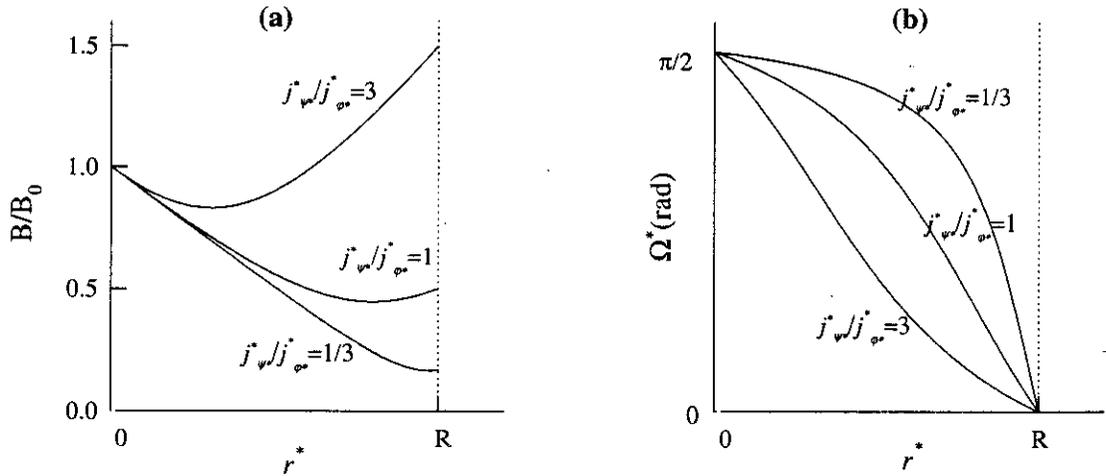


Figura 3.5. (a) Variación de la intensidad de campo magnético en el interior de una nube magnética con la distancia al eje para diferentes relaciones entre las componentes de la densidad de corriente. B_0 es la intensidad de campo magnético en el eje de la nube. (b) Variación del *pitch angle* con la distancia al eje de la nube. Se observa que el perfil es diferente dependiendo de la relación entre las componentes de la densidad de corriente.

Una vez determinadas las ecuaciones del modelo en el sistema propio de la nube, pasamos a describir la transformación de dichas expresiones al sistema GSE (al que se refieren las medidas experimentales) con objeto de ajustar a los datos obtenidos en el viento solar. Veremos que las aproximaciones utilizadas para calcular el campo magnético en el interior de una nube magnética resultan aceptables para las observaciones realizadas por satélites a 1 UA. No obstante, hay que tener presente la limitación del modelo cuando no se cumpla la condición $\rho_0 \gg R$, lo que sucede por ejemplo en zonas próximas a la superficie solar.

3.4 Componentes del campo magnético en el sistema de referencia GSE.

De cara a ajustar el modelo a los datos experimentales, necesitamos proyectar las ecuaciones (3.12) en el sistema GSE, al que están referidos dichos datos.

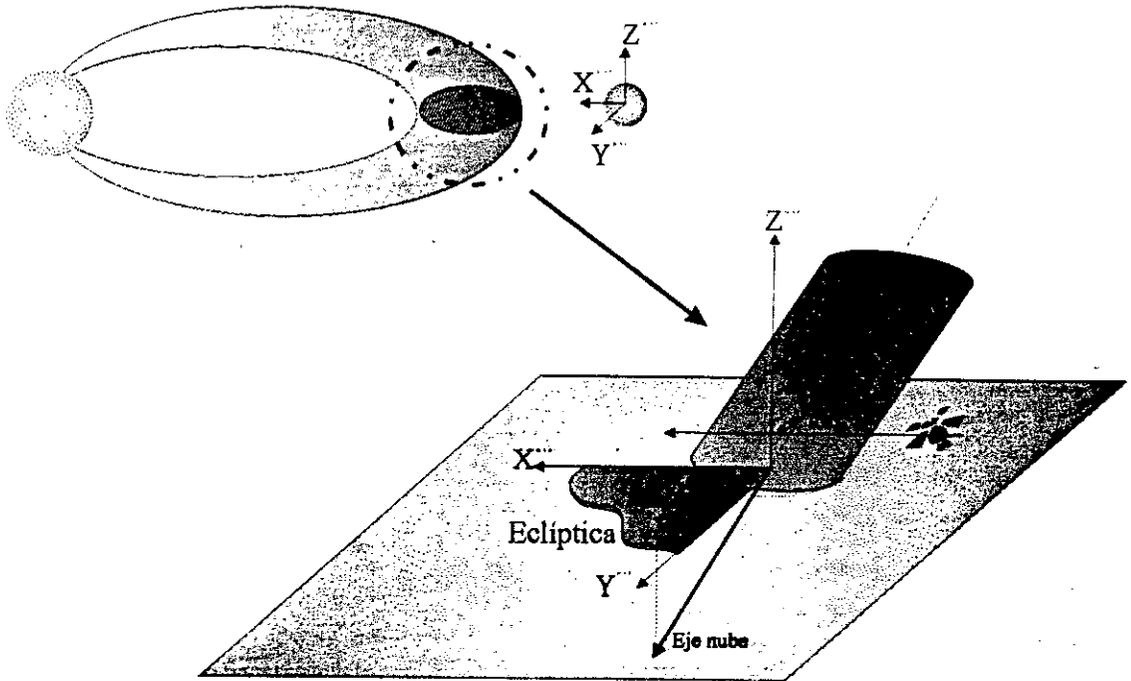


Figura 3.6. Esquema de la situación considerada para analizar el campo magnético en el interior de una nube en un caso general. Se observa que el eje de la nube presenta una latitud θ y una longitud ϕ , respecto al sistema GSE, así como las coordenadas (x_0, y_0, z_0) del punto más cercano de dicho eje a la trayectoria del satélite en el mismo sistema y la distancia y_0 .

En la figura 3.6 se representan los diferentes sistemas de referencia que usaremos a la hora de expresar el campo magnético de las nubes:

- **El sistema de referencia GSE.** Su descripción detallada se encuentra en el apéndice 3. Las expresiones para las componentes teóricas del campo magnético en este sistema las denotaremos por $(B_x^{GSE}, B_y^{GSE}, B_z^{GSE})$.

En un caso general, como se observa en la figura, el eje de la nube magnética presenta una latitud θ y una longitud ϕ respecto a este sistema, situación que debemos incluir en nuestro tratamiento del problema.

En el instante de encuentro del borde más externo de la nube con el satélite, las coordenadas GSE del punto del eje de la nube más cercano al satélite son $(x_c, 0, z_c)$, donde la coordenada y_c la hemos supuesto nula puesto que los satélites utilizados en este trabajo se encuentran situados aproximadamente en la línea Sol-Tierra.

- **El sistema de referencia cartesiano de la nube.** En la sección 3.1 describimos este sistema. Como se observa en la figura 3.6, hemos seleccionado el eje Y^* de forma que éste sea paralelo al del eje de la nube en el momento de la observación. Las ecuaciones del modelo para el campo magnético en el interior de una nube $(B_{x^*}^*, B_{y^*}^*, B_{z^*}^*)$ están expresadas por la ecuación (3.2), a partir de las soluciones de la ecuación (3.12).

Una vez descritos los diferentes sistemas de referencia que utilizaremos a lo largo de este trabajo, y antes de seguir adelante, necesitamos determinar las coordenadas r^*, φ^* del satélite respecto al sistema de la nube para cada instante, t . Esto nos permitirá conocer en qué punto de la nube se realizó dicha medida, y de este modo, podremos calcular el campo magnético a partir de las ecuaciones del modelo.

Para ello consideraremos que la trayectoria del satélite relativa a la nube sigue la dirección Sol-Tierra. Esta aproximación está fundamentada en las medidas experimentales de la velocidad de viento solar, ya que en el interior de una nube magnética se observa que su componente x-GSE representa del orden de 95% del módulo de la velocidad total. Impondremos además dos condiciones adicionales:

- En primera aproximación, la velocidad de la nube respecto del satélite, v , es constante y
- La expansión de la nube es lo suficientemente lenta como para poder despreciar la variación de su tamaño durante el tiempo de observación.

Así pues, teniendo en consideración todo lo expuesto anteriormente, la posición del satélite en un instante cualquiera t , vendrá determinada en el sistema GSE por el vector $(x_{sat}, 0, 0)$, siendo x_{sat} una función lineal de t que se expresa como

$$x_{sat} = v \cdot (t - t_0) \quad (3.13)$$

donde v es a la velocidad media del viento solar medida en el intervalo de la nube y t_0 es el instante el que el satélite entra en contacto con la nube.

Una vez que conocemos la posición del satélite en el interior de la nube en el sistema GSE, determinamos dicha posición en el sistema de referencia de la nube en coordenadas toroidales. Considerando que el eje de la nube presenta respecto al sistema GSE una latitud θ y una longitud ϕ , las expresiones que se obtienen para las coordenadas $(r_{sat}^*, \varphi_{sat}^*)$ ¹ en el instante t son

$$\begin{aligned} r_{sat}^* &= \sqrt{[v(t-t_0) - x_c]^2 \cos^2 \phi + [[v(t-t_0) - x_c] \text{sen } \phi \text{ sen } \theta - z_c \cos \theta]^2} \\ \text{sen } \varphi_{sat}^* &= \frac{[v(t-t_0) - x_c] \text{sen } \phi \text{ sen } \theta - z_c \cos \theta}{r_{sat}^*} \\ \cos \varphi_{sat}^* &= \frac{[v(t-t_0) - x_c] \cos \phi}{r_{sat}^*} \end{aligned} \quad (3.14)$$

El radio de la nube, R , aparece en las ecuaciones del campo magnético del modelo (ec. 3.12), por lo que debemos expresarlo en función de la orientación de la nube. Teniendo en cuenta que $R = r_{sat}^*(t_0)$, obtenemos

$$R = \sqrt{x_c^2 \cos^2 \phi + (x_c \text{ sen } \phi \text{ sen } \theta + z_c \cos \theta)^2} \quad (3.15)$$

Puesto que hemos considerado que la sección de la nube es circular

$$R = r_{sat}^*(t_0) = r_{sat}^*(t_1) \quad (3.16)$$

siendo t_1 el instante en el que el satélite sale de la nube. Este sistema nos permite expresar las coordenadas x_c y z_c en función de la distancia de máximo acercamiento entre el satélite y el eje de la nube, y_0 :

$$x_c = \frac{1}{2}v(t_0 - t_1) - y_0 \frac{\text{sen } \phi \text{ sen } \theta}{\cos \phi \sqrt{1 - (\text{sen } \phi \cos \theta)^2}} \quad (3.17)$$

$$z_c = y_0 \frac{\sqrt{1 - (\text{sen } \phi \cos \theta)^2}}{\cos \theta \cos \phi} \quad (3.18)$$

Finalmente, podemos determinar las expresiones teóricas para el campo magnético que observa un satélite en el instante t cuando se encuentra en el interior de una nube magnética, teniendo en cuenta que el eje presenta una latitud θ y una longitud ϕ respecto al sistema GSE y que la distancia de máximo acercamiento entre el satélite y dicho eje es y_0 .

¹ La coordenada ψ^* no es necesaria en desarrollo del modelo, debido a que hemos considerado localmente simetría cilíndrica.

Partimos para ello de la ecuación (3.12) y, haciendo uso de (3.2), obtenemos dichas componentes teóricas en el sistema cartesiano propio de la nube $(B_{x^*}^*, B_{y^*}^*, B_{z^*}^*)$, que expresamos en el sistema GSE $(B_x^{GSE}, B_y^{GSE}, B_z^{GSE})$ mediante la siguiente relación:

$$\begin{aligned} B_x^{GSE} &= B_{x^*}^* \cos \phi - B_{y^*}^* \sin \phi \cos \theta + B_{z^*}^* \sin \phi \sin \theta \\ B_y^{GSE} &= B_{x^*}^* \sin \phi + B_{y^*}^* \cos \phi \cos \theta - B_{z^*}^* \sin \theta \cos \phi \\ B_z^{GSE} &= B_{y^*}^* \sin \theta + B_{z^*}^* \cos \theta \end{aligned} \quad (3.19)$$

Estas son las componentes que debemos ajustar finalmente a los datos experimentales $(B_x^{exp}, B_y^{exp}, B_z^{exp})$.

Concluimos resumiendo en un diagrama de flujo los pasos a seguir para obtener el campo magnético teórico que observaría un satélite en el interior de una nube magnética según nuestro modelo y que hemos de ajustar a los datos experimentales.

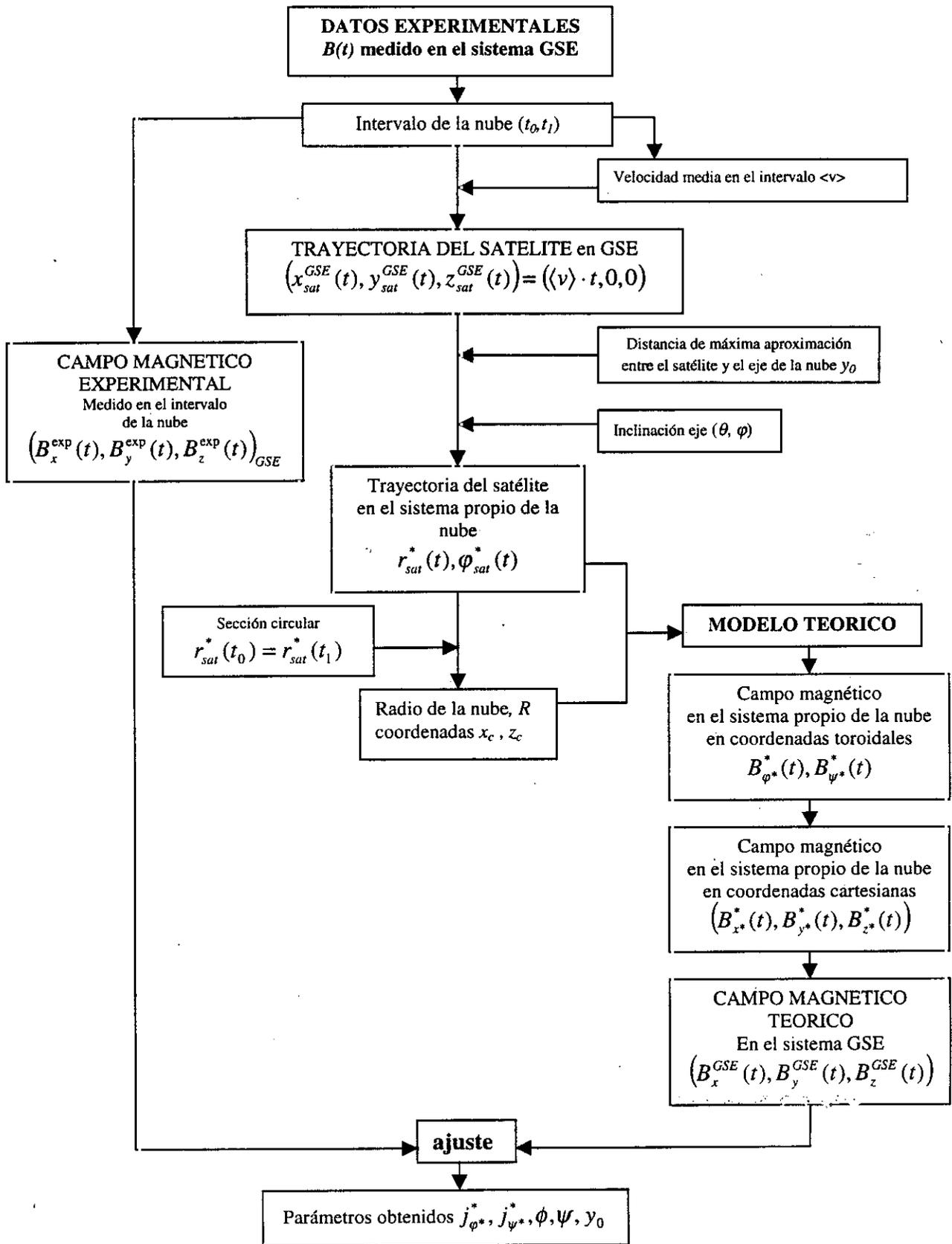


Figura 3.7. Diagrama de flujo del procedimiento de ajuste de nuestro modelo a los datos experimentales.

4

COMPARACION DEL MODELO CON LOS DATOS EXPERIMENTALES

4.1 Introducción

Finalizamos el capítulo anterior obteniendo las ecuaciones del modelo para el campo magnético en el interior de una nube. Procede por lo tanto en este capítulo comprobar que dichas ecuaciones pueden dar cuenta del comportamiento de los datos experimentales.

Con ese objetivo, estudiamos en primer lugar 18 nubes magnéticas observadas entre 1967 y 1982. Se trata de sucesos bien definidos que ya han sido analizados utilizando un modelo *force-free* [Lepping *et al.* 1990]. Por otra parte, presentamos el análisis de los 34 sucesos de nubes magnéticas identificados por el equipo del instrumento MFI de WIND desde su lanzamiento en 1995 hasta 1998. De todos los sucesos identificados en estos cuatro años sólo dos de ellos han sido analizados anteriormente con modelos *force-free*.

Así pues, este capítulo se divide en dos partes: en la primera se pretende comparar nuestro tratamiento con los modelos anteriores y en la segunda parte se analizan nuevos sucesos. En ambos casos, obtendremos con nuestro modelo la orientación de las nubes magnéticas a 1 UA, el valor de su densidad de corriente y su helicidad, es decir, algunas propiedades de estos sucesos en el viento solar.

Comenzamos explicando el procedimiento llevado a cabo para ajustar las ecuaciones del modelo a los datos experimentales.

4.2 Análisis de una nube magnética. Obtención de la densidad de corriente y orientación de su eje

Como explicamos detalladamente en el capítulo anterior, nuestro modelo expresa el campo magnético en el interior de una nube magnética en función de la densidad de corriente, la orientación del eje de la nube y el acercamiento entre el satélite y dicho eje. Estos últimos son consecuencia de la posible desorientación de la nube respecto al sistema GSE.

El campo magnético en un punto de la nube depende por lo tanto de cinco parámetros: las dos componentes de la densidad de corriente en el sistema de referencia de la nube ($j_{\phi^*}^*$, $j_{\psi^*}^*$), la latitud (ϕ) y la longitud (θ) del eje de la nube, y la distancia de máximo acercamiento entre el satélite y dicho eje, y_0 . Recordemos que el radio de la nube está determinado en función de los parámetros antes mencionados por la ecuación (3.15), lo que implica que, a diferencia del algoritmo empleado por Lepping et al., en nuestro modelo el radio no es un parámetro adicional del ajuste.

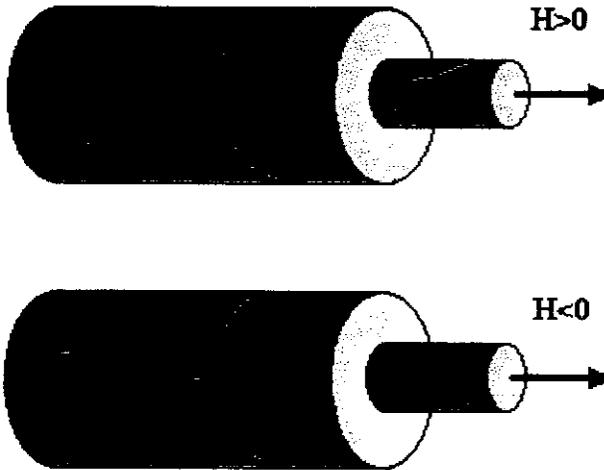


Figura 4.1. En la figura se observan las líneas de campo magnético en el interior de una nube, según se consideran en nuestro modelo. Cuando un observador situado en el eje de la nube y mirando en el sentido del campo magnético en dicho eje, ve que el campo magnético en el borde gira en sentido anti-horario (figura superior), la nube presenta helicidad (H) positiva, mientras que si lo ve girar en sentido horario (figura inferior), la helicidad es negativa (adaptación de una figura de [Bothmer y Schwenn, 1998]).

Recordemos que el sentido del eje Y^* del sistema propio de la nube coincide con el del eje de la nube, y por lo tanto con el sentido de $B_{\psi^*}^*$. Para que esto suceda, la densidad de corriente poloidal, $j_{\phi^*}^*$, debe ser positiva. Una vez establecida esta condición, el signo de $j_{\psi^*}^*$ indica el sentido de giro de la componente poloidal del campo magnético, $B_{\phi^*}^*$, determinando por lo tanto la helicidad (H) de la nube, de forma que si $j_{\psi^*}^*$ es negativa, la helicidad será positiva y si es $j_{\psi^*}^*$ positiva, entonces H será negativa (figura 4.1).

Para realizar el ajuste utilizamos un programa comercial (*Sigma Plot*) que emplea el algoritmo de Marquardt-Levenberg [Marquardt, 1963] para el método de mínimos cuadrados y donde χ^2 está dado por la expresión:

Otro de los parámetros que incluye el algoritmo de Lepping et al. es la helicidad (ver apéndice 1). Este parámetro está relacionado con el sentido de giro de la componente poloidal del campo magnético respecto al eje de la nube (figura 4.1). En nuestro tratamiento la helicidad se relaciona directamente con el signo de las componentes de la

$$\chi^2 = \sum \left[(B_x^{\text{exp}} - B_x^{\text{GSE}})^2 + (B_y^{\text{exp}} - B_y^{\text{GSE}})^2 + (B_z^{\text{exp}} - B_z^{\text{GSE}})^2 \right] / N \quad (4.1)$$

donde N es el número de vectores de campo magnético empleados en el ajuste, $(B_x^{\text{exp}}, B_y^{\text{exp}}, B_z^{\text{exp}})$ son los datos experimentales que ya describimos en el capítulo anterior, promediados cada hora, y $(B_x^{\text{GSE}}, B_y^{\text{GSE}}, B_z^{\text{GSE}})$ son los correspondientes valores teóricos dados por la ecuación (3.19).

Llegado este punto, podemos resumir las diferencias fundamentales entre nuestro modelo y el de *Burlaga* [1988] junto con el algoritmo de *Lepping et al.* [1990] en las siguientes:

- Nuestro modelo no impone la condición *force-free*, lo que supone menos restricciones físicas a la hora de abordar la topología de las nubes magnéticas.
- Las expresiones matemáticas de nuestro modelo son más simples, así como su procedimiento de ajuste. Además utiliza un menor número de parámetros.
- Además de los parámetros geométricos de orientación de la nube, nuestro modelo proporciona la densidad de corriente, un parámetro físico cuyo valor es complicado de obtener experimentalmente.

No obstante, aún falta por demostrar que el modelo es capaz de reproducir los resultados experimentales.

4.3 Nubes magnéticas de 1967 a 1982.

Con objeto de comparar nuestros resultados con los obtenidos mediante un modelo *force-free*, analizamos en esta sección un total de 18 sucesos de nubes magnéticas seleccionadas previamente por *Lepping et al.* [1990]. Se trata de sucesos muy bien definidos, la mayoría observados por ISEE3 (capítulo 2), y cuyas duraciones temporales son del orden de un día o incluso más. Presentan intensidades de campo magnético muy elevadas respecto al viento solar normal y rotaciones del vector campo magnético que abarcan un gran ángulo.

Sin embargo, en el artículo de *Lepping et al.* [1990] no se tiene en consideración a la hora de seleccionar el intervalo temporal de la nube la baja velocidad térmica, incluida entre los tres criterios establecidos por *Burlaga* [1988] como condiciones para

la existencia de una nube magnética. Por el contrario, se exige como condición adicional que la rotación del vector campo magnético presente cierta simetría y que su intensidad sea máxima en el centro de la rotación.

Nosotros hemos analizado las mismas nubes sin imponer ninguna condición adicional a las propias de su definición (capítulo 1). En la tabla 4.1 se recogen los parámetros del ajuste de las 18 nubes analizadas, de las que discutimos con detalle las correspondientes a los días 30-31 de diciembre de 1967, 19-20 de Diciembre de 1980 y 3-4 de Abril de 1978, con idea de comparar los resultados obtenidos con el modelo *force-free* y con el nuestro. En el apéndice 4 se presentan las gráficas de plasma y campo magnético del resto de los sucesos, así como el resultado del ajuste tanto para la intensidad del campo como para cada una de sus componentes en el sistema GSE.

Comienzo (año-mes-día- hora)	Fin (mes-día- hora)	j_{ψ}^* ($10^{-12} \text{ Cm}^{-2}\text{s}^{-1}$)	j_{ϕ}^* ($10^{-12} \text{ Cm}^{-2}\text{s}^{-1}$)	H	θ ($^{\circ}$)	ϕ ($^{\circ}$)	y/R	R (10^{10}m)	v (km s^{-1})	χ^2	sat
67 Dic 30 10	Dic 31 22	0.67	0.55	+	-47	90	0.13	2.8	428	0.20	IMP1
69 Feb 11 20	Feb 12 17	0.78	0.53	+	-17	222	0.09	1.72	442	0.27	IMP2
71 Jun 23 09	Jun 24 13	0.98	0.45	+	70	96	0.09	1.72	341	0.17	IMP5
72 Nov 01 02	Nov 01 13	2.07	5.15	-	7	90	0.63	1.24	490	0.14	IMP7
75 Nov 17 11	Nov 18 05	1.30	1.30	-	-18	90	0.65	1.58	367	0.16	IMP8
78 Ene 04 10	Ene 05 20	1.10	0.99	+	-5	330	0.26	1.73	549	0.36	IMP8
78 Abr 03 04	Abr 04 06	0.87	0.23	+	-82	270	0.15	2.24	473	0.50	IMP8
78 Jun 05 10	Jun 05 23	1.90	1.13	-	0	18	0.30	0.69	481	0.27	IMP8
78 Ago 27 19	Ago 28 04	3.85	1.65	-	-29	219	0.81	0.94	460	0.07	ISEE3
78 Oct 29 23	Oct 31 12	0.76	0.38	-	-52	106	0.07	2.58	392	0.20	ISEE3
79 Sep 18 16	Sep 19 17	1.12	0.86	-	59	185	0.60	1.78	367	0.10	ISEE3
80 Feb 16 01	Feb 17 06	1.14	0.86	-	-31	93	0.17	2.0	378	0.07	ISEE3
80 Mar 19 18	Mar 21 12	0.94	0.59	+	-8.5	95	0.10	2.4	326	0.12	ISEE3
80 Dic 19 12	Dic 20 14	2.20	1.23	-	-1	107	0.10	2.26	504	0.18	ISEE3
81 Feb 06 19	Feb 08 12	31.0	19.7	-	-1	179	0.26	0.06	446	0.25	ISEE3
81 Mar 05 13	Mar 06 07	1.93	1.33	+	24	310	0.27	1.51	553	0.56	ISEE3
82 Sep 25 20	Sep 26 15	2.57	1.93	+	20	136	0.36	1.31	482	0.09	IMP8
82 Nov 23 22	Nov 24 07	1.30	27.0	+	13	354	0.99	2.64	547	0.92	IMP8

Tabla 4.1. En la tabla se presentan los parámetros obtenidos con el ajuste de las nubes analizadas entre 1967 y 1982. En la primera y segunda columnas se indica el comienzo y el final del encuentro del satélite con la nube. En las siguientes columnas aparecen las dos componentes de la densidad de corriente en el interior de la nube (j_{ψ}^* y j_{ϕ}^*), la helicidad (H), la longitud (θ) y la latitud (ϕ) del eje de la nube y la distancia de máximo acercamiento entre el satélite y dicho eje (y_0) en unidades del radio de la nube, R (columna 9). En la columna 10 aparece la velocidad media del viento solar en el intervalo de la nube y en la columna 11 se indica el χ^2 obtenido con los vectores normalizados. Finalmente se indica el satélite del que proceden las medidas experimentales del vector campo magnético utilizadas en el análisis (columna 12).

En el procedimiento seguido, las ecuaciones de nuestro modelo se han ajustado a los datos experimentales del vector campo magnético. Por el contrario, el algoritmo empleado por Lepping et al., ajusta las expresiones del modelo force-free a las componentes normalizadas del campo magnético, es decir, a los cosenos directores de dicho vector. Por lo tanto, con idea de comparar con los valores de χ^2 proporcionados por otros autores, presentamos los valores de χ^2 obtenidos normalizando \mathbf{B}^{exp} y \mathbf{B}^{GSE} a la unidad, es decir, dividimos los valores de cada componente entre la intensidad del propio campo, de modo que χ^2 resulta una magnitud adimensional.

En la figura 4.2.a se observa el campo magnético y los parámetros del plasma en torno a una nube magnética observada entre los días 30 y 31 de diciembre de 1967. El momento de entrada (t_0) y de salida (t_1) del satélite en la nube aparecen señalados con líneas verticales. El intervalo coincide con el establecido por Lepping et al. [1990] y se observa una rotación en la componente z-GSE prácticamente simétrica cuyo centro se sitúa aproximadamente a las 23 horas del día 30, donde la componente y-GSE alcanza también su máximo valor. La intensidad de campo es mayor en el centro de la nube que

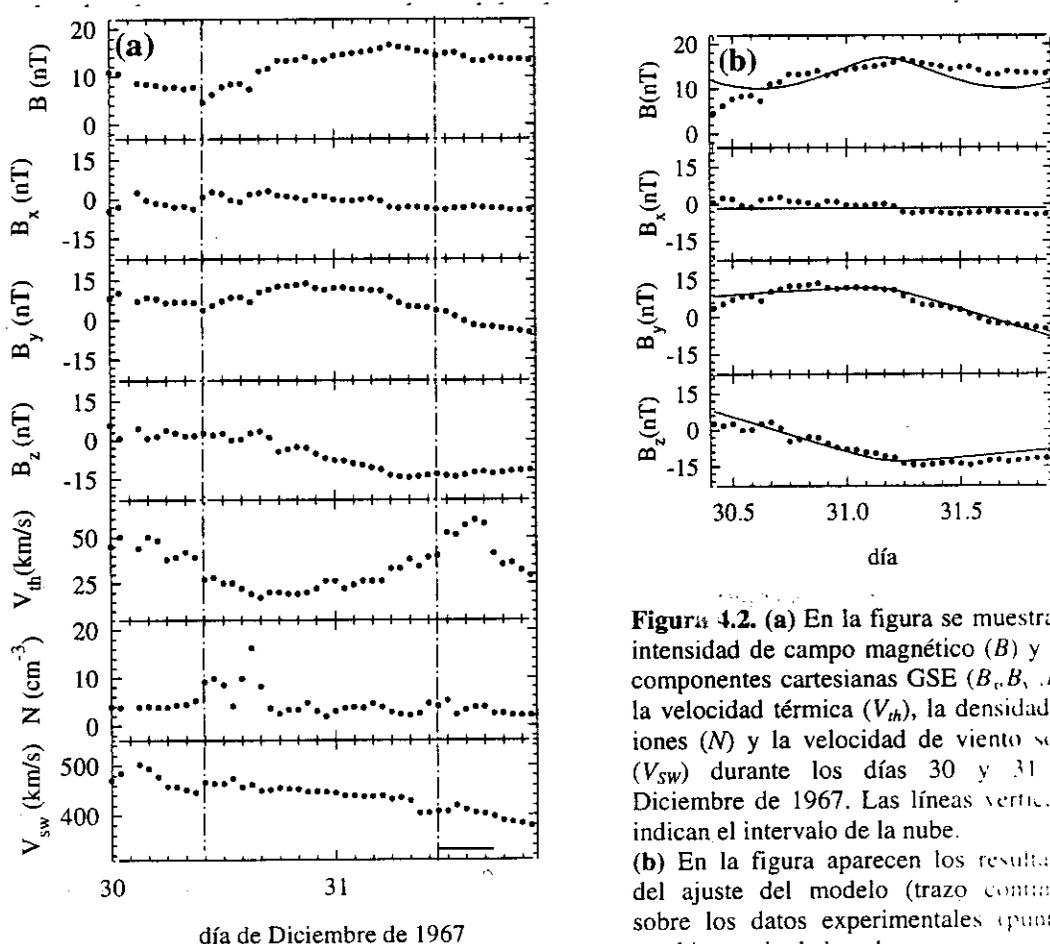


Figura 4.2. (a) En la figura se muestra la intensidad de campo magnético (B) y sus componentes cartesianas GSE (B_x, B_y, B_z), la velocidad térmica (V_{th}), la densidad de iones (N) y la velocidad de viento solar (V_{sw}) durante los días 30 y 31 de Diciembre de 1967. Las líneas verticales indican el intervalo de la nube. (b) En la figura aparecen los resultados del ajuste del modelo (trazo continuo) sobre los datos experimentales (puntos) en el intervalo de la nube.

obtenida con el nuestro ($0.13 R$) es mayor que con el force-free ($0.04 R$). Por otro lado, el valor de χ^2 es sustancialmente más bajo para el ajuste con nuestro modelo, 0.20 frente a 0.98 del modelo force-free empleado por *Lepping et al.*

La figura 4.3 muestra la nube magnética observada los días 19 y 20 de diciembre de 1980. Del resultado del ajuste obtenemos que el eje de la nube se encuentra prácticamente en la eclíptica, con una inclinación de -1° , mientras que con el modelo force-free es de 10° . La diferencia en longitud es aún menor, nosotros obtenemos 107° frente a los 105° en el caso de *Lepping et al.* Los valores de y_0/R (0.1 y 0.07 respectivamente) y del radio, R , son también similares, indicando que el satélite pasó muy cerca del eje de la nube. El valor de χ^2 disminuye a menos de la mitad con nuestro modelo (0.18). Si observamos el ajuste obtenido para la intensidad de campo, la tendencia prácticamente plana que se observa en los datos experimentales se reproduce bastante bien con nuestro modelo pero, sin embargo, dificulta el tratamiento con el modelo force-free.

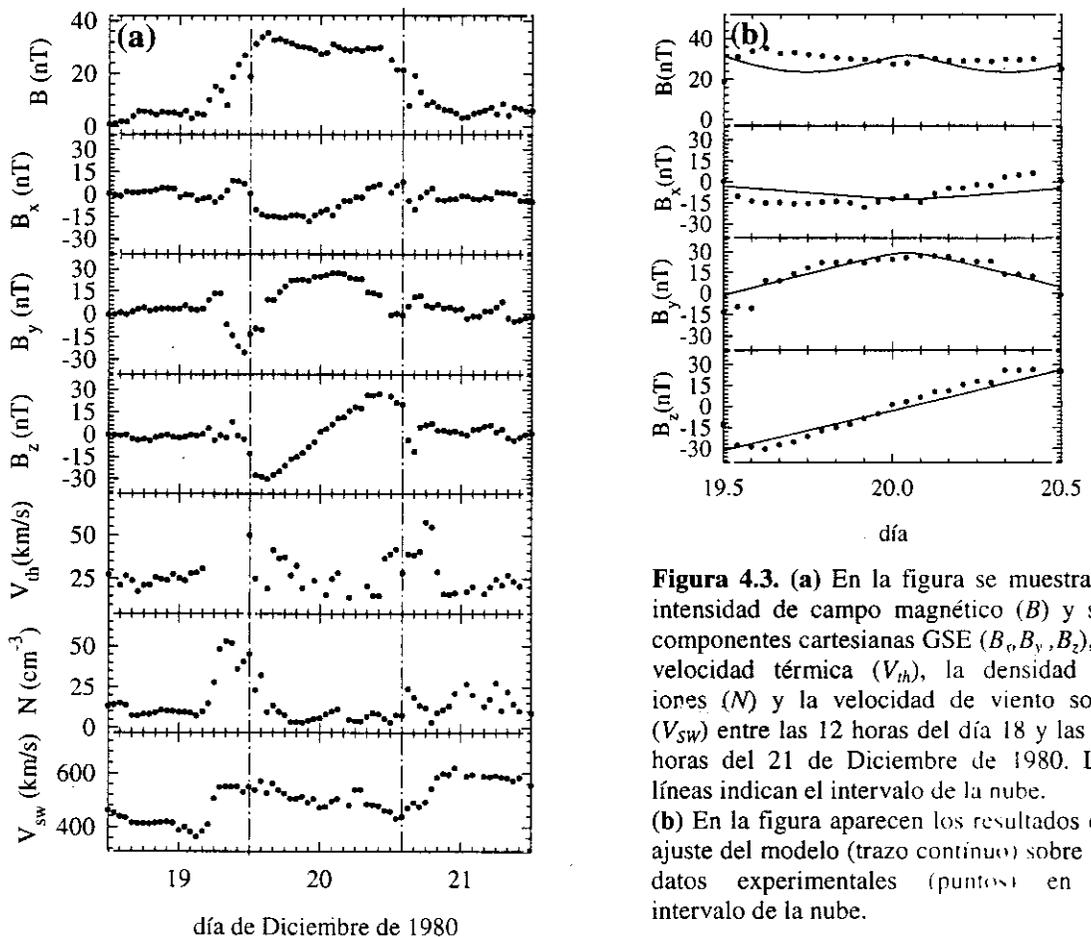


Figura 4.3. (a) En la figura se muestra la intensidad de campo magnético (B) y sus componentes cartesianas GSE (B_x, B_y, B_z), la velocidad térmica (V_{th}), la densidad de iones (N) y la velocidad de viento solar (V_{sw}) entre las 12 horas del día 18 y las 12 horas del 21 de Diciembre de 1980. Las líneas indican el intervalo de la nube. (b) En la figura aparecen los resultados del ajuste del modelo (trazo continuo) sobre los datos experimentales (puntos) en el intervalo de la nube.

El tercero de los sucesos corresponde a la nube magnética observada entre los días 3 y 4 de Abril de 1978. En la figura 4.4 se muestran las observaciones de campo magnético y plasma entre los días 2 y 4 de Abril, junto con las líneas que indican el intervalo de la nube seleccionado por *Lepping et al.* (en trazo continuo) y por nosotros (en trazo discontinuo). Se observa que en este último caso los límites coinciden con las discontinuidades separan el intervalo de menor velocidad térmica. Vemos que en el primer caso, además de aumentar la intensidad del campo magnético en el centro, su componente z-GSE presenta una rotación casi simétrica, sin embargo, en el intervalo delimitado por las líneas discontinuas (seleccionado por nosotros) la intensidad del campo magnético disminuye en el centro y la rotación se produce en la componente y-GSE.

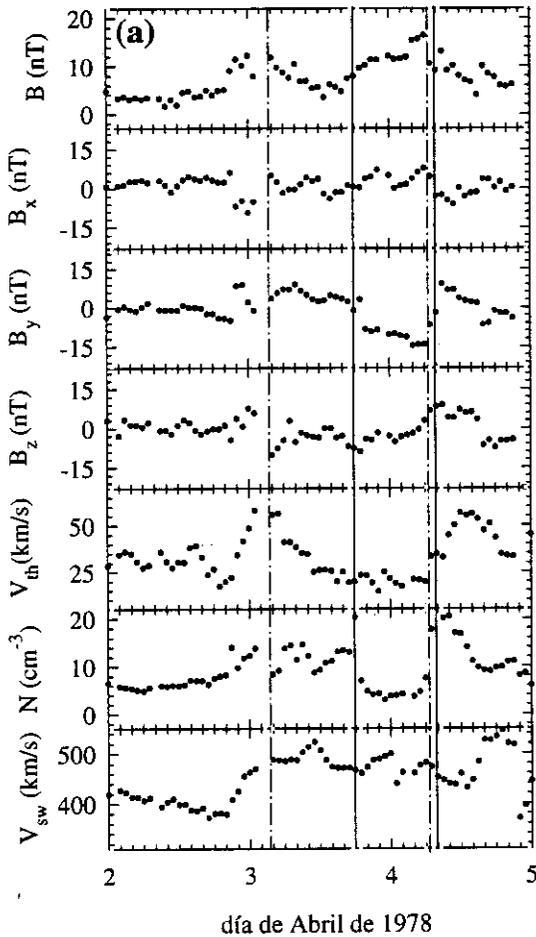
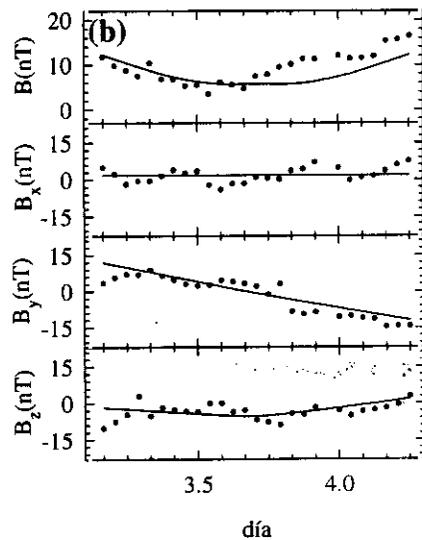


Figura 4.4. (a) En la figura se muestra la intensidad de campo magnético (B) y sus componentes cartesianas GSE (B_x, B_y, B_z), la velocidad térmica (V_{th}), la densidad de iones (N) y la velocidad de viento solar (V_{sw}) entre los días 2 y 4 de Abril de 1978. Las líneas discontinuas indican el intervalo de la nube establecido por nosotros y las continuas el establecido por *Lepping et al.* [1990]. (b) En la figura aparecen los resultados del ajuste del modelo (trazo continuo) sobre los datos experimentales (puntos) en el intervalo de la nube.



De esta forma, los resultados obtenidos del ajuste de nuestro modelo para la orientación de la nube difieren de forma importante de los obtenidos por *Lepping et al.*, especialmente en la inclinación del eje respecto a la eclíptica que en este caso son de -82° , frente a los 33° obtenidos con el intervalo de trazo continuo. Como se observa en la figura, nuestro modelo reproduce los datos de la intensidad del campo magnético también en el caso en que la intensidad del campo magnético disminuya en el interior de la nube.

El resto de los sucesos, como dijimos anteriormente, se presentan en el apéndice 4. En dicho apéndice se detallan tanto los parámetros de plasma como los de campo magnético, ambos necesarios para establecer de forma apropiada los límites de la nube. Se incluye también una figura para cada suceso en la que se muestran los resultados del ajuste sobre los datos experimentales del vector campo magnético y que permiten juzgar la capacidad del modelo de reproducir los datos experimentales.

4.4 Nubes magnéticas de 1995 a 1998

Como complemento a los casos analizados en la sección anterior presentamos un estudio de los sucesos de nubes magnéticas observados por el satélite WIND desde su lanzamiento en 1995 hasta finales de 1998. Se trata de una relación de 34 sucesos que aparecen recogidos por el equipo de investigación del experimento MFI (capítulo 2) en la página http://lepmfi.gsfc.nasa.gov/mfi/mag_cloud_publ.html#table. Sólo dos de estos sucesos han sido analizados recientemente utilizando el modelo de *Burlaga* [1988] y el algoritmo desarrollado por *Lepping et al.* [1990]: la nube magnética observada entre el 18 y el 19 de Octubre de 1995 [Lepping et al., 1997] y la del 10-11 de enero de 1997 [Burlaga et al., 1998]. Nos consta que otros sucesos han sido ya presentados en diferentes congresos, pero hasta ahora no hemos tenido acceso a los resultados.

En esta sección analizamos detalladamente, además de los dos sucesos analizados recientemente utilizando el modelo *force-free*, otros dos sucesos representativos de diferentes direcciones del eje de la nube. El análisis del resto de los sucesos de la relación anterior se presentan en el apéndice 4.

La figura 4.5 muestra los resultados del ajuste a los datos experimentales de las ecuaciones del modelo, representado en línea continua, para la nube magnética del 18

de Octubre de 1995. El ajuste se ha realizado sobre los datos promediados cada hora entre el día 18 a las 19 horas y el día 20 a las 0 horas, es decir, durante el mismo intervalo seleccionado por *Lepping et al.* [1997], obteniendo el mismo valor de un χ^2 , 0.04. No obstante, vemos en la figura cómo nuestro modelo es también capaz de reproducir adecuadamente la intensidad del campo. La dirección obtenida para el eje de la nube es $\theta = -16^\circ$, $\phi = 282^\circ$, valores que difieren de los calculados por *Lepping et al.* en menos de 10° . La trayectoria del satélite pasa mucho más cerca del eje de la nube según nuestro ajuste ($y_0/R = 0.015$ frente a 0.081 con su modelo), siendo el diámetro de la nube prácticamente igual en los dos casos (0.26UA).

El ajuste de nuestro modelo a las observaciones de la nube del 10-11 de Enero de 1997 proporciona los resultados de la figura 4.6. El intervalo considerado coincide con el de *Burlaga et al.* y el valor de χ^2 es de 0.05, algo superior al obtenido por ellos. Sin embargo, nuestro modelo reproduce de nuevo bastante mejor la intensidad del

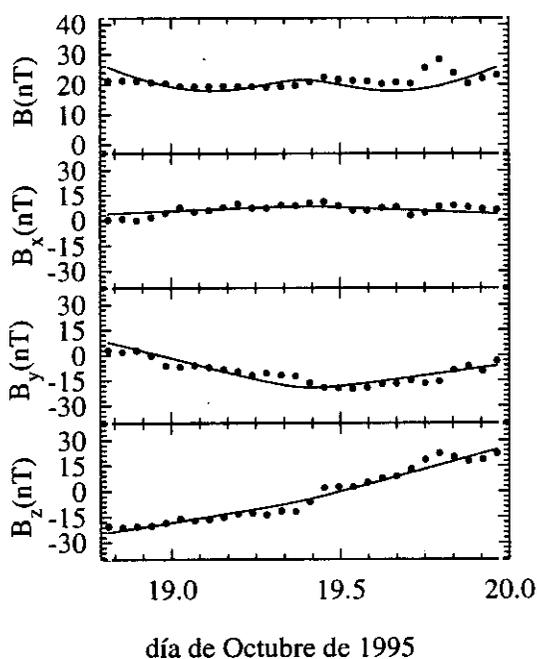


Figura 4.5. En la figura se muestra la intensidad de campo magnético (B) y sus componentes cartesianas GSE (B_x, B_y, B_z) para la nube magnética observada por WIND entre los días 18-19 de Octubre de 1995. Los resultados del ajuste del modelo aparecen en trazo continuo sobre los datos experimentales (puntos) en el intervalo de la nube.

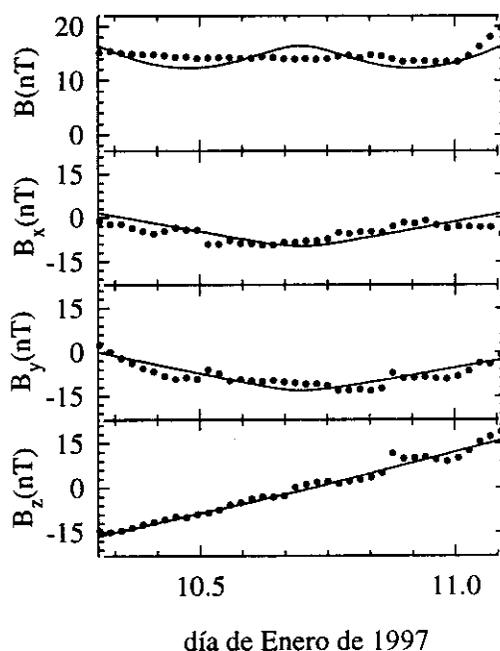


Figura 4.6. En la figura se muestra la intensidad de campo magnético (B) y sus componentes cartesianas GSE (B_x, B_y, B_z) para la nube magnética observada por WIND entre los días 10-11 de Enero de 1997. Los resultados del ajuste del modelo aparecen en trazo continuo sobre los datos experimentales (puntos) en el intervalo de la nube.

campo magnético. El eje de la nube sigue la dirección $\theta = -3^\circ$, $\phi = 226^\circ$, es decir, prácticamente en la eclíptica pero apuntando hacia el Sur, a diferencia de *Lepping et al.* que obtiene el mismo ángulo pero apuntando hacia el Norte, $\theta = 3^\circ$. La longitud del eje, ϕ , presenta una variación de 24° entre los dos métodos, mientras que la distancia de máximo acercamiento entre la trayectoria del satélite y dicho eje, y_0 , son muy similares.

Los dos sucesos anteriores presentaban el eje de la nube situado prácticamente en el plano de la eclíptica. En las figuras 4.7 y 4.8 se presenta el ajuste de las ecuaciones del modelo a los datos experimentales de las nubes del 24 de diciembre de 1996 y del 7 de enero de 1998. El eje de la primera se estima a $\phi = 88^\circ$ de la dirección radial y formando un ángulo de $\theta = 31^\circ$ con el plano de la eclíptica. En el segundo caso el eje presenta una inclinación importante, $\theta = 73^\circ$, consistente con una rotación casi simétrica de la componente Y-GSE, siendo su latitud de $\phi = 90^\circ$. Vemos que en ambos casos el modelo reproduce los datos experimentales, tanto de la dirección como del módulo del campo magnético.

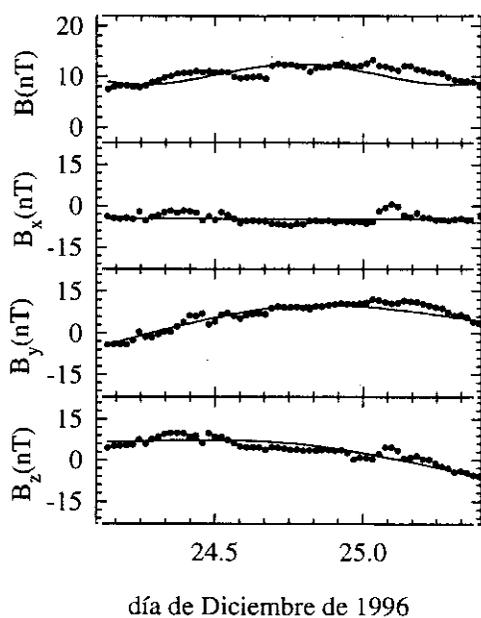


Figura 4.7. En la figura se muestra la intensidad de campo magnético (B) y sus componentes cartesianas GSE (B_x, B_y, B_z) para la nube magnética observada por WIND entre los días 24-25 de Diciembre de 1996. Los resultados del ajuste del modelo aparecen en trazo continuo sobre los datos experimentales (puntos) en el intervalo de la nube.

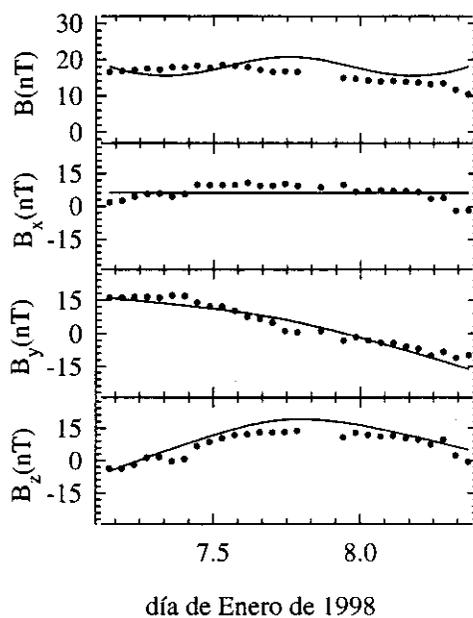


Figura 4.8. En la figura se muestra la intensidad de campo magnético (B) y sus componentes cartesianas GSE (B_x, B_y, B_z) para la nube magnética observada por WIND entre los días 7-8 de Enero de 1998. Los resultados del ajuste del modelo aparecen en trazo continuo sobre los datos experimentales (puntos) en el intervalo de la nube.

Comienzo (año-mes-día- hora)	Fin (mes-día- hora)	j_{ψ}^* ($10^{-12} \text{ Cm}^{-2}\text{s}^{-1}$)	j_{ϕ}^* ($10^{-12} \text{ Cm}^{-2}\text{s}^{-1}$)	H	θ ($^{\circ}$)	ϕ ($^{\circ}$)	y_0/R	R (10^{10}m)	V (km s^{-1})	χ^2
95 Feb 08 03	Feb 08 22	0.92	1.10	-	-13	103	0.42	1.61	477	0.09
95 Mar 04 11	Mar 05 04	1.08	1.23	-	-80	174	0.32	2.29	437	0.08
95 Abr 06 07	Abr 06 18	1.57	1.68	-	68	90	0.65	0.84	330	0.06
95 May 13 10	May 13 16	11.0	364	-	2	0	0.99	0.13	328	0.05
95 Ago 22 22	Ago 23 19	0.68	1.03	+	-26	270	0.47	1.56	357	0.15
95 Oct 18 19	Oct 20 00	2.05	0.99	+	-16	282	0.15	1.99	405	0.04
95 Dic 16 05	Dic 16 22	0.49	2.51	-	14	90	0.85	2.11	390	0.24
96 May 27 15	May 29 07	0.81	0.69	-	5	139	0.33	1.79	366	0.13
96 Jul 01 17	Jul 02 09	1.34	1.31	-	-1	104	0.02	0.93	372	0.22
96 Ago 07 13	Ago 08 10	21.1	19.0	+	-1	359	0.74	0.05	346	0.24
96 Dic 24 03	Dic 25 10	0.64	0.81	+	3	92	0.49	2.21	350	0.07
97 Ene 10 05	Ene 11 02	2.39	1.38	+	-3	226	0.13	1.07	438	0.05
97 Feb 10 03	Feb 10 18	6.38	40.0	-	5	1	0.95	0.19	445	0.12
97 Abr 21 15	Abr 23 07	1.50	2.18	+	7	345	0.46	0.82	362	0.19
97 May 15 09	May 16 01	4.63	7.13	-	-15	150	0.56	0.60	456	0.42
97 Jun 08 22	Jun 10 01	0.91	1.41	+	0.5	285	0.50	1.42	373	0.16
97 Jul 15 06	Jul 16 01	1.23	0.88	-	-62	134	0.10	1.21	364	0.28
97 Ago 03 13	Ago 04 01	2.14	2.16	-	-9	90	0.26	0.88	440	0.17
97 Sep 18 00	Sep 20 12	1.37	0.41	+	26	195	0.22	1.65	321	0.25
97 Sep 21 22	Sep 22 23	3.25	1.83	-	23	18	0.94	0.87	432	0.001
97 Oct 01 16	Oct 02 23	1.86	0.33	+	-12	180	0.81	0.84	430	0.18
97 Oct 10 23	Oct 12 00	1.03	0.81	+	-11	252	0.43	1.84	386	0.05
97 Nov 07 05	Nov 08 12	1.44	0.84	+	20	232	0.07	1.44	435	0.07
97 Nov 22 14	Nov 23 18	.73	2.73	+	-89	328	0.85	263	495	0.15
98 Ene 07 03	Ene 08 10	1.34	1.13	-	73	90	0.35	2.13	380	0.09
98 Ene 08 14	Ene 08 22	0.89	5.58	+	8	308	0.76	0.64	356	0.36
98 Feb 04 04	Feb 05 22	23.3	38.5	+	0	359	0.40	0.05	324	0.20
98 Mar 04 14	Mar 06 06	1.32	1.32	-	5	157	0.66	1.35	352	0.08
98 May 02 12	May 03 17	1.34	1.40	-	14	14	0.57	1.08	540	0.18
98 Jun 02 10	Jun 02 16	3.91	6.39	-	6	153	0.90	0.44	418	0.13
98 Jun 24 14	Jun 25 16	2.23	6.35	-	8	173	0.83	0.77	470	0.90
98 Ago 20 10	Ago 21 19	1.16	0.66	+	7	283	0.00	1.84	321	0.20
98 Sep 25 05	Sep 26 13	0.80	0.49	+	44	185	0.33	2.73	670	0.12
98 Nov 08 19	Nov 10 01	1.14	0.61	+	-90	270	0.01	2.01	466	0.38

Tabla 4.2. En la tabla se presentan los parámetros obtenidos con el ajuste de las nubes magnéticas observadas por WIND entre 1995 y 1998. En la primera y segunda columnas se indica el Comienzo y el final del encuentro del satélite con la nube. En las siguientes columnas aparecen las dos componentes de la densidad de corriente en el interior de la nube (j_{ψ}^* y j_{ϕ}^*), la helicidad (H), la longitud (θ) y la latitud (ϕ) del eje de la nube y la distancia de máximo acercamiento entre el satélite y dicho eje (y_0) en unidades del radio de la nube, R (columna 9). En la décima columna está la velocidad media del viento solar en el intervalo de la nube y finalmente se indica el χ^2 obtenido con los vectores normalizados.

Los parámetros obtenidos en el ajuste de todos de los sucesos identificados por el satélite WIND se encuentran en la tabla 4.2. Las figuras del resto de los sucesos que no se han incluido en esta sección se encuentran en el apéndice 4, donde se presenta, superpuesto a los datos experimentales, el resultado del ajuste utilizando nuestro modelo.

4.5 Características de las nubes magnéticas a 1 UA.

El conjunto de resultados obtenidos del análisis de las nubes magnéticas seleccionadas nos permiten estudiar las características generales que presentan estos sucesos a 1 UA. En la tabla 4.3 resumimos los resultados estadísticos obtenidos para diferentes parámetros de las nubes magnéticas. Uno de los factores a destacar es que la densidad de corriente en todos los sucesos analizados es del orden de magnitud de 10^{-12} C m⁻²s⁻¹.

Parámetro	Valor medio	Desviación estándar
j_{ψ^*}	$3 \cdot 10^{-12}$ C m ⁻² s ⁻¹	$6 \cdot 10^{-12}$ C m ⁻² s ⁻¹
j_{ϕ^*}	$11 \cdot 10^{-12}$ C m ⁻² s ⁻¹	$50 \cdot 10^{-12}$ C m ⁻² s ⁻¹
θ	-3°	36°
ϕ	196°	102°
y_0/R	0.4	0.3

Tabla 4.3. En la tabla se presentan los resultados estadísticos de los parámetros del ajuste de todas las nubes analizadas (tablas 4.1 y 4.2): las dos componentes de la densidad de corriente, j_{ψ^*} y j_{ϕ^*} , la longitud (θ) y la latitud (ϕ) del eje de la nube y la distancia de máximo acercamiento entre el satélite y dicho eje (y_0) en unidades del radio de la nube, R

La helicidad del campo magnético, según se observa en las tablas 4.1 y 4.2 se reparte prácticamente al 50 por ciento: 25 sucesos son positivos y 27 negativos.

La inclinación del eje de las 52 nubes analizadas se resume en la figura 4.9. Se observa que la distribución de los ejes tiende a acumularse cerca del plano de la

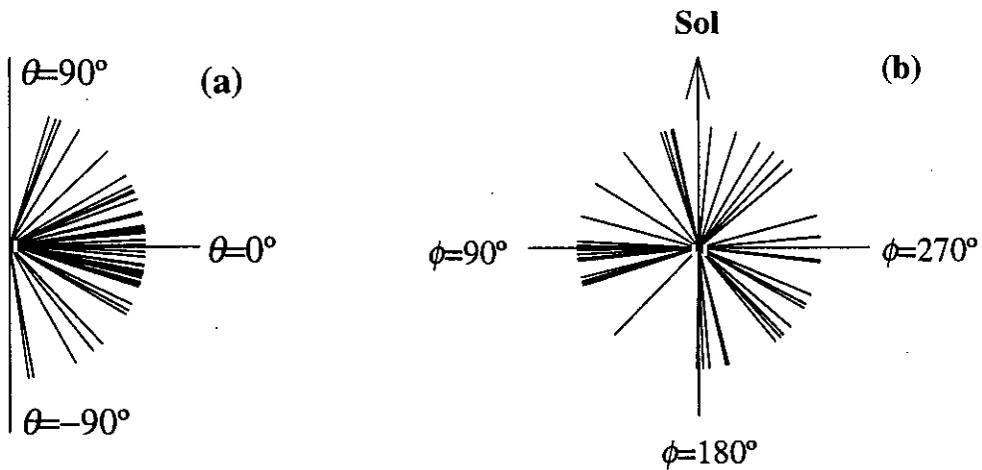


Figura 4.9. Distribución de la dirección de los ejes de las nubes analizadas.

(a) Inclinación respecto al plano de la eclíptica, θ .

(b) Angulo desde la dirección Tierra-Sol hasta el eje medido en el plano de la eclíptica en sentido antihorario ϕ .

eclíptica (fig. 4.9.a), lo que coincide con el valor medio obtenido para dicha distribución ($\theta=-3^\circ$).

La figura 4.9.b, donde se muestra la proyección de los ejes en el plano de la eclíptica, pone en evidencia una alta proporción de nubes con ejes en torno a 90° de la dirección radial, lo que coincide con el resultado de Lepping et al. [1990], $\phi=102^\circ\pm 34^\circ$. Aproximadamente entre 110° y 180° sólo se registra el eje de una nube, mientras que se aprecia un gran número de sucesos cuyo eje se encuentra en el tercer cuadrante, lo que hace que nuestro valor medio, $\phi=196^\circ$, no coincida con el resultado obtenido por Lepping et al. [1990].

La distancia mínima entre la trayectoria del satélite y el eje de la nube varía entre 0.1 y 0.7 (en unidades del radio de la nube). Resulta complicado identificar sucesos en los que esta distancia sea elevada, dado que el vector campo magnético apenas presenta rotación. El valor medio de dicha distancia es del orden de la mitad del radio (0.4). Este resultado, que resulta obvio en una distribución aleatoria, no coincide con la muestra de nubes magnéticas analizada por Lepping et al. [1990], en la que se obtiene un valor para y_0/R de 0.22 ± 0.22 .



5

**ESTUDIO DE LAS CMES
HALO Y SUS CONSECUENCIAS
EN EL MEDIO
INTERPLANETARIO:
ENERO 1997- JUNIO 1998**

5.1 Introducción

El trabajo presentado hasta este punto se ha centrado en la topología que presentan las emisiones de masa coronal en el medio interplanetario. Sin embargo, creemos que este estudio quedaría incompleto si nos olvidamos de la relación entre el fenómeno observado en el medio interplanetario y su precursor en el Sol. El objetivo de este capítulo se centra por lo tanto en analizar las emisiones de masa coronal de forma global. No obstante, debido a las dificultades experimentales no es posible generalmente observar un determinado suceso en todas sus etapas, desde su emisión en el Sol hasta su encuentro con un satélite aproximadamente a 1UA. Seleccionaremos por ello aquellos sucesos de CMEs con más probabilidad de ser observados por el satélite WIND: las CMEs halo.

Como vimos en el capítulo 1, las CMEs halo son aquéllas que se observan en el coronógrafo como un aumento de brillo alrededor del disco de ocultación que abarca una amplia región angular. Tales características se asocian con una emisión solar en la dirección Sol-Tierra, bien acercándose a Tierra o en sentido opuesto. El análisis de la actividad solar en $H\alpha$, rayos X y ondas radio en torno al momento en el que se produjo la emisión de una CME halo se convierte en una herramienta imprescindible para determinar si dicha CME se dirige o no hacia nosotros. Dicho análisis nos permite determinar si la región activa en la que se produjo la emisión estaba situada en las proximidades del meridiano central del Sol y, por lo tanto, si ésta emisión se dirige a Tierra.

Así pues, en la primera parte de este capítulo estudiamos la actividad solar relacionada con la emisión de las CME halo con la intención de seleccionar las originadas en el lado visible del Sol. En la segunda parte analizamos la actividad en el medio interplanetario que se observa unos días después de dichas CMEs halo. Nuestro objetivo es entonces tratar de detectar el encuentro del satélite WIND con una nube magnética, si la hubiera. En caso afirmativo, estudiamos la topología de sus líneas de campo magnético con el modelo presentado en el capítulo 3.

Para realizar este estudio, hemos analizado las observaciones realizadas por LASCO entre enero de 1997 y junio de 1998. Durante dicho periodo el Sol muestra una actividad intermedia, por lo que resulta una época interesante para este tipo de estudios. A diferencia de una etapa de mínima actividad en la que apenas se observan sucesos de CMEs, en el periodo considerado se han detectado 84 sucesos. Por otra parte, en época de máxima actividad, el gran número de sucesos que se observan en el Sol hacen que la asociación entre cada CME halo y la actividad del disco solar sea poco menos que imposible.

5.2 Selección de sucesos de CMEs y su relación con la actividad en el disco solar

Las imágenes obtenidas con el coronógrafo C2 de LASCO en SOHO permiten observar las numerosas CMEs que se producen en el Sol. Tras un análisis detallado de dichas imágenes, se ha realizado un catálogo en el que se recogen todas las CMEs observadas y sus características fundamentales, tales como su brillo, anchura angular, etc. (capítulo 2). Partiendo de esta relación, hemos seleccionado los sucesos cuyo aumento de brillo supera los 130° alrededor del disco CMEs y por lo tanto pertenecen a la categoría de *halo* o *halo parcial*. Aunque las CMEs *halo* propiamente dichas son aquellas cuya emisión abarca los 360° en torno al disco solar, incluiremos bajo el término "*halo parcial*" todas las que superen los 130° .

Una vez seleccionados los sucesos, el siguiente paso es determinar para cada uno de ellos en qué región de la superficie del Sol se produjo la emisión observada por el coronógrafo. Para ello utilizamos los datos que proporciona el *Department of Commerce, NOAA*, del *Space Environment Center* en Estados Unidos. Dicha información se encuentra almacenada en ficheros diarios donde se recogen los sucesos de la actividad solar en H α , rayos X y ondas radio (capítulo 2).

Como vimos en el capítulo 1, tras un aumento en la emisión de rayos X, el flujo decae lentamente después del pico de intensidad, por lo que la fulguración en rayos X se produce en un intervalo de tiempo que puede durar varias horas. De igual manera, la duración de una fulguración en H α tampoco se limita al instante de máxima intensidad

de la emisión en dicha longitud de onda. Por esta razón, y con objeto de establecer un criterio común para todos los sucesos analizados, exigiremos que la aparición de la CME en LASCO se produzca a lo largo de todo el intervalo temporal del suceso en el Sol, aunque generalmente entre la aparición de la CME en el coronógrafo y el instante de máxima intensidad de una fulguración transcurren sólo unos minutos.

Una vez seleccionados los posibles candidatos temporales, consideramos la posición en el disco solar de la región activa de dichos sucesos, comprobando si es consistente con la posición angular de la imagen en el coronógrafo. De este modo determinamos finalmente cuál fue el origen de la CME observada.

No obstante, pese al rigor que hemos intentado mantener al aplicar los criterios anteriores, la asociación entre las diversas formas de observación de la actividad solar exige un análisis particular para cada caso concreto y dista mucho de poder generalizarse fácilmente.

En la tabla 5.1 se recogen todos los sucesos de CMEs halo observadas por LASCO entre enero de 1997 y junio de 1998, junto con la actividad solar que la origina (ver análisis detallado en el apéndice 5). De un total de 84 sucesos, se observan 43 que pueden relacionarse claramente con algún tipo de actividad del hemisferio visible del Sol.

Fecha		Actividad solar asociada			
Año/mes/día	UT	Fulguración	Máximo	Posición	Radio
97/01/06	15:10	?? A1	14:00	S24W01	No
97/02/07	00:30	?? A9	23:00	S49W02	No
97/02/22	23:30			*****	
97/03/24	07:37			*****	
97/04/07	06:26			*****	
97/04/07	14:07	3N C7	11:59	S28E19	II,III,IV,V
97/04/16	07:35			*****	
97/04/27	00:31	SF B7	23:51(26)	S17W37	No
97/04/27	10:26			*****	
97/04/27	14:59			*****	
97/05/12	06:30	1N C1.3	04:55	N12W08	I,II,III,IV
97/05/21	21:00	SF M1.3	20:03	N05W11	II,III,IV
97/07/30	04:45			*****	
97/08/07	14:24			*****	
97/08/30	01:30	SF M1.4	23:32(29)	N30E17	
97/09/09	20:06			*****	
97/09/17	20:28	SF C1.2	17:30	S26W70	III,V
97/09/23	22:02	SF C1.5	22:14	S29E30	II,III,IV
97/09/28	01:08			*****	
97/10/05	15:02			*****	
97/10/06	15:28	SF B3.9	17:57(5)	N18E22	III
97/10/07	13:30			*****	
97/10/10	02:07			*****	
97/10/21	18:03	SF C3.3	17:54	N20E12	No
97/10/23	11:26			*****	
97/11/03	11:11	1B M4.2	10:29	S20W15	II,III,IV,V
97/11/04	06:10	2B X2.1	05:58	S14W33	II,III,IV,V

97/11/06	12:10	2B X9.4	11:55	S18W63	III
97/11/11	17:37	SF B8.6	17:28	N22W77	III
97/11/13	22:25	SF C1.7	20:18	N29W67	III
97/11/14	13:36			*****	
97/11/17	08:27			*****	
97/11/19	12:27			*****	
97/12/06	10:27			*****	
97/12/18	23:35			*****	
97/12/20	21:00			*****	
97/12/23	15:18			*****	
97/12/26	02:31			*****	
98/01/02	23:28	?? B2.1	20:14	S29W16	III,V
98/01/03	09:42	?? B6.4	02:25	N47W03	III
98/01/12	04:00	SF C2.0	03:41	S26E12	III,V
98/01/17	04:09			*****	
98/01/21	06:37	DF	04:00-06:03	S57E19	II
98/01/21	17:27			*****	
98/01/25	15:26	SF C1.1	15:12	N21E25	III,V
98/02/06	15:08			*****	
98/02/09	23:27			*****	
98/02/12	16:00			*****	
98/02/14	07:00			*****	
98/02/28	12:48	SF B1.1	11:43	S24W02	III
98/03/17	12:34	DF C2.3	10:41	S05W27	No
98/03/18	07:33			*****	
98/03/28	22:41	DF B3.4	22:37	N19W26	II,III,V
98/03/29	03:48			*****	
98/03/31	06:12	SF C1.4	05:58	S21E50	II,III,V
98/04/12	12:55	?? B9.0	12:36	S23E25	III
98/04/13	04:26	SF C1.3	03:50	S24E17	III
98/04/20	10:07	PE M1.4	10:21	S43W90	II
98/04/23	05:27			*****	
98/04/27	08:56	2B X1.0	9:20	S16E50	III,IV,V
98/04/29	16:58	3B M6.8	16:37	S18E20	III,IV,V
98/05/01	23:40	?? M1.2	22:54	S18E01	?
98/05/02	05:31	SF C5.4	05:00	S20W07	III
98/05/02	14:06	3B X1.1	13:42	S15W15	IV
98/05/03	22:02	1B ??	21:24	N27E07	IV
		?? M1.4	21:29	S13W34	IV
98/05/06	00:02	2N M2.5	23:46	S16W60	II,III
98/05/09	03:35	?? M7.7	03:40	N29W71?	II,III,IV
98/05/11	21:55			*****	
98/05/12	08:55	SF ??	08:18	S24W02	
98/05/12	23:55	SF B4.9	23:15	S21W06	No
98/05/14	03:55			*****	
98/05/27	13:45	1N C7.5	13:34	S21W83	III,V
98/06/03	12:02			*****	
98/06/04	02:04			*****	
98/06/05	12:01			*****	
98/06/07	09:32			*****	
98/06/08	15:27			*****	
98/06/10	03:55			*****	
98/06/11	10:28	SF M1.4	10:27	S22W61	II,IV,III
98/06/16	18:27	?? M1.0	18:42	S17W90	III
98/06/19	14:55			*****	
98/06/20	18:20			*****	
98/06/21	05:35	SF C2.7	05:12	N17W25	III,V

Tabla 5.1. CMEs halo observadas por LASCO entre enero de 1997 y junio de 1998 y su relación con la actividad solar. Las siglas DF y PE corresponden a desaparición de filamento y protuberancia eruptiva.

Veamos ahora cómo se distribuyen las regiones activas que dan lugar a una CME halo en el disco solar. En la figura 5.1 se destaca un gran número de sucesos cercanos al meridiano central, lo que se debe

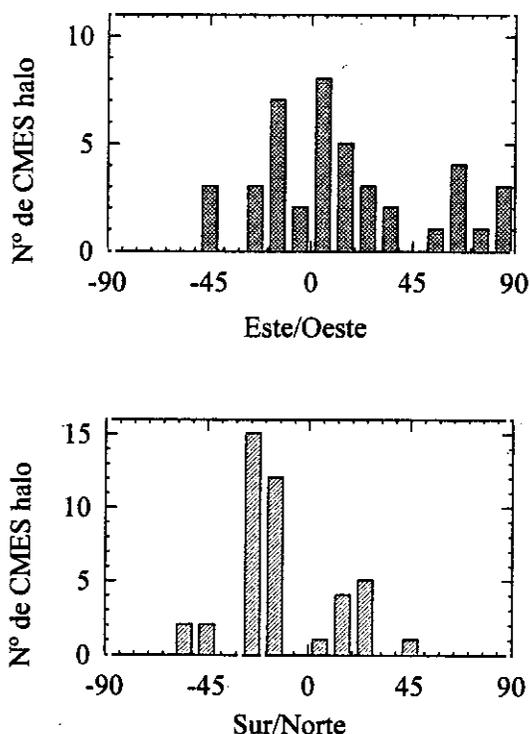


Figura 5.1. Distribución de las regiones activas asociadas con CMEs halo entre Enero de 1997 y Junio de 1998 respecto a su longitud (arriba) y latitud (abajo) heliográficas

cercanos al meridiano central, lo que se debe al hecho de haber seleccionado de antemano sólo aquellas CMEs de tipo halo o halo-parcial. En concreto, un 50% de los sucesos se encuentran a menos de 20° de dicha línea. Vemos también que la actividad se desarrolla fundamentalmente en regiones de medias latitudes (cerca de 20°) y se destaca un alto número de sucesos, 75%, procedentes del hemisferio Sur. Este hecho puede asociarse fácilmente con la fase del ciclo solar en la que nos encontramos [Verma, 2000]. Además, no queremos pasar por alto la mayor proporción de sucesos procedentes del hemisferio oeste, ya que casi un 25% proceden de regiones con longitud mayor de 50W.

5.3 Análisis de datos de viento solar.

Unos días después de la emisión de una CME, si ésta se dirige hacia Tierra, deberíamos observar su encuentro con el satélite WIND. Este encuentro se presenta en los datos de campo magnético y plasma del viento solar medidos por un satélite con unos rasgos muy peculiares (capítulo 1):

- Baja velocidad térmica de iones
- Mayor intensidad de campo magnético que el ambiente y
- Una rotación suave del vector campo magnético en cualquiera de sus componentes

Utilizando estos criterios, analizamos los datos de velocidad térmica y campo magnético procedentes de los instrumentos SWE y MFI a bordo de WIND (capítulo 2) buscando intervalos temporales en los que coincidan estas tres características.

No obstante, no se trata ni mucho menos de una búsqueda sistemática en el periodo comprendido entre enero de 1997 y junio de 1998, sino que ésta se efectúa únicamente entre dos y cinco días tras la emisión de una CME halo cuya región activa asociada se localiza en el hemisferio visible. Este intervalo temporal de búsqueda se ha escogido en función de la velocidad típica de las nubes magnéticas en el viento solar (entre 300 y 700 km/s). No obstante, como criterio adicional, una vez encontrada una nube, comprobamos que la velocidad de la CME medida en el plano del cielo y la de la nube magnética en el viento solar (y la del choque que la precede cuando lo haya) son consistentes con la duración de su tiempo de viaje.

Una vez que hemos observado en los datos experimentales las tres características que determinan el encuentro del satélite con una nube, hemos de establecer sus límites, esto es, el instante en el que la nube entra en contacto con el satélite y cuando éste sale de la misma.

Nuestra experiencia en el análisis de nubes magnéticas pone en evidencia que la determinación de tales límites no resulta siempre evidente. Generalmente las tres características comienzan o finalizan con importantes discontinuidades, pero a veces éstas no se producen simultáneamente. En este caso, cuando el intervalo de menor velocidad térmica y el de variación suave de campo magnético no coinciden, adoptamos como criterio para establecer los límites el correspondiente a la menor velocidad térmica, aunque, desde luego, dentro de esos límites el campo magnético exigimos que siga una tendencia compatible con la observación de una cuerda de flujo magnético.

En la tabla 5.2 presentamos una relación de las nubes magnéticas asociadas con CMEs halo en la que se incluye la hora de salida de la CME del Sol (según el coronógrafo C2 de LASCO), la posición en coordenadas heliográficas de la actividad asociada en el disco solar y el intervalo de la nube magnética asociada, además de la velocidad media del viento solar en dicho intervalo. Hemos considerando como un solo suceso en la superficie solar las emisiones sucesivas que se producen en un intervalo menor de un día y proceden de la misma región activa.

Gran parte de las nubes magnéticas que se recogen en la tabla 5.2 han sido ya identificadas por el equipo de investigación del instrumento MFI de WIND y analizadas

en el capítulo anterior utilizando nuestro modelo, sin embargo no hemos encontrado ninguna referencia a la identificación de los restantes 12 sucesos. Creemos que este hecho puede atribuirse bien a su corta duración o a que los datos presentan un ruido importante, de forma que, aunque se aprecia una tendencia del vector campo magnético consistente con una cuerda de flujo, resulta muy complicado obtener un ajuste razonable a un modelo teórico.

CME	V _{C2} (km/s)	Posición Disco	MC		<V _{sw} > (km/s)
			Inicio	Fin	
			(día/mes hora)	(día/mes hora)	
06/01/97 15:10	211	S23W03	*10/01 05	11/01 02	438
07/02/97 00:30	804	S49W02	*10/02 03	10/02 18	445
07/04/97 14:27	830	S28E19	11/04 08	11/04 15	462
12/05/97 06:30	306	N12W08	*15/05 09	16/05 01	456
21/05/97 21:00	303	N05W12	24/05 16	25/05 14	305
30/08/97 01:30	427	N30E17	03/09 14	03/09 20	403
17/09/97 20:28	487	S26W70	*21/09 22	22/09 23	432
06/10/97 15:28	523	S54E46	*10/10 23	12/10 00	386
03/11/97 11:11	369	S20W15	*07/11 05	08/11 12	435
11/11/97 17:37	412	N22W77	15/11 04	16/11 13	357
02/01/98 23:28	446	S29W16	*07/01 03	08/01 10	380
03/01/98 09:42	978	N47W03	*08/01 14	08/01 22	356
12/01/98 04:00	168	S26E12	17/01 06	17/01 10	341
28/02/98 12:48	155	S24W02	*04/03 14	06/03 06	352
17/03/98 12:34	822	S05W27	21/03 11	21/03 15	411
13/04/98 04:26	495	S24E17	16/04 20	17/04 02	358
27/04/98 08:56	1631	S16E50	01/05 19	01/05 22	506
29/04/98 16:58	1016	S18E20	*02/05 12	03/05 17	540
12/05/98 08:55	1073	S24W02	16/05 01	16/05 07	461
27/05/98 13:45	957	S21W83	29/05 19	30/05 03	688
11/06/98 10:28	1312	S22W61	14/06 04	14/06 22	338
16/06/98 18:27	18:27	S17W90	19/06 18	19/06 23	451
21/06/98 05:35	307	N17W25	*24/06 14	25/06 16	470

Tabla 5.2. CMEs halo relacionadas con nubes magnéticas. En las columnas 1 y 2 se presentan la fecha de aparición de la CME en C2 y la velocidad que se observa en el coronógrafo. En la columna 3 aparecen las coordenadas heliográficas de la región activa asociada y en las columnas 4 y 5 el intervalo de la nube magnética relacionada con la CME halo. En la columna 6 se presenta la velocidad media del viento solar en dicho intervalo. Las nubes identificadas por el equipo de investigación del satélite WIND aparecen señaladas con un asterisco (*) en la columna 4.

Si imaginamos el Sol como una esfera en la que se produce una emisión, dicha emisión alcanzará al observador sólo si la línea de Sol-observador está lo suficientemente cerca de la dirección radial. La aproximación mínima entre estas dos líneas vendrá determinada por el tamaño de la masa emitida. Entonces, parece lógico pensar que la distancia al meridiano central del Sol de la región activa que origina una CME será un factor fundamental a la hora de determinar si dicha emisión llega a Tierra.

Con esta idea en mente hemos representado el número de CMEs halo que se observan en el medio interplanetario como una nube magnética respecto a la longitud de la región activa asociada y el número de aquellas cuya emisión pasa desapercibida en los datos de campo magnético y de plasma medidos por el satélite WIND (fig. 5.2).

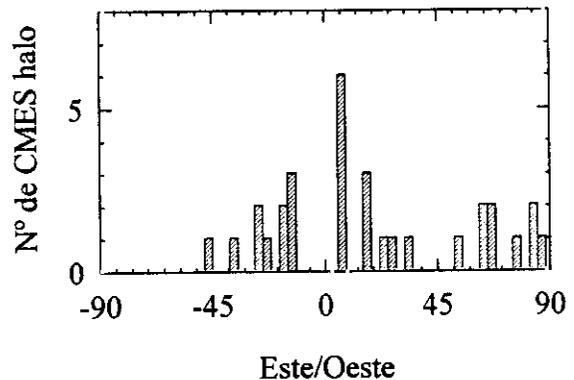


Figura 5.2. Distribución de las CMEs halo respecto a la longitud solar cuando días después se observa una nube magnética (azul) y cuando no se observa (rojo)

Vemos que todas las CMEs halo que se originan entre 10° E y 20° W alcanzan el satélite WIND, mientras que sólo se observa un 50% de las que proceden de las zonas más alejadas del meridiano central.

Si comparamos la figura 5.1 con la 5.2, vemos que en esta última se han representado menos sucesos. Este hecho se debe al agrupamiento de las CMEs halo procedentes de la misma región activa y cercanas en el tiempo que ya se mencionó anteriormente. Además, no se han considerado las CMEs observadas entre el 1 y el 3 de Mayo de 1998 debido a que se producen en el Sol varios sucesos muy cercanos temporalmente, lo que origina un importante número de choques en el viento solar que impiden identificar claramente las nubes magnéticas.

Describimos a continuación el análisis realizado sobre tres de los sucesos de nubes magnéticas que no se presentaron en el capítulo anterior, en los que se ha ajustado nuestro modelo a las observaciones del campo magnético en el viento solar. Las figuras en las que se muestra el resto de nubes magnéticas identificadas se encuentran al final de la sección.

A las 5:54 del día 11 de Abril de 1997, un choque interplanetario alcanza el satélite WIND. Aproximadamente dos horas después del choque un campo magnético intenso (mayor de 20 nT) con una variación suave y una importante depresión en la velocidad térmica (entre las 8:14 y las 15:07 horas) son rasgos evidentes de que el satélite se encuentra en el interior de una nube magnética (figura 5.3 (a)). Ajustando el modelo a los datos del campo magnético se obtiene que la dirección del eje es $\theta=10^\circ$, $\phi=0^\circ$ y que el satélite pasa a una distancia mínima del eje $y_0/R=0.97$, es decir, casi por el borde de la nube. Este hecho, unido a la orientación del eje de la nube según la dirección Sol-Tierra hacen que la componente z-GSE del campo magnético no cambie su polaridad y el ángulo de rotación sea pequeño, lo que hace difícil su identificación.

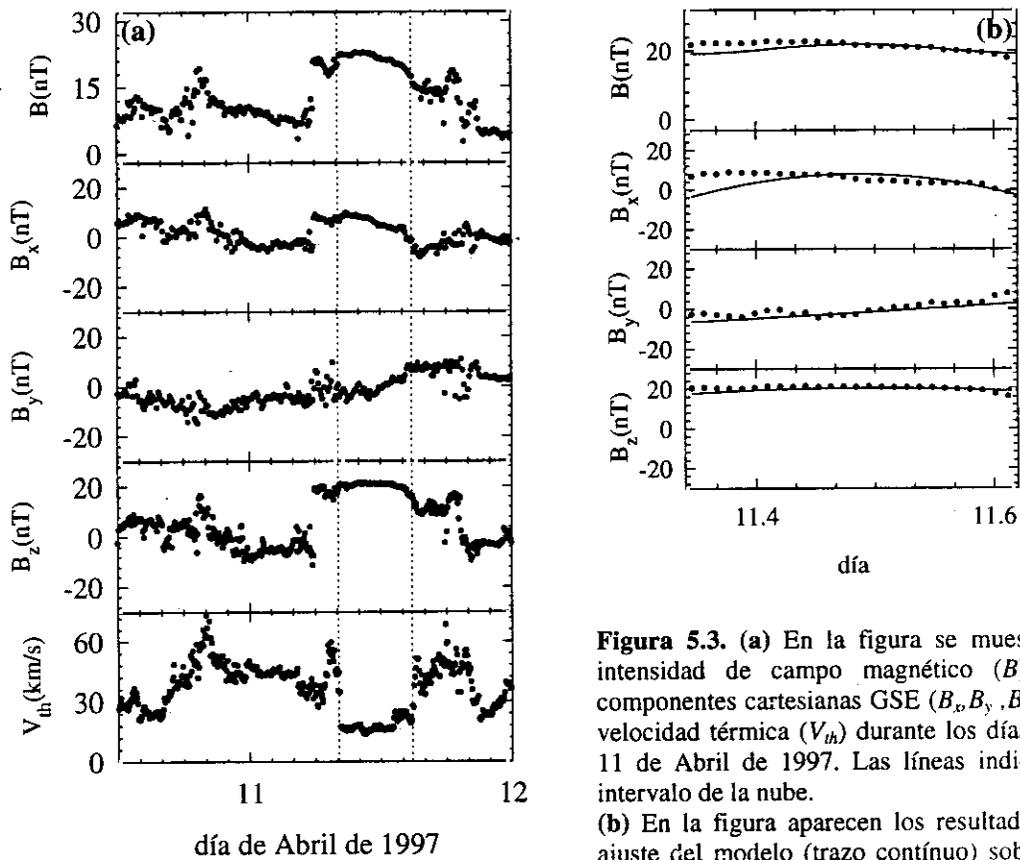


Figura 5.3. (a) En la figura se muestra la intensidad de campo magnético (B), sus componentes cartesianas GSE (B_x, B_y, B_z) y la velocidad térmica (V_{th}) durante los días 10 y 11 de Abril de 1997. Las líneas indican el intervalo de la nube.

(b) En la figura aparecen los resultados del ajuste del modelo (trazo continuo) sobre los datos experimentales (puntos) en el intervalo de la nube.

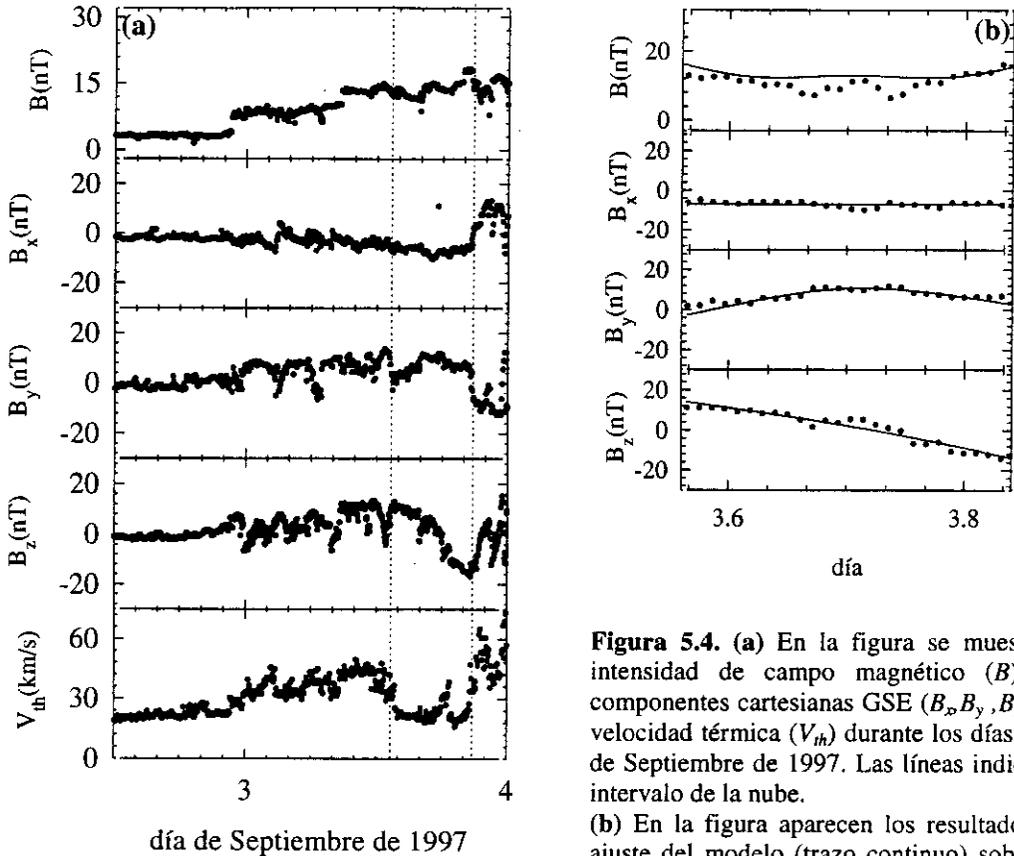


Figura 5.4. (a) En la figura se muestra la intensidad de campo magnético (B), sus componentes cartesianas GSE (B_x, B_y, B_z) y la velocidad térmica (V_{th}) durante los días 2 y 3 de Septiembre de 1997. Las líneas indican el intervalo de la nube. (b) En la figura aparecen los resultados del ajuste del modelo (trazo continuo) sobre los datos experimentales (puntos) en el intervalo de la nube.

Entre las 13:34 y las 20:13 horas del día 3 de Septiembre de 1997, una rotación suave del campo magnético de Norte a Sur junto con una depresión en la velocidad térmica nos indican que el satélite WIND se encuentra en el interior de una nube magnética (fig. 5.4 (a)). La intensidad de campo que se observa es del orden de 12 nT y se mantiene tras el ascenso que se produce en el choque que precede a la nube. Ajustando el modelo a los datos experimentales obtenemos los resultados que se representan con línea continua en la figura 5.4 (b). El ajuste se ha realizado sobre los datos promediados cada media hora debido a la corta duración de la nube, obteniendo una orientación del eje de la nube $\theta=11^\circ$, $\phi=90^\circ$, en coordenadas solares eclípticas, es decir, casi paralelo a la eclíptica y siguiendo la dirección Sol-Tierra. En el momento de máxima aproximación el satélite WIND se encuentra a una distancia del eje de la nube $y_0/R=0.44$, con $R=0.035$ AU, lo que indica un tamaño bastante pequeño de la nube.

El suceso del 14 de Junio de 1998 (figura 5.5) presenta las características típicas de una cuerda de flujo en el plano de la eclíptica. La componente z-GSE del vector campo magnético rota casi de forma simétrica de Norte a Sur, mientras que la componente y-GSE se dirige hacia el Oeste. Ajustando el modelo a los datos experimentales obtenemos una dirección del eje de la nube de $\theta=37^\circ$, $\phi=221^\circ$. Como se observa en la figura 5.5, aunque la intensidad de campo disminuye en el centro de la nube magnética, el modelo reproduce su tendencia perfectamente. Se obtiene un radio de 0.07 UA y una distancia mínima entre la trayectoria del satélite y el eje de la nube $y_0/R=0.55$. El alejamiento entre el eje y el satélite, unido a la gran inclinación de la nube respecto a la eclíptica hacen complicada la identificación de la nube magnética.

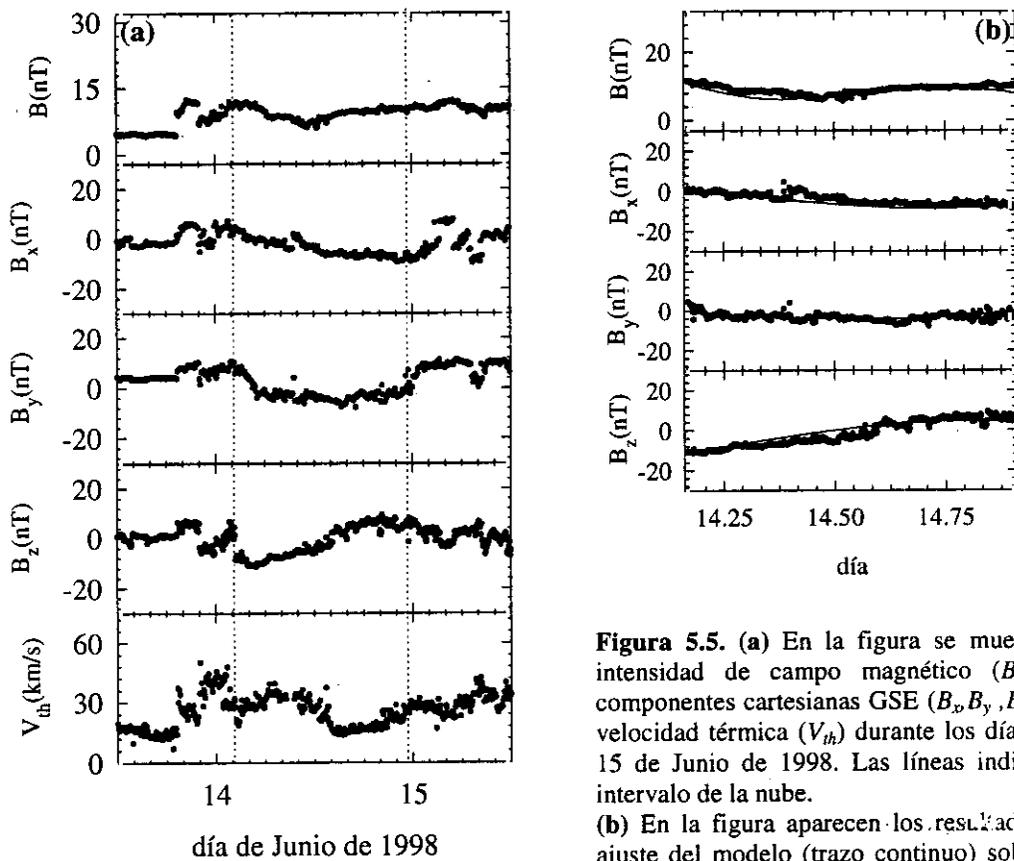
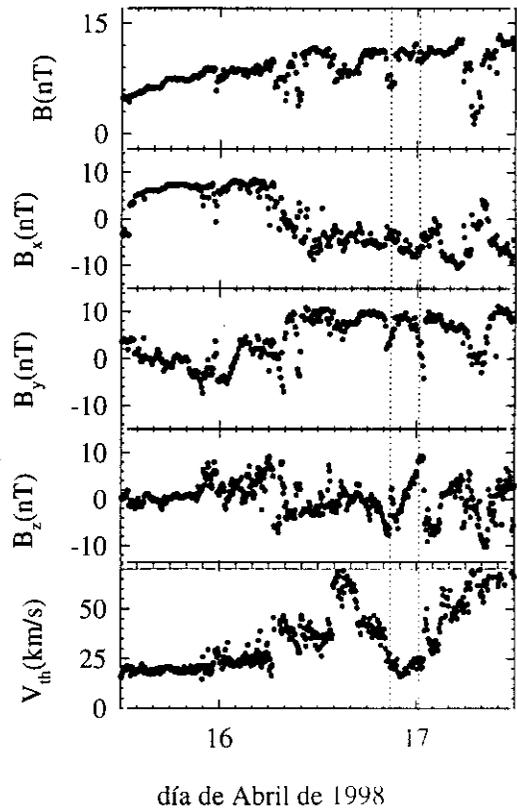
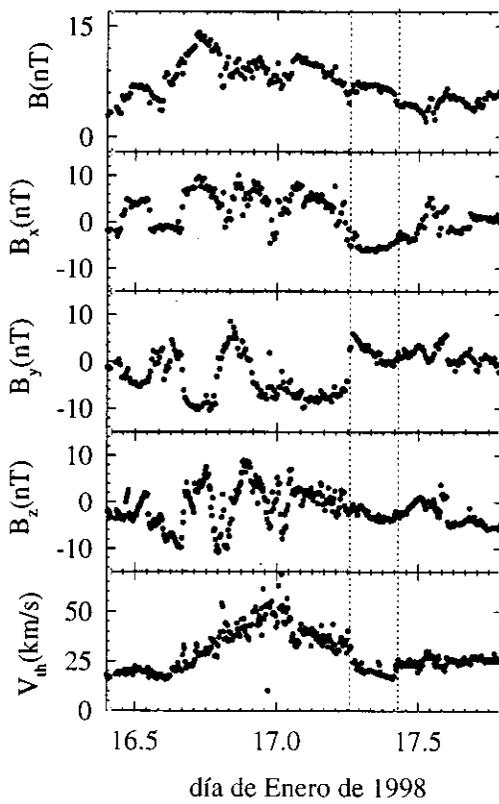
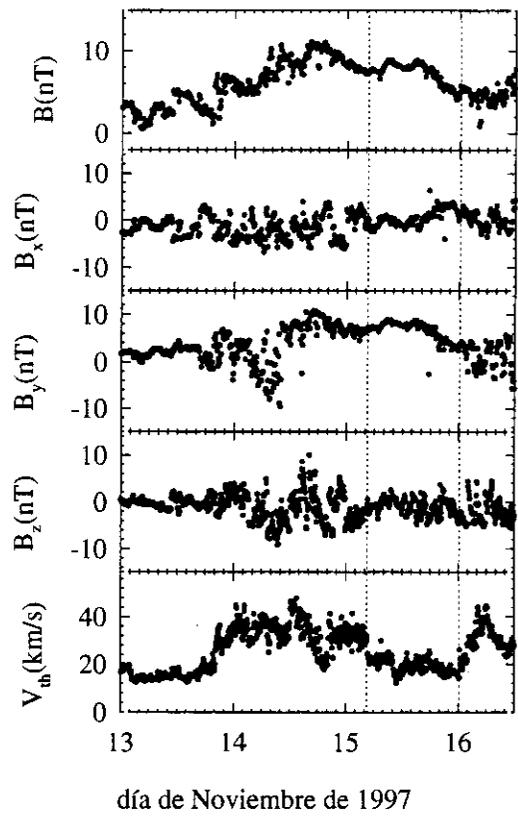
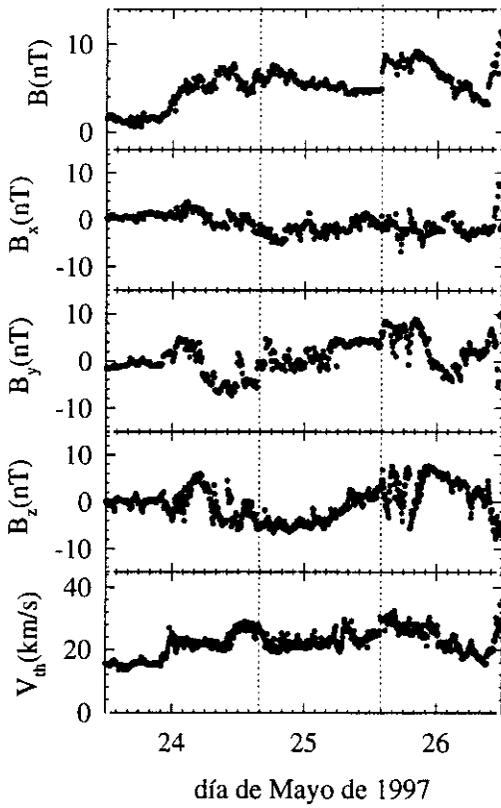
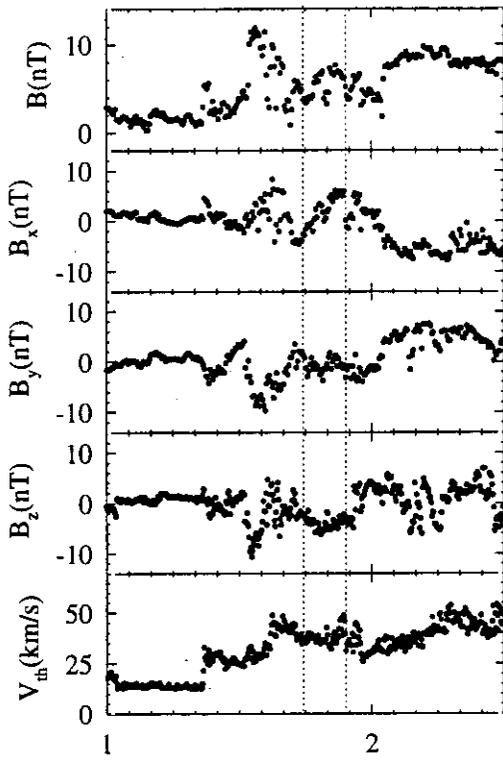


Figura 5.5. (a) En la figura se muestra la intensidad de campo magnético (B), sus componentes cartesianas GSE (B_x, B_y, B_z) y la velocidad térmica (V_{th}) durante los días 13 y 15 de Junio de 1998. Las líneas indican el intervalo de la nube.

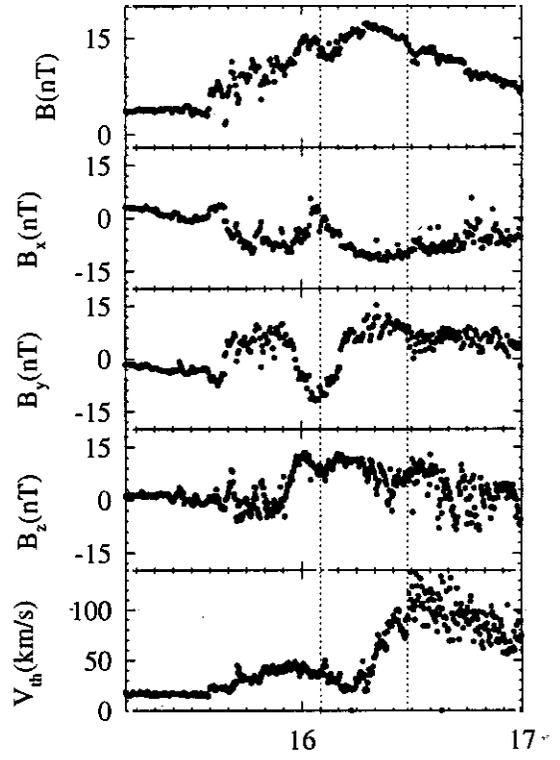
(b) En la figura aparecen los resultados del ajuste del modelo (trazo continuo) sobre los datos experimentales (puntos) en el intervalo de la nube.

Presentamos a continuación las gráficas correspondientes a las restantes 8 nubes identificadas en la tabla 5.2. En cada figura se representa, de arriba hacia abajo, la intensidad de campo magnético, las tres componentes en el sistema GSE de dicho vector y la velocidad térmica para los días indicados en el eje X de cada gráfica.

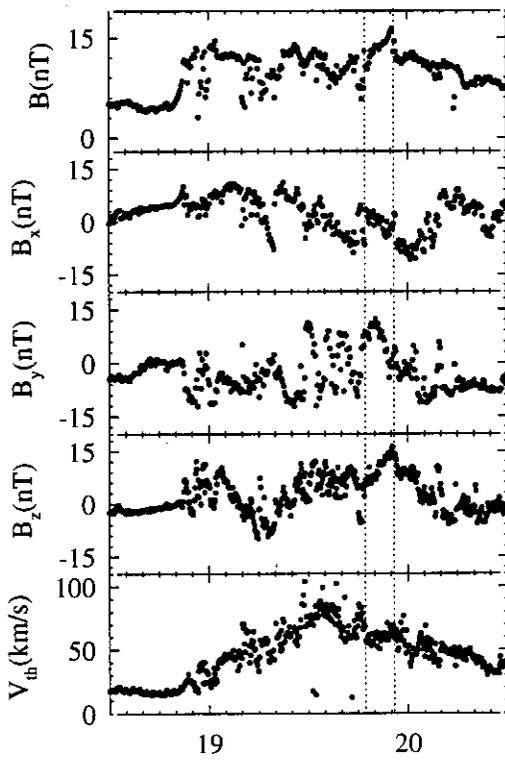




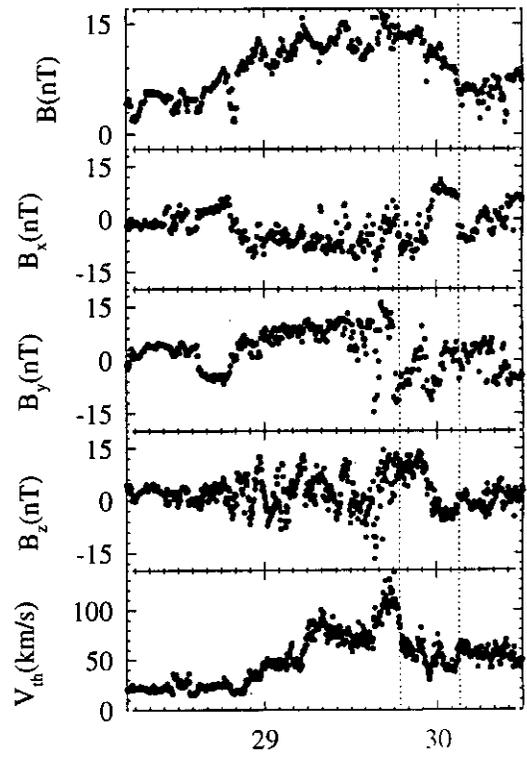
día de Mayo de 1998



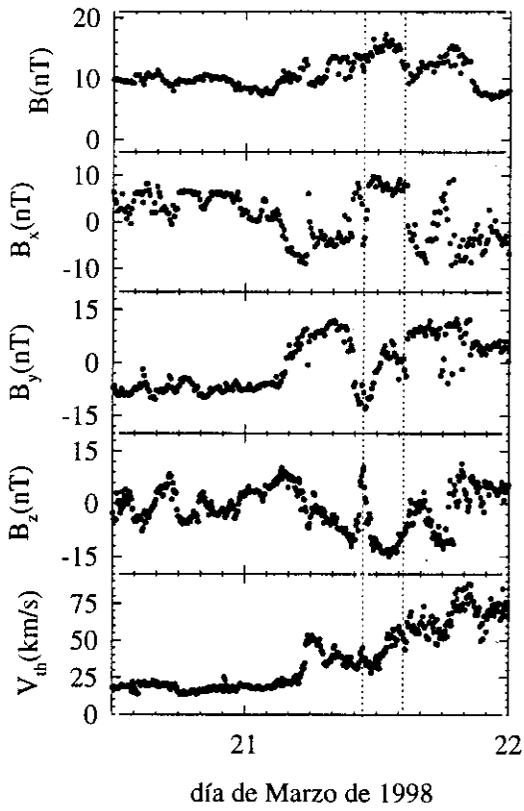
día de Mayo de 1998



día de Junio de 1998



día de Mayo de 1998



6

CONCLUSIONES Y CUESTIONES ABIERTAS



6.1 Conclusiones

En este trabajo se ha llevado a cabo un estudio de las emisiones de masa coronal en el medio interplanetario. El análisis se ha centrado fundamentalmente en la topología que presenta el campo magnético en las nubes magnéticas, denominación que adquiere generalmente este fenómeno en el viento solar. Exponemos a continuación las conclusiones más importantes de este estudio.

- Se ha presentado un modelo para la topología de las nubes magnéticas (capítulo 3). Para ello hemos seguido los siguientes pasos:
 - En la sección 3.2 hemos introducido el sistema de referencia propio de la nube magnética, asumiendo una geometría toroidal para ésta. En dicho sistema la componente radial del campo magnético se anula debido a que se ha considerado que la nube magnética presenta una topología de cuerda de flujo.
 - Se han desarrollado las ecuaciones de Maxwell en el sistema de referencia propio de la nube imponiendo como condiciones, además de la topología de cuerda de flujo, una sección circular para la nube magnética y una densidad de corriente sin componente radial y con componentes toroidal j_{ψ}^* y poloidal j_{ϕ}^* , ambas constantes.
 - De este modo, hemos obtenido las ecuaciones para el vector campo magnético en el interior de una nube. Dichas expresiones teóricas sólo son válidas cuando la nube presenta localmente una estructura cilíndrica. No obstante, como se expone en el capítulo 4, tal aproximación resulta válida para las nubes magnéticas observadas a 1 UA del Sol.
 - En la sección 3.4 se han obtenido las ecuaciones del modelo referidas al sistema GSE, en el que se expresan los datos experimentales. Así, el campo magnético en un punto de la nube depende de cinco parámetros: las dos componentes de la densidad de corriente en el sistema de

referencia de la nube (j_{ϕ}^* , j_{ψ}^*), la latitud (ϕ) y la longitud (θ) del eje de la nube, y la distancia de máximo acercamiento entre el satélite y dicho eje, y_0 .

- En el capítulo cuarto hemos ajustado las expresiones teóricas del modelo a los datos experimentales proporcionados por los satélites WIND e ISEE3 para un total de 52 sucesos. Para 20 de ellos disponemos del análisis realizado con el modelo de *Burlaga* [1988], lo que nos permite establecer comparaciones entre ambos modelos. Los principales resultados de dicho análisis son los siguientes:
 - El modelo reproduce los resultados experimentales adecuadamente.
 - En nuestro procedimiento las expresiones teóricas del modelo se ajustan directamente a las componentes del vector campo magnético en el sistema GSE, sin embargo, en el procedimiento de *Lepping et al.* [1990] se realiza primero un ajuste de los cosenos directores del vector campo magnético y posteriormente otro de la intensidad de campo.
 - Cuando el intervalo seleccionado para nuestro análisis de una nube magnética coincide con el de otros autores, los resultados para la dirección del eje de la nube también coinciden, aunque el ajuste obtenido para la intensidad del campo magnético mejora notablemente con nuestro modelo.
 - Se destaca la capacidad de nuestro modelo para analizar sucesos en los que la distancia de máximo acercamiento entre el satélite y la nube, y_0 , es elevada. Los valores obtenidos para esta distancia varían entre 0.1 y 0.7 (en unidades del radio de la nube, R) para la muestra de 52 sucesos, alcanzando en el capítulo 5 el valor de $y_0=0.97R$ para la nube magnética observada el 11 de Abril de 1997. Por el contrario, no conocemos ningún suceso analizado con el modelo de *Burlaga et al.* [1988] en el que la mínima distancia entre la trayectoria y el satélite sea mayor de $0.44R$.
 - En el ajuste del modelo a los datos experimentales obtenemos, además de la orientación del eje de la nube y la distancia mínima entre el satélite y dicho eje, una estimación de la densidad de corriente. Este último

parámetro no se puede obtener ni experimentalmente ni a partir de análisis anteriores. En todos los casos analizados hemos obtenido valores del orden de $10^{-12} \text{ Cm}^{-2}\text{s}^{-1}$.

- Los valores obtenidos de la densidad de corriente junto con la magnitud del campo magnético medida, nos permiten realizar una estimación de la fuerza de Lorentz. Comprobamos que el valor determinado es pequeño, lo que explica la validez como primera aproximación de los modelos *force-free*. Además, la dirección de dicha fuerza sigue la dirección radial, por lo que debe ser uno de los factores a considerar en la expansión de las nubes magnéticas.

- En el capítulo quinto se ha analizado la relación entre la emisión de una CMEs halo y el encuentro del satélite WIND con una nube magnética en el medio interplanetario unos días más tarde. Los resultados de dicho estudio se detallan a continuación:
 - Se han identificado nuevos sucesos de nubes magnéticas.
 - Se demuestra que si la CME procede de una región activa en la superficie del Sol situada a menos de 20° del meridiano central, el satélite observará la nube magnética, por lo que podemos concluir que las nubes magnéticas constituyen el mismo fenómeno que las CMEs en la superficie solar, pero observado en el medio interplanetario.

6.2 Cuestiones abiertas

El modelo presentado en esta memoria ha demostrado su capacidad para reproducir los datos experimentales cuando un satélite se encuentra con una nube magnética. No obstante, es evidente que son todavía muchas las cuestiones que quedan pendientes en el estudio de las emisiones de masa coronal.

Podemos distinguir claramente dos líneas de investigación futuras que pueden desempeñar un papel importante en la comprensión de dicho fenómeno, aunque no

debemos olvidar que la coordinación entre los progresos en cada una de ellas es imprescindible.

- El estudio propiamente dicho de las CMEs y la topología que presentan cerca del Sol.
 - Una de las cuestiones primordiales es determinar si las nubes magnéticas permanecen conectadas al Sol, lo que lleva consigo la necesidad de un avance en las técnicas observacionales.
 - En el aspecto teórico, sería deseable pasar de una aproximación local de la topología de las nubes magnéticas a un escenario global que nos permita estudiar el comportamiento de estos fenómenos en zonas más próximas al Sol. Esto implicaría levantar la restricción que hemos utilizado en este trabajo de una geometría localmente cilíndrica.
 - Una posibilidad adicional supone incluir una componente radial no nula tanto para el campo magnético, como para la densidad de corriente. La existencia de dicha componente cuando la CME se encuentra aún en las proximidades del Sol es necesaria para explicar una sección menor en los "pies" anclados a la superficie solar que en la parte más alejada del Sol.
- El estudio de las nubes magnéticas en el medio interplanetario.
 - Nuestro modelo ha demostrado su capacidad para obtener diferentes perfiles para la intensidad del campo magnético. No obstante, todos ellos presentan simetría respecto al eje de la nube. Pensamos que la extensión de las ecuaciones del modelo para una sección elíptica puede explicar el comportamiento que se observa en algunos casos.
 - Hasta este momento se ha considerado únicamente la estructura magnética de la nube, eludiendo un análisis del plasma que la constituye, salvo el comportamiento de la velocidad térmica que empleamos en su identificación). Este aspecto es fundamental en el estudio de las nubes magnéticas y debemos incorporarlo en un futuro en un esquema más general del modelo.
 - La estructura de las nubes magnéticas se observa más allá de 2 UA, por lo que el estudio sistemático a partir de datos procedentes de diferentes

satélites para los mismos sucesos puede aportar una valiosa información sobre su evolución.

- Otra de las cuestiones pendientes de las nubes magnéticas en relación con la anterior es su estabilidad. El modelo que hemos presentado en esta memoria nos da la posibilidad de calcular la energía magnética almacenada en el interior de la nube. Pensamos que esto nos permitirá determinar las condiciones en las que una CME puede convertirse en una estructura estable y mantener su topología a grandes distancias del Sol.
- Por otra parte, queremos estudiar la dinámica de las nubes magnéticas y su expansión, para lo que debemos tener en consideración el balance entre ambos términos de la presión en el interior de la nube: la presión magnética y la presión térmica.

El objetivo final de estos estudios es el de avanzar en la comprensión del fenómeno de las emisiones de masa coronal de forma global, desde su origen en el Sol hasta varias unidades astronómicas en el medio interplanetario. Para ello sería deseable que avanzaran de forma paralela las técnicas instrumentales y los modelos teóricos.

APÉNDICE 1. Cuerdas de flujo y equilibrio *force-free*.

En el capítulo 1 hemos descrito la actividad solar con idea de centrar el análisis que se desarrolla en los siguientes capítulos. En este apéndice presentamos con más rigor los conceptos y desarrollos matemáticos [Parker, 1979 y Priest, 1982].

Cuerdas de flujo y helicidad magnética.

Si partimos de la definición de una *línea de campo magnético* como la línea paralela al vector campo magnético \mathbf{B} y que por lo tanto es una solución del sistema de ecuaciones

$$\frac{dx}{B_x} = \frac{dy}{B_y} = \frac{dz}{B_z} \quad (\text{A1.1})$$

Se define entonces un *tubo de flujo magnético* como el conjunto de líneas de campo que atraviesan una curva cerrada. Así, una *cuerda de flujo* es un tubo de flujo retorcido.

Empleando coordenadas cilíndricas polares (r, θ, z) para un tubo de flujo recto y cilíndricamente simétrico de longitud L , las componentes del campo magnético están dadas por

$$(B_r, B_\theta, B_z) = (0, B_\theta(r), B_z(r)) \quad (\text{A1.2})$$

Teniendo en cuenta que $\mathbf{j} = \nabla \times \mathbf{B} / \mu_0$, podemos obtener las componentes de la densidad de corriente eléctrica

$$(j_r, j_\theta, j_z) = \left(0, -\frac{1}{\mu_0} \frac{dB_z}{dr}, \frac{1}{\mu_0} \frac{d}{dr}(rB_\theta) \right) \quad (\text{A1.3})$$

Así, las líneas de campo magnético descansan en superficies cilíndricas que presentan una torsión en torno al eje del tubo. El ángulo Φ que indica la torsión de una línea de campo desde un extremo al otro del tubo viene dado por la expresión

$$\Phi = \frac{LB_\theta}{rB_z} \quad (\text{A1.4})$$

Esta expresión para Φ puede obtenerse considerando en la superficie cilíndrica de radio r líneas paralelas que recorren una distancia horizontal Φr según avanzan en vertical

una distancia L , lo que nos permite disponer de dos expresiones iguales para la pendiente de dichas líneas. Dicha pendiente corresponde a la tangente del ángulo de inclinación de las líneas de campo magnético o *pitch angle* (Θ)

$$\operatorname{tg} \Theta = \frac{\Phi r}{L} = \frac{B_\theta}{B_z} \quad (\text{A1.5})$$

En general el retorcimiento Φ varía con r y por lo tanto las líneas de campo en diferentes superficies de flujo presentan diferentes inclinaciones.

Los tubos de flujo presentan varios efectos físicos característicos. Almacenan energía magnética ($\int_V (B^2/2\mu)dV$) y pueden actuar como un canal para un flujo de partículas rápidas, calor y plasma. A menudo se los considera estructuras aisladas en un medio pasivo, lo que a veces puede llevar a resultados incorrectos, debido a que pueden interactuar con su entorno bien mediante fuerzas de presión y también mediante reconexiones en las que puede existir intercambio de masa, momento, energía y una magnitud topológica conocida como *helicidad magnética* que, en términos del potencial vector (\mathbf{A}), viene dada por la expresión

$$H = \int_V \mathbf{A} \cdot \mathbf{B} dV \quad (\text{A1.6})$$

donde $\mathbf{B} = \nabla \times \mathbf{A}$. La helicidad magnética es una medida de la torsión (o retorcimiento) de las líneas de campo magnético.

La ecuación de movimiento y el equilibrio *force-free*.

La ecuación MHD de movimiento de un plasma sometido a la acción de un gradiente de presión del plasma, a una fuerza magnética ($\mathbf{j} \times \mathbf{B}$) y a la gravedad es

$$\rho \frac{d\mathbf{v}}{dt} = -\nabla p + \mathbf{j} \times \mathbf{B} + \rho \mathbf{g} \quad (\text{A1.7})$$

donde $\mathbf{j} = \nabla \times \mathbf{B} / \mu_0$.

En términos de la velocidad (v_0), densidad (ρ_0), presión (p_0) intensidad de campo (B_0) y escala de longitud (L) típicas del plasma, los órdenes de magnitud de los términos de la ecuación (A1.7) son $\frac{\rho_0 v_0^2}{L}$, $\frac{p_0}{L}$, $\frac{B_0^2}{\mu_0 L}$ y $\rho_0 g$, respectivamente. Por lo tanto, en una situación en la que los otros términos no dominen a las fuerzas magnéticas, el primer término es despreciable si

$$v_0^2 \ll \frac{B_0^2}{\mu_0 \rho} \equiv v_A^2 \quad (\text{A1.8})$$

En otras palabras, tendremos un equilibrio de fuerzas magnetohidrostáticas si las partículas tienen una velocidad mucho menor que la velocidad de Alfvén (v_A). Si a esta condición añadimos que

$$L \ll \frac{B_0^2}{\mu_0 \rho_0 g} \equiv \frac{2H}{\beta} \quad (\text{A1.9})$$

donde $H = p_0 / (\rho_0 g)$ es la *altura de la escala de presión* y $\beta = 2\mu_0 p_0 / B_0^2$ es la *beta del plasma* (la relación entre la presión del plasma y la presión magnética), entonces el término gravitatorio es mucho menor que el término magnético y nos encontramos en un equilibrio magnetostático

$$\mathbf{0} = -\nabla p + \mathbf{j} \times \mathbf{B} \quad (\text{A1.10})$$

Finalmente, el término del gradiente de presión es despreciable si $2\beta \ll 1$ y la ecuación (A1.10) se reduce a

$$\mathbf{0} = \mathbf{j} \times \mathbf{B} \quad (\text{A1.11})$$

lo que se conoce como equilibrio *force-free*.

APÉNDICE 2. Procedimientos para determinar la orientación de una nube magnética en el medio interplanetario.

Además de determinar la topología de las líneas de campo de una nube magnética únicamente a partir de las observaciones de su encuentro con un satélite, el problema de las nubes magnéticas presenta una dificultad adicional: conocer la orientación de la propia nube en el medio interplanetario. Debido a que el vector campo magnético rota en planos casi paralelos según se observa el paso de la nube, se utilizó en un principio el análisis de mínima variación [Sonnerup y Cargill, 1967] para determinar la dirección del eje de la nube. Posteriormente se comprobó que dicho análisis dependía de forma importante de la distancia mínima entre la trayectoria del satélite y dicho eje, especialmente cuando esta distancia era grande. Esto llevó a Lepping *et al.* [1990] a desarrollar un algoritmo que emplea en una primera parte el análisis de mínima variación y posteriormente, considerando el modelo propuesto por Burlaga [1998] para la topología de las líneas de campo de una nube magnética, incorpora la trayectoria relativa del satélite en su interior.

De hecho, el análisis de mínima variación de forma independiente y el procedimiento de Lepping *et al.* [1990] son los dos únicos métodos existentes en la bibliografía para determinar la orientación de la nube magnética en el medio interplanetario. Los describiremos a continuación con más detalle.

El análisis de mínima variación aplicado a una nube magnética

Durante el encuentro de una nube magnética con un satélite, el vector campo magnético \mathbf{B} se mide en N tiempos sucesivos. El valor medio de \mathbf{B} en componentes cartesianas es

$$\langle \mathbf{B} \rangle = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \mathbf{B}^i, \quad \text{donde } \mathbf{B}^i = (B_x^i, B_y^i, B_z^i), \quad i = 1, \dots, N \quad (\text{A2.1})$$

El análisis consiste en determinar un vector normal \mathbf{n} para la dirección de mínima variación de \mathbf{B} . Para ello es necesario calcular la desviación cuadrática media de los productos individuales $\mathbf{B}^i \cdot \mathbf{n}$ de $\langle \mathbf{B}^i \cdot \mathbf{n} \rangle$:

$$\sigma^2 = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N (\mathbf{B}^i \cdot \mathbf{n} - \langle \mathbf{B}^i \cdot \mathbf{n} \rangle)^2 \quad (\text{A2.2})$$

Optimizar la ecuación (A2.2) es equivalente a encontrar el autovalor más pequeño de la matriz covariante $\mathbf{M}_{\alpha,\beta}$

$$\mathbf{M}_{\alpha,\beta} = \langle \langle B_\alpha B_\beta \rangle \rangle - \langle B_\alpha \rangle \langle B_\beta \rangle, \quad \text{con } \alpha, \beta \in \{x, y, z\} \quad (\text{A2.3})$$

Los tres autovalores y autovectores calculados de $\mathbf{M}_{\alpha,\beta}$ corresponden a las direcciones de mínima, intermedia y máxima variación de \mathbf{B} , es decir, las direcciones de un nuevo sistema de ejes principales (el sistema de mínima variación) en el cual el eje de la nube sigue la dirección de variación intermedia. La nomenclatura utilizada en la literatura para los autovectores \mathbf{e}_i y autovalores λ_i es:

- \mathbf{e}_1, λ_1 : autovector y autovalor para la dirección de máxima variación
- \mathbf{e}_2, λ_2 : autovector y autovalor para la dirección de intermedia variación
- \mathbf{e}_3, λ_3 : autovector y autovalor para la dirección de mínima variación

Las direcciones de variación están correctamente determinadas si se satisface el criterio de error dado por *Lepping y Behannon* [1980] y *Siscoe y Suey* [1972]:

$$\frac{\lambda_2}{\lambda_3} \geq 2 \quad \text{y} \quad \text{ángulo entre } (\mathbf{B}_1, \mathbf{B}_N) \geq 30^\circ \quad (\text{A2.4})$$

El error aproximado en la dirección es de unos 10° [*Burlaga y Behannon*, 1982].

Las direcciones de variación calculadas en coordenadas GSE son

$$\begin{aligned} \varphi_k &= \text{atan} \frac{y_k}{x_k} \\ \theta_k &= \text{atan} \frac{\sqrt{x_k^2 + y_k^2}}{z_k} \end{aligned} \quad (\text{A2.5})$$

con $|\mathbf{e}_k| = 1$; $\mathbf{e}_k = (x_k, y_k, z_k)$; $k = 1, 2, 3$

Procedimiento de *Lepping et al.* [1990]

Lepping et al. [1990] asumen que el equilibrio *force-free* (apéndice 1) es una buena aproximación para las nubes magnéticas y consideran, siguiendo a *Burlaga* [1988], la solución de *Lunquist* [1950] para el campo magnético en el interior de una nube magnética. Las expresiones que se obtienen son

$$B_{eje} = B_0 J_0(\alpha r), \text{ para la componente axial} \quad (\text{A2.6})$$

$$B_{az} = B_0 H J_1(\alpha r) \text{ para la componente azimutal y} \quad (\text{A2.7})$$

$$B_r = 0 \text{ para la componente radial} \quad (\text{A2.8})$$

donde J_0 y J_1 son las funciones de Bessel de orden cero y uno, r es la distancia desde el eje, $H=\pm 1$ determina el sentido de giro del campo magnético (helicidad), B_0 (la "amplitud") es una estimación de la máxima intensidad de campo magnético que se da en el eje de la nube ($r=0$) y α es una constante que está relacionada con el radio de la nube ($\alpha=2.4/R$).

Las tres expresiones dependen únicamente de la variable independiente r , por lo que las características de la nube, relativas a la trayectoria del satélite, quedan en función de siete parámetros: la latitud (θ) y longitud (ϕ) del eje de la nube, la distancia de máxima aproximación entre el satélite (y_0) y el eje de la nube, la intensidad del campo magnético en el eje (B_0), α^{-1} , la helicidad $H=\pm 1$ y el instante de máximo acercamiento entre el eje de la nube y el satélite (t_0).

El procedimiento para obtener los parámetros comienza aplicando el análisis de mínima variación al vector campo magnético normalizado en el intervalo de la nube. Esta normalización consiste en dividir cada una de las componentes del vector por su módulo, de forma que el análisis no se realiza sobre el vector medido, sino sobre su dirección. Se obtiene de esta forma una estimación de la latitud y la longitud del eje de la nube que se utilizarán en el siguiente paso. El ajuste del modelo a los datos (normalizados) consiste en minimizar la expresión

$$\chi^2 = \sum \left[(B_{xv}^{\text{exp}} - B_{xv}^{\text{mod}})^2 + (B_{yv}^{\text{exp}} - B_{yv}^{\text{mod}})^2 + (B_{zv}^{\text{exp}} - B_{zv}^{\text{mod}})^2 \right] \quad (\text{A2.9})$$

donde los subíndices ν se refieren al sistema de coordenadas de mínima variación y los superíndices exp y mod al campo magnético del modelo y experimental (siempre normalizados).

El ajuste de mínimos cuadrados permite estimar los siguientes parámetros: t_0 , y_0 , una corrección de la orientación del eje $\Delta\theta_1$ y $\Delta\phi_1$, $R_0 (=2.4/\alpha)$ y H . Estos parámetros se utilizan para refinar el sistema de mínima variación (con los ajustes $\Delta\theta_1$ y $\Delta\phi_1$) y se repite la minimización del χ^2 obteniendo unos nuevos valores para t_0 , y_0 , $R_0 (=2.4/\alpha)$ y H . Los valores $\Delta\theta_2$ y $\Delta\phi_2$ obtenidos no se utilizan para mejorar el ajuste, sino que se combinan en un ángulo (δ) que se utiliza como criterio para juzgar la calidad del ajuste, junto con el valor del χ^2 final.

Para finalizar se realiza otro ajuste de mínimos cuadrados con los datos experimentales de la intensidad de campo magnético que permite determinar el valor del campo en el eje de la nube, B_0 .

APÉNDICE 3. Sistemas de coordenadas.

Los instrumentos detallados en este capítulo nos proporcionan medidas vectoriales, tales como el campo magnético o la velocidad del viento solar. Inicialmente las medidas están referidas a un sistema de coordenadas propio del satélite. Considerando los datos de la órbita y la orientación del mismo estos valores experimentales se transforman a dos sistemas de referencia centrados en Tierra[Russell, C.T., 1971]:

- (1) Sistema GSE (*Geocentric Solar Ecliptic coordinate system*) y
- (2) Sistema GSM (*Geocentric Solar Magnetosferic coordinate system*)

El primero de ellos tiene la eclíptica como el plano de referencia fundamental. Las órbitas de la mayor parte de los planetas se sitúan prácticamente en este plano (excepto la de Plutón que está inclinada 7°). Se trata de un sistema centrado en Tierra cuyas direcciones cartesianas se definen como sigue: el eje X sigue la línea Tierra-Sol, apuntando hacia el Sol; el eje Y se sitúa en el plano de la eclíptica a 90° de la dirección X en sentido antihorario, y el eje Z apunta hacia el polo Norte de la eclíptica completando el sistema.

A veces resulta útil expresarlo en coordenadas angulares, también conocidas como coordenadas SE (*solar ecliptic*). Las tres componentes son en este caso el módulo del vector que estamos midiendo, la *longitud* (o ángulo medido en el plano de la eclíptica desde el eje X hacia el eje Y) y la *latitud* (medida hacia el Norte (+) o hacia el Sur (-) de la eclíptica).

Este sistema se utiliza principalmente para las observaciones de campo magnético interplanetario y datos de velocidades de viento solar.

El segundo sistema de coordenadas al que hacemos referencia más arriba, el sistema GSM, al igual que el GSE, tiene el eje X dirigido de la Tierra al Sol. El eje Y se define perpendicular al dipolo magnético de la Tierra, de forma que el plano X-Z contiene al eje del dipolo. El eje Z positivo se elige en el mismo sentido que el polo Norte magnético. La diferencia entre el sistema GSM y el GSE consiste por lo tanto simplemente en una rotación en torno al eje X.

Apéndice 3

Este sistema de coordenadas es útil para medir los campos magnéticos y las velocidades del viento solar en las distintas regiones de la Magnetosfera y para determinar la posición de regiones como la magnetopausa.

APÉNDICE 4. Nubes magnéticas analizadas con nuestro modelo.

Como ya se mencionó en la sección 4.2, en este apéndice se recogen las nubes analizadas utilizando nuestro modelo que no han sido presentadas con anterioridad. Recordemos que los parámetros resultantes del ajuste de estas nubes aparecen en las tablas 4.1 y 4.2.

Para cada suceso se presentan dos gráficas. En la situada a la izquierda podemos observar la intensidad del campo magnético, B , y las componentes cartesianas de dicho vector en el sistema de referencia GSE, B_x, B_y, B_z , durante los días que se menciona en los pies de figura, junto con la velocidad térmica, V_{th} , la densidad de iones, N , y la velocidad del viento solar, V_{sw} . El conjunto de todos estos parámetros físicos nos permite establecer los límites de las nubes magnéticas observadas, que se muestran en la figura con líneas verticales.

Una vez establecido el intervalo temporal de la nube magnética, realizamos el ajuste de nuestro modelo a los datos experimentales. Dicho ajuste se muestra para cada suceso a la derecha de la figura correspondiente a los datos de campo y plasma descritos anteriormente. Superpuesto a los datos experimentales (puntos), se observa el ajuste para la intensidad de campo magnético y las tres componentes cartesianas GSE de dicho vector con trazo continuo.

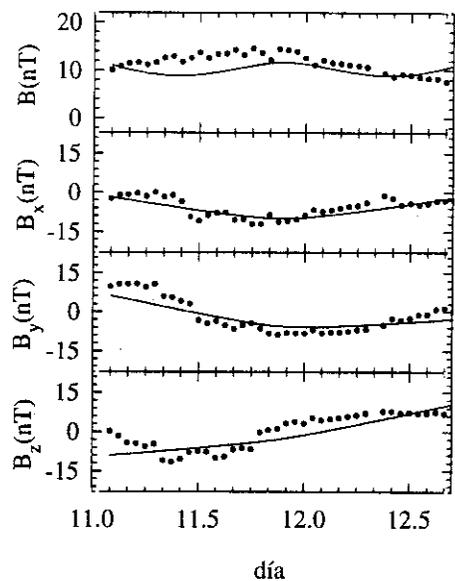
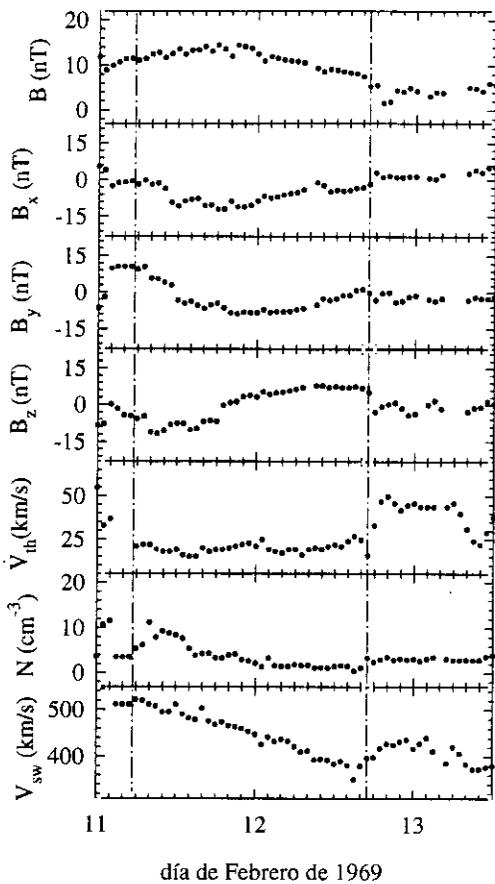


Figura A4.1. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 11 y 13 de Febrero de 1967 y ajuste del modelo

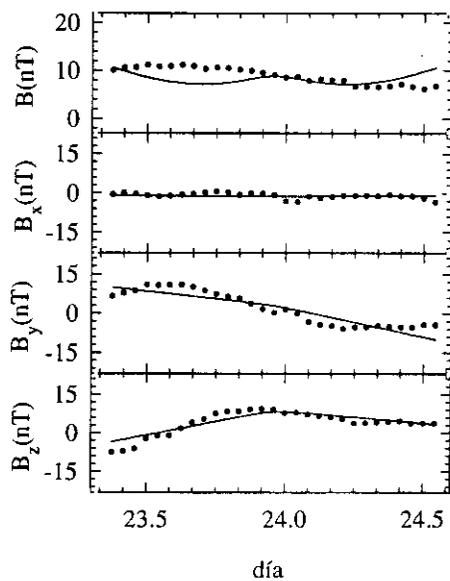
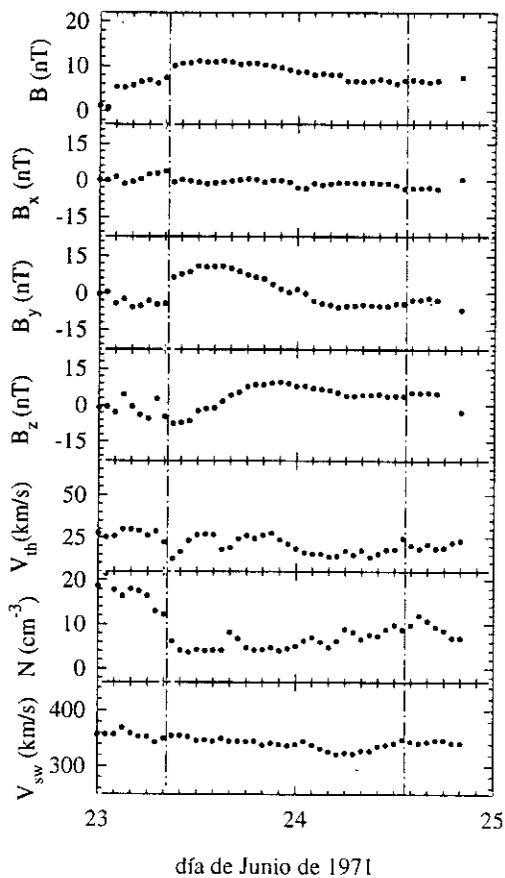


Figura A4.2. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 23 y 24 de Junio de 1971 y ajuste del modelo

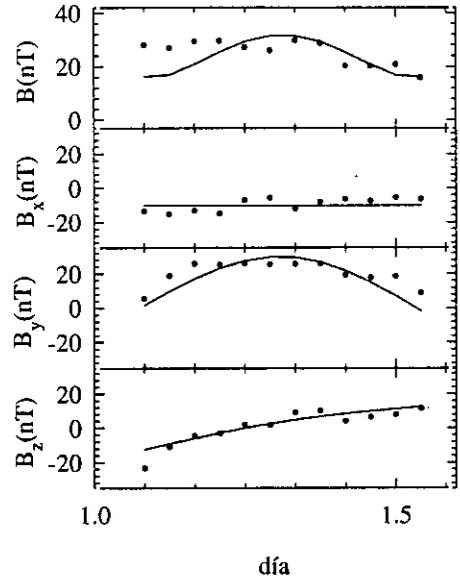
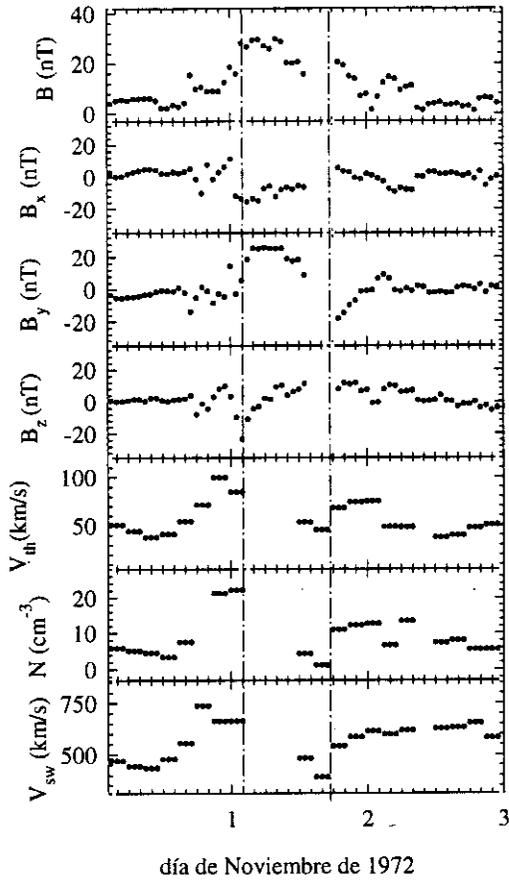


Figura A4.3. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 30 de Octubre y 3 de Noviembre de 1972 y ajuste del modelo

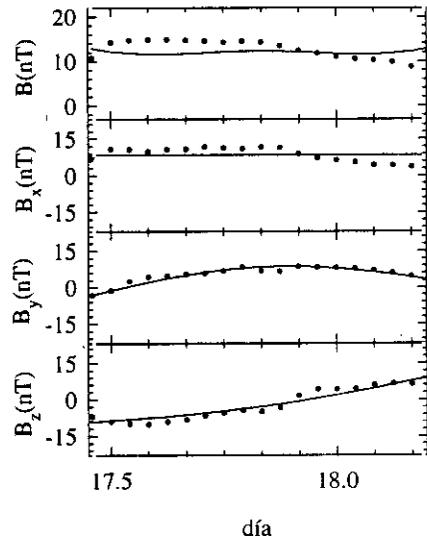
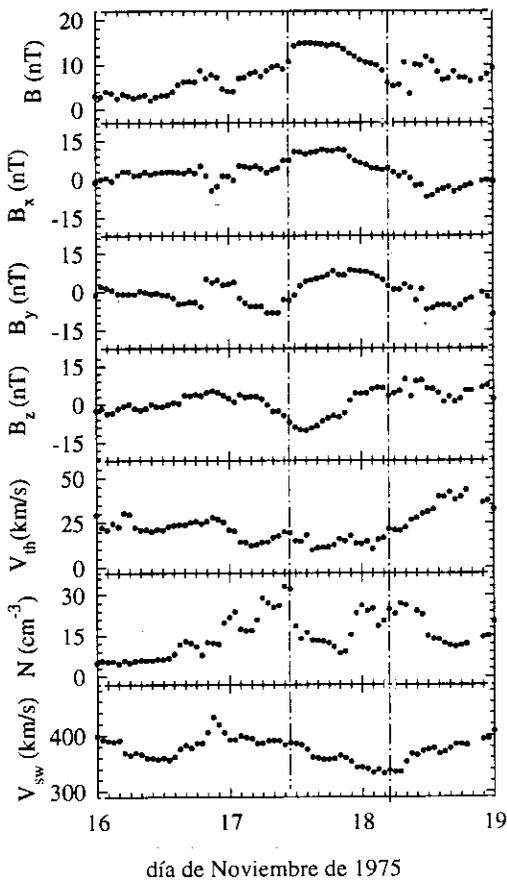


Figura A4.4. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 16 y 19 de Noviembre de 1975 y ajuste del modelo

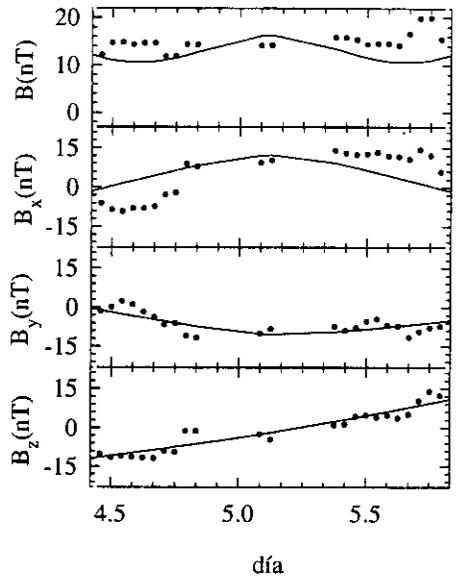
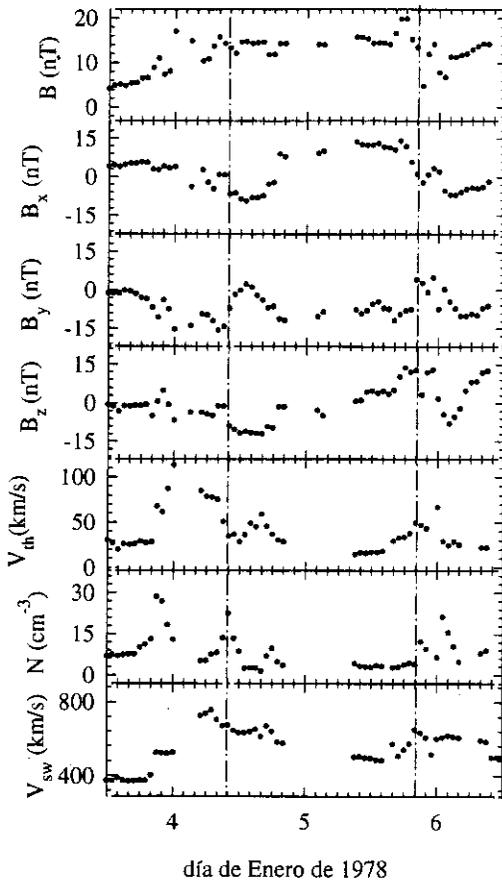


Figura A4.5. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 3 y 6 de Enero de 1978 y ajuste del modelo

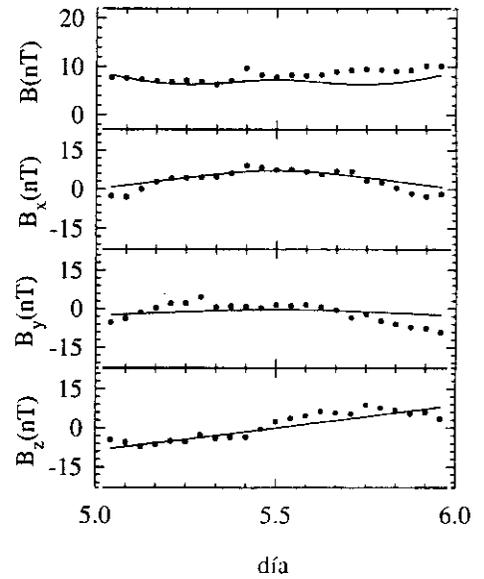
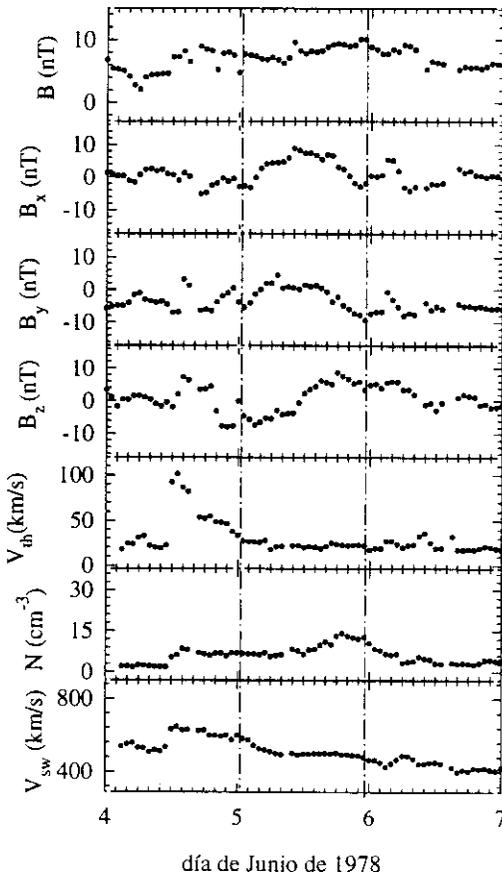


Figura A4.6. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 4 y 7 de Junio de 1978 y ajuste del modelo

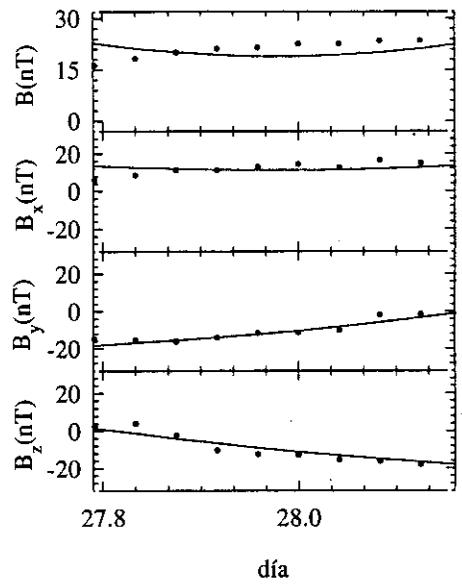
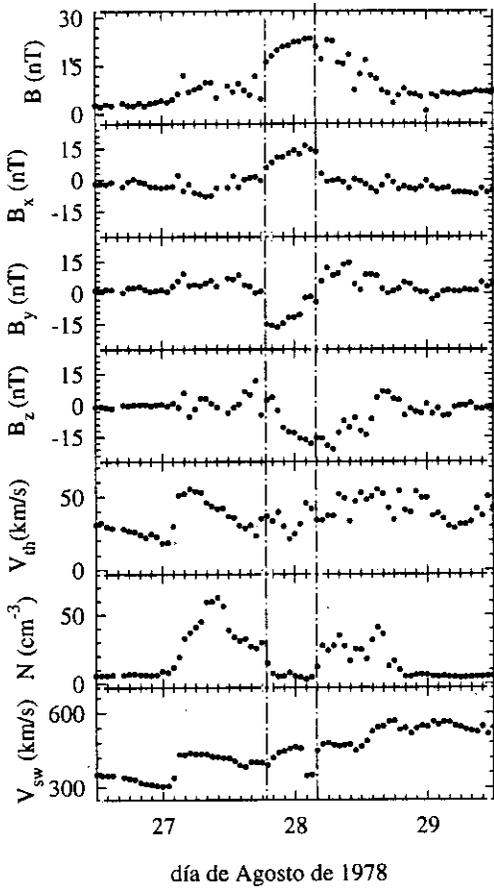


Figura A4.7. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 26 y 29 de Agosto de 1978 y ajuste del modelo.

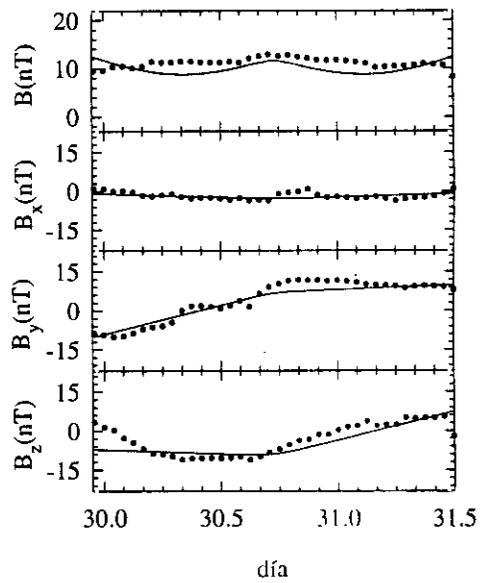
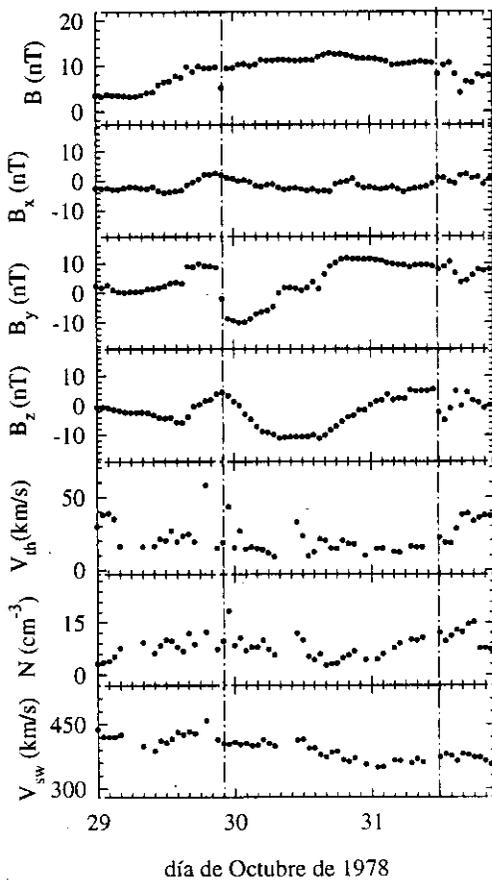


Figura A4.8. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 29 y 31 de Agosto de 1978 y ajuste del modelo.

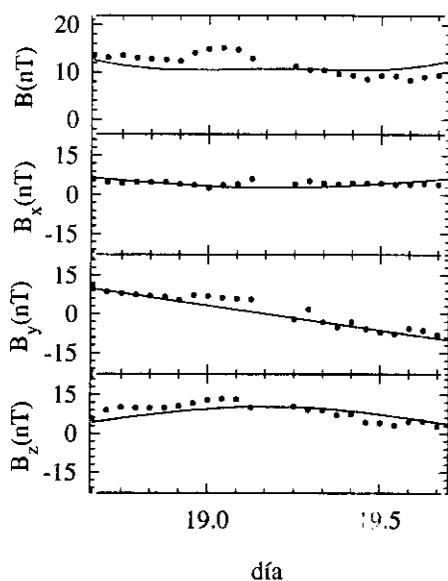
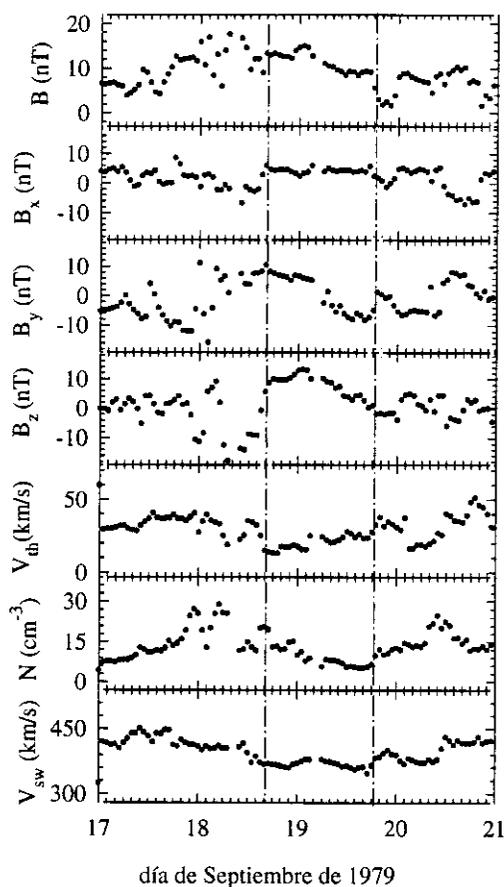


Figura A4.9. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 17 y 31 de Septiembre de 1979 y ajuste del modelo.

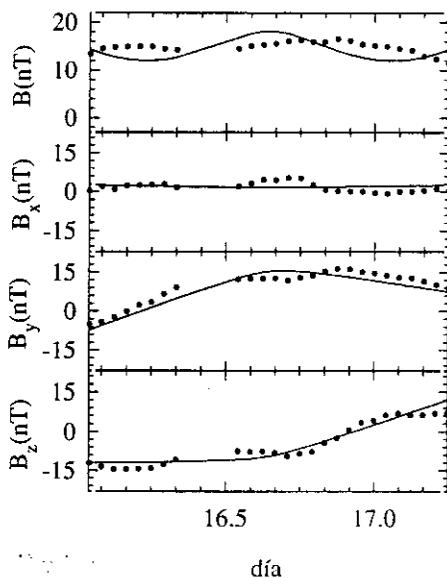
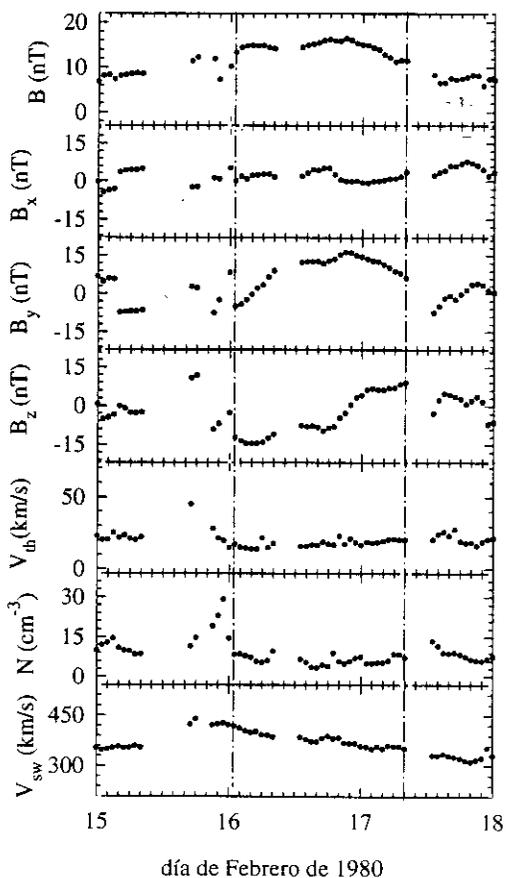


Figura A4.10. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 15 y 18 de Febrero de 1980 y ajuste del modelo.

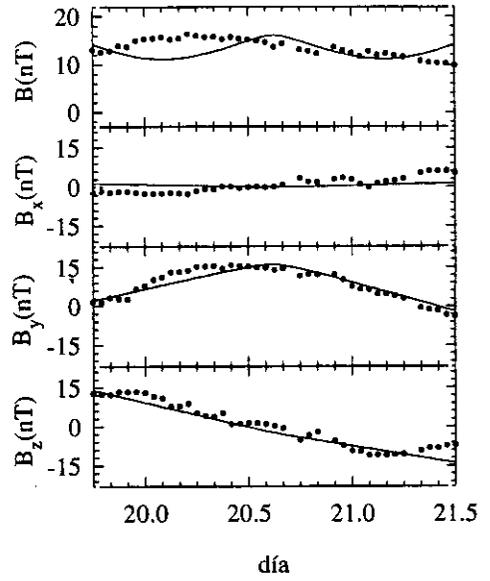
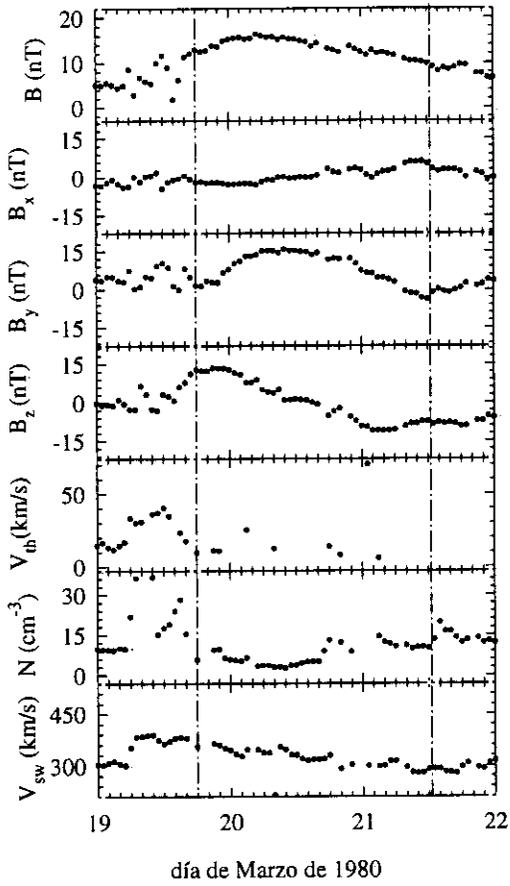


Figura A4.11. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 19 y 22 de Marzo de 1980 y ajuste del modelo.

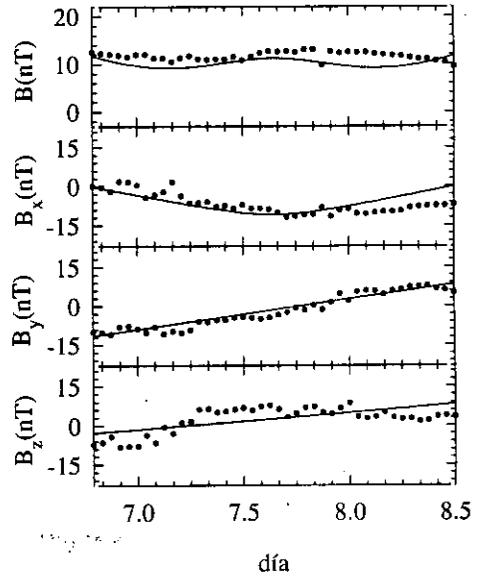
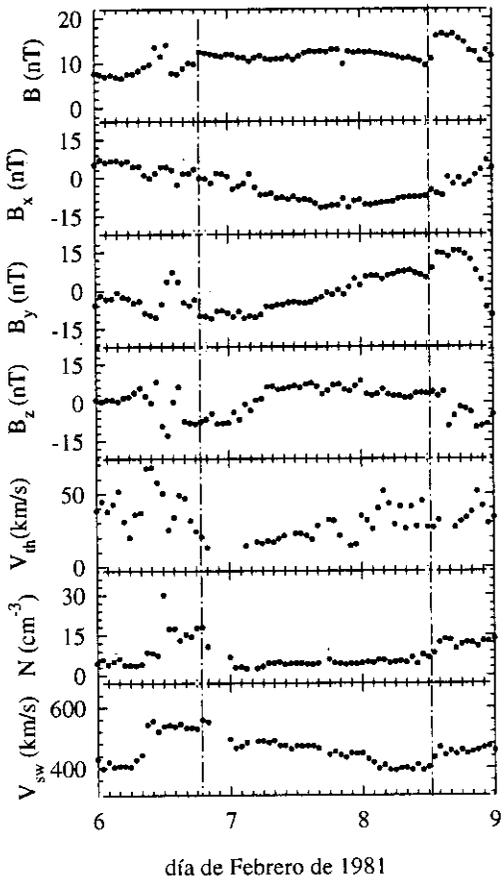


Figura A4.12. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 6 y 9 de Febrero de 1981 y ajuste del modelo.

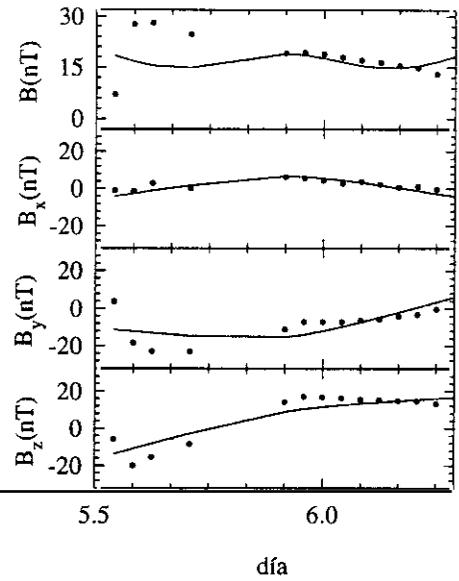
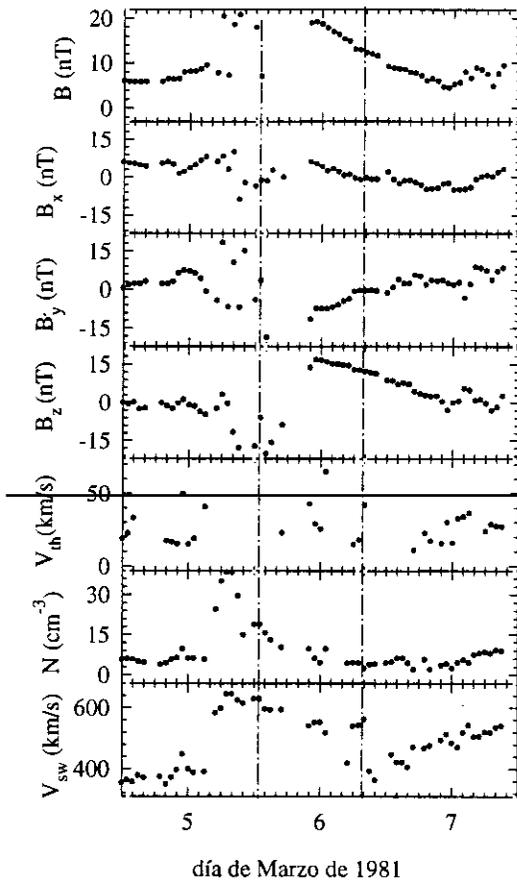


Figura A4.13. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 4 y 7 de Marzo de 1981 y ajuste del modelo.

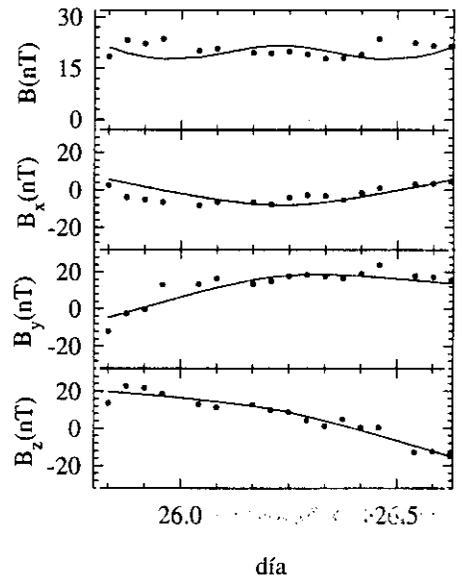
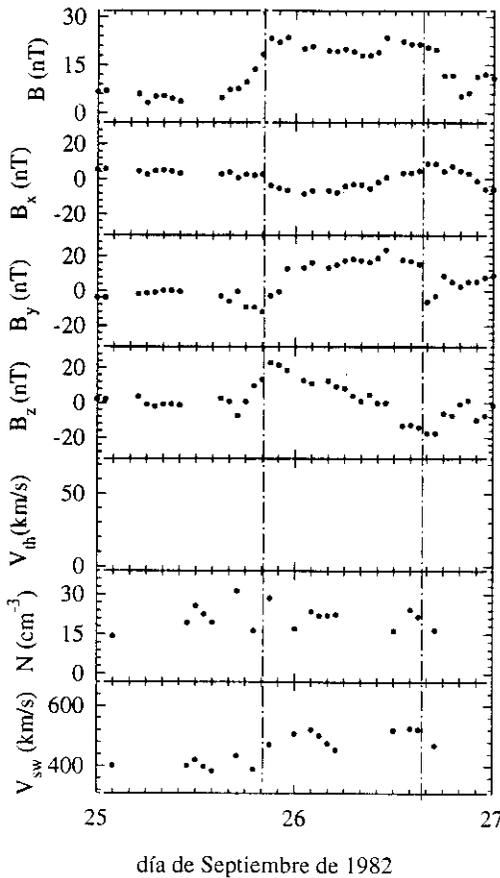


Figura A4.14. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 25 y 27 de Septiembre de 1982 y ajuste del modelo.

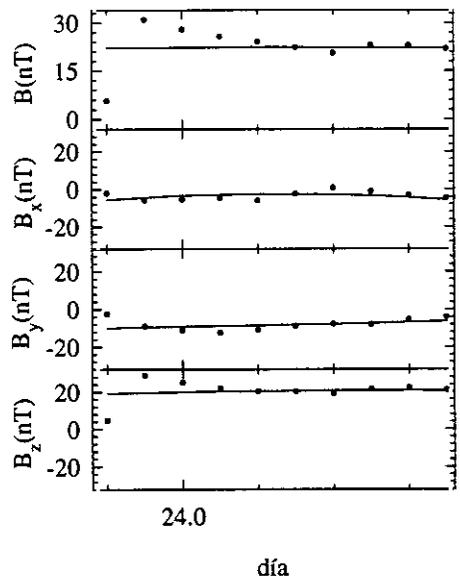
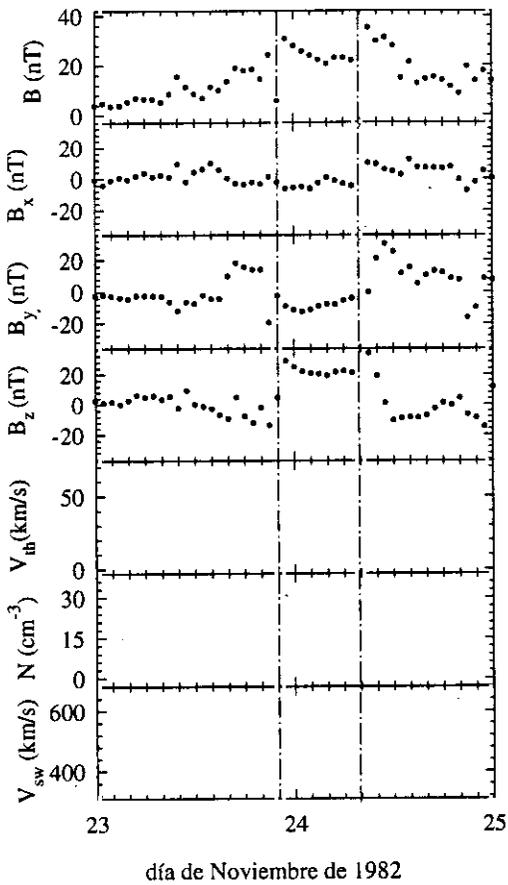


Figura A4.15. Medidas de campo magnético entre los días 23 y 25 de Noviembre de 1982 y ajuste del modelo. Se observa un hueco en los datos de plasma.

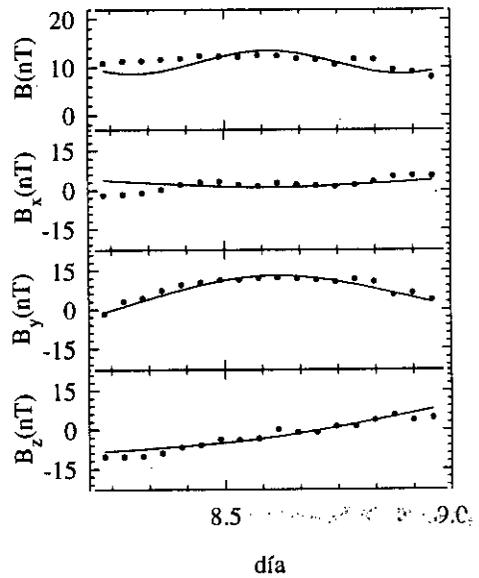
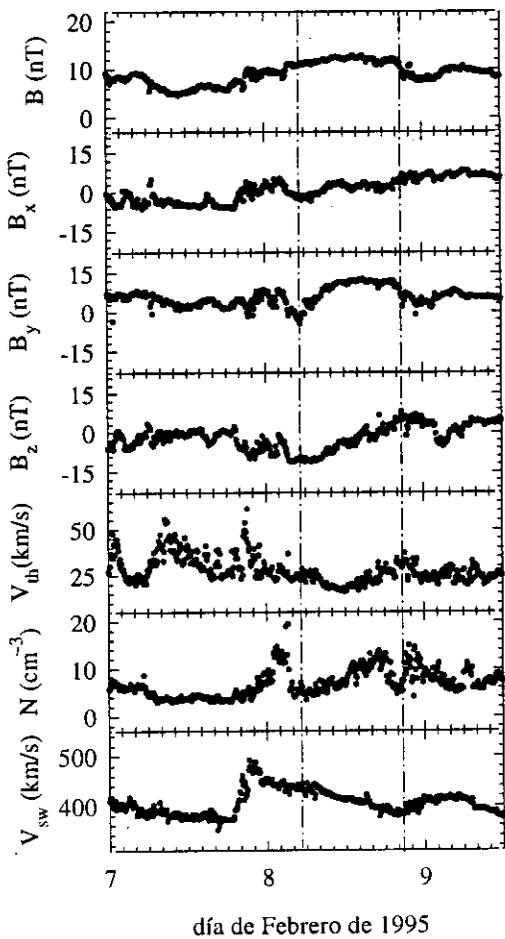


Figura A4.16. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 7 y 9 de Febrero de 1995 y ajuste del modelo.

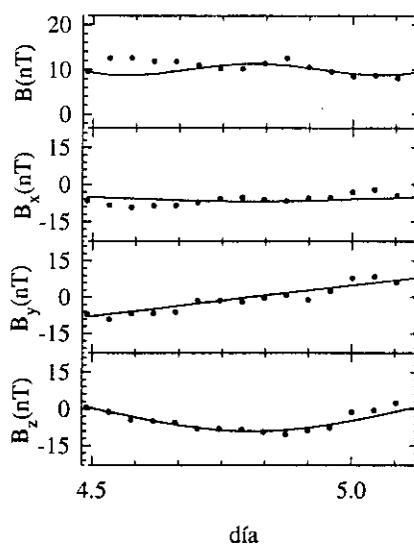
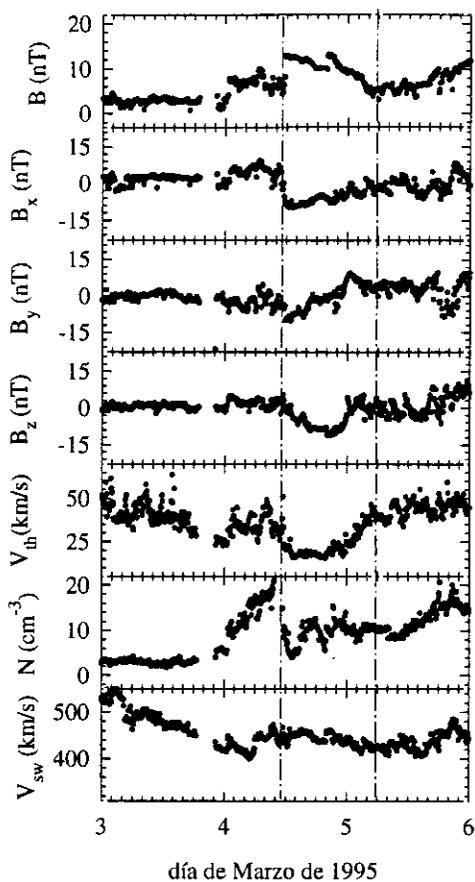


Figura A4.17. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 3 y 6 de Marzo de 1995 y ajuste del modelo.

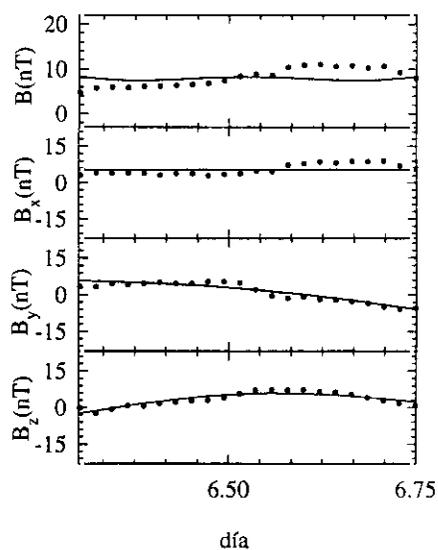
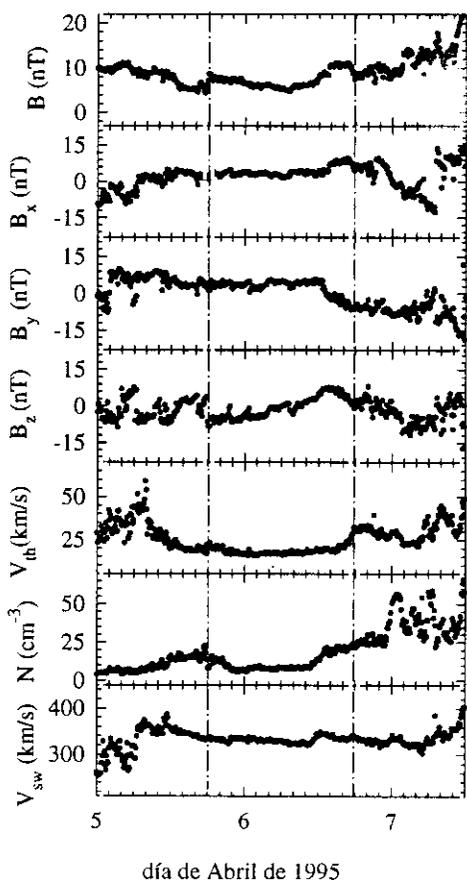


Figura A4.18. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 5 y 7 de Abril de 1995 y ajuste del modelo.

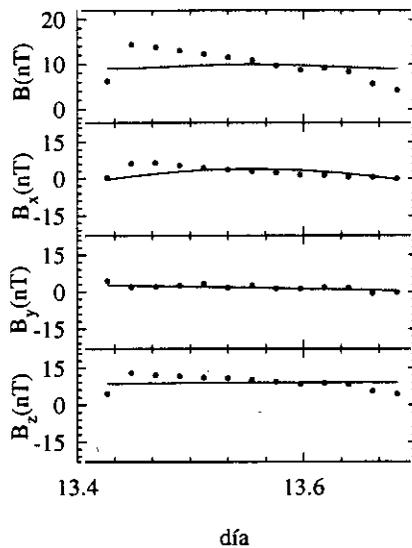
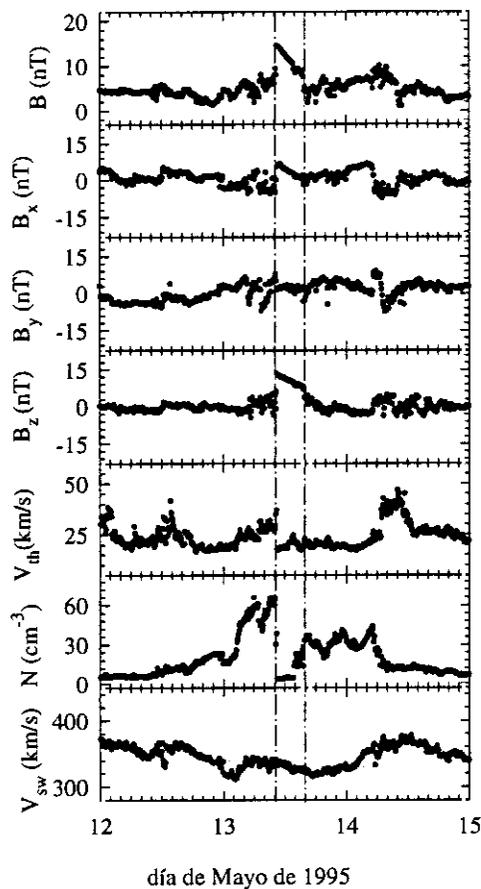


Figura A4.19. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 12 y 15 de Mayo de 1995 y ajuste del modelo

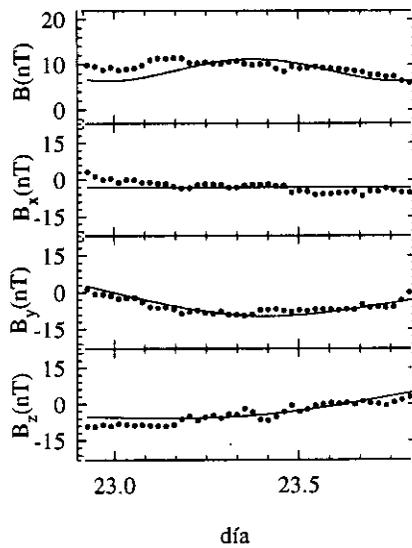
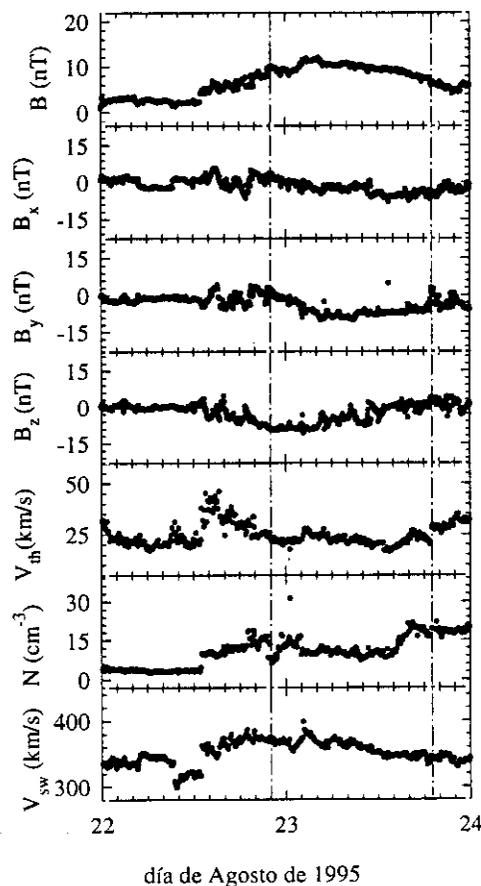


Figura A4.20. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 22 y 23 de Agosto de 1995 y ajuste del modelo

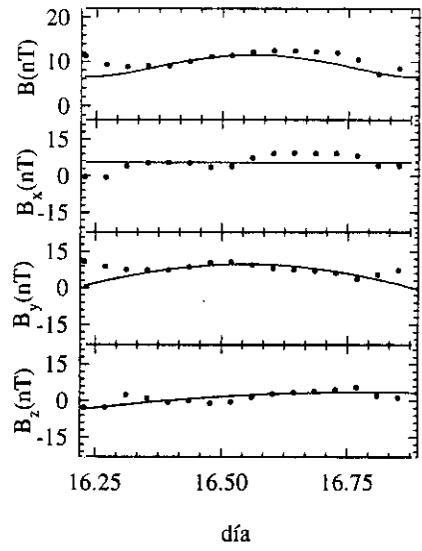
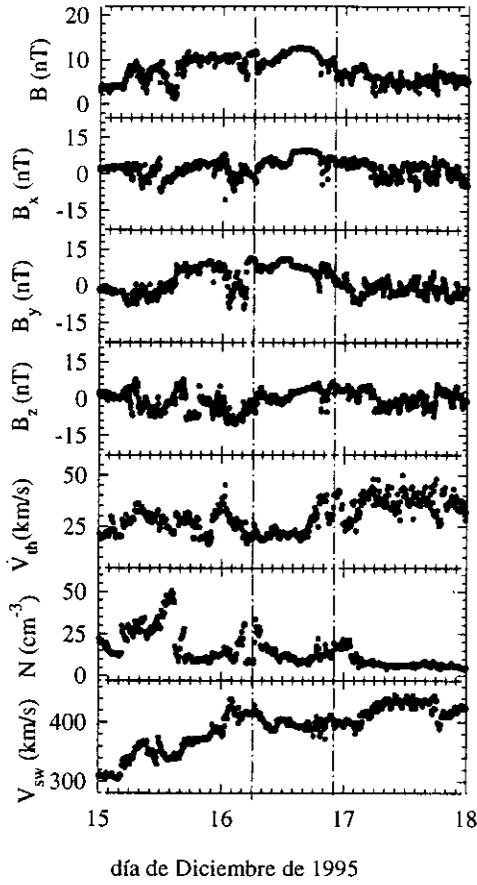


Figura A4.21. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 15 y 18 de Diciembre de 1995 y ajuste del modelo

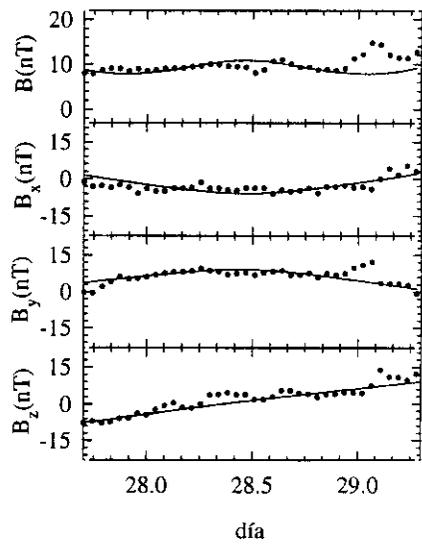
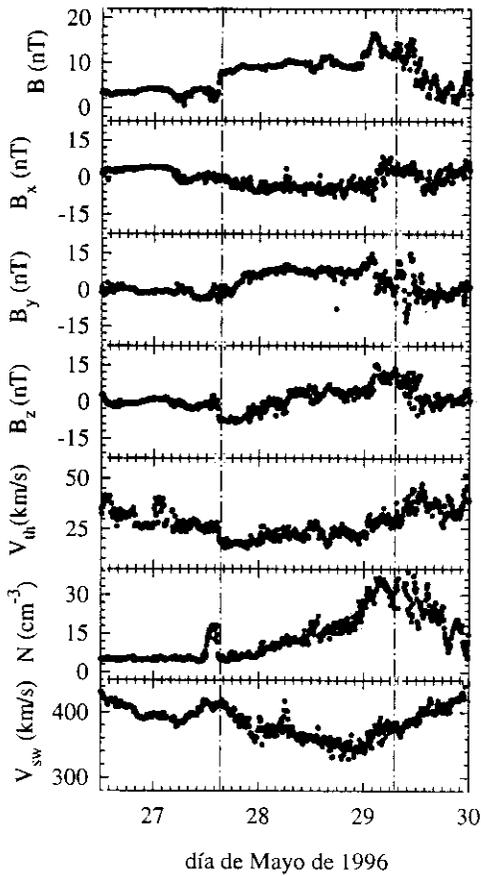


Figura A4.22. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 26 y 30 de Mayo de 1995 y ajuste del modelo

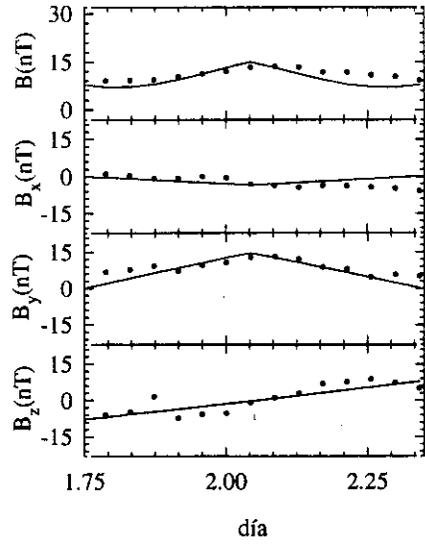
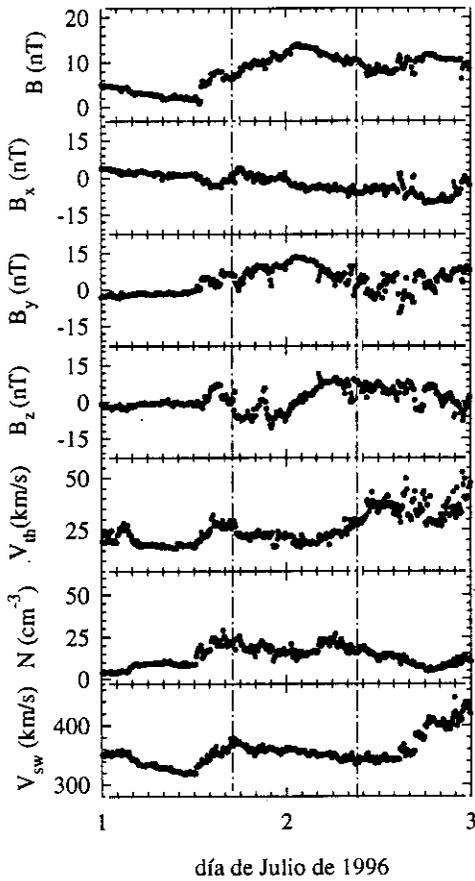


Figura A4.23. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 1 y 3 de Julio de 1996 y ajuste del modelo

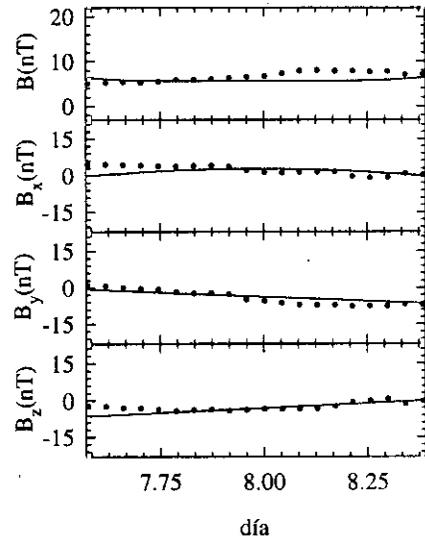
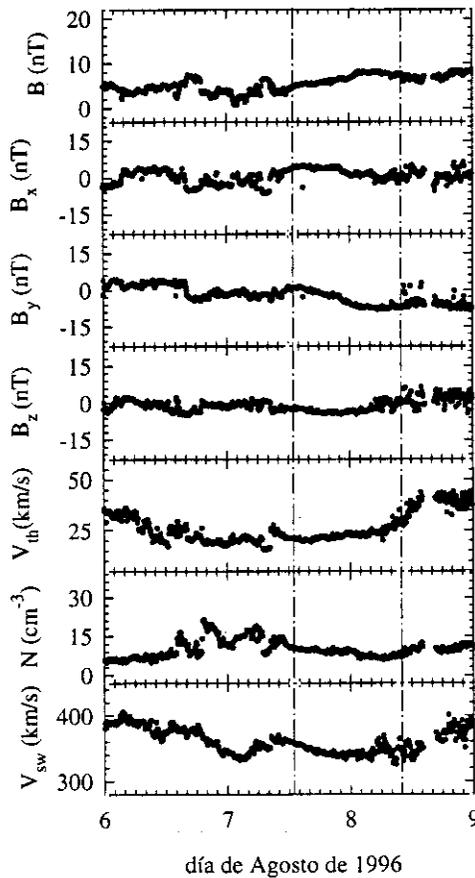


Figura A4.24. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 6 y 9 de Agosto de 1996 y ajuste del modelo

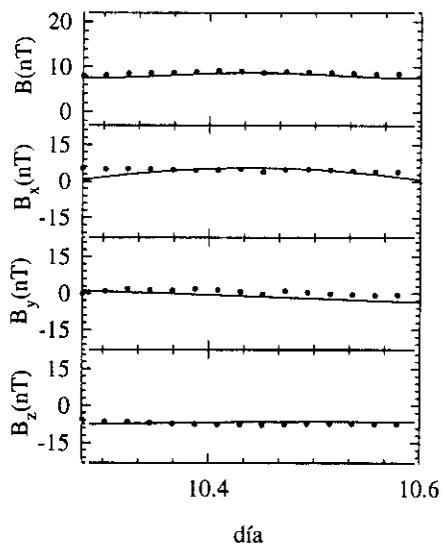
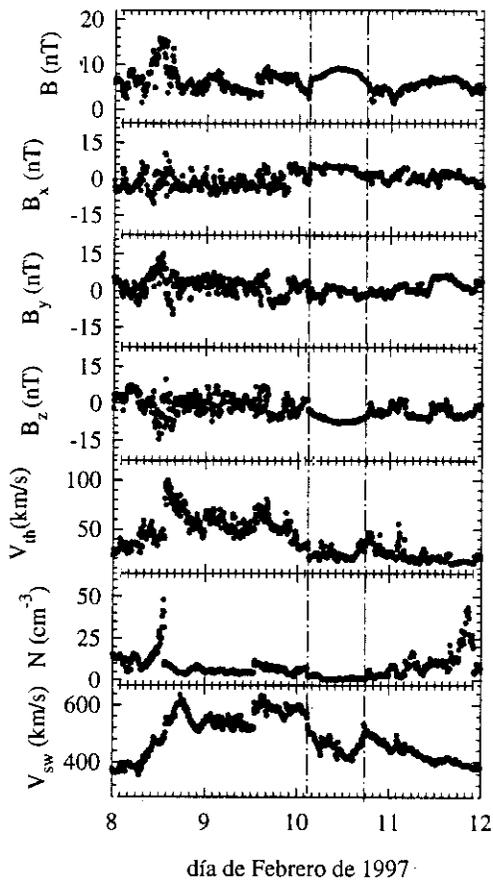


Figura A4.25. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 8 y 12 de Febrero de 1997 y ajuste del modelo

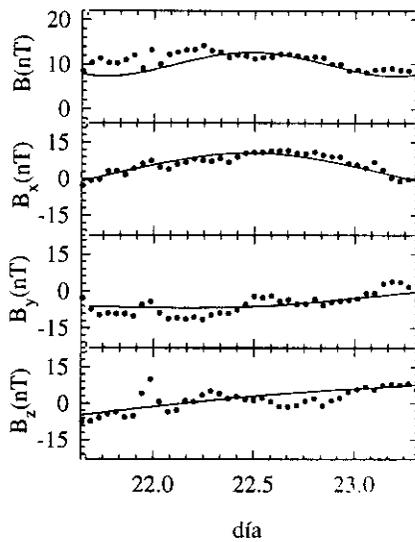
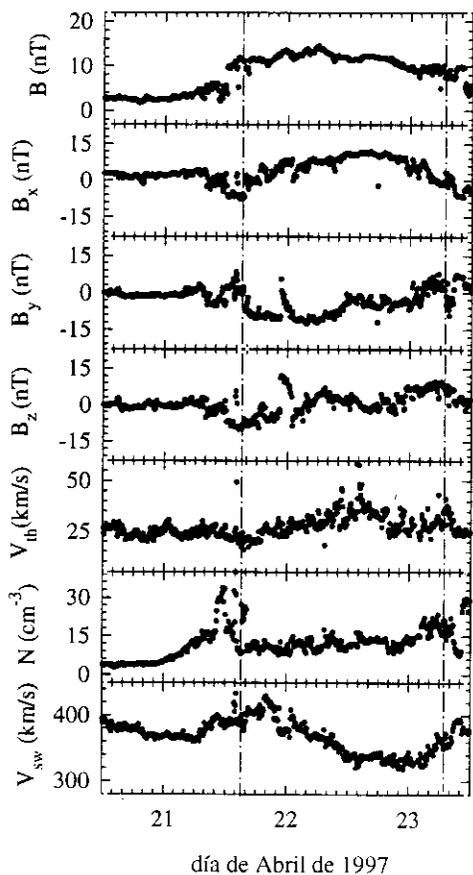


Figura A4.26. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 20 y 23 de Abril de 1997 y ajuste del modelo

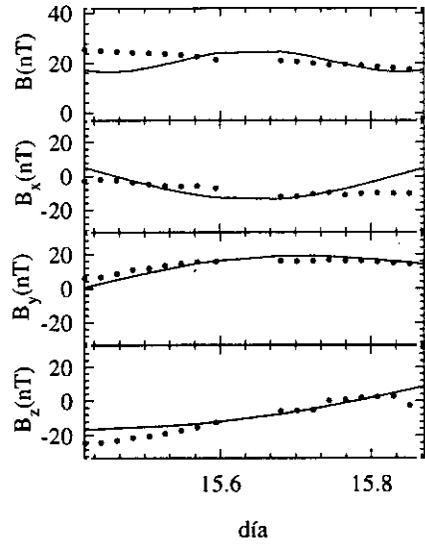
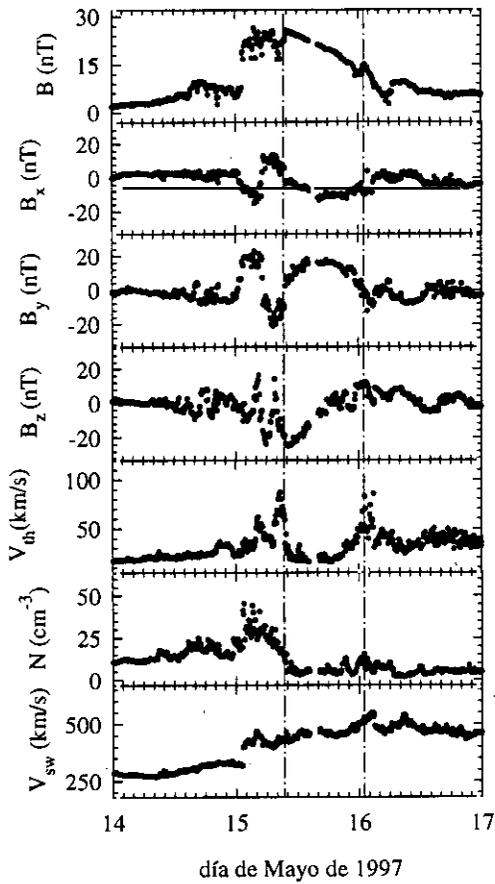


Figura A4.27. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 14 y 17 de Mayo de 1997 y ajuste del modelo

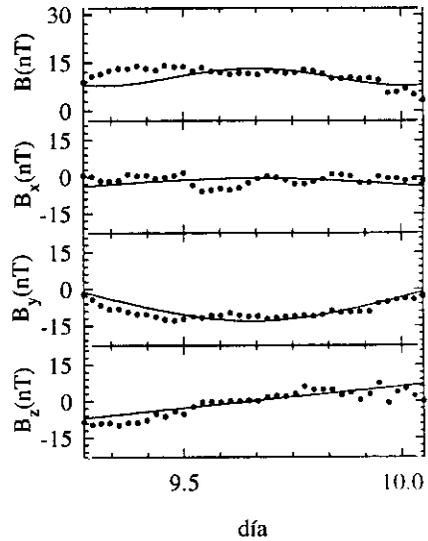
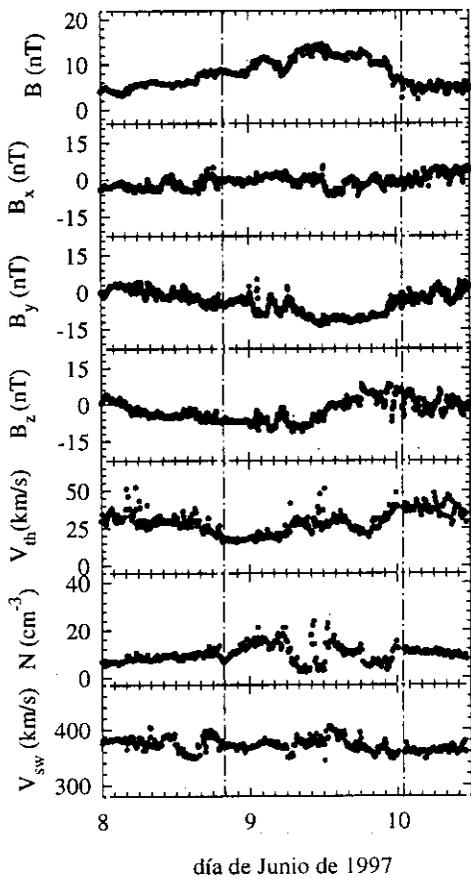


Figura A4.28. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 8 y 10 de Junio de 1997 y ajuste del modelo

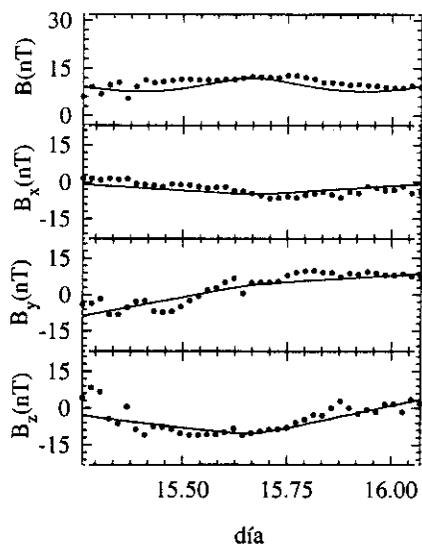
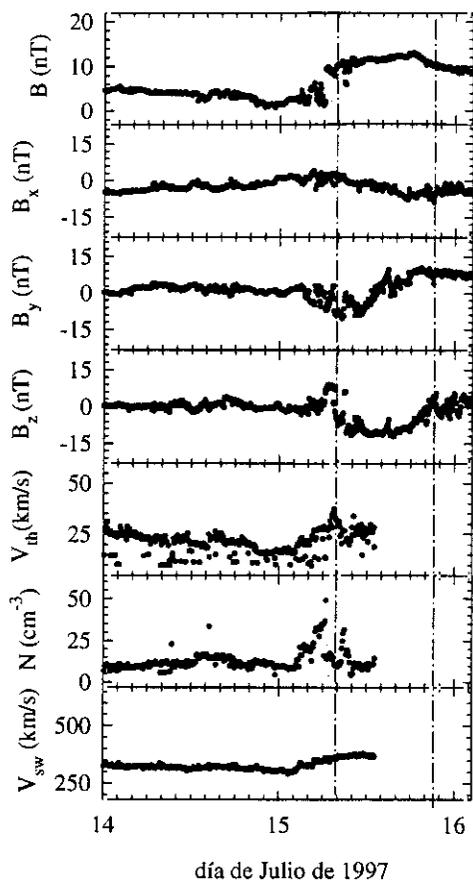


Figura A4.29. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 14 y 16 de Julio de 1997 y ajuste del modelo

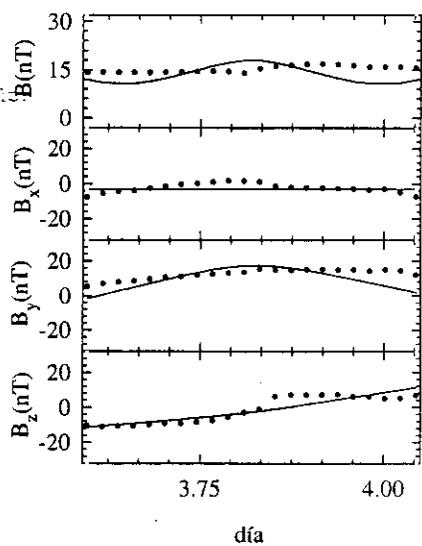
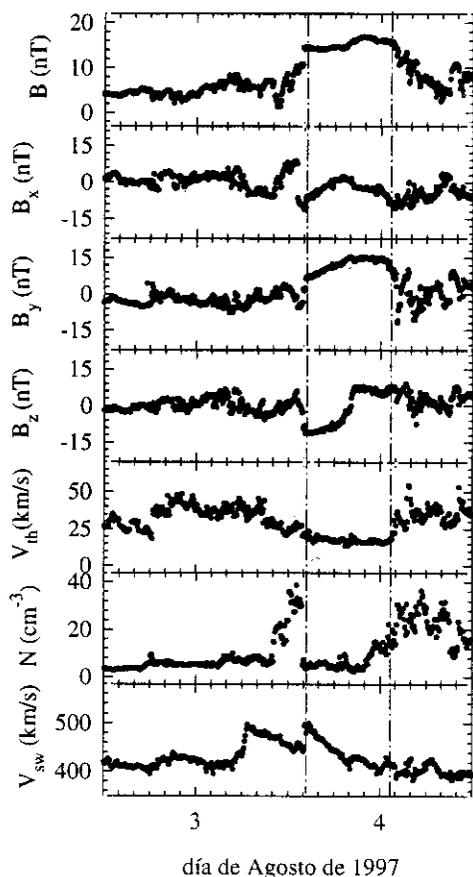


Figura A4.30. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 2 y 4 de Agosto de 1997 y ajuste del modelo

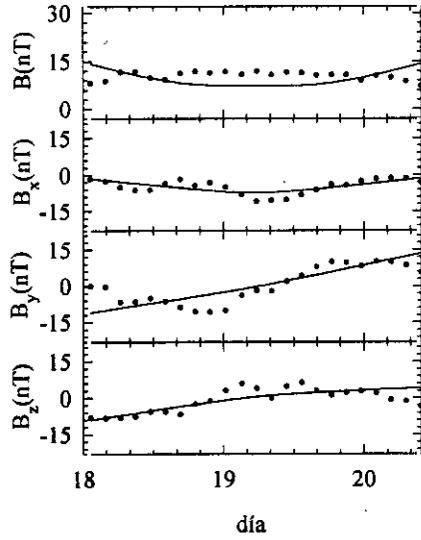
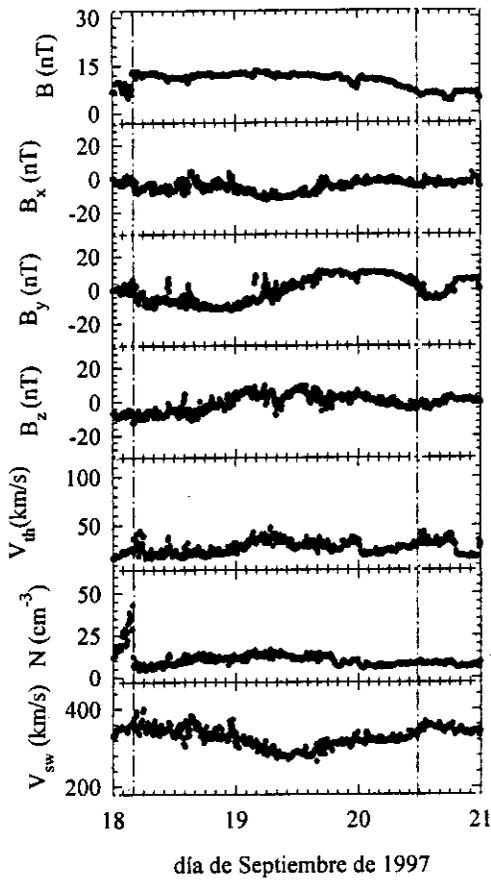


Figura A4.31. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 18 y 21 de Septiembre de 1997 y ajuste modelo

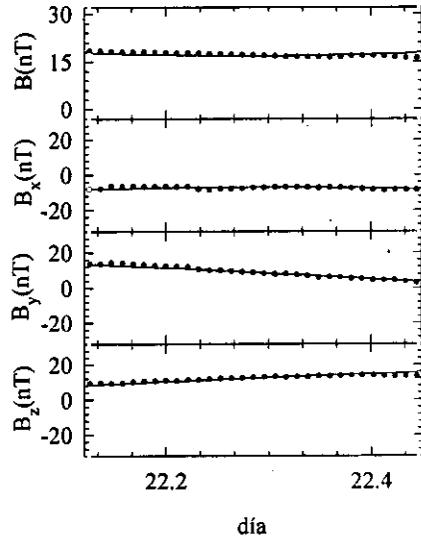
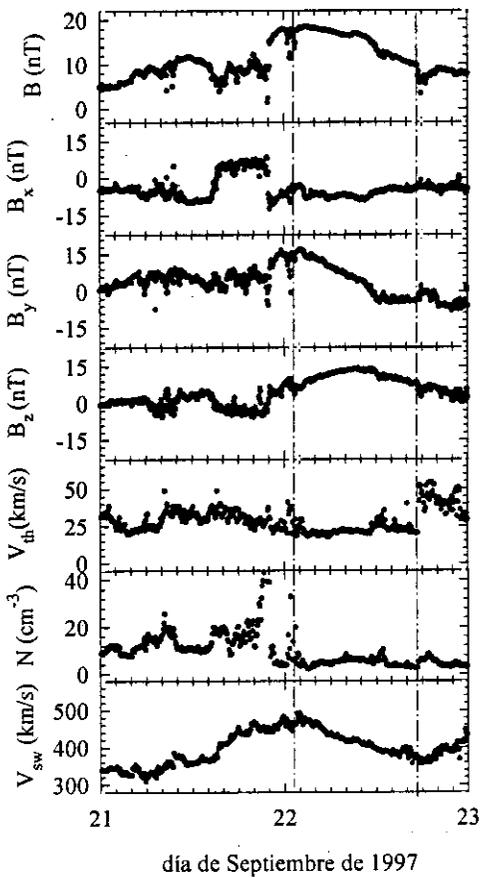


Figura A4.32 Medidas campo magnético y entre los días 21 y 23 Septiembre de 1997 y modelo

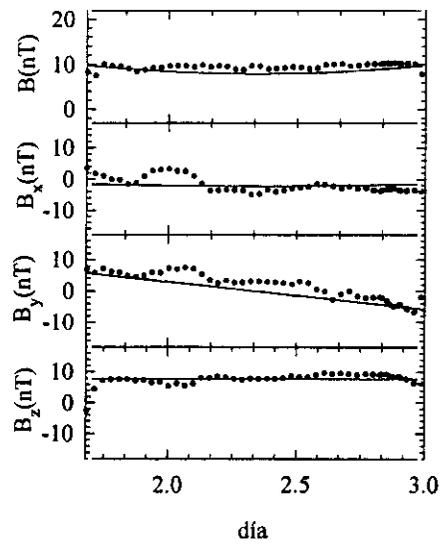
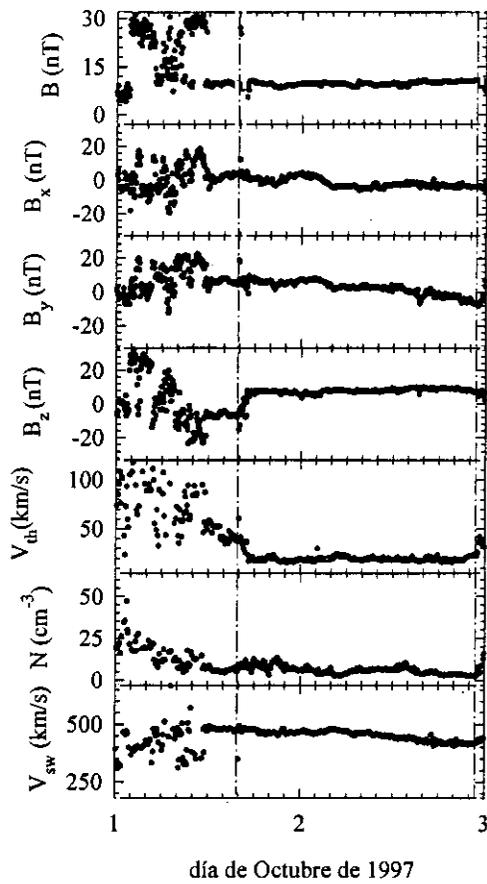


Figura A4.33 Medidas de campo magnético y plasma entre los días 1 y 3 de Octubre de 1997 y ajuste del modelo

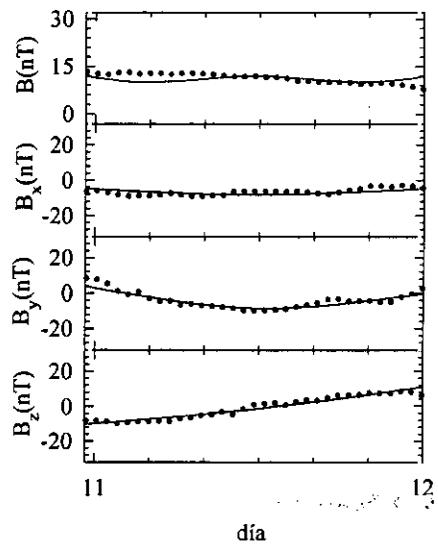
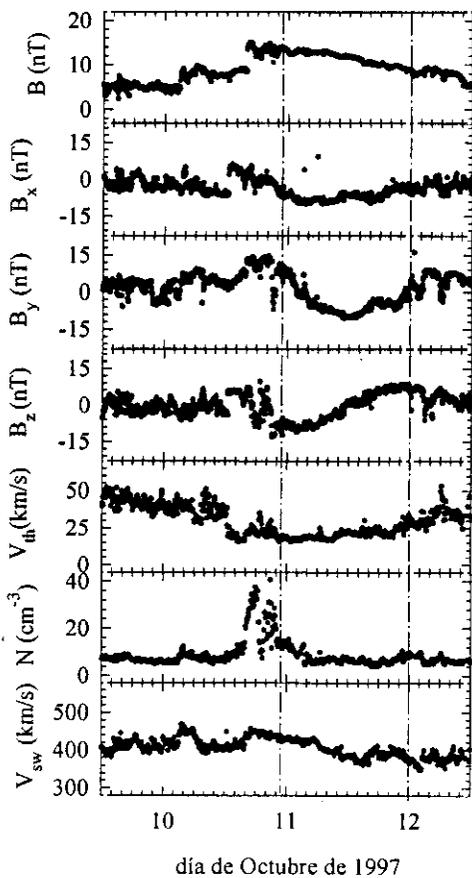


Figura A4.34. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 10 y 12 de Octubre de 1997 y ajuste del modelo

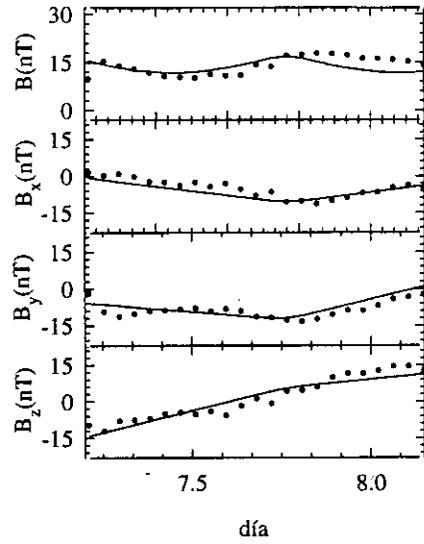
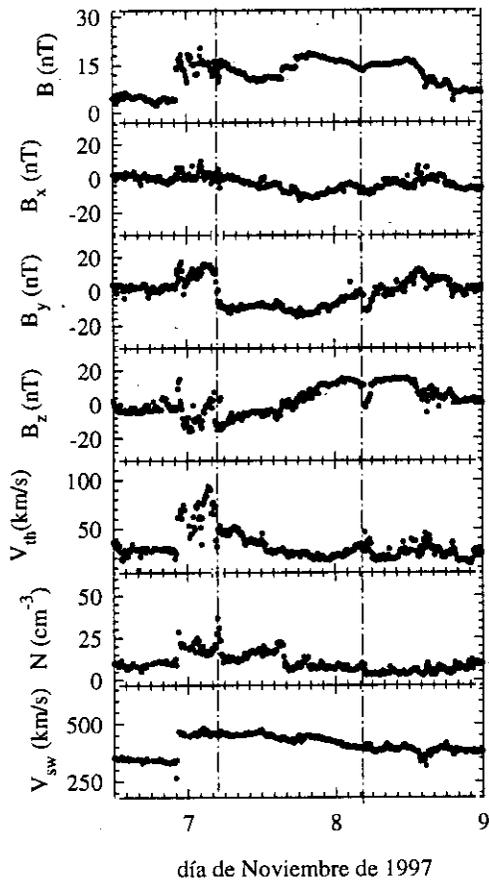


Figura A4.35. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 7 y 9 de Noviembre de 1997 y ajuste del modelo

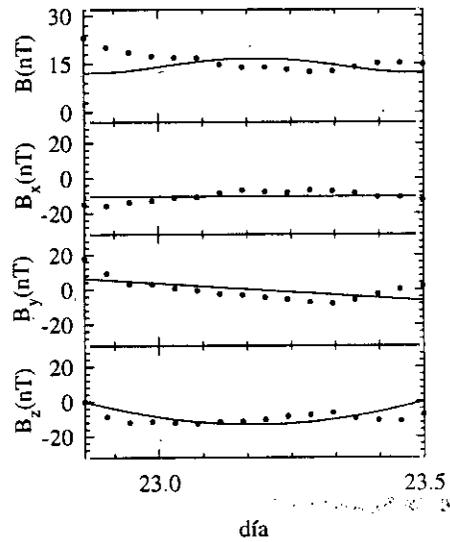
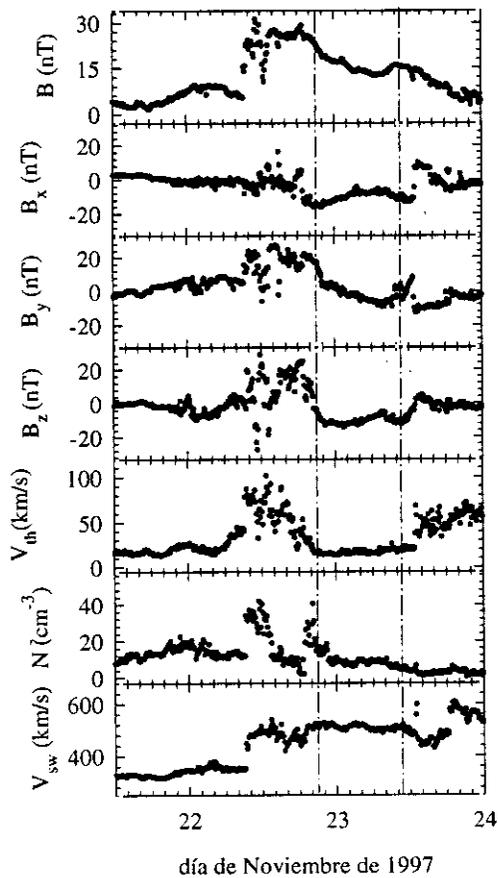


Figura A4.36. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 22 y 24 de Noviembre de 1997 y ajuste del modelo

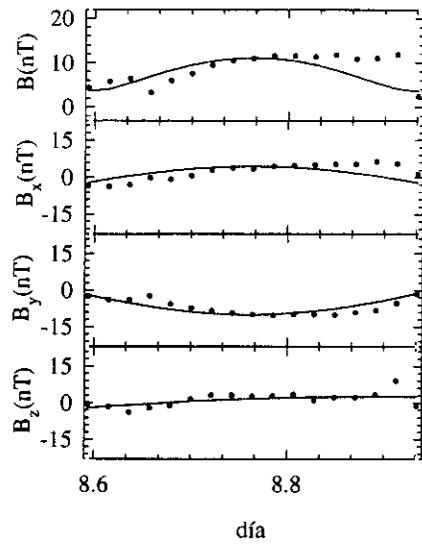
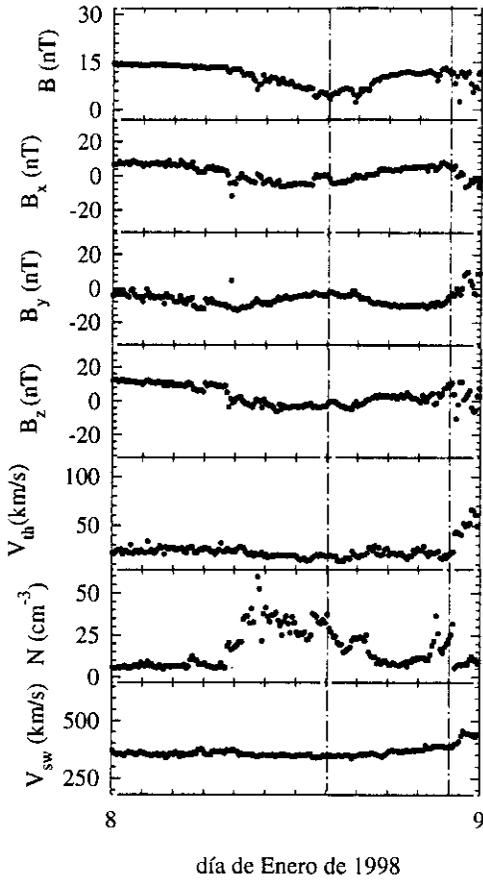


Figura A4.37. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 8 y 9 de Enero de 1998 y ajuste del modelo

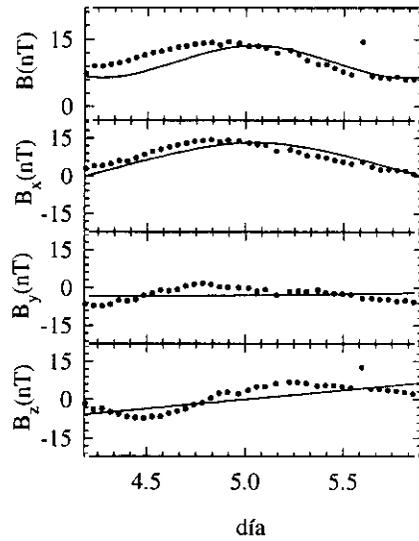
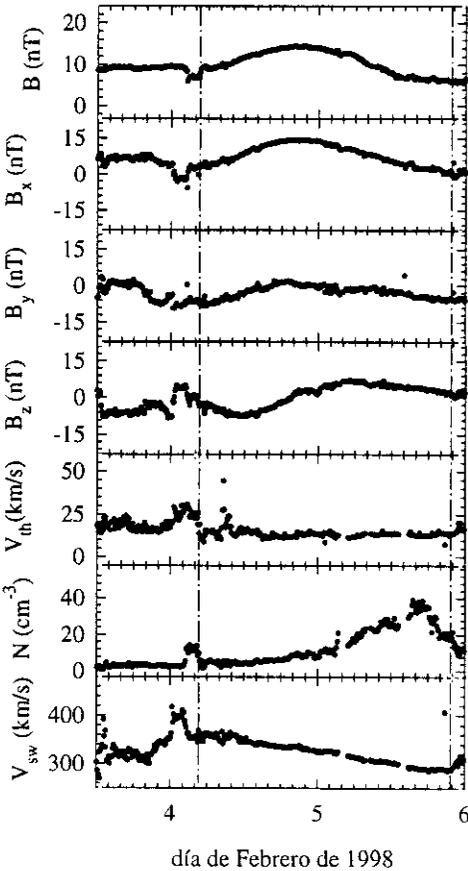


Figura A4.38. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 4 y 6 de Febrero de 1998 y ajuste del modelo

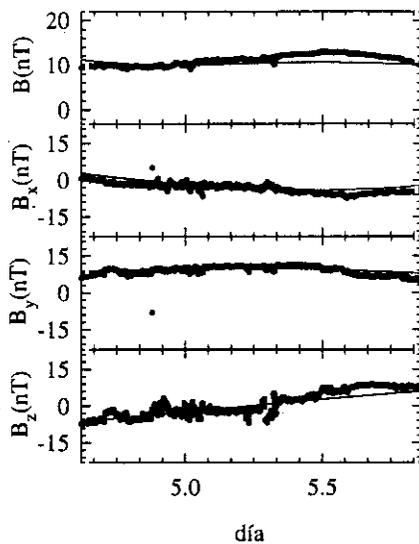
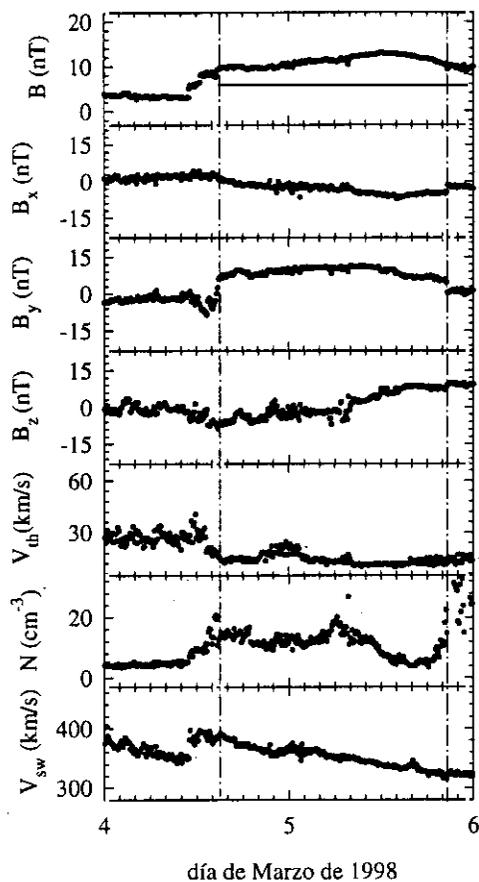


Figura A4.39. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 4 y 6 de Marzo de 1998 y ajuste del modelo

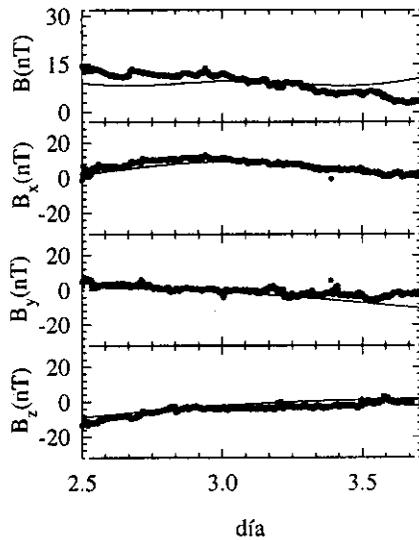
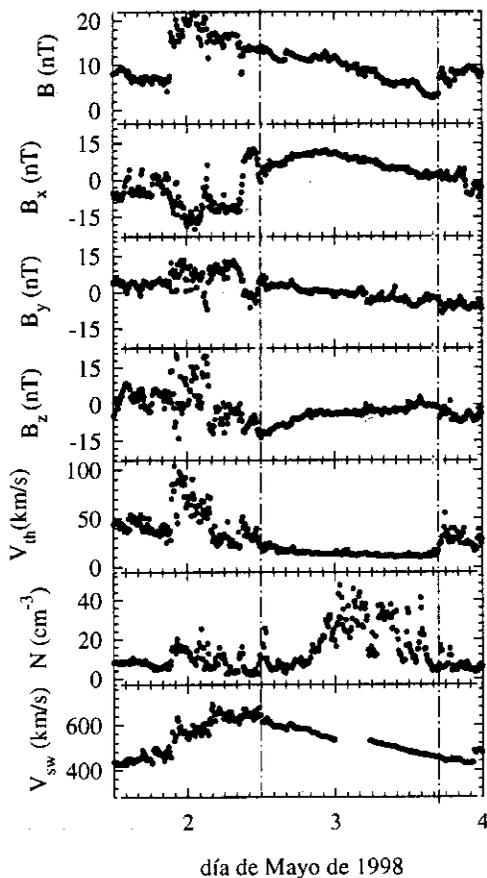
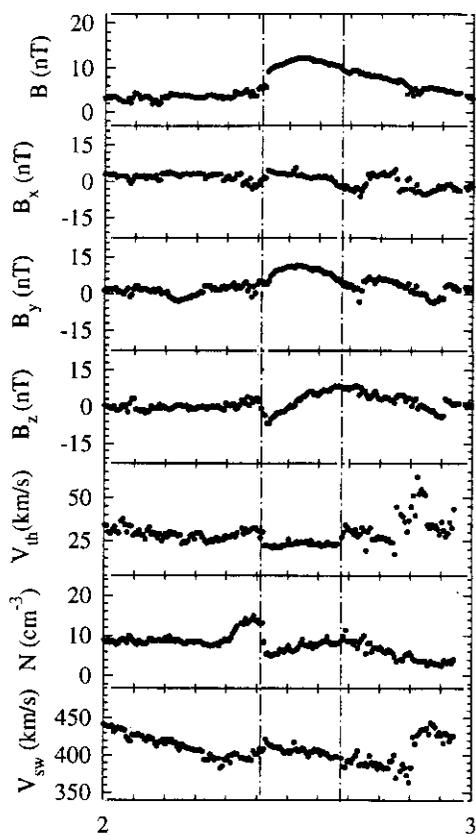


Figura A4.40. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 2 y 4 de Mayo de 1998 y ajuste del modelo



día de Junio de 1998

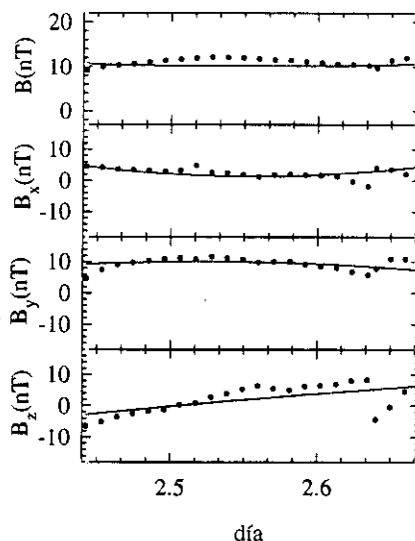
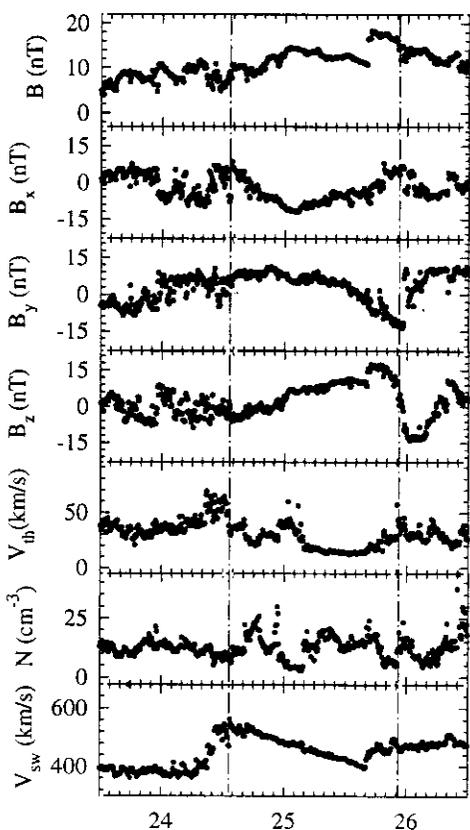


Figura A4.41. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 2 y 3 de Junio de 1998 y ajuste del modelo



día de Junio de 1998

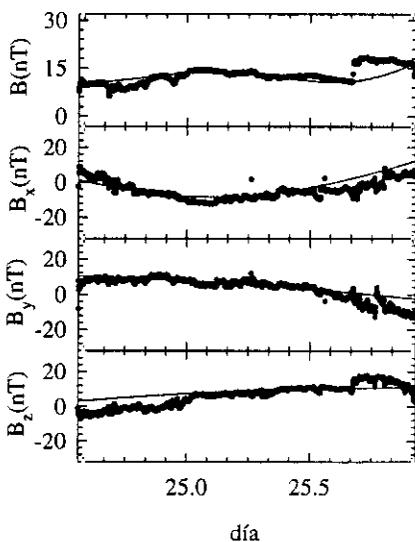


Figura A4.42. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 24 y 26 de Junio de 1998 y ajuste del modelo

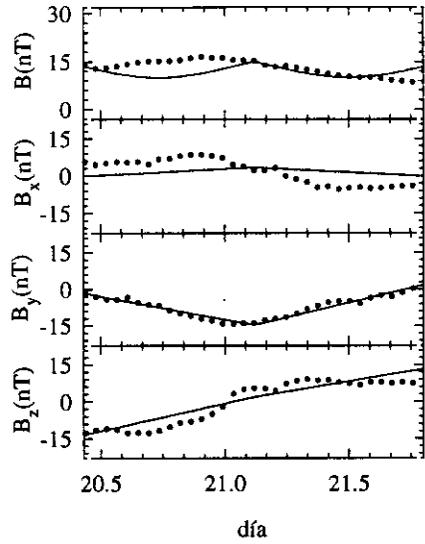
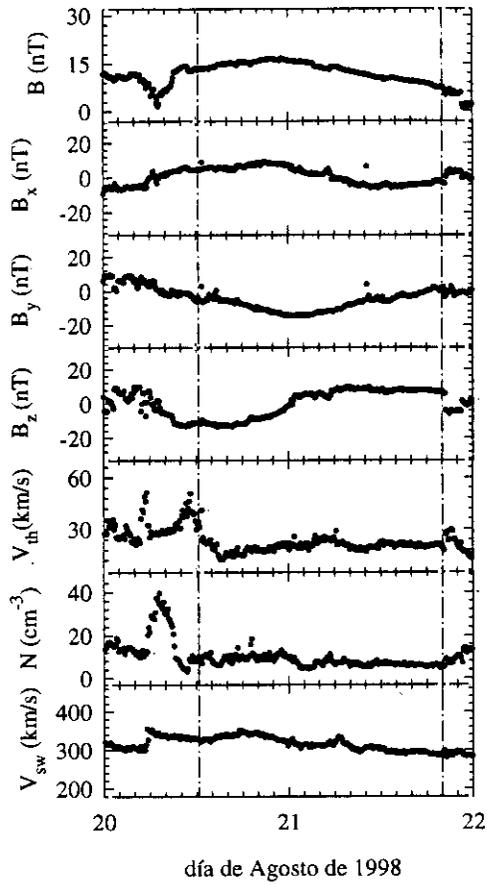


Figura A4.43. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 20 y 22 de Agosto de 1998 y ajuste del modelo

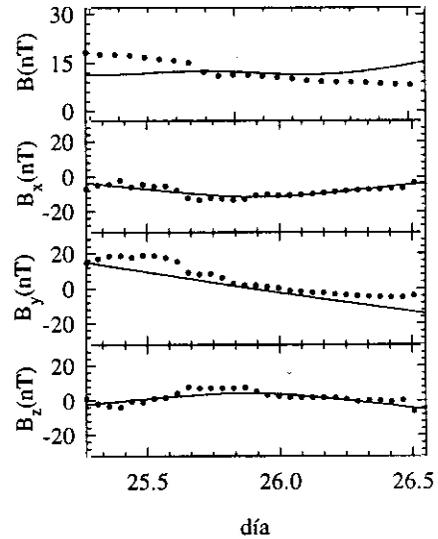
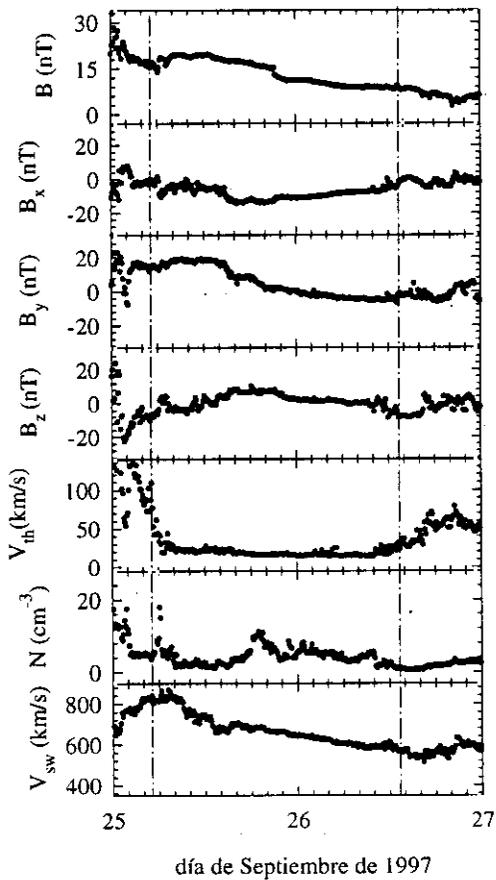


Figura A4.44. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 25 y 27 de Septiembre de 1997 y ajuste del modelo

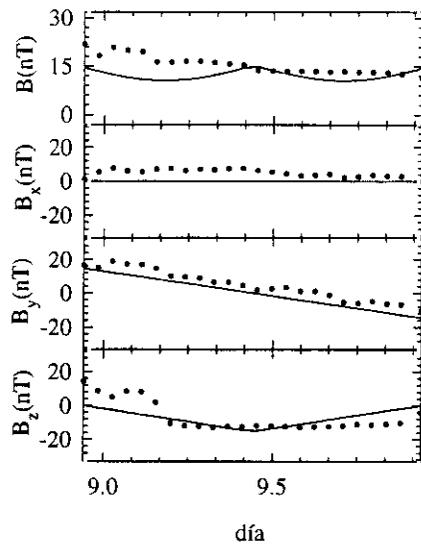
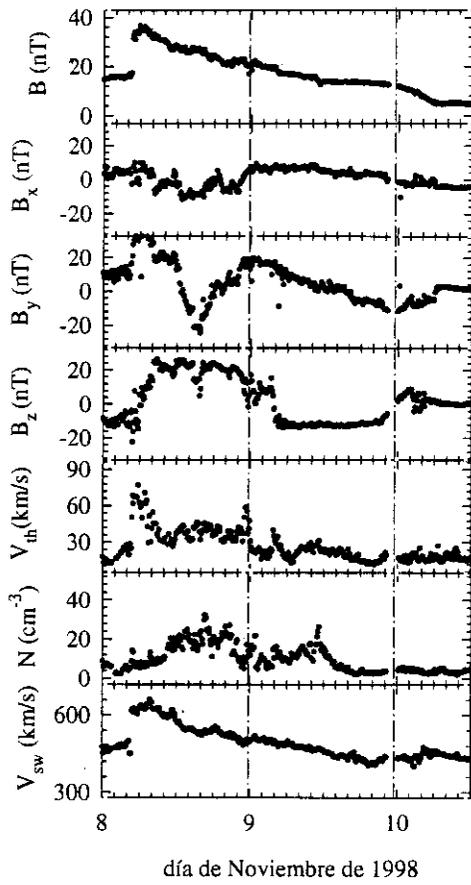


Figura A4.45. Medidas de campo magnético y plasma entre los días 8 y 10 de Noviembre de 1998 y ajuste del modelo

APÉNDICE 5. Descripción de la actividad solar entre enero de 1997 y junio de 1998.

Recogemos en este apéndice una descripción detallada de la actividad solar relacionada con las CMEs halo observadas por LASCO entre enero de 1997 y junio de 1998. Algunos de estos sucesos (hasta Mayo de 1997) han sido considerados en estudios anteriores. En estos casos citaremos la referencia bibliográfica como complemento a nuestro análisis.

1. CME 6 Enero 1997 15:10

A las 15:10 UT se observa una CME halo en C2. Aproximadamente entre las 13:00 y las 14:53 se registra la desaparición de un filamento en la región S23W03. Un "gap" en los datos del satélite Yohkoh de 13:38 a 14:43 UT impidió observar la evolución del suceso. En los datos del satélite GOES aparece como una fulguración débil de tipo A1, pero con la forma típica de un suceso de larga duración. La emisión ha sido analizada de forma extensa en la bibliografía (ver por ejemplo *Hudson et al.* [1998] y *Webb et al.* [1998]).

2. CME 7 Febrero 1997

La CME halo observada a las 00:30 UT está relacionada con la desaparición de un filamento cercano al polo Sur (S49W02). Se observa un arco importante en rayos X extendiéndose sobre un área muy amplia del hemisferio Sur solar [*Hudson et al.*, 1998].

3. CME 22 Febrero 1997

A las 23:30 se observa la aparición de una CME con una extensión angular de 200°. No se registra ningún suceso en la relación del NOAA, por lo que concluimos que esta CME procede de la cara oculta del Sol [*Cane et al.*, 1998].

4. CME 24 Marzo 1997

Se registra una CME con una extensión de 200° a las 7:37 en C2. Debido a que no aparece ningún suceso registrado por NOAA para ese día, concluimos que dicha actividad se debe al lado opuesto del Sol [*Cane et al.*, 1998].

5. CME 7 Abril 1997

El día 7 de Abril se observan en C2 dos CMEs halo con una extensión de 360°. La primera se observa a las 6:26 y no puede relacionarse con ningún suceso registrado. La segunda tiene lugar a las 14:27 y está asociada con la desaparición de un filamento en la región AR8027 (S28E19) entre las 13:44 y las 13:55. Forman parte del suceso una fulguración observada en rayos X del tipo C6.8 con máximo a las 14:07 y una 3N observada en H α entre las 13:54 y las 15:24, además de emisión radio tipo III, IV y V. La emisión ha sido analizada por *Berdichevsky et al.* [1998], *Hudson et al.* [1998] y *Cane et al.* [1998, 1999].

6. CME 16 Abril 1997

En la relación de sucesos del NOAA no se registra actividad entre las 04:03 y las 11:06, por lo que concluimos que la CME que se observa a las 7:35 en C2 con una extensión de 145°, corresponde a un fenómeno del lado no visible del Sol [*Cane et al.*, 1998, 1999].

7. CME 27 Abril 1997

El día 27 de abril se observan en C2 tres CMEs halo a las 00:31, 10:26 y 14:59. En el informe del NOAA para ese día no se recoge ningún tipo de actividad solar, no obstante *Hudson et al.* [1998] asocian el primero de los sucesos con una pequeña fulguración en S17W37 detectada por Yohkoh.

8. CME 12 Mayo 1997

En la actividad registrada por el NOAA para el día 12 de Mayo se encuentran una fulguración C1.3 detectada por GOES9 entre las 4:42 y las 5:26 en la región NOAA 8038 (N12W08) con posterior emisión radio tipo II y tipo IV. *Hudson et al.* [1998] asocian dicha actividad con la CME observada por LASCO a las 06:30. Aunque a la hora de producirse la CME la actividad solar parece haber finalizado, dado que no se observa ninguna otra CME a lo largo del día 12 de Mayo creemos que debe existir conexión entre el suceso del coronógrafo y la fulguración de rayos X, ya que la emisión radio tipo II y IV nos indican casi con toda fiabilidad que se produjo una emisión de masa. No obstante existe otra posibilidad para el origen de la CME en el disco solar. Se trata de la desaparición de un filamento en S32E29 que se observa desde antes de las

9:24 hasta las 23:33. Sería deseable detectar algún suceso en rayos X o H α para confirmar su asociación con la CME de C2.

9. CME 21 Mayo 1997

La CME observada en C2 a las 21:00 con una extensión angular de 160° está relacionada con la región NOAA 8040 (N05W12). La actividad en dicha región se extiende a lo largo de todo el día. Se observa una fulguración M1.3 en rayos X con un máximo a las 20:15 y una fulguración eruptiva en H α (SF) desde antes de las 20:08 hasta después de las 21:12. Se detecta también actividad radio tipo IV. Ha sido estudiada anteriormente por Hudson [1998].

10. CME 30 Julio 1997

La desaparición de un filamento en N45E21 que se observa en el disco del solar desde antes de las 16:35 hasta las 16:50 corresponde a una CME no-halo, observada por LASCO a las 19:32. El suceso halo se observó a las 4:45 en C2 y no existe ningún suceso registrado en los datos del NOAA para el día 30 de Julio salvo el presentado anteriormente, por lo que concluimos que no se asocia con ningún tipo de actividad del hemisferio visible.

11. CME 7 Agosto 1997

El día 7 de Agosto aparece en C2 a las 14:24 una CME con una posición central de 13°. En el hemisferio visible sólo se observa actividad en la región NOAA 8069 en la que se producen fulguraciones tanto en H α (N19W56) como en rayos X a lo largo de todo el día. La posición de dicha región en el disco solar no es consistente con la aparición de la CME en el cuadrante NE del Sol, prácticamente por el Norte (posición angular central = 13°), por lo que concluimos que dicha CME procede del lado oculto del Sol.

12. CME 30 Agosto 1997

El día 30 de Agosto se observa a la 1:30 una CME en C2 más brillante en el NE y más débil en el NW. Está asociada por lo tanto con la actividad de la región NOAA 8076. En dicha región se produce una fulguración (SF) eruptiva en H α en N30E17 y una M1.4 en rayos X con un máximo a las 23:32 del día anterior.

13. CME 9 Septiembre 1997

El día 9 de Septiembre existen en el disco visible dos regiones activas importantes: AR8085 y AR8083, ambas situadas a unos 30° en el hemisferio Sur. La aparición de la CME en C2 a las 20:06 se muestra como un bucle brillante que abarca una amplia extensión en el hemisferio Norte. Por lo tanto, ninguna de las dos regiones puede asociarse con la CME observada. Concluimos por lo tanto que debe proceder de la cara oculta del Sol.

14. CME 17 Septiembre 1997

La actividad del día 17 de septiembre en el disco visible se presenta en dos regiones: NOAA 8085 y 8084, en el cuadrante SW y en el NW, respectivamente. Las observaciones del coronógrafo nos indican que el precursor la CME que aparece en C2 a las 20:28 debe buscarse en la región 8085, dado que se observa más brillante en el Sur y el Oeste. La actividad sin embargo parece menos intensa en esta región, dado que la máxima fulguración procedente de la AR 8084 en rayos X es una M1.0 (con un máximo a las 17:45), mientras que la de la AR 8085 es del tipo C1.2 (con máximo a las 17:30). En Ha se observa una fulguración desde 17:29 hasta 17:36 en S26W70 y desde 17:49 hasta 18:10 en N21W84, ambas de tipo SF. Se detecta además emisión radio tipo III y V.

15. CME 23 Septiembre 1997

La CME aparece en C2 a las 22:02 como un bucle brillante que se expande hacia el Sur, con una posición central angular de 145°. Está relacionada con la región activa NOAA 8088, la cual presenta numerosas fulguraciones eruptivas (SF) en S29E30. También se detectan varias emisiones en rayos X de importancia hasta C1.9 (máximo 21:17) y emisión radio tipo III.

16. CME 28 Septiembre 1997

La CME que se observa en LASCO a las 01:08 no puede asociarse con ningún tipo de actividad del hemisferio visible del Sol. Concluimos por lo tanto que el material emitido se aleja de Tierra.

17. CME 5 Octubre 1997

No se registra ningún suceso en la relación del NOAA entre las 05:21 y las 17:48 del día 5 de Octubre, por lo que creemos que la CME que se observa a las 15:02 debe proceder de la cara no visible del Sol.

18. CME 6 Octubre 1997

Desde antes de las 09:52 hasta después de las 22:30 se observa la desaparición de un filamento en S45E46, relacionada con la CME que aparece en C2 a las 15:28. Se observa emisión tipo III acompañando el suceso.

19. CME 7 Octubre 1997

No existe ningún tipo de actividad solar que pueda estar relacionado con la CME observada por LASCO a las 13:30.

20. CME 10 Octubre 1997

A pesar de registrarse actividad en la región NOAA 8092 (N24E27) en forma de fulguraciones SF en H α , emisión radio tipo III y fulguraciones B3.8 en rayos X, no asociamos dicha actividad con la CME que aparece a las 02:07 en C2, dado que su posición angular central (278°) no es consistente con la posición de dicha región activa en el disco solar. Concluimos que la CME procede del hemisferio no visible.

21. CME 21 Octubre 1997

A las 18:03 aparece una CME halo en C2. Parece lógica su asociación con la desaparición de un filamento entre las 17:27 y las 17:40 en N20E12 en la región activa AR 8097. Pequeñas fulguraciones eruptivas (SF) en H α y de clase C3.3 en rayos X con un máximo 17:54 acompañan a la emisión.

22. CME 23 Octubre 1997

Desde antes de las 12:11 hasta las 13:32 se observa la desaparición de un filamento en N27E12. No obstante, la asociación de este fenómeno con la CME observada a las 11:26 no es posible dado que la CME se presenta más rápida en NW.

23. CME 03 Noviembre 1997

El día 3 de Noviembre se registra una actividad importante en la AR8100: varias fulguraciones en rayos X tipo M (en concreto una M4.2 con un máximo a las 10:29),

pequeñas fulguraciones eruptivas en Ha (S18W20) y una 1B con máximo a las 09:09 y emisión radio tipo II, III, IV y V. Evidentemente la CME que aparece en C2 a las 11:11 procede del hemisferio visible del Sol.

24. CME 04 Noviembre 1997

La actividad de la región AR8100 observada el día anterior continúa todo el día 4 de Noviembre aunque ahora se encuentra más lejos de la línea central del Sol. A las 05:58 se detecta el máximo de una fulguración en rayos X en GOES del tipo X2.1, y a las 05:59 se observa el de una fulguración tipo 2B en S14W33. Emisión radio tipo II, III, IV y V forma parte también de la actividad relacionada con la CME que aparece en el coronógrafo a las 06:10.

25. CME 06 Noviembre 1997

La importante actividad en NOAA 8100 continúa. La CME observada a las 12:10 está relacionada con una importante fulguración en rayos X del tipo X9.4 que presenta un máximo en los datos de GOES a las 11:55. Se observa una fulguración 2B eruptiva en S18W63 entre las 11:22 y las 12:44 y emisión radio tipo III.

26. CME 11 Noviembre 1997

Varias fulguraciones en rayos X de tipo B se producen casi simultáneamente a la emisión de la CME que aparece a las 17:37 en C2. En concreto una B8.6 alcanza el máximo a las 17:21. En H α se observan pequeñas fulguraciones en N22W77 hasta las 13:47 en la región 8103. No obstante, su posición angular central (33°) nos hace pensar que dicha CME procede del hemisferio no visible.

27. CME 13 Noviembre 1997

A las 22:25 aparece una CME en C2 con una posición central en 355°. La actividad que se observa el día 13 de Noviembre procede de la región 8106. Se detectan varias fulguraciones (SF) en N29W67 en H α y una C1.7 en rayos X (máximo 20:18) relacionadas con la CME observada por LASCO tanto en tiempo como en situación. También se detecta emisión radio tipo III.

28. CME 14 Noviembre 1997

A las 13:36 aparece en C2 una CME con posición central de 325°. En la imagen se observa una estructura de bucles en el NW que se debilita en S y SE. Por lo tanto la

actividad del hemisferio visible en la región NOAA 8108 (en el cuadrante NE) no puede relacionarse con la CME. La imagen del coronógrafo permite sin embargo la relación con la región 8106 en la que se registra una fulguración en H α (N29W75) y otra en rayos X de tipo B8.2 entre las 15:05 y las 15:16. Dado que esta actividad es posterior a la emisión de la CME concluimos que el suceso procede del hemisferio no visible de Sol.

29. CME 17 Noviembre 1997

El hemisferio no visible del Sol continúa mostrando su actividad por medio de las CMEs halo. En este caso se trata de una observada en C2 a las 08:27.

30. CME 19 Noviembre 1997

El día 19 de Noviembre se observa la desaparición de un filamento en N25E06 entre las 13:49 y las 13:54 acompañado de una fulguración en rayos X del tipo B2.8 y pequeñas fulguraciones en H α . Esta actividad no puede relacionarse con la CME halo que se observa a las 12:27 en C2 dado que es posterior a ella.

31. CME 06 Diciembre 1997

La CME observada por LASCO aproximadamente a las 10:27 presenta una posición angular central de 340°. No puede asociarse con ningún otro tipo de actividad en el disco solar, por lo que consideramos que procede del hemisferio no visible del Sol.

32. CME 18 Diciembre 1997

No se registra ningún tipo de actividad, según el catálogo del NOAA, durante el día 18 de Diciembre que podamos relacionar con la CME que aparece en C2 a las 23:35.

33. CME 20 Diciembre 1997

Del mismo modo que el suceso anterior, la CME halo observada antes de las 21:00 debe asociarse con algún tipo de actividad del hemisferio no visible del Sol.

34. CME 23 Diciembre 1997

Seguimos observando la actividad de la cara oculta del Sol en la CME que aparece en C2 aproximadamente a las 15:18.

35. CME 26 Diciembre 1997

De nuevo la actividad solar del hemisferio no visible produce una CME halo. En esta ocasión aparece a las 02:31 en C2 y se observa primero en SE.

36. CME 02 Enero 1998

A las 23:28 aparece la CME halo en el coronógrafo C2. Se detecta una fulguración B6.4 entre las 23:35 y las 06:30 en la región NOAA 8130 (S29W16) relacionada con la CME observada por LASCO. Se emite también radiación tipo III y V.

37. CME 03 Enero 1998

La CME que se observa a las 09:42 en C2 está relacionada con la desaparición de un filamento en N47W03 entre las 00:10 y las 09:00. Presenta también emisión radio tipo III. Debido a la proximidad del filamento a la línea central del Sol (W03), es de esperar que la emisión alcance Tierra directamente.

38. CME 12 Enero 1998

La intensa actividad en la región AR 8131 está asociada con la CME observada aproximadamente a las 04:00 en LASCO. En GOES 9 se observa una fulguración C2.0 con un máximo a las 3:41. También se observa una fulguración eruptiva en H α entre las 2:11 y las 2:35 en S26E12 y emisión radio tipo III y V. El instrumento EIT, también embarcado en LASCO, detecta una onda que indica la emisión de masa.

39. CME 17 Enero 1998

Continúa la actividad en la región AR 8131, que ahora se encuentra más desplazada de la línea central (S19W50), hasta la 01:59. La actividad en el hemisferio visible se reanuda cerca de las 07:00. La CME se observa a las 04:09 y aparece mucho más brillante en el SE, por lo que debe proceder del otro hemisferio.

40. CME 21 Enero 1998

A las 06:37 aparece una CME halo en LASCO en forma de bucles concéntricos especialmente situados en el Sur. Está relacionada con una desaparición de filamento en S57E19 observada entre las 04:00 y las 06:03. Posteriormente se observa otra CME halo a las 17:27 con una posición angular central aproximadamente de 195° que no puede asociarse con ningún tipo de actividad en el disco solar.

41. CME 25 Enero 1998

Entre las 09:45 y las 23:23 se observa la desaparición de un filamento en N24E27. Una fulguración C1.1 con un máximo a las 15:12 y una SF eruptiva en H α (con máximo a las 15:12) en la misma región del filamento (NOAA 8145) son las muestras más directas de la actividad solar relacionada con la CME que aparece a las 15:26 en C2. Se detecta también emisión radio tipo III y V.

42. CME 06 Febrero 1998

La actividad solar este día se centra en la región AR8152, con una fulguración en rayos X tipo B3.1 y varias fulguraciones en H α en S18W57 a partir de las 17:45. Debido a que el ángulo central de posición del centro de la CME observada a las 15:08 es aproximadamente 226°, podríamos relacionarla con dicha región, pero no se registran sucesos que sean consistentes con la hora de la emisión de la CME. Concluimos por ello que se trata de un fenómeno del lado no visible del Sol.

43. CME 09 Febrero 1998

No se observa actividad en el disco solar que permita una asociación con la CME observada por LASCO a las 23:27.

44. CME 12 Febrero 1998

El centro de la CME que aparece en C2 a las 16:00 presenta una posición angular de 20°. Aunque se observa actividad en la región AR8156, con varias fulguraciones en H α en S27E46 y otras de tipo B en rayos X, creemos que dada la localización de la actividad en el disco del Sol y la posición angular de la CME en torno al limbo, no podemos relacionarla con la actividad que se observa en el hemisferio visible.

45. CME 14 Febrero 1998

La región activa que NOAA8156 se encuentra ahora más cerca del disco solar. Varias fulguraciones eruptivas (SF) en S24E23 y en rayos X tipo B se producen a lo largo del día. El ángulo central de la CME (130°) observada a las 07:00 nos indica que el fenómeno del coronógrafo C2 podría estar relacionado con la actividad de esta región. No obstante sólo se registra en los datos de NOAA una fulguración B2.2 con un

máximo a las 05:13 que apenas dura 5 minutos, por lo que creemos que la CME procede del lado opuesto del Sol.

46. CME 28 Febrero 1998

La CME que aparece en C2 a las 12:48 está relacionada con la región activa NOAA 8171. Se observa una fulguración B1.1 con un máximo a las 11:43 y una en H α con máximo a las 9:26 en S24W02. También se detecta emisión radio tipo III.

47. CME 17 Marzo 1998

Antes de las 12:49 comienza la desaparición de un filamento en S05W27 cuya hora final se establece en las 17:18. Este suceso podría estar relacionado con la CME que se observa en C2 a las 12:34. Una fulguración C2.3 con máximo a las 10:41 y una fulguración SF en S23W23 (NOAA 8179), con máximo a las 10:59, completan la actividad solar del suceso.

48. CME 18 Marzo 1998

La actividad en el disco solar no puede asociarse con la CME que aparece en C2 a las 07:33 como bucles brillantes en E/SE centrados en torno a los 150°. Concluimos que procede del hemisferio no visible.

49. CME 28 Marzo 1998

La CME observada en C2 a las 22:41 puede asociarse con la desaparición de un filamento en N19W26 entre las 18:26 y las 20:38. Su posición está relacionada con el ángulo central de la emisión en el coronógrafo (348°), que nos indica que la emisión procede del NW. Se detecta una fulguración B3.4 con un máximo a las 22:37 y emisión radio tipo II, III y V.

50. CME 29 Marzo 1998

La CME que aparece a las 03:48 en C2 no puede relacionarse con ninguno de los sucesos que aparecen relacionados por el NOAA. Concluimos por lo tanto que se trata de un fenómeno de la cara oculta del Sol.

51. CME 31 Marzo 1998

La aparición de pequeñas fulguraciones (SF) en la región NOAA 8190 junto con una fulguración C1.4 en rayos X con un máximo a las 5:58 y emisión radio tipo II, III y

V, no deja ninguna duda acerca de su asociación con la CME observada en C2 a partir de las 06:12.

52. CME 12 Abril 1998

Se observa una CME en C2 a las 12:55 con una extensión angular de 153° y una posición central de aproximadamente 124° . Aparece como una nube brillante en el NE y se extiende débilmente hacia el Sur. La actividad procedente de la región NOAA 8232 con forma de sigmoide parece ser la responsable de dicha CME. En los datos del NOAA se encuentran diversas fulguraciones en $H\alpha$ (S23E25) así como una B9.0 con un máximo a las 12:36. Se recoge también emisión radio tipo III.

53. CME 13 Abril 1998

Se observa de nuevo en C2 a las 04:26 otra nube brillante en el NE que se extiende ampliamente hacia el Sur con una posición angular central de 96° . Consideramos que se trata del sigmoide del suceso anterior que presenta en esta ocasión una fulguración C1.3 con un máximo a las 3:50 y una SF en S24E17, junto con emisión radio tipo III.

54. CME 20 Abril 1998

La CME que aparece en C2 a las 10:07 está relacionada con una fulguración M1.4 detectada por GOES9 entre las 09:38 y las 11:18 con un máximo a las 10:21 que procede de la erupción de una protuberancia en el limbo en S43W90. También se observa emisión radio tipo II entre las 09:56 y las 10:02.

55. CME 23 Abril 1998

En los datos de GOES 8 se observa una fulguración X1.2 con un máximo a las 05:35. Este suceso es posterior a la CME que detecta LASCO a las 05:27, por lo que consideramos que no es posible su asociación. Supondremos que se trata de un suceso del lado oculto del Sol.

56. CME 27 Abril 1998

La CME halo observada por LASCO a las 08:56 está relacionada con una fulguración X1.0 que alcanza el máximo a las 09:20. En $H\alpha$ se observa una fulguración 2B en S16E50 (AR8210) entre las 08:36 y las 12:34 con un máximo en 09:11. Aparece

emisión radio tipo III, IV y V. El instrumento EIT, también embarcado en LASCO, detecta una onda que indica la emisión de materia.

57. CME 29 Abril 1998

La región activa NOAA 8210 es la responsable de la CME halo que se observa en LASCO a las 16:58. En dicha región se observa una fulguración M6.8 con un máximo a las 16:37 y una 3B en S18E20 con un máximo a las 16:30. Acompañando dicha actividad se observa emisión radio tipo III, IV y V.

58. CME 01 Mayo 1998

Una fulguración M1.2 detectada por GOES con un máximo a las 22:54 es la responsable en el disco solar de la CME halo que se observa a las 23:40 en C2. La región activa en la que se origina dicha emisión es AR 8210 (S18E01). Existe una fulguración (SF) que presenta el máximo también a las 24:54 en N25E35 (AR 8214), pero dado que la imagen de C2 aparece más brillante en SW que en el resto del disco solar, creemos que la región asociada con la CME halo es la AR 8210.

59. CME 02 Mayo 1998

El día 2 de Mayo se observan dos CMEs halo en C2. La primera de ellas aparece a las 05:31. Se observa muy brillante en el SW y un débil halo en torno al resto del disco de ocultación. A diferencia de la anterior, la CME que aparece a las 14:06 muestra su brillo más intenso en NW. Considerando la distribución de brillo que se observa en las imágenes del coronógrafo, se puede concluir que la primera de ellas está asociada con la actividad en la región NOAA 8210 (S20W07), donde se registra una fulguración (SF) en H α con un máximo a las 4:56, una fulguración C5.4 con máximo a las 5:00 y emisión radio tipo III. La segunda de las CMEs debe proceder de la misma región activa debido a que entre las 13:34 y las 15:47 se observa una fulguración tipo 3B en S15W15 y poco tiempo antes una fulguración X1.1 con un máximo a las 13:42. La distancia cercana al ecuador solar (S15) podría explicar su apariencia de brillo más intenso en el NW.

60. CME 03 Mayo 1998

A las 22:02 se observa en C2 una CME de 240° de anchura angular en torno a una posición central de unos 310°. El suceso se describe en el catálogo con un brillo importante en el NW y se propone la hipótesis de una superposición de tres sucesos. En

los datos del NOAA se recoge una fulguración M1.4 con un máximo a las 21:29 en S13W34 (AR 8210) y otra 1B con máximo a las 21:24 en N27E07 (AR 8214). Se observa también emisión radio tipo IV. Ambas fulguraciones deben estar asociadas con la CME observada.

61. CME 06 Mayo 1998

Las dos CMEs que aparecen en C2 a las 00:02 y a las 08:04, se observan como anchos bucles brillantes con posición angular central de algo más de 300° . Ambas están asociadas con la actividad en la región AR 8210. A las 23:45 del día 5 de Mayo se observa el máximo en una fulguración M2.5 y en una 2N en S16W60. El día 6 de Mayo se detectan una fulguración X2.7, con máximo a las 08:09, y una 1N (máximo a las 8:04) en S11W65, todas procedentes de la misma región. La asociación de esta actividad con las CMEs observadas por LASCO resulta evidente. Se detecta emisión radio tipo III, IV y V.

62. CME 09 Mayo 1998

El día 9 de Mayo se detecta importante actividad en rayos X. En concreto, una fulguración M7.7, con un máximo a las 03:04 es la responsable de la emisión de la CME que aparece en C2 a las 03:35 como un lazo brillante con posición central 271° . Se detecta emisión radio tipo II, III y IV. No obstante, desconocemos la situación de la región activa en la que se producen los sucesos relacionados.

63. CME 11 Mayo 1998

A las 21:55 se observa una CME con un brillo importante en la región NW. No encontramos ningún suceso solar que coincida con el momento de aparición de la CME en C2. Concluimos por ello que la CME procede de la cara oculta del Sol.

64. CME 12 Mayo 1998

A las 08:55 y a las 23:55 se observan dos CMEs con una posición central aproximadamente de 220° , lo que indica que ambas proceden de la región NOAA 8218. Se observan dos fulguraciones eruptivas en H α con máximos a las 08:18 en S24W02 y a las 23:12 en S21W06. En GOES9 se detecta una fulguración B4.9 con un máximo a las 23:10 procedente de la misma región.

65. CME 14 Mayo 1998

La CME que aparece en C2 a las 03:55 no presenta una asociación clara con ninguna actividad solar reflejada en los datos del NOAA. Concluimos que se trata de un suceso procedente del hemisferio no visible del Sol.

66. CME 27 Mayo 1998

El 27 de Mayo a las 13:45 aparece en C2 una CME con posición central de aproximadamente 229°. Está asociada con la región NOAA 8224 en la que se observa una fulguración 1N en S21W83 con un máximo a las 13:34. Se detecta emisión radio tipo III y V.

67. CME 03 Junio 1998

La CME que aparece en C2 a las 12:02 no se asocia con ningún tipo de actividad del hemisferio visible del Sol.

68. CME 04 Junio 1998

A las 02:04 se observa una CME que procede, igual que el suceso anterior del lado oculto del Sol.

69. CME 05 Junio 1998

El hemisferio no visible del Sol sigue mostrando su actividad en la CME halo que aparece en C2 a las 12:01.

70. CME 07 Junio 1998

El día 7 de Junio aparece a las 09:32 una CME halo en C2 que se observa prácticamente durante todo el día. A pesar de que ese día en el hemisferio visible aparecen dos regiones activas importantes, no se recoge ningún suceso en los datos del NOAA que pueda asociarse temporalmente con la CME.

71. CME 08 Junio 1998

Varias fulguraciones B9 preceden la emisión de la CME observada a las 15:27 por LASCO. La región 8232, con forma de sigmoide y situada en la línea central del Sol presenta una actividad importante, no obstante no encontramos ningún suceso concreto que pueda asociarse con la CME halo.

72. CME 10 Junio 1998

De nuevo suponemos que la CME observada por LASCO a las 03:55 procede del hemisferio no visible del Sol.

73. CME 11 Junio 1998

Una importante fulguración en rayos X (M1.4) con máximo a las 10:27 que deshace el sigmoide de la región 8232 es la responsable de la CME halo que aparece en C2 a las 10:28. Se detecta emisión radio tipo III, IV y V.

74. CME 16 Junio 1998

La CME observada a las 18:27, intensamente brillante en el lado oeste y muy débil en el Noreste, está asociada con una fulguración M1.0 observada entre las 18:03 y las 19:28 (con un máximo a las 18:42) procedente del sigmoide que forma la región 8232 poco antes de ocultarse por el limbo Oeste (S17W90). En este caso sólo se detecta emisión radio tipo III.

75. CME 19 Junio 1998

A las 14:55 aparece en C2 una CME con posición angular central en 345°. Una débil eyección en NNW precede la estructura de arcos. Las regiones activas que aparecen en el disco solar, NOAA 8249 y 8242, se encuentran en el hemisferio Sur (una en el Este y otra en el Oeste) aproximadamente a 30° del ecuador, lo que hace imposible su asociación con la CME observada por LASCO. Concluimos que es una muestra de la actividad del hemisferio no visible.

76. CME 20 Junio 1998

La actividad solar se centra en la AR8243. En ella se detectan fulguraciones en rayos X tipo C4 e importantes fulguraciones en H α como la de tipo 1N (N13W23) con un máximo a las 14:26. Se observa emisión radio tipo II, III y IV. Sin embargo toda esta actividad debe estar relacionada con una CME no halo, observada a las 15:37 con una posición angular central de 291°. La CME halo aparece a las 18:20 en el SE, mostrando después una brillante protuberancia en NE. En cualquier caso no puede relacionarse con la actividad anterior ya que se observaría en el limbo oeste. Se trata por lo tanto de actividad procedente del lado oculto del Sol.

77. CME 21 Junio 1998

A diferencia del caso anterior, la CME observada a las 05:35 sí está relacionada con la actividad de la región AR 8243. Surge en C2 como material difuso en NW que se expande como bucles concéntricos en SW y S. Entre las 04:39 y las 05:51 GOES detecta una fulguración C2.7 (con máximo a las 5:12). Prácticamente de forma simultánea se observan pequeñas fulguraciones en N17W25, además de emisión radio tipo III y V.

BIBLIOGRAFIA

- Acuña, M.H., et al., The global Geospace science program and its investigations, *Space Sci. Rev.*, **71**, 5 (1995).
- Bame, S.J., et al., ISEE-C Solar Wind Plasma Experiment, *IEEE Trans. Geoscience Electronics*, **GE-16**, 160 (1978).
- Berdichevsky, D. et al., Evidence for multiple ejecta: April 7-11, 1997, ISTP Sun-Earth connection event, *Geophys. Res. Lett.*, **25**, 2473 (1998).
- Borrini, G. et al., Helium abundance enhancements in the solar wind, , *J. Geophys. Res.*, **87**, 73701 (1982).
- Bothmer, V., and R. Schwenn, Eruptive prominences as sources of magnetic clouds in the solar wind, *Space Sci. Rev.* **70**, 215 (1994).
- Bothmer, V. y R. Schwenn, Signatures of fast CMEs in interplanetary space, *Adv. Space Res.*, **17**, 319 (1996).
- Bothmer, V., and R. Schwenn, The structure and origin of magnetic clouds in the solar wind. *Ann. Geophys.* **16**, 1 (1998).
- Burlaga, L.F. y J.H. King, Intense interplanetary magnetic fields observed by geocentric spacecraft during 1963-1975, *J. Geophys. Res.*, **84**, 6633 (1979).
- Burlaga, L. et al. Magnetic loop behind an interplanetary shock: Voyager, Helios, and IMP 8 Observations, *J. Geophys. Res.*, **86**, 6673 (1981).
- Burlaga, L.F. y K.W. Behannon, Magnetic clouds: Voyager observations between 2 and 4 AU, *Solar Phys.*, **81**, 181 (1982).
- Burlaga, L.F., Magnetic clouds and force-free fields with constant alpha, *J. Geophys. Res.*, **93**, 7217 (1988).
- Burlaga, L.F., Magnetic clouds, in *Physics of the Inner Heliosphere*, vol. 2, edited by R. Schwenn and E. Marsch, p.1, Springer-Verlag, New York (1991)
- Burlaga, L.G., *Interplanetary Magnetohydrodynamics*, Oxford Univ. Press, New York (1995).

- Burlaga et al., A magnetic cloud containing prominence material: January 1997, *J. Geophys. Res.*, **103**, 277 (1998).
- Candfield, R.C., H.S. Hudson y D.E. McKenzie, Sigmoidal Morphology and Eruptive Solar Activity, *Geophys. Res. Lett.*, **26**, 627 (1999).
- Cane, H.V., I.G. Richardson y O.C. St Cyr, The interplanetary events of January-May, 1997 as inferred from energetic particle data, and their relationship with solar events, *Geophys. Res. Lett.*, **25**, 2517 (1998).
- Cane, H.V., I.G. Richardson y O.C. St Cyr, Correction to "The interplanetary events of January-May, 1997 as inferred from energetic particle data, and their relationship with solar events" by H.V. Cane, I.G. Richardson, and O.C. St Cyr, *Geophys. Res. Lett.*, **26**, 2149 (1999).
- Cocconi, G. et al., The cosmic ray flare effect, *Nuovo Cimento*, **8**, 161 (1958).
- Chen, J., Theory of prominence eruption and propagation: Interplanetary consequences, *J. Geophys. Res.*, **101**, 27499 (1996).
- Chen, J., et al., Evidence of an erupting magnetic flux rope: LASCO coronal mass ejection of 1997 april 13, *Astrophys. J.*, **490**, L191 (1997).
- Forbes, T.G., Basic properties and models of solar prominences, in *Physics of Magnetic Flux Ropes*, AGU Geophys. Monogr., 58, editado por C.T. Rusell, E.R. Priest and L.C. Lee, p. 295 (1990).
- Frandsen, A.M.A., et al., The ISEE-C Vector Helium Magnetometer, *IEEE Trans. Geoscience Electronics*, **GE-16**, 195, (1978).
- Goldstein, H., On the field configuration in magnetic clouds, Solar Wind Five, *NASA Conf. Publ.*, 2280, 731 (1983).
- Gosling, J.T. et al., The speeds os coronal mass ejection events, *Solar Phys.*, **48**, 389, (1976).
- Gosling, J.T. y D.J. McComas, Field line draping about fast coronal mass ejecta: A source of strong out-of-the ecliptic interplanetary magnetic fields, *Geophys. Res. Lett.*, **14**, 355, (1987).
- Gosling, J.T., Coronal mass ejections and magnetic flux ropes in interplanetary space, in *Physics of Magnetic Flux Ropes*, AGU Geophys. Monogr., 58, editado por C.T. Rusell, E.R. Priest and L.C. Lee, p. 343 (1990).
- Harten, R. y K. Clark, The design features of the GGS WIND and POLAR spacecraft, *Space Sci. Rev.*, **71**, 23 (1995).

- Hildner, E. et al., Frequency of coronal transients and solar activity, *Solar Phys.*, **48**, 127, (1976).
- Hood, A.W., MHD instabilities, in *Solar System Magnetic Fields*, editado por E.R. Priest, p. 80 (1985).
- Howard, R.A., et al., The observation of a coronal transient directed at Earth, *Astrophys. J.*, **263**, L101 (1982)
- Howard, R.A. et al., Coronal Mass Ejections: 1979-1981, *J. Geophys. Res.*, **90**, 8173 (1985).
- Howard, R.A. et al., The solar cycle dependence of coronal mass ejections, en *The Sun and the Heliosphere in three dimensions*, ed. R.G. Marsden, 107 (1986).
- Hudson, H.S. et al., X-ray coronal changes during halo CMEs, *Geophys. Res. Lett.*, **25**, 2481 (1998).
- Hundhausen, A.J., et al., Coronal mass ejections observed during the solar maximum mission: Latitude distribution and rate of occurrence, *J. Geophys. Res.*, **89**, 2639 (1984).
- Hundhausen, A.J., Sizes and locations of coronal mass ejections: SMM observations from 1980 and 1984-1989, *J. Geophys. Res.*, **99**, 6543 (1993).
- Hundhausen, A.J., et al., The speeds of coronal mass ejections: SMM observations from 1980 and 1984-1989, *J. Geophys. Res.*, **99**, 6543 (1994).
- Ivanov, K.G. y A.F. Harshiladze, Dynamics of hydromagnetic clouds from powerful solar flares, *Solar Phys.*, **92**, 351 (1984).
- Klein, L.W. y L.F. Burlaga, Interplanetary magnetic clouds at 1 AU, *J. Geophys. Res.*, **87**, 613 (1982).
- Kunitomo, S., *Physics of Solar Cosmic Rays*, University of Tokyo Press, Japón (1974).
- Lepping, R.P., et al., The WIND magnetic field investigation, *Space Sci. Rev.*, **71**, 207 (1995).
- Lepping, R.P., J.A. Jones y L.F. Burlaga, Magnetic field structure of interplanetary magnetic clouds at 1 AU, *J. Geophys. Res.*, **95**, 11957 (1990).
- Lundquist, S., Magnetohydrostatic fields, *Ark. Fys.*, **2**, 361 (1950).
- Marquardt, D.W., An algorithm for least squares estimation of nonlinear parameters, *J. Soc. Ind. Appl. Math.*, **11**, 431 (1963).
- Marsden, R.G. et al., ISEE 3 observations of low-energy proton bidirectional events and their relation to isolated interplanetary magnetic structures, *J. Geophys. Res.*, **92**, 11009 (1987).

- Martin, S.F., Preflare conditions, changes, and events, *Solar Phys.*, **68**, 217 (1980).
- Marubashi, K., Structure of the interplanetary magnetic clouds and their solar origins, *Adv. Space Res.*, **6**,1 (1986).
- Maksimovic, M., et al., Solar wind density intercomparisons on the WIND spacecraft using WAVES and SWE experiments, *Geophys. Res. Lett.*, **25**, 1261 (1998).
- MacQueen, R.M, Coronal transients: a summary, *Phil. Trans R. Soc. Lond A*, **297**, 605 (1980).
- Morrison, P., Solar-connected variations of the cosmic rays, *Phys. Rev.*, **95**, 646, 1954.
- Munro, R. J., et al., The association of coronal mass ejection transients with other forms of solar activity, *Sol. Phys.*, **61**, 201 (1979).
- Ogilvie, K.W., A. Durney y T. Von Roseninge, Descriptions of experimental investigations and instruments for the ISEE spacecraft, *IEEE Trans. Geoscience Electronics*, **GE-16**, 151, (1978).
- Ogilvie, K.W., et al., SWE: A comprehensive plasma instrument for the WIND spacecraft, *Space Sci. Rev.*, **71**, 55 (1995).
- Osherovich, V.A. y L.F. Burlaga, Magnetic clouds, in Coronal Mass Ejections, *Geophys. Monogr. Ser.*, vol. 99, editado por N. Crooker, J. Joselyn y J. Feynman, p. 157, AGU, Wahington, D.C. (1997).
- Parker E.N., *Cosmical magnetic fields*, Oxford University Press (1979)
- Piddington, J.H., Interplanetary magnetic field and its control of cosmic-ray variations, *Phys. Rev.*, **112**, 589 (1958).
- Priest, E.R., *Solar Magnetohydrodynamics*, D. Reidel (1982).
- Richardson, I.G. y H.V. Cane, Signatures of shock drivers in the solar wind and their dependence on the solar source location, *J. Geophys. Res.*, **98**, 15295 (1993).
- Richardson, I.G. y H.V. Cane, Regions of abnormally low proton temperature in the solar wind (1965-1991) and their association with ejecta, *J. Geophys. Res.*, **100**, 23397 (1995).
- Russell, C.T., Geophysical Coordinate Transformations, *Cosmic Electrodynamics*, **2**, 184 (1971).
- Russell, C.T. y S.M. Pertinenc, On the relative intercalibration of the solar wind instruments on IMP-8 and ISEE-3, *Gephys. Res. Lett.*, **19**, 961 (1992).
- Rust, D. M., Spawning and shedding helical magnetic fields in the solar atmosphere, *Geophys. Res. Lett.*, **21**, 241 (1994).

- Rust, D. M. y A. Kumar, Evidence for helically kinked magnetic flux ropes in solar eruptions, *Astrophys. J.*, **464**, L199 (1996).
- Sakurai, K. *Physics of Solar Cosmic Rays*. Ed. University of Tokyo Press, Japón (1974).
- Scime, E.E., J.L. Phillips and S.J. Bame; Effects of spacecraft potential on three-dimensional electron measurements in the solar wind, *J. Geophys. Res.*, **99**, 14769 (1994).
- Sonnerup, B.U.O. and L.J. Cahill, Magnetopause structure and attitude from Explorer 12 observations, *J. Geophys. Res.*, **72**, 171 (1967).
- St. Cyr, O.C. et al., White-Light Coronal Mass Ejections: A New Perspective from LASCO, Proc. 31st ESLAB Symp., Correlated Phenomena at the Sun, in the Heliosphere and in Geospace, ESA SP-415 (1997).
- Verma, V.K., On the distribution and asymmetry of solar active prominences, *Solar Phys.*, **194**, 87 (2000).
- Webb, D. y A.J. Hundhausen, Activity associated with the solar origin of coronal mass ejections, *Sol. Phys.*, **108**, 383 (1987).
- Webb, D.F., Erupting prominences and the geometry of coronal mass ejections, *J. Geophys. Res.*, **93**, 1749 (1988).
- Webb, D.F., The solar origin of the January 1997 coronal mass ejection, magnetic cloud and geomagnetic storm, *Geophys. Res. Lett.*, **25**, 2469 (1998).
- Wilson, R.M y E. Hildner, Are interplanetary magnetic clouds manifestations of coronal transients at 1 AU?, *Solar Phys.*, **91**, 169 (1984).
- Wilson, R.M y E. Hildner, On the association of magnetic clouds with disappearing filaments, *J. Geophys. Res.*, **91**, 5867 (1986).
- Zhang, G. y L.F. Burlaga, Magnetic clouds, geomagnetic disturbances and cosmic ray decreases, *J. Geophys. Res.*, **88**, 2511 (1988).
- Zwickl, R.D. et al., He⁺ and other unusual ions in the solar wind: A systematic search covering 1972-1980, *J. Geophys. Res.*, **87**, 7379 (1982).

Publicaciones

Durante el periodo de realización de esta tesis doctoral, la autora ha participado en los siguientes artículos:

- "Magnetic clouds" (pp. 189-199) en "Rayos Cósmicos, 98", editado por José Medina, ISBN 84-8138-290-6.
- "A new model for the topology of magnetic clouds in the solar wind", *Solar Physics.*, **194**, 165 (2000).
- "Evidence of magnetic flux ropes in the solar wind from sigmoidal and non-sigmoidal active regions", *Solar Physics*, en prensa.
- "A non force-free approach to the topology of magnetic clouds in the solar wind ", enviado a *Journal of Geophysical Research*.

Las comunicaciones a congresos realizadas sobre el tema de esta memoria son las siguientes:

- "A CME candidate for the torus like topology", *Proc. 15th European Cosmic Ray Symposium*, SH 34 (1996).
- "Efficiency of particle acceleration at the Sun in different models of magnetic field configuration", *Proc. 15th European Cosmic Ray Symposium*, SH 20 (1996).
- "A twisted flux tube model for a magnetic cloud", *25th International Cosmic Ray Conference*, SH 3.1.4 (1997).
- "Computational study of particle energization in solar flares", *25th International Cosmic Ray Conference*, SH 1.6.2 (1997).
- "Computational calculation of partial inelastic cross-sections for nuclear reactions", *25th International Cosmic Ray Conference*, OG 8.2.6 (1997).

- "Observational signatures of the influence of solar ejecta on the associated low-energy proton events", *25th International Cosmic Ray Conference*, SH 1.5.6 (1997).
- "Identification of magnetic clouds in the solar wind from their magnetic structure", *16th European Cosmic Ray Symposium*, SH (1998).
- "Stability of magnetic clouds from energy considerations", *16th European Cosmic Ray Symposium*, SH (1998).
- "On The Stability of Magnetic Clouds from the Magnetic Structure", *AGU Fall Meeting* SH11A-3 (1998)¹.
- "Determination of the Magnetic Cloud Structure from its Current Density", *AGU Fall Meeting* SH11A-3 (1998).
- "A search for Magnetic Clouds associated with Coronal Mass Ejections", *26th International Cosmic Ray Conference*, SH 1.19 (1999).
- "Identificación de nubes magnéticas en el viento solar relacionadas con CMEs", *XXVII Reunión Bienal de la RSEF* (1999).
- "Nubes magnéticas: Un modelo simple para la topología y la estabilidad", *XXVII Reunión Bienal de la RSEF* (1999).
- "Modification of our Model for the topology of Magnetic Clouds having into account an elliptical cross section", *AGU Spring Meeting* SH42A-08 (2000).
- "A comparison of the results form a non force-free model for the topology of MCs with those form force-free models", *AGU Spring Meeting* SH42A-09 (2000).

¹ La presentación realizada en el AGU Fall Meeting de 1998 obtuvo el premio "Outstanding Student Paper Award" de la sección SPA (*Space Physics and Aeronomy*) de la American Geophysical Union