



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO**

FACULTAD DE CIENCIAS

**EYECCIONES DE MASA
CORONAL-VIENTO SOLAR: SU
INTERACCIÓN CON LA
MAGENTOSFERA TERRESTRE.**

**REPORTE DE ACTIVIDAD
DOCENTE.**

**QUE PARA OBTENER EL
TÍTULO DE:
LICENCIADO EN FÍSICA.**

**P R E S E N
T A :**

**AMEZCUA FERNÁNDEZ FRANCISCO
ALEJANDRO**

**DIRECTOR DE TESIS:
DR. ALEJANDRO LARA SANCHÉZ
2009**



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

Índice general

| | |
|--|-----------|
| 1. Viento Solar | 9 |
| 1.1. Conceptos Generales | 9 |
| 1.1.1. Plasma | 9 |
| 1.1.2. Corona del Sol | 12 |
| 1.1.3. Viento Solar | 14 |
| 1.2. Características del viento solar a una unidad astronómica . . . | 16 |
| 1.3. Condiciones en la base de la corona para viento solar rápido . | 17 |
| 1.4. Otras propiedades del viento solar | 20 |
| 1.4.1. Ondas de choque. | 21 |
| 1.4.2. El flujo del viento solar. | 26 |
| 2. Eyecciones de Masa Coronal. | 29 |
| 2.1. Antecedentes de EMCs | 29 |
| 2.1.1. Actividad del Sol | 31 |
| 2.1.2. Manchas solares | 34 |
| 2.2. Algunas propiedades de las EMCs | 35 |
| 2.2.1. Los estallidos de radio. | 35 |
| 2.2.2. El estudio de las EMCs con coronógrafos puestos en órbita. | 38 |
| 2.2.3. Una revisión más cercana de las propiedades de las EMCs. | 40 |
| 2.3. Otros eventos originados en el Sol | 42 |
| 2.3.1. Ráfagas Solares | 42 |
| 2.3.2. Partículas Energéticas Solares | 44 |
| 2.3.3. El Clima Espacial. | 45 |
| 3. Interacción EMC-VS con la Magnetosfera Terrestre. | 49 |
| 3.1. Contribuciones de las EMCs al Viento Solar. | 49 |

| | | |
|--------|---|----|
| 3.1.1. | Ondas de Alfvén. | 50 |
| 3.1.2. | Ondas Magnetosónicas. | 51 |
| 3.1.3. | La estructura del choque de proa de la Tierra. | 53 |
| 3.2. | El viento Solar visto por la sonda ULYSSES. | 55 |
| 3.2.1. | El campo magnético interplanetario. | 55 |
| 3.2.2. | La heliosfera. | 57 |
| 3.2.3. | Misión ULYSSES: la heliosfera en tercera dimensión. | 59 |
| 3.2.4. | Los resultados científicos de la misión ULYSSES. | 60 |
| 3.2.5. | Los rayos cósmicos: una lluvia que viene de lejos. | 62 |
| 3.3. | Interacción Viento Solar - Tierra. | 63 |
| 3.3.1. | El viento solar y la Tierra. | 63 |
| 3.3.2. | La magnetosfera de la Tierra. | 64 |
| 3.3.3. | Las auroras. | 68 |
| 3.3.4. | La ionosfera. | 73 |

Dedicatorias

A mi abuelo Romeo Fernández:

Gracias por que a través de mi madre me enseñaste a elegir el camino y a estudiar lo que mas me gusta.

A mi padre Francisco Amezcua Cerda.

Gracias por el apoyo económico, la paciencia que tuviste conmigo durante el tiempo curse esta carrera.

A mi Madre María Cristina Fernández.

Me enseñaste a no rendirme, a no conformarme con las circunstancias, a enfrentarme a la vida, han sido IRREEMPLAZABLES, GRACIAS mamá por todo esto.

Agradecimientos.

Para quien fui alumno y maestro.

Introducción

La física espacial es una ciencia que se basa en la observación y en el estudio de los fenómenos que ocurren en el Sistema Solar.

Entre la multitud de fenómenos interesantes en ésta área se encuentran el viento solar, las eyecciones de masa coronal y las interacciones que se producen entre estos fenómenos y la Tierra. Al tratar de comprender estos eventos, identifiqué o me pude dar cuenta que las emanaciones solares influyen y repercuten en el Sistema Solar, y más específicamente en la Tierra.

En mis primeras incursiones sobre este tema observé que dichos fenómenos se conocen como viento solar y eyecciones de masa coronal (EMC).

De esta relación me interesó conocer como se manifiestan estos fenómenos en la Tierra.

Entre algunas de sus manifestaciones se encuentran:

- La formación de auroras (boreales o australes).
- Las tormentas geomagnéticas.
- La forma en que estas emanaciones alteran la comunicación en sistemas comerciales o militares y en las rutas de líneas aéreas polares.

El objetivo del presente trabajo es realizar un estudio sobre las propiedades del viento solar y las eyecciones de masa coronal.

Para este estudio se dividió el trabajo en 3 capítulos.

- En el primer capítulo se abordaran los antecedentes y propiedades que se tienen respecto a las observaciones realizadas sobre el viento solar.
- En el segundo capítulo se realizará un breve análisis de las eyecciones de masa coronal.

- Para el tercer capítulo se explorarán las interacciones que hay entre el viento solar y las eyecciones de masa coronal, así como su interacción con la magnetosfera terrestre, mencionando los resultados más sobresalientes al respecto.

Debemos aclarar que si bien, estos fenómenos son de gran importancia por su trascendencia en las repercusiones en la Tierra, hasta el momento a pesar de la infinidad de modelos que se han elaborado para determinar su origen, y tratar de prevenir sus efectos, los modelos no han podido aclarar los eventos que dan lugar a estos fenómenos por completo.

Capítulo 1

Viento Solar

1.1. Conceptos Generales

En este capítulo definimos algunos de los términos que más utilizaremos para explicar los fenómenos que ocurren en el Sol o en la interacción Sol-Tierra, tales como:

- A) Plasma.
- B) Corona solar.
- C) Viento Solar.

1.1.1. Plasma

Hace unas cuantas décadas, sólo se reconocían tres estados de la materia: el sólido, el líquido y el gaseoso. Pero a partir de los experimentos con gases ionizados (gases con carga eléctrica), se descubrió que la materia puede llevarse a un cuarto estado en el cual se comporta de manera radicalmente diferente que en los tres estados anteriores. Este cuarto estado de la materia es el estado de plasma. El estado de plasma se obtiene cuando en la materia hay una cantidad de electrones libres y de iones positivos separados de los átomos lo suficiente alta como para presentar una gran sensibilidad a los campos eléctricos y magnéticos. Para esto se requiere que el material esté parcialmente ionizado (ionizado es cuando un átomo no tiene el mismo número de protones y electrones), basta un 10 % de ionización y/o que se

mantenga por encima de los 1000 grados de temperatura, para que la materia esté o se mantenga en estado de plasma, sin embargo, no es necesario que la materia esté muy caliente para entrar en estado de plasma. Hay plasmas fríos, en los que la ionización de los átomos se produce por interacción con fotones de alta energía (ultravioleta o rayos X), o electrones y no por colisiones térmicas. En la naturaleza hay plasmas con temperaturas de menos de 100 grados Kelvin y hasta de más de mil millones de grados. El material de todas las estrellas está en estado de plasma y es el plasma el que llena los espacios interplanetarios, interestelares e intergalácticos. Se le llama el cuarto estado de la materia porque fue el último que se descubrió. Hasta hace poco se estimaba que más del 90 % de la materia del Universo está en estado de plasma, ahora bien si es acertado que existió un big bang, el estado inicial de toda la materia que constituye el Universo debió de haber sido el plasma, éste debería ser en realidad el primer estado de la materia (Bravo 1998).

Todos los plasmas naturales contienen un campo magnético. El plasma magnetizado se puede comportar como un fluido (medio continuo) aún a densidades tan bajas como 10^{-2} partículas por centímetro cúbico. El plasma tiene oscilaciones propias que dependen exclusivamente de su densidad y es capaz de propagar ondas longitudinales y transversales (una onda longitudinal es una onda en la que el movimiento de oscilación de las partículas del medio es paralelo a la dirección de propagación de la onda y una onda transversal es una onda en la que el movimiento de oscilación de las partículas del medio es perpendicular a la dirección de propagación de la onda).

Cuando la conductividad o conducción eléctrica es muy alta, el plasma y el campo magnético no pueden dissociarse y, dependiendo de quien tenga más densidad de energía, el campo magnético controlará el movimiento y las estructuras del plasma, o el plasma se llevará consigo al campo magnético. En estas condiciones, los plasmas tampoco pueden mezclarse unos con otros y determinan sus regiones de dominio propio.

Las ondas electromagnéticas (como la luz) que se propagan en un plasma pueden interactuar con él, son refractadas e incluso pueden ser reflejadas. Tal es el caso del efecto de pantalla reflectora que nuestra ionosfera (la capa superior de nuestra atmósfera, que está ionizada por la luz ultravioleta del Sol) juega en las radio comunicaciones en nuestro planeta.

La materia en estado de plasma es muy inestable y oscila ante la menor provocación. Su manipulación en el laboratorio es muy difícil y su confinamiento a altas temperaturas con el propósito de lograr una fusión controlada ha resultado mucho menos accesible de lo que originalmente se pensó, sin

embargo, en el espacio, donde las escalas son muchísimo mayores, el plasma se siente en casa y se comporta de una manera menos rebelde. En las propiedades del plasma, las escalas de distancia y densidad tienen mucho que ver.

La física de los plasmas es una disciplina todavía muy joven y aún quedan muchas cosas que explicar. La interacción entre las observaciones de los plasmas naturales, los experimentos en el laboratorio y la teoría ha permitido un gran avance en esta especialidad. Empero, el estado de plasma sigue siendo un estado sorprendente y esquivo y seguramente el futuro nos mostrará aún más de su naturaleza maravillosa (Bravo 1998).

Hace algunas décadas, Hannes Alfvén, ganador del premio Nobel de Física de 1970 y padre de la magnetohidrodinámica (MHD). La MHD es la disciplina académica que estudia la dinámica de fluidos conductores de electricidad en presencia de campos eléctricos y magnéticos. Se acuñó el término Universo de plasma para designar a nuestro mismo Universo, pero para recordarnos que ahora ya sabemos algo de él, que antes desconocíamos y que hace que lo concibamos de manera fundamentalmente distinta a como lo imaginábamos cuando sólo podíamos observarlo en luz visible. El Universo de plasma, nuestro universo, es un universo parcelado, en el que regiones de plasma de distintas propiedades físicas y químicas coexisten, sin mezclarse, demarcando sus territorios propios con fronteras muy dinámicas.

Nuestro planeta como la mayoría de los planetas del Sistema Solar, tiene una esfera de plasma magnético que lo envuelve y que se encuentra inmersa en el plasma y en el campo magnético del medio interplanetario que a su vez demarca una región de dominio del Sol en el medio interestelar. En muchas regiones del espacio, el plasma forma estructuras altamente filamentadas, que rompen con la homogeneidad y la isotropía (en física, la isotropía se refiere al hecho de que ciertas magnitudes vectoriales medibles dan resultados idénticos con independencia de la dirección escogida para la medida. Cuando una determinada magnitud no presenta isotropía decimos que presenta anisotropía).

En las interacciones violentas de plasmas contra plasma, como en algunos fenómenos de la actividad de las estrellas y en mayor escala por las explosiones de supernovas, se generan enormes ondas de choque, donde el campo magnético se intensifica y se pueden acelerar partículas cargadas hasta energías inimaginablemente altas.

El hecho de que las estrellas sean plasmas magnetizados ha conducido a cambiar los modelos estelares, haciendo modelos nuevos más complejos

para poder explicar la gran estructura y variedad de actividad que presentan estos cuerpos, como lo percibimos en nuestra estrella más cercana, el Sol. Y también replantea una nueva forma de ver al Universo cuya exploración por medio del plasma apenas comienza (Bravo 1997).

1.1.2. Corona del Sol

La corona, que es la parte más externa del Sol, se encuentra encima de la fotosfera y la cromosfera (también capas externas del Sol), se observa durante los eclipses totales de Sol como un resplandor de luz blanca que rodea el disco solar oscurecido. Sin embargo, esta luz blanca (que ya desde Newton sabemos que es la combinación de todos los colores) no se origina en la corona, sino que es la luz de la fotosfera que es dispersada por los electrones libres en el plasma que constituye la corona. Esto es, sin la luz fotosférica, la corona no emitiría esa luz blanca.

Los primeros físicos solares, en el siglo pasado, no consideraban que la corona que se observaba en los eclipses fuera realmente una estructura solar, pues la atracción gravitacional del Sol es tan grande que no se esperaba que tuviera una capa tan extendida. Se creía que era un efecto de la atmósfera de la Tierra como el halo que a veces se ve alrededor de la Luna. Sin embargo, cuando empezaron a fotografiarse los eclipses totales de Sol, se encontró que en todas las fotografías la corona se veía igual, independientemente del lugar sobre la Tierra desde donde se fotografiara. Esto demostró que la corona sí era parte del Sol. Pero cómo era posible que un gas tan tenue no se colapsara hacia el enorme Sol.

La respuesta vino poco después cuando los estudios espectrocópicos de la corona mostraron que debería tener una temperatura muy alta, del orden de millones de grados, siendo tan caliente, se explicaba por qué podía resistir la atracción gravitacional del Sol. Entonces surgió otra incógnita de por qué la corona es tan caliente, pues la superficie del Sol tiene apenas una temperatura de 6 000 grados Kelvin. Aún ahora no se sabe con claridad por qué la corona es tan caliente, pero sí sabemos que no sólo se extiende a grandes distancias del Sol, sino que se escapa de él fluyendo continuamente.

En 1930 se inventó un dispositivo llamado coronógrafo que tiene un disco opaco que cubre la fotosfera solar, simulando un eclipse natural y que permite observar la corona en cualquier momento. Como la luz de la corona es muy tenue, los coronógrafos funcionan mejor en telescopios de observatorios a gran altura o a bordo de satélites. Aunque un eclipse natural es excelente para

observar de cerca al Sol, hay satélites espaciales que tienen la capacidad de observar al Sol fuera de la Tierra simulando muy bien este fenómeno, en los siguientes párrafos mencionaremos dos de estos satélites.

El aspecto de la corona en luz blanca no es constante, sino que su forma y extensión varían con el ciclo de actividad solar. Esto se debe a que el plasma coronal está confinado en las estructuras magnéticas de la corona, las cuales cambian notablemente a lo largo del ciclo de actividad solar.

Pero además de dispersar la luz blanca fotosférica, la corona tiene emisiones propias, sólo que no están en la región visible del espectro electromagnético, sino en las regiones de longitudes de onda mucho más cortas: el ultravioleta extremo (EUV) en la corona baja, y los rayos X en la corona alta. Esto tiene una ventaja y una desventaja:

- La ventaja es que sí podemos tomar imágenes del Sol en EUV o en rayos X estaremos viendo solamente la corona, aún sobre el disco del Sol, ya que la fotosfera no emite en esas longitudes de onda.
- La desventaja es que las ondas electromagnéticas con longitudes de onda tan pequeñas no pueden atravesar nuestra atmósfera por lo que deben ser registradas fuera de ella.

Hoy en día, la corona es la región del Sol que se estudia con más interés pues es a través de ella que la actividad solar se transmite al medio interplanetario y en ocasiones hasta el interior de nuestra magnetosfera (Bravo 1997).

Vale la pena nombrar brevemente a dos naves (o sondas) espaciales que estudian la corona de Sol.

- El SOHO, (del inglés Solar and Heliospheric Observatory) es una sonda espacial lanzada el 2 de diciembre de 1995 para estudiar el sol, comenzando sus operaciones científicas en mayo de 1996. Es un proyecto conjunto entre la ESA y la NASA. Aunque originalmente se planeó como una misión de sólo dos años, SOHO continúa en funcionamiento tras más de diez años en el espacio. Además actualmente es la fuente principal de datos del sol en tiempo real, tan necesarios para la predicción del clima espacial. Hoy por hoy es una de las dos sondas (junto con el Advanced Composition Explorer) que se encuentran en la vecindad del punto L1, uno de los famosos Puntos de Lagrange.

Dicho punto se define como aquel en que la gravedad de la tierra contrarresta la del sol, por lo que una sonda en dicho lugar quedaría en equilibrio dinámico, por tanto la órbita será mucho más estable.

Dicha estabilidad se consigue exactamente en el punto L1, pero en realidad SOHO orbita alrededor del punto L1 cada once meses, para favorecer las comunicaciones.

En condiciones normales la sonda transmite continuamente a 200 Kbps las fotografías y otras medidas solares a través de la Red del Espacio Profundo (Deep Space Network). Los datos de actividad solar del SOHO se usan para predecir las llamaradas solares, que tan perjudiciales pueden resultar para los satélites.

- El STEREO (Solar TERrestrial RELations Observatory, en español, Observatorio de Relaciones Solar-Terrestres), es una misión de observación solar, lanzada por la NASA el 26 de octubre de 2006. Consiste en dos satélites casi idénticos, provistos de instrumentos para obtener imágenes estereoscópicas del Sol y de los fenómenos solares, como la eyección de masa coronal (EMC), erupciones que pueden desatar serias tormentas magnéticas en la Tierra y afectar la infraestructura eléctrica, las comunicaciones vía satélite y la aeronavegación.

La misión es liderada por la NASA y el Laboratorio de Física Aplicada de la Universidad John Hopkins de Maryland. Entre los contribuyentes más destacados de esta misión espacial está el Reino Unido que dotó a las sondas de sus sistemas de cámaras, que incluyen aparatos especializados en imágenes heliosféricas.

Las dos sondas de STEREO fueron lanzadas el 26 de octubre de 2006. El 15 de diciembre de ese año, ambas sondas utilizaron la órbita lunar para situarse en una órbita heliocéntrica.

De la corona Solar surgen los dos fenómenos que llamaron mi atención. Uno de ellos se explica a continuación.

1.1.3. Viento Solar

De forma genérica, se denomina viento solar al flujo de partículas (en su mayoría protones de alta energía, de alrededor de 500 keV) emitidos por la

atmósfera de una estrella. En este caso la corona del Sol es la que produce al viento solar.

La corona solar es tan caliente $\sim 10^6$ K y su temperatura decrece al alejarse del Sol tan lentamente que a partir de una cierta distancia la gravedad y el campo magnético del Sol ya no la pueden contener y se escapa radialmente formando el viento solar (SW, por sus siglas en inglés Solar Wind). La velocidad del viento empieza por ser muy lenta y aumenta conforme se aleja del Sol hasta alcanzar una velocidad terminal que conserva por el resto de su viaje por la heliosfera. La magnitud de la velocidad terminal del viento solar depende muy fuertemente de la temperatura de la corona.

La existencia del viento solar fue predicha a fines de la década de 1950 por el físico estadounidense Eugene Parker, como resultado de la alta temperatura de la corona solar aun a gran altura sobre la superficie del Sol. Fue Parker mismo quien bautizó a este flujo como viento solar y utilizó una serie de suposiciones sencillas para desarrollar un modelo matemático del cual se obtenían algunos valores numéricos esperados para las características de este viento a la altura de la órbita de la tierra. En particular estimó su velocidad en varios cientos de kilómetros por segundo y ésta fue la principal razón por la cual su idea de la expansión de la corona no fue aceptada. Sin embargo, poco tiempo después, cuando los vehículos espaciales empezaron a abandonar nuestra magnetosfera y se internaron en el medio interplanetario, las ideas de Parker fueron corroboradas casi al pie de la letra. En 1961 la nave soviética Lunik I y en 1962 la nave americana Mariner II, midieron in situ las características del plasma del medio interplanetario y comprobaron su gran dinámica.

Vale la pena mencionar aquí que los trabajos en física espacial de Eugene Parker, junto con los de Hannes Alfvén, constituyen una impresionante colección de muestras de fina intuición y amplio dominio de los conceptos de los plasmas espaciales. Ambos han escrito numerosos artículos y libros que abarcan casi todas las áreas de esta disciplina; muchos de ellos son trabajos pioneros y todos son referencias obligadas. Parker vive aún y sus estudios han rebasado ya los confines del Sistema Solar para extenderse a todo el universo de plasma. Son ahora los punteros en la reconstrucción de las interpretaciones cosmológicas y cosmogónicas en términos de un Universo constituido esencialmente por materia en estado de plasma, en el que los campos magnéticos y eléctricos desempeñan un papel muy importante.

El viento solar, predicho y estudiado inicialmente por Parker, se sabe ahora que ocupa una región muy vasta a la que se le ha llamado heliosfera

| Propiedad (1 U. A.) | Baja velocidad (low-speed) | Alta velocidad (high Speed) |
|---------------------|-------------------------------|------------------------------------|
| Velocidad | $\sim 400 km s^{-1}$ | $\sim 700 - 900 km s^{-1}$ |
| Densidad | $\sim 10 cm^{-3}$ | $\sim 3 cm^{-3}$ |
| Flujo | $3 \times 10^8 cm^{-2}s^{-1}$ | $\sim 2 \times 10^8 cm^{-2}s^{-1}$ |
| Campo magnético | $\sim 2.8 nT$ | $\sim 2.8 nT$ |

Cuadro 1.1: Valores del viento solar rápido (columna 2) y lento (columna 3).

(o esfera del Sol), en donde el Sol impone sus condiciones de quietud o agitación dependiendo de su propia actividad. La heliosfera es también una gran célula que se encuentra diferenciada e inmersa en el plasma interestelar, en el capítulo 3 abordaremos con más detalle a la heliosfera.

A diferencia de la velocidad, la temperatura y la densidad del viento que viene del Sol disminuyen al alejarse de éste. La temperatura decae muy lentamente, más lentamente que $1/r$, r es la distancia al Sol, y la densidad disminuye como $1/r^2$, ya que se trata de una expansión esférica. A la altura de la órbita de la Tierra la densidad varía entre 3 y 11 partículas por centímetro cúbico (Bravo 1999).

1.2. Características del viento solar a una unidad astronómica

El viento solar se clasifica de dos modos distintos: viento solar de alta velocidad y viento solar de baja velocidad. El viento solar de alta velocidad (high-speed en inglés) está asociado con los agujeros coronales, los agujeros coronales son regiones del campo magnético solar, en las que las líneas de campo están “abiertas”, es decir en vez de cerrarse conectando zonas de polaridad opuesta, se dispersan en el espacio interplanetario cerrando muy lejos, los agujeros coronales, se manifiestan como manchas oscuras en las fotografías en ultravioleta o rayos X.

El viento solar de baja velocidad (low-speed en inglés) tiene mayor presencia cuando no hay agujeros coronales y las líneas de campo están cerradas.

Las distintas propiedades del viento solar de alta velocidad y baja velocidad se ven en el Cuadro 1.1.

Es importante señalar que las medidas entre ambos vientos solares tienen diferentes valores. La diferencia cualitativa más importante es que el viento

lento cambia fácilmente, incluso durante los períodos en que la velocidad puede ser muy constante, se observan fluctuaciones en la densidad, en el campo magnético, en temperatura y, quizá más notablemente, en las concentraciones relativas de Helio y otros elementos. Por otro lado, el viento solar rápido es más estable y sus propiedades más constantes.

La figura 1.1 muestra las mediciones de viento solar rápido tomada por el ULYSSES. El ULYSSES es un satélite espacial que observa al Sol, en el capítulo 3 abordaremos las observaciones de esta nave espacial.

Las características más significativas para un viento solar rápido son:

1. La temperatura de los protones es más alta que la de los electrones cuando salen de la corona.
2. Los núcleos pesados tienen mayor temperatura que los protones, y por ende, una mayor velocidad térmica. (Por lo general las partículas de una determinada especie localizadas en un punto dado no tienen igual velocidad: presentan por el contrario una distribución de Maxwell-Boltzmann. A mayor temperatura, mayor será la dispersión de velocidades. Una medida de tal dispersión es la velocidad cuadrática media que, en el equilibrio se llama velocidad térmica).
3. La temperatura, densidad y velocidad del viento solar rápido es tal que las colisiones de partículas no son importantes, excepto cerca de la base de la corona.

1.3. Condiciones en la base de la corona para viento solar rápido

Se ha dicho que la alta velocidad del viento solar rápido está asociada con los hoyos coronales, decimos también que la velocidad del viento solar es baja cuando no hay hoyos en la corona. Sin embargo, es difícil determinar esto, porque no hay mediciones in situ de los hoyos coronales.

Se calcula que la densidad de un hoyo en la corona es de $\sim 2 \times 10^7 \text{ cm}^{-3}$ y la temperatura de $\sim 10^6 \text{ K}$, estos serían los valores para n y T en condiciones normales, por lo tanto el valor de $nT \approx 2 \times 10^{13}$.

Sabemos que hay variaciones en la corona y en el viento solar durante el ciclo solar. El ciclo solar consiste en períodos de máxima y mínima actividad.

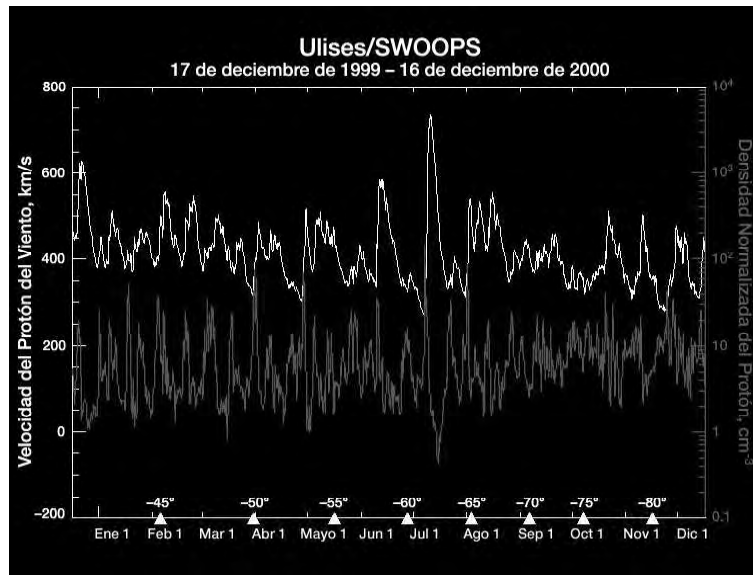


Figura 1.1: Gráficas de viento solar rápido

En el período de mínima actividad la corona visible está dominada por un cinturón magnético en el ecuador y se tienen hoyos coronales en los polos que emiten viento solar rápido. En el período de máxima actividad la corona es mucho más irregular, no hay muchos hoyos coronales y el viento solar lento recorre el medio interplanetario. Por lo tanto, nos enfocamos en el período de mínima actividad y hacemos la comparación de la teoría y la observación en esta etapa.

La sonda espacial ULYSSES proporciona resultados claros sobre las propiedades del viento solar de alta velocidad, en el que las líneas de campo están abiertas. Durante el mínimo de actividad solar, las sondas espacial SOHO (Solar and Heliospheric Observations) y STEREO (Observatorio de Relaciones Solares y Terrestres) observan a los hoyos coronales que se encuentran alrededor de los polos.

Tomando el campo radial promedio a 1 U. A. del cuadro 1.1 (sección anterior) vemos que el campo en la base de la corona varía entre ~ 5 y ~ 10 Gauss; de este intervalo se toma un promedio de 8 Gauss. Con este valor es fácil estimar los parámetros que definen a la base de la corona (Cuadro 1.2).

La primera columna del cuadro 1.2 se basa en los valores bajos (relativos) de la densidad de plasma y temperatura medidos por Koutchmy (1977) y

1.3. CONDICIONES EN LA BASE DE LA CORONA PARA VIENTO SOLAR RÁPIDO 19

| | | |
|----------------------------------|---|---|
| Densidad de plasma (n) | $2 \times 10^7 \text{ cm}^{-3}$ | 10^8 cm^{-3} |
| Campo magnético (B) | 8 Gauss | 8 Gauss |
| Velocidad Alfvén V_A | 2500 km/s | 1200 km/s |
| Temperatura (T) | 10^6 K | 10^6 K |
| Presión (nT) | $2 \times 10^{13} \text{ K/cm}^3$ | $\sim 10^{14} \text{ K/cm}^3$ |
| Tiempo de colisión (V_{ep}) | $\sim 0.6 \text{ s}$ | $\sim 0.2 \text{ s}$ |
| Tiempo de colisión (v_{pp}) | $\sim 20 \text{ s}$ | $\sim 6 \text{ s}$ |
| Velocidad de escape (V_e) | 620 km/s | 620 km/s |
| Plasma beta (β) | $\times 10^{-3}$ | $\times 10^{-2}$ |
| Velocidad del sonido (V_s) | 150 km/s | 150 km/s |
| Flujo de plasma (nV) | $5 \times 10^{13} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ | $5 \times 10^{13} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ |
| Velocidad de plasma (V) | 25 km/s | 5 km/s |
| Escala Térmica ($H_T = K/nVk$) | $1.5 \times 10^{11} \text{ cm}$ | $1.5 \times 10^{11} \text{ cm}$ |
| Escala de peso (H) | 50 000 km | 50 000 km |
| Contenido total (nH) | $1 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$ | $5 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$ |
| Tiempo de vacío (H/V) | 2000 s | 10^{14} s |
| Flujo de energía (F_E) | $6 \times 10^5 \text{ ergs/cm(s)}$ | $6 \times 10^5 \text{ ergs/cm(s)}$ |
| Amplitud de onda | 75 km/s | 30 km/s |
| Area del Sol | $\sim 15 \%$ | $\sim 15 \%$ |

Cuadro 1.2: Valores de viento solar a 1 U. A. (columna 2) y en la base de la corona (columna 3)

Habbal et al. (1993), respectivamente nT tendría un valor de $nT \approx 2 \times 10^{13} K/cm^3$; la segunda columna está basada en valores normales de densidad de plasma y temperatura, nT tendría un valor de $nT \approx 10^{14} K/cm^3$.

De los valores de ésta tabla uno puede deducir que el flujo de energía del viento solar que sale de los hoyos de la corona es aproximadamente el mismo que el flujo de energía emitido en forma de rayos X y EUV de la zona de transición en las regiones donde no hay hoyos en la corona. El plasma en los hoyos se reemplaza en un lapso breve de tiempo ($\sim 25 - 125$) minutos.

El cuadro 1.2 nos da las condiciones base para modelos simples para viento solar de alta velocidad.

Es necesario aclarar que los valores energéticos de las partículas que forman al plasma varían en la base de la corona como en el distante viento solar. En la corona la energía gravitacional de una pareja protón/electrón es de -2170 eV. La entalpía (la entalpía es una magnitud termodinámica simbolizada con la letra H, la variación de entalpía expresa una medida de la cantidad de energía absorbida o cedida por un sistema termodinámico, o, lo que es lo mismo, la cantidad de energía que tal sistema puede intercambiar con su entorno) de la pareja es de 5 kT la cual multiplicada por la temperatura (T) $\sim 10^6$ K, se obtiene una energía de 500 eV para la pareja protón/electrón. A una distancia de 1 U. A. la entalpía y la energía gravitacional son de 30 eV y -10 eV, respectivamente y la energía cinética es de 3310 eV. Entonces la energía total requerida para impulsar a un par de partículas es de 5480 eV, lo cual, equivale a una cantidad de energía no mayor al 10% de lo que se mide en la entalpía de la corona. Esta energía adicional pasa a través del plasma de la corona en forma de ondas y/o partículas supratérmicas, que pueden transportar la energía a grandes distancias de la fuente, que es la corona.

1.4. Otras propiedades del viento solar

El viento solar lento no debe considerarse como un estado de equilibrio en la base de la corona, las conexiones de las líneas de campo son transitorias, es decir, cambian constantemente de lugar en la corona, como resultado de la continua reconexión en el campo magnético cerrado en la región, como estas líneas no duran mucho tiempo conectadas en el mismo punto, por el momento no se han hecho observaciones in situ de esta región de líneas de campo en un intervalo de $0.3 - 1$ U.A., la única sonda que lo ha hecho es el HELIOS pero

está ya no está funcionando. Esto implica que las diferentes escalas de tiempo de reconexión (es decir, el cambio de puntos de pie) son cortos en comparación con otros eventos de cambio registrados en la temperatura, densidad y composición.

En consecuencia, es evidente que cualquier suceso que ocurre en las regiones cerradas de la corona implica la apertura (elongación o deformación) temporal de algunas líneas de campo que se expanden en el medio interplanetario, si las líneas se llegan a abrir se pueden producir fenómenos de corto tiempo, si el período de tiempo es lo suficientemente grande pueden acelerar a las partículas que se encuentran alrededor de ellas, para esto es necesario que las líneas de campo coronal sean suficientemente inhomogéneas en términos de plasma.

A una alta temperatura y un alto estado de carga en las partículas (electrones e iones), como sucede en la corona, se puede decir que los acontecimientos antes mencionados generan al viento solar.

El plasma que se acumula en las regiones de campo magnético cerrado en la corona durante períodos relativamente largos puede producir una serie de procesos que inducen cambios de las abundancias relativas de las especies menores y que pueden ponerse de manifiesto en el viento solar lento siempre y cuando el plasma sea liberado en el espacio interplanetario. Además de la difusión térmica en las regiones ionizadas, hay procesos que tienen lugar en la interfase con la cromosfera, que es en donde se origina el plasma coronal, de manera que producen variaciones magnéticas, es aquí donde los iones se cargan, la energización de las partículas puede ser por incremento de temperatura o por colisiones ya que se observan los efectos de las colisiones de iones con electrones, iones con iones y electrones con electrones donde la recombinación y la fotoionización energiza a las partículas.

En las subsecciones siguientes explicaremos brevemente los eventos que el viento solar produce al alejarse de la corona solar.

1.4.1. Ondas de choque.

Aparte de la clasificación del viento en viento solar rápido y lento, el viento solar tiene otras propiedades físicas que los satélites espaciales miden cuando cruzan el medio interplanetario, en particular, cuando el viento solar interactúa con la Tierra.

Como el viento solar es un plasma a muy alta temperatura estira y acarrea consigo las líneas de campo magnético del Sol mientras se expande por toda la

heliosfera, (en el capítulo tres hablaremos de ella) y constituye un medio por el cual se propagan diferentes tipos de perturbaciones y de toda esta variedad de ondas en el viento solar, las ondas de choque son las perturbaciones más violentas.

Como el sonido, una onda de choque es una onda compresiva (que primero se expande y luego produce un vacío en su centro provocando una succión) una onda sonora pasa por una región en el aire, produciendo un pequeño cambio en su densidad, presión y temperatura algo así como si el aire actuara como un pistón que al pasar la onda se comprime y al alejarse se descomprime y recupera su estado inicial.

Una onda de choque produce una compresión en el aire tan intensa que después del paso del choque el medio por el que pasa no puede recuperar su estado inicial. La onda de choque transforma irreversiblemente las características del medio. Debido a esta particularidad de la onda de choque no es fácil reproducirla en laboratorio ya que se requiere de mucha energía para poder perturbar al medio de manera tan violenta.

Otra propiedad importante de las ondas de choque es que se propagan a una velocidad mayor que la velocidad normal de las ondas que viajan en un medio quieto. Por ejemplo, una onda de choque en el aire se moverá 5 veces más rápido que la velocidad del sonido en el aire.

Para denotar la velocidad de la propagación de las ondas de choque se utiliza el número de Mach (M), una escala para medir la velocidad de la onda en función de la velocidad del sonido. Cuando un avión vuela a una velocidad de $M = 3$, vuela con una rapidez igual a tres veces la velocidad del sonido. Mientras más rápido se mueva el choque (mayor es su M), mayores serán los cambios irreversibles que le produzca al medio. El número de Mach nos dice que tan poderosa es la onda de choque.

En el medio interplanetario hay dos tipos de ondas de choque propagándose en el viento solar que son:

- La ondas de choque corrotantes. Las ondas de choque corrotantes se forman cuando una corriente de viento solar rápido alcanza a una corriente de viento solar lento. Para entender cómo ocurre esto, imaginemos al Sol dividido en dos hemisferios, uno que es una fuente continua de viento solar lento (velocidad de 400 km/s) y otro que es una fuente de viento solar rápido (velocidad de 700 km/s). Al rotar el Sol, en aquellas regiones cercanas al ecuador solar donde antes se había expulsado viento solar lento ahora se expulsa viento solar rápido. Las corrientes

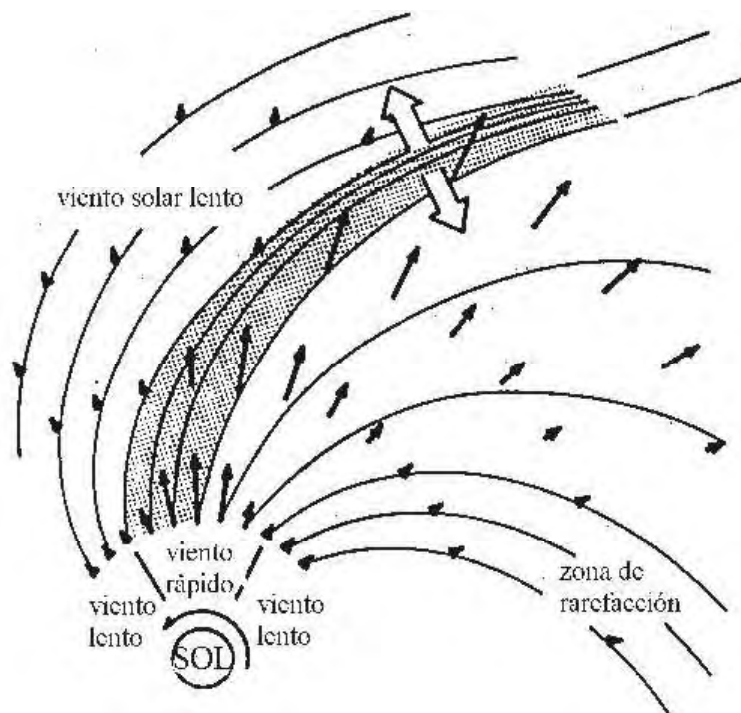


Figura 1.2: Esquema de las ondas de choque corrotantes cuando el Sol rota.

de viento rápido alcanzan a las corrientes lentas.

La interacción entre ambas corrientes adquiere una forma de espiral conforme las fuentes de viento rápido y lento corrotan con el Sol. Como los plasmas magnetizados no se mezclan, alrededor de la interface que separa ambas corrientes comienza a formarse una región de compresión, la cual se denomina: región de interacción corrotante. El viento rápido empuja al viento lento, y a su vez, el viento lento frena al viento rápido, en la figura 1.2 vemos el esquema de este fenómeno.

Gradualmente, las ondas compresivas que bordean la región de interacción comienzan a crecer, la compresión en la región de interacción es cada vez más súbita e intensa, hasta que estos bordes se convierten en ondas de choques corrotantes, generalmente más allá de la órbita de la Tierra.

La figura 1.3 nos muestra mediciones que tomó la sonda espacial Pioneer 11 cuando atravesaba una región de interacción bordeada por ondas

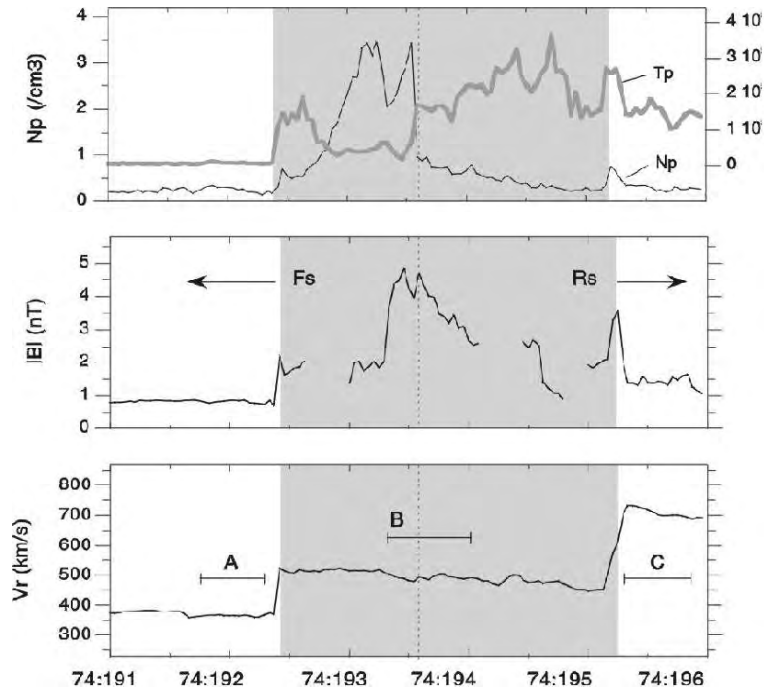


Figura 1.3: Viento solar medido por el Pioneer cuando atravesaba una región de interacción bordeada por ondas de choques corrotantes.

de choque corrotantes. El primer panel presenta la densidad (línea delgada), N_p , y la temperatura (línea gruesa), T_p , del viento; el segundo el registro de la magnitud del campo magnético interplanetario B; el tercero la velocidad del viento solar, V_r , durante seis días.

Observando este tercer panel nos damos cuenta que el Pioneer detectó en un principio viento lento de aproximadamente 400 km/s (región A/ día 74:191-74:192). Esta corriente de viento lento fue alcanzada por una corriente de viento rápido de 700 km/s (región C / día 74:195-74:196). Entre las corrientes de viento lento y rápido aparece la región de interacción (sombreada en la figura). Dentro de la región de interacción el plasma está comprimido y la densidad, temperatura y magnitud del campo magnético tienen valores más grandes.

Hay que poner atención en como los bordes de la región están caracterizados por cambios discontinuos en los parámetros del viento. Estos cambios son las ondas de choque corrotantes, una delantera, F_S , com-

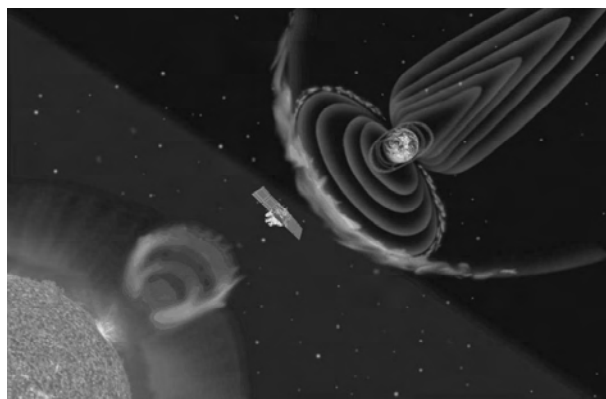


Figura 1.4: Ondas transitorias asociadas a las EMCs, la onda transitoria estaría en la región de interacción con la magnetosfera de la Tierra.

primiendo y acelerando al viento lento (región A) y otra reversa, R_s , comprimiendo y desacelerando al viento rápido (región C). La línea punteada de la zona B, denota la interfase de corriente. Las regiones de interacción se forman gradualmente y en general sus bordes se transforman en choques corrotantes hasta después de que rebasan la órbita de la Tierra.

Como las regiones de interacción se están expandiendo conforme se propagan en el viento solar, sus dos choques corrotantes se propagan en direcciones opuestas. Estas regiones adquieren dimensiones gigantescas y cuando llegan a la altura de la órbita de Júpiter aproximadamente 5 U. A. ya tienen, en promedio, un ancho radial de aproximadamente 1 U. A. (González 2000).

- Las ondas de choque transitorias. Estas ondas de choque están asociadas a los fenómenos repentinos y no repetitivos en el Sol, en espacial con las eyecciones de masa coronal. Cuando una EMC sale o es expulsada del Sol esta se propaga a altas velocidades (700 -2000 km/s). Al desplazarse la EMC en este rango de velocidad se comporta de alguna manera como un avión supersónico y produce una onda de choque de proa al frente de ella (la EMC).

Las EMCs generan estas ondas de choques cuando pasan, como ya se mencionó, por el viento solar, estas ondas de choques transitorias interactúan con el campo magnético terrestre.

La figura 1.4 muestra un dibujo, que no está a escala, representando una secuencia de una eyección de masa coronal que se propaga en el viento solar impulsando una onda de choque transitoria en el medio interplanetario. La onda de choque pasa a través de una nave espacial y eventualmente colisiona contra la magnetosfera terrestre provocando posiblemente una tormenta magnética (González 2000).

1.4.2. El flujo del viento solar.

Los principios de conservación son las leyes físicas más fundamentales y deben cumplirse en todos los sistemas y modelos que se plantean y estudian.

Uno de estos principios es la conservación de masa, que en el caso de un fluido se expresa como la conservación de flujo de masa. Este principio nos dice que el flujo neto de partículas que pasan por unidad de tiempo a través de una superficie cerrada va a ser siempre igual a cero a menos que exista dentro de la superficie una fuente que genere partículas o un sumidero que las destruya.

Un bonito ejemplo de cómo se explica esta ley es el flujo de viento solar. Al Sol podemos pensarlo como una fuente que expulsa partículas hacia el medio interplanetario. El viento solar sale del Sol (de su corona) y, como ya se dijo en la definición, está compuesto de 98 % de protones y electrones libres más un pequeño porcentaje de iones más pesados. Este flujo de partículas se aleja del Sol de manera radial.

¿Cómo es que varía la densidad del viento solar en el medio interplanetario? ¿Qué densidades esperamos que midan las naves espaciales cuando navegan en diferentes locaciones del medio? Para responder a estas preguntas, hagamos lo mismo que hacemos en muchos problemas físicos: simplifiquemos el problema y supongamos que el viento solar es homogéneo y se expande radialmente como una velocidad constante V_R . Esto es, supongamos que el viento se expande con simetría esférica. La figura 1.4 ejemplifica, mediante flechas, a unas partículas del viento solar y primero pasan a través de la superficie esférica A_1 y luego pasan a través de la superficie esférica A_2 . Como no existe ninguna fuente que produzca o sumidero que absorba partículas entre A_1 y A_2 , entonces es claro que el número total de partículas que pasa por ambas superficies por unidad de tiempo debe ser necesariamente el mismo.

Para estimar cómo varía la densidad del viento solar, primero vamos a estimar el número de partículas que pasa por A_1 cada segundo. Este número, n_1 , va a ser igual al densidad del viento solar a esa distancia (N_1) por la

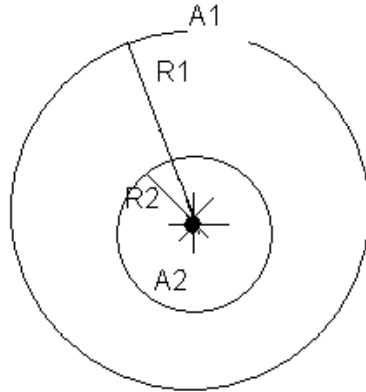


Figura 1.5: Flujo de viento solar

velocidad de las partículas, por el área de toda la superficie:

$$n_1 = N_1 V_R A_1 \quad (1.1)$$

De la misma manera el número de partículas que pasan por A_2 cada segundo está dado por:

$$n_2 = N_2 V_R A_2 \quad (1.2)$$

Ahora utilizamos lo que mencionamos antes, esto es, el hecho de que el número de partículas que pasa por ambas superficies debe ser el mismo $n_1 = n_2$. Por lo tanto, podemos igualar las dos ecuaciones anteriores y se obtiene:

$$N_1 V_R A_1 = N_2 V_R A_2 \quad (1.3)$$

Ahora bien, como las dos superficies son esferas y sabemos que su área es proporcional a su radio al cuadrado ($A = 4\pi R^2$), entonces la ecuación (1.3) se puede expresar como:

| Planeta | R (U. A.) | $N(cm^{-3})$ |
|----------|------------|----------------------|
| Mercurio | 0.39 | 46 |
| Venus | 0.72 | 13.5 |
| Tierra | 1 | 7 |
| Marte | 2.5 | 1.2 |
| Júpiter | 5.4 | 2.6×10^{-1} |
| Saturno | 9.5 | 8.0×10^{-2} |
| Urano | 19.2 | 2.0×10^{-2} |
| Neptuno | 30.1 | 7.7×10^{-3} |
| Plutón | 39.5 | 4.5×10^{-3} |

Cuadro 1.3:

$$N_2 = N_1 \cdot (R_1/R_2)^2 \quad (1.4)$$

Esta última relación nos dice que al expandirse el viento solar de manera radial, con velocidad constante, su densidad va a decaer con el inverso del cuadrado de la distancia al Sol. Usando la relación 1.4 es posible hacer una tabla de valores de la densidad del viento solar a diferentes distancias con respecto al Sol (Cuadro 1.3). Para hacer la tabla basta saber que a la altura de la Tierra (1 U. A.) la densidad del viento solar es aproximadamente 7 protones por centímetro cúbico.

Capítulo 2

Eyecciones de Masa Coronal.

Las Eyecciones de Masa Coronal (EMCs, Eyecciones de Masa coronal), son enormes estructuras de plasma y campo magnético eyectadas desde el Sol. En el medio interplanetario, una EMC puede considerarse como un plasmoide o como una nube magnética y puede ser identificada en el viento solar por varias características: la onda de choque (aunque no todas las EMCs la tienen), variaciones de densidad, estructuras de campo magnético con grandes variaciones (sobre todo en la nubes magnéticas donde la variación es ordenada), flujos bi-direccionales de electrones y protones de baja energía a lo largo de las líneas de campo o inusuales estados de ionización.

Las EMCs poseen una dinámica determinada por tres fuerzas principales:

- a) la fuerza de Lorentz (F_z),
- b) la fuerza de gravedad (F_g) y
- c) la más importante, la fuerza debida a la interacción de la EMC con el SW, llamada fuerza de arrastre (F_d).

2.1. Antecedentes de EMCs

Uno de los eventos solares más importantes considerados desde una perspectiva terrestre, es la Eyección de Masa Coronal. Como explicamos en el párrafo anterior son erupciones que provienen de la corona del Sol.

Las eyecciones de masa coronal se identificaron por primera vez con los coronógrafos espaciales en los años setenta (ver Howard et al. 1976; MacQueen et al. 1974). Muchas de las preguntas básicas acerca de las eyecciones

de masa coronal se enfocaban en su naturaleza física, sus orígenes y sus efectos en el viento solar (Gosling et al. 1974; Hildner et al. 1976; Munro et al. 1979; Gosling 1975; Hildner 1977; and MacQueen 1980); algunas de estas preguntas han sido respondidas parcialmente hasta hoy.

Actualmente las eyecciones de masa coronal se identifican en varios coronógrafos y sus registros abarcan desde el satélite Skylab (MacQueen et al. 1974; Gosling et al. 1974; Hildner 1977; MacQueen 1980), la misión Solwind (Michels et al. 1980; Howard et al. 1985, 1986; Sheeley et al. 1982, 1986), y la Solar Maximum Mission (MacQueen et al. 1980; House et al. 1981; Wagner et al. 1981) hasta la actual misión STEREO. Estos datos son la fuente principal de información para conocer sus propiedades básicas cuando las eyecciones de masa coronal dejan la corona del Sol.

Los coronógrafos llamados de "luz-blanca" (white light en inglés) son los que se utilizan en los satélites como vía de registro de la dispersión de luz fotosférica por electrones libres (un electrón libre no está sujeto a ninguna enlace atómico) que se encuentra en la corona solar.

La intensidad de la radiación dispersada nos ayuda a medir la densidad de la corona en forma independiente a otras propiedades físicas tales como la temperatura y la velocidad de flujo.

Los datos de los coronógrafos de los diferentes satélites espaciales revelan que hay cambios temporales en la estructura de densidad de la corona, lo que a su vez producen variaciones en el comportamiento del plasma, y estas variaciones de movimiento se observan de manera directa.

Aunque el uso de los coronógrafos es de gran utilidad es necesario apoyarnos también en el análisis estadístico, ya que algunos estudios empíricos basados en este análisis revelan propiedades de las EMCs como: velocidad, tamaño y densidad.

En los siguientes párrafos se tratará de explicar la interpretación magnética de las eyecciones de masa coronal en base a las observaciones de los satélites. Se ha dicho que muchas de las propiedades de las eyecciones de masa coronal surgen de estructuras magnéticas específicas en el Sol, por lo que se considera que el proceso de la eyección de masa coronal es de naturaleza magnética. Sin menospreciar los registros ópticos, debemos tener en cuenta que son fenómenos magnéticos que se originan en la corona, de ahí su nombre eyecciones de masa coronal EMC o CME, podríamos llamarlas también eyecciones magnéticas del Sol. Más adelante se menciona la interacción de las EMCs en el viento solar.

Antes de ver las propiedades más sobresalientes de las EMCs es conve-

niente realizar algunos planteamientos en relación al ciclo de actividad solar.

2.1.1. Actividad del Sol

Aunque el Sol siempre está activo, no siempre está igual de activo. Hay épocas en que las manchas, las ráfagas, y todas las manifestaciones de actividad solar son muy numerosas, y otras en las que están prácticamente ausentes. Cuando ocurre esto último se habla del Sol quieto o mínimo de actividad solar, mientras que en el primer caso hablamos de Sol activo, o máximo de actividad solar. El Sol no pasa de quieto a activo y de activo a quieto en forma azarosa, sino que sigue un ciclo bastante regular el cual se le llama ciclo de actividad solar.

La característica más evidente del ciclo solar, la más fácil de registrar y de la que se tienen observaciones más antiguas, es el número de manchas solares; fue precisamente con el descubrimiento de la variación del número de manchas lo que constituyó la primera evidencia de que en el Sol algo varía de manera periódica.

El descubrimiento del ciclo de manchas solares fue hecho por casualidad cuando se buscaba otra cosa, lo que ha ocurrido con frecuencia no sólo en física sino también en geografía, química, biología, etc. Uno de los problemas en los que estaban muy interesados los astrónomos -profesionales y aficionados- a principios del siglo antepasado era, el encontrar un planeta más cercano al Sol que Mercurio. A este supuesto planeta se le puso el nombre de Vulcano, dios de los infiernos, por la temperatura tan alta que debía tener; ya que de acuerdo a la teoría de gravitación de Newton tenía que existir un planeta responsable del comportamiento de la órbita de Mercurio.

Ahora ya sabemos que tal planeta no existe y que lo que sucedía era que la teoría de Newton estaba mal. Sin embargo uno de estos buscadores de Vulcano, un boticario alemán, astrónomo aficionado, llamado Samuel Heinrich Schwabe, en sus observaciones hizo un descubrimiento aún más importante.

Durante más de 30 años estuvo observando al Sol lo que le permitió descubrir que el número de manchas aumentaba y disminuía en forma periódica y en 1843 informó de su descubrimiento atribuyendo un periodo de 10 años a esta variación. En realidad sorprende que el descubrimiento de la variación periódica del número de manchas solares haya tomado tanto tiempo, pues las manchas solares se habían registrado desde más de 200 años antes.

Sin embargo, gracias a estas observaciones antiguas ha sido posible trazar los ciclos desde 1610 con registros de los máximos y los mínimos, y a partir

de 1749 se han podido incluso establecer promedios mensuales del número de manchas.

Los ciclos de manchas solares no se repiten de igual forma ni en tiempo ni en números límites de manchas. Hay ciclos que han durado alrededor de ocho años mientras que otros se han extendido hasta casi 16, el promedio de duración de un ciclo se estima en 11.2 años. Durante un ciclo, el número de manchas empieza a aumentar desde un mínimo hasta un máximo, en un lapso de cuatro a cinco años. Durante el mínimo, el Sol puede estar por completo libre de manchas aun durante semanas, aunque también es frecuente que se vean algunas pequeñas manchas durante este período.

Cuando el ciclo llega a su máximo, se suelen observar varios grupos de manchas de gran tamaño conteniendo cada uno varias de ellas. El número de manchas en el máximo varía de forma considerable existiendo ciclos que han tenido cinco o siete veces más manchas en el máximo que otros ciclos menos intensos. Uno de los mayores máximos registrados fue en 1980.

Otra característica muy interesante del ciclo de manchas solares es que no aparecen al azar sobre la superficie del Sol, sino que lo hacen en ciertas zonas que van cambiando conforme avanza el ciclo. El primero en notar esta peculiaridad fue Richard Carrington en 1863, pero fue Gustav Spörer quien estudió el efecto de manera detallada y pudo establecer sus características específicas; debido a esto, a la migración de las manchas solares durante el ciclo se le conoce como "ley de Spörer" que en términos generales establece lo siguiente:

Las primeras manchas de un nuevo ciclo aparecen en una franja alrededor de los 30 grados de latitud norte y sur, aunque en raras ocasiones han aparecido cerca de los 40 grados. Al pasar el tiempo, estas manchas desaparecen y surgen otras nuevas, pero ahora más cerca del ecuador solar, a latitudes menores tanto en el norte como en el sur. Conforme el ciclo progresa, las nuevas manchas que van apareciendo lo hacen en latitudes cada vez menores y durante el máximo del ciclo, cuando hay más manchas, éstas se encuentran alrededor de los 15 grados de latitud tanto norte como sur. Al final del ciclo, las manchas aparecen ya bastante cerca del ecuador, a una latitud aproximada de 8 grados en ambos hemisferios del Sol y en algunas ocasiones hasta 5 grados.

No es raro que las manchas al inicio de un nuevo ciclo empiecen a aparecer a 30 grados de latitud cuando aún están presentes las últimas del ciclo anterior cerca del ecuador.

Existe una tercera característica del ciclo de manchas solares y ésta tiene

que ver con la polaridad magnética de las manchas. Se le conoce con la "ley de Hale" y se refiere al hecho de que todos los grupos bipolares de manchas en el hemisferio norte tienen la misma alineación y en el hemisferio sur tienen la alineación contraria.

Esto quiere decir que en un hemisferio todas las manchas de polaridad norte se encontrarán a la derecha de las manchas de polaridad sur, mientras que en el otro será al revés, es decir, las de polaridad norte se encontrarán a la izquierda. Hale descubrió también que estas polaridades se invierten de un ciclo de manchas al siguiente, o sea que si en un ciclo las manchas de polaridad norte estaban a la derecha en el hemisferio norte y a la izquierda en el hemisferio sur, en el siguiente ciclo se invierte la posición. De esta manera podemos observar que las manchas de un nuevo ciclo se distinguen de las últimas del ciclo anterior no sólo por su latitud, sino también por su polaridad magnética.

Esto quiere decir que además del ciclo de manchas de 11 años existe un ciclo magnético de 22 años. El campo magnético alrededor de los polos del Sol invierte su polaridad cada 11 años, cerca del máximo de manchas, en tanto el polo sur magnético pasa a ser un polo norte y viceversa; después de otros 11 años ambos polos vuelven a adquirir su polaridad anterior. Así, a diferencia de la Tierra que conserva su orientación magnética durante mucho tiempo, el Sol invierte sus polos magnéticos en períodos muy cortos y en forma evidentemente asociada con los ciclos de manchas. Esta inversión no es instantánea ni simultánea, por lo que a veces ambos polos del Sol tienen la misma polaridad magnética durante cierto tiempo, sin embargo, a largo plazo siempre se observa la inversión de polaridad magnética del Sol en forma recurrente.

Las manchas solares emigran, aumentan y disminuyen hacia las regiones activas asociadas a ellas. En el periodo de mínimo hay ausencia de manchas, el Sol está tranquilo, su superficie es muy homogénea y no ocurren fenómenos eruptivos violentos. Por el contrario, conforme las manchas y las regiones activas aparecen y aumentan, todas las manifestaciones de actividad solar mencionadas se multiplican, en especial las EMCs, los distintos tipos de estallidos de radio (que veremos más adelante), llamaradas solares, etc, que se acompañan también de forma cíclica al número de manchas solares y junto con ellas surgen y se desvanecen, marcando así un verdadero ciclo de actividad solar.

Ahora veremos de que manera las manchas solares están relacionadas con las eyecciones de masa coronal.

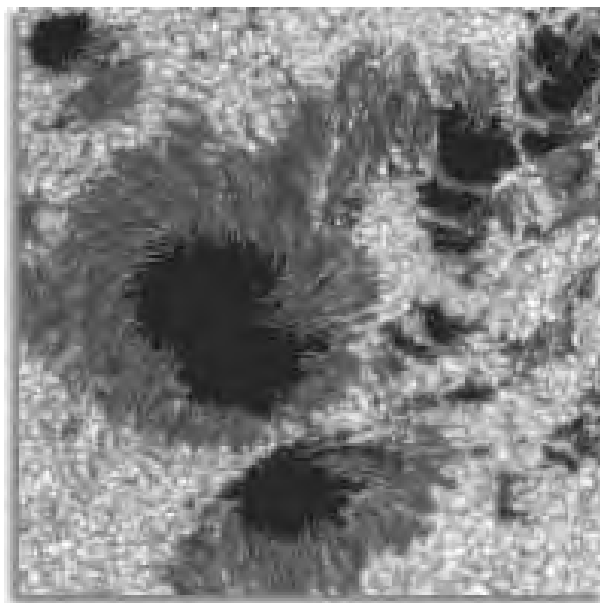


Figura 2.1: Mancha solar.

2.1.2. Manchas solares

Como hemos visto en la sección anterior, la actividad del Sol, es muy vasta, cuando el Sol está en su estado activo es cuando más surgen las manchas solares.

Las manchas solares son poros o cavidades oscuras de 800 a 80 000 o más kilómetros de ancho, en la blanca y brillante superficie del Sol. Las manchas solares obran como gigantescos imanes, originan los más grandes y poderosos campos magnéticos del sistema solar. Cada campo tiene 1000 veces la fuerza del campo de la Tierra. La mayoría de las manchas forman una doble fila en la superficie del Sol.

En la figura 2.1 vemos una fotografía de una mancha solar.

Después de realizar un acercamiento al comportamiento de las manchas solares en el ciclo solar veremos ahora que los campos magnéticos de las manchas forman enormes y ondulantes lazos que ligan a las manchas de polaridad contraria.

Con una duración de meses y a veces horas, las manchas se desvanecen, en cada hemisferio, una sucesión de manchas se enfila hacia el ecuador y desaparece. Luego se forma un nuevo grupo con polaridad invertida a altas latitudes

de cada hemisferio y empieza un nuevo viaje de 11 años aproximadamente hacia el ecuador. Durante cada ciclo aumenta y disminuye misteriosamente el número de las manchas; en algunas ocasiones llegan a desaparecer del todo sin que se haya encontrado explicación para ello.

Cuando el Sol cobra bríos, las manchas forman parte de uno de los muchos tipos de eventos en las regiones activas en su superficie. Las prominencias que se han destacado a lo largo de miles de kilómetros por días y días, estallan con violencia, lanzando átomos al espacio a velocidades superiores a la de escape, o sea, 622 kilómetros por segundo, que exige la enorme gravedad solar. Otras descargas magnéticas crean tornados y lenguas de hidrógeno ígneo que llegan a una altura de 150 000 kilómetros o más sobre la superficie.

Considerando su enorme poder magnético no es de extrañar que ejerzan tanta influencia sobre la Tierra. Las manchas solares son la primera parte para generar a las EMCs cuando el Sol está en su estado activo, la segunda parte consiste en la reconexión de las líneas de campo del campo magnético. También se han registrado observaciones en las que el Sol, en su estado pasivo, produce manchas solares muy grandes, que reorganizan al campo magnético, y esto llega a producir EMCs tan súbitas, energéticas y rápidas que da la impresión de que el Sol está en su estado activo.

2.2. Algunas propiedades de las EMCs

2.2.1. Los estallidos de radio.

Antes de entrar de lleno al análisis de las propiedades de las EMCs es importante explicar un fenómeno que ocurre en el Sol, cuya observación muestra una relación entre la actividad solar y las EMCs. Son las ondas de radio, estas nos proporcionan información sobre el origen de las EMCs como se verá más adelante.

En 1946, Hey detectó en una estación de radar británica un fuerte ruido de radio, identificó que este ruido tenía su origen en un evento solar. Posteriormente al publicar los resultados de este fenómeno se comenzaron a profundizar los estudios de estallidos de radio solares, lo que ha contribuido de manera significativa a comprender la actividad del Sol.

En el Sol, la emisión de radio se debe, por lo general, a la aceleración de electrones libres que se encuentran en un plasma, el plasma puede estar ionizado en forma parcial o total, y generalmente está presente un campo

magnético. Los estallidos de radio proporcionan información referente a la inyección, aceleración y captura de electrones rápidos en la atmósfera solar durante los eventos que se producen en el Sol.

La intensidad y variación de los estallidos de radio varía con la longitud de onda.

- Los estallidos de radio son simples en ondas centimétricas pero crecen en intensidad y complejidad en longitudes de onda más grandes. Las ondas de radio centimétricas probablemente se originan cerca de la base, o en la parte superior de la cromosfera.
- Las ondas de radio métricas probablemente se originan más arriba, en la corona, encima de la región donde estallan las fulguraciones solares (en la sección 2.3 veremos estos y otros eventos que ocurren en la corona aparte de las EMCs).

Los estallidos de radio se han dividido en cinco tipos los cuales son:

- Estallidos de radio Tipo I. Estallidos de tormenta de ruido
- Estallidos de radio Tipo II. Estallidos de deriva lenta.
- Estallidos de radio Tipo III. Estallidos de deriva rápida.
- Estallidos de radio Tipo IV. Radiación de ancho de banda continuo.
- Estallidos de radio Tipo V. Radiación de ancho de banda continuo en longitudes de onda métricas.
- Las tormentas de ruido o estallidos de tipo I son largas series de estallidos, algunas veces sobrepuestos a un continuo de radiación. Las tormentas intensas pueden durar por muchos días con cientos de estallidos de tormenta cada hora con una frecuencia menor o del orden de 300 MHz. La radiación de este tipo de estallido ocurre después de la aparición y crecimiento de regiones activas complejas en la fotosfera.
- Los estallidos de Tipo II están asociados con grandes fulguraciones, su duración es de unos 10 minutos y ocurren a una razón de 1 cada 50 horas cerca del máximo de manchas solares. Se caracterizan por tener una lenta deriva descendente en frecuencia (su frecuencia desciende

cuando se alejan del Sol). No es extraño que sigan la fase impulsiva de una fulguración y a menudo se ven en dos frecuencias (o grupos de frecuencias) simultáneamente, separadas por un factor cercano a 2. La perturbación que inicia un estallido de Tipo II es una onda de choque (sección 1.4.1) generada por una fulguración, que se propaga hacia arriba, a través de la corona solar.

- Los estallidos de Tipo III son los más comunes de los estallidos métricos, ocurren en grupos de 10 a 100 segundos y se extienden a frecuencias de decenas de kHz (kilohertz) hasta cientos de MHz (megahertz). La deriva de los estallidos ocurre rápidamente con cambios de altas a bajas frecuencias como en el caso de los estallidos Tipo II.
- Los estallidos de tipo IV son una radiación persistente, suave y continua a lo largo del ancho de banda de frecuencias, la radiación dura decenas de minutos después de las fulguraciones más intensas; la fuente parece moverse hacia afuera a velocidades de cientos de km/s y alcanza grandes alturas. Estos ocurren siempre asociados (durante y después) con estallidos de Tipo II. La importancia de la fulguración asociada no se relaciona directamente con la intensidad del estallido IV, el cual puede durar por varias horas y su máxima intensidad se observa en $H\alpha$ donde es uniforme, suave, y libre de estallidos de Tipo I. Este tipo de estallidos presenta un espectro muy extenso, cubriendo longitudes de onda métricas, decimétricas y centimétricas.
- En 1959, se observó que ciertos estallidos de Tipo III eran seguidos, inmediatamente, por estallidos en un ancho de banda difuso. Este fenómeno fué llamado estallido Tipo V y definido como un ancho de radiación continua con una duración de 1 a 3 minutos después de estallidos de Tipo III. En algunos casos parece como una prolongación difusa de estallidos de Tipo III, en otros casos, como un conjunto de manchas. Los estallidos radían más intensamente en frecuencias por debajo de los 150 MHz y algunas veces en el límite de altas frecuencias. Sólo el 60 por ciento de los estallidos de Tipo V están asociados con fulguraciones visibles y su origen no está determinado.

Los estallidos de radio en especial los de Tipo II están muy relacionados con las EMCs, al observar sus frecuencias, nos ayudan a identificar hechos o eventos que suceden en las EMCs que no se observan con los coronógrafos

(Aguilar 2000). En la sección de revisión de las EMCs se mencionan algunas observaciones de radio que describen nuevas propiedades de las EMCs.

2.2.2. El estudio de las EMCs con coronógrafos puestos en órbita.

Al respecto mencionaremos que el monitoreo de la corona solar empezó con los coronógrafos como el OSO 7 y particularmente por el SKYLAB que en 1970 estableció que la eyección de material que nosotros llamamos ahora eyección de masa coronal ocurre comúnmente en la corona solar.

El desarrollo de coronógrafos ha hecho posible la observación del exterior de la corona, y para sorpresa de la mayoría, un número de espléndidas eyecciones de masa coronal fue descubierto por el instrumento HAO en el Skylab la SMM y el coronógrafo SOLWIND NRL de la nave P78.

Las observaciones obtenidas de SOLWIND, Solar Maximum Mission (SMM) y el coronógrafo más reciente SOHO, han establecido las características de las eyecciones de masa coronal cercanas al Sol que son:

- Las EMCs tienen una frecuencia de variación similar a la actividad del ciclo solar (11 años):
- En el mínimo de la actividad solar las EMCs ocurren en el Sol con un promedio de ~ 0.2 eventos por día.
- Mientras que en el máximo de la actividad solar ocurren con un promedio de 3.5 eventos por día.
- La distribución de las velocidades de las EMCs cerca del Sol es independiente de la latitud solar de donde salen (Tinoco 2005).
- Gosling (1993), indica que las EMC por lo general no son producidas por los impulsos de las fulguraciones o ráfagas solares.
- Las eyecciones de masa coronal tienden a ocurrir cerca de la línea neutral (el ecuador) en la atmósfera solar.
- En el máximo de actividad solar, la línea neutral cubre un amplio rango de latitud solar en la parte central del Sol (la línea neutral recorre todo el ecuador), las EMC ocurren en latitudes altas y bajas.

- En el mínimo de actividad solar, sin embargo, las EMC pueden ocurrir en la baja latitud heliográfica cerca del Ecuador magnético.

Muchas EMCs comienzan como un lento hinchazón de una línea de corriente en la corona en una escala de tiempo de varios días. Tales EMCs parecen tener a menudo una estructura de 3 partes, consistiendo en:

- Un bucle externo,
- Una cavidad interna relativamente desprovista del material, y
- Una prominencia incrustada, reflejando la estructura de su lugar de origen más abajo en la atmósfera solar.

Las EMCs producen la apertura al espacio interplanetario de líneas de campos magnéticos coronales anteriormente cerradas.

Una reconfiguración de la corona se observa en luz blanca (en el limbo) y en los rayos X suaves (durante eventos de larga duración) comúnmente después de una eyección que es visible, en las observaciones. Ésta reconfiguración es comúnmente asociada a la reconexión que ocurre cerca del Sol cerca de los "pies o bases" magnéticas de la EMC.

Normalmente las EMCs son observadas en el plano perpendicular de la línea de vista de ahí que todas las EMCs se registran a partir de 45 grados en la latitud heliográfica (una coordenada espacial).

El tiempo de arribo de la EMC a la Tierra es más o menos de tres días. Como existen otros eventos solares en este intervalo de tiempo, no era fácil relacionar directamente las EMCs con las interacciones Sol-Tierra.

Este problema también lo abordó Sheeley en 1985, quien comparando a las EMCs detectadas con el SOLWIND con un choque interplanetario medido por el HELIOS (satélite espacial) en la órbita de Mercurio identificó que el choque era provocado por las EMCs, como el HELIOS estaba tan cerca al Sol, el tiempo de retraso era corto y la identificación más fácil.

El SOHO ha proporcionado la mejor estadística de eyecciones coronales de masa. En general, las propiedades de las ECM no difieren mucho de las que se conocían a partir de las observaciones del satélite P78 (o SOLWIND), sin embargo LASCO (un coronógrafo del SOHO) ha podido obtener muchos más detalles, 841 ECMs fueron observadas en los primeros dos años y medio de funcionamiento de LASCO, de ellas, 92 fueron del tipo "halo", así llamadas porque se ven como un halo alrededor del Sol, propagándose aproximadamente en la línea Sol-Tierra.

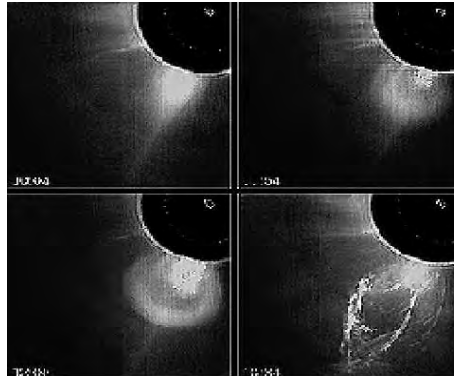


Figura 2.2: Una EMC surgiendo de la corona del Sol, registrada por el Skylab

Según las imágenes de EIT (otro instrumento del SOHO que observa en ultravioleta), 40 de estas EMCs se dirigían seguramente hacia la Tierra. Asimismo, se ha encontrado que, durante el mismo período, el 86 por ciento de las tormentas magnéticas terrestres pudieron ser identificadas con una EMC observada por LASCO (Tinoco 2005).

La figura 2.2 muestra una eyección de masa coronal saliendo del Sol.

2.2.3. Una revisión más cercana de las propiedades de las EMCs.

El motivo por el cual la corona es más caliente que la superficie es aún un misterio para los científicos, pero la mayoría sospecha que tiene que ver con los complicados campos magnéticos que están en el interior de la corona, estos campos irrumpen sobre la superficie en forma de enormes arcos y/o rizados.

El fortalecimiento y la interacción de estos arcos magnéticos, pueden extenderse por encima o por debajo unos de otros e incluso entrelazarse, parecen suministrar la energía para calentar la corona y producir la violenta explosión de una EMC. Se cree que los arcos magnéticos más largos y altos del Sol impiden a los nuevos y pequeños campos emerger desde la superficie. También sujetan al plasma caliente transportado por aquellos campos.

Esta red de arcos y/o rizados magnéticos frena al plasma y a los campos

magnéticos que tratan de subir a la corona, esto ocasiona una enorme acumulación de energía. Eventualmente algunos de los rizos magnéticos entretejidos emergen y se cancelan mutuamente, haciendo un agujero en la red magnética y permitiendo a una CME escapar a gran velocidad.

Una vez que escapa de la gravedad solar, una EMC desarrolla gran velocidad a través del espacio, alrededor de 1.5×10^6 Km/h equivalente a (400) Km/s y las más veloces llegan a viajar a 8×10^6 Km/h. Una típica EMC puede acarrear más de 10 000 millones de toneladas de plasma hacia el Sistema Solar.

Unas horas después de salir hacia el espacio, una nube de EMC puede crecer hasta dimensiones de 50×10^6 Km, valor que excede ampliamente el tamaño del Sol.

A medida que avanza en el viento solar, una EMC puede crear una onda de choque (que vimos en la sección 1.4.1) que acelera a las partículas hasta altos niveles de energía y velocidad. Detrás de la onda de choque, la nube de la EMC viaja a través del sistema solar interaccionando con los planetas, asteroides y otros objetos con radiación y partículas del plasma. Si una EMC hace erupción del lado del Sol que apunta hacia la Tierra, y nuestra órbita intercepta el paso de la nube, el resultado puede ser espectacular (una aurora boreal o austral).

Observaciones realizadas por el instrumento de Experimento de Ondas de Plasma y Radio de la nave Wind, detectaron ráfagas intensas originándose muy lejos del Sol. Cuando Gopalswamy y sus colegas se encontraban buscando la fuente de estas radio explosiones, descubrieron que las interacciones entre ciertas expulsiones solares producen electrones de alta energía y causan la aparición de las explosiones de radio.

Investigaciones realizadas recientemente, plantean que las Eyecciones de Masa Coronal de rápido desplazamiento, llegan a alcanzar a las EMCs de menor velocidad (las EMCs pueden verse como burbujas desplazándose en el medio interplanetario) con frecuencia estas burbujas "devoran" o absorben a sus similares más lentas, si ésta se encuentra en la ruta Sol-Tierra, la EMC que devoró a su compañera puede generar tormentas magnéticas de larga duración cuando llegan a la magnetósfera terrestre, a estas EMCs se les llama EMCs **caníbales**.

Este descubrimiento fue hecho por un grupo de astrónomos por medio de un par de naves espaciales de la NASA. Se observaron extraños "Fuegos pirotécnicos" en ondas de radio que fueron registrados por primera vez gracias a la nave espacial Wind de la NASA. Al hacer una relación de éstos fuegos

con las colisiones de EMCs en el medio interplanetario los investigadores encontraron una coincidencia entre la duración de las explosiones de radio y ciertas imágenes de erupciones solares (EMCs surgiendo) que parecieran estar devorándose las unas a las otras.

Las fotografías dinámicas de las así llamadas 'Eyecciones Caníbales de Masa Coronal' fueron capturadas por la nave SOHO, la interacción de tales eyecciones en la magnetosfera de la Tierra genera tormentas magnéticas más prolongadas, ya que, las colisiones de partículas con alta carga eléctrica y térmica son muy intensas.

"El canibalismo entre Eyecciones de Masa Coronal es la forma más violenta de interacción entre EMCs", expreso el Dr. Natchimuthuk Gopalswamy del Centro Goddard de la NASA, uno de los principales investigadores de este tema el cual expreso, en una reunión de la Sociedad Geofísica Europea (European Geophysical Society) en Niza, que: "este tipo de fenómeno ocurre cuando una EMC lenta es expulsada antes que una más rápida desde la misma región del Sol. La EMC rápida simplemente devora a la más lenta", dando como resultado un solo y complejo frente de onda alejándose del Sol.

Los investigadores creen que las Eyecciones Caníbales son mayores y más complejas que las típicas. Estas características son la causa de que las EMCs producidas por "complejas expulsiones" generen tormentas magnéticas prolongadas cuando envuelven a la Tierra.

A partir del descubrimiento de las EMCs caníbales, otras 21 expulsiones caníbales han sido identificadas desde abril de 1997 hasta enero de 2003. Podrían existir otros eventos que no son detectados porque son menos energéticos y no producen explosiones de radio.

Gopalswamy explico que : "Las colisiones entre EMCs podrían ser más comunes de lo que anteriormente se pensaba, y pueden jugar un papel clave en la determinación del tráfico interplanetario de EMCs"(Tinoco 2005).

2.3. Otros eventos originados en el Sol

2.3.1. Ráfagas Solares

Las ráfagas o fulguraciones solares son explosiones (liberaciones súbitas de energía) brillantes que ocurren en la parte más baja de la corona solar. Es posible asociarlas con las EMCs, pero no son iguales (esta es una confusión común en las descripciones generales de las EMCs y las ráfagas) sin embargo

son fenómenos completamente separados. Las investigaciones que se han realizado para conocer estos tipos de eventos es por medio de los instrumentos generadores de imágenes como el SECCHI (instrumento de medición de la intensidad luminosa del Sol) que se encuentran a bordo del satélite STEREO.

Aunque la mayoría de las ráfagas solares ocurren en la parte baja de la atmósfera solar, las llamaradas liberan partículas de alta energía (electrones e iones) a lo largo de las líneas del campo magnético interplanetario (IMF, siglas en inglés). Los electrones emitidos por las llamaradas producen ondas de radio que se detectan mediante los instrumentos de SWAVES (el SWAVES es un receptor de radio interplanetario que permite entender como se generan y como evolucionan las perturbaciones de radio en su viaje del Sol hasta la órbita de la Tierra) de esta manera se conoce como se desarrollan las perturbaciones.

Hasta el momento se sabe que las ráfagas solares son el resultado de la conversión de la energía magnética de los arcos coronales (arcos de gas caliente y campos magnéticos) en energía cinética de las partículas del medio. Sin embargo (y a pesar del gran número de modelos estudiados), todavía no contamos con una teoría capaz de explicar satisfactoriamente la totalidad de los fenómenos involucrados en el proceso.

En general, las ráfagas solares se componen de tres etapas principales como son:

- La pre-ráfaga,
 - La fase impulsiva y
 - La fase térmica o gradual.
- a) En la pre-ráfaga se observa un aumento gradual y relativamente pequeño en algunas emisiones térmicas como los rayos X de baja energía. Este aumento se interpreta como un aumento de la energía libre en una región activa. La energía puede aumentar principalmente porque el campo magnético se deforma. Los movimientos subfotosféricos y la rotación diferencial son capaces de "torcer" los tubos de flujo magnético y aumentar su energía. Una vez que los tubos de flujo cruzan la superficie tienden a crecer, lo que implica una elongación de las líneas de campo y por consiguiente un aumento de energía disponible. La deformación del campo no puede sobrepasar cierto nivel crítico en el que la estructura se desestabiliza completamente, las líneas de campo se "rompen" y se

reconectan para tomar una configuración de menor energía y acelerar las partículas del plasma que se encuentra en la región de reconexión.

- b) El proceso de desestabilización y liberación súbita de energía es lo que se conoce como la fase impulsiva.
- c) La fase gradual está más o menos entendida ya que las partículas aceleradas durante la fase impulsiva viajan a través de la atmósfera solar perturbando el medio ambiente que encuentran a su paso. Las partículas del medio ambiente excitadas radian su exceso de energía en diferentes longitudes de onda (dependiendo de la densidad, la temperatura y el campo magnético).

En algunas ocasiones estas partículas cargadas pueden salir al medio interplanetario y se califican como partículas energéticas solares PESs. Las PESs junto con los rayos gama y X producen fenómenos interesantes. Antes de ver estos fenómenos veremos la naturaleza de las PESs.

2.3.2. Partículas Energéticas Solares

Las partículas, especialmente los protones, que se mueven a velocidades increíblemente altas, pueden ser mortalmente peligrosas para los astronautas y las naves espaciales. Estas partículas se emiten con frecuencia durante la actividad solar y se piensa que son producidas por EMCs y/o llamaradas solares. Afortunadamente en la superficie de la Tierra, el campo magnético de la Tierra nos protege de los efectos nocivos.

Aunque la mayoría de las PESs están constituidos por protones y electrones, también existen otras partículas más pesadas que se miden con los instrumentos de IMPACT (Mediciones in-situ de Partículas y de Corrientes Transitorias de las EMC) y PLASTIC (Composición del Plasma y de los Iones Supratermales), de STEREO. Los electrones producen señales de radio que se miden con los instrumentos de SWAVES.

Las PESs se mueven a velocidades relativistas (30-90 % de la velocidad de la luz), mucho más rápido que el viento solar regular o las eyecciones de masa coronal. Debido a que son partículas eléctricamente cargadas se mueven a lo largo de las líneas magnéticas en forma de espiral alrededor de las líneas del campo magnético interplanetario. Como se mueven de esta manera, las PESs se detectan con frecuencia a diferentes longitudes de donde se originaron.

Se tienen registros de que a las PESs les toma llegar a la Tierra entre 20 minutos y varias horas después de ser expulsadas de la corona del Sol. El tiempo que les toma llegar a las partículas depende de qué tan rápido vayan, dónde y cuando los protones se aceleran y el camino que tomen.

Todavía no se tiene suficientemente claro si las PESs son emitidas por las EMCs mientras se lanzan a través del viento solar, o por las llamaradas solares en la atmósfera baja del Sol o si son ambas cosas. Los instrumentos a bordo de STEREO serán usados para comprender mejor sus orígenes.

Como expresamos con anterioridad las PESs pueden ser muy peligrosas, este hecho en unión con la interacción de las EMCs y el viento solar en el campo magnético de la Tierra da lugar a otro importante fenómeno conocido como clima espacial.

2.3.3. El Clima Espacial.

Se llama clima espacial al estado de perturbación del medio ambiente entre la Tierra y el Sol.

La importancia del estudio y predicción del clima espacial se debe a que se ha vuelto cada vez más claro que algunos sistemas tecnológicos en el espacio o en la Tierra son muy sensibles a las consecuencias de la interacción del viento solar con la magnetosfera, por esta razón, es necesario poder predecir estas perturbaciones, tales como las tormentas magnéticas. Una tormenta magnética, causa grandes problemas en un mundo que depende ya tanto de la energía eléctrica, los satélites y las radiocomunicaciones, este evento ha despertado el interés no solo de científicos, sino también de los gobiernos de muchos países del mundo.

Los satélites que entran y salen de la magnetosfera cruzan unos cinturones de radiación llamados cinturones de Van Allen (en honor al científico que los descubrió James Van Allen). Los cinturones de Van Allen son ciertas zonas de la magnetosfera terrestre donde se concentran las partículas cargadas. Estos cinturones son áreas en forma de anillo de superficie toroidal en las que gran cantidad de protones y electrones se están moviendo en espiral entre los polos magnéticos del planeta, y se dividen en dos cinturones:

- -Uno interior, el cinturón interior está a unos 1000 km por encima de la superficie de la Tierra y se extiende por encima de los 5000 km.
- -Y otro exterior, por su parte, el cinturón exterior se extiende desde aproximadamente 5000 km hasta los 20000 km de altura, cuya densi-

dad se intensifica y sus partículas adquieren mayor energía durante una tormenta; lo que puede ser peligroso.

Las corrientes generadas por estas partículas pueden ser de más de un millón de amperes y algunas de ellas salen de los cinturones a lo largo de las líneas del campo geomagnético para penetrar en la atmósfera, calentándola y haciendo que se expanda. Con esto aumenta la densidad de partículas a grandes alturas donde se encuentran los satélites de órbitas bajas, las partículas pueden frenarlos e incluso hacerlos caer. En marzo de 1989 durante un máximo de actividad solar, se produjo una tormenta magnética muy intensa, más de 1500 satélites bajaron su velocidad o cayeron varias millas de altitud en sus órbitas debido a un mayor frenamineto de la atmósfera.

Los electrones de alta energía acelerados por la tormenta magnética pueden degradar los paneles solares, usados para proporcionar energía a los satélites, y pueden alterar, e incluso silenciar, las computadoras de un vehículo espacial. El flujo intensificado de electricidad en el espacio también puede causar que se acumule la carga eléctrica en la superficie de un vehículo espacial, la cual puede liberarse repentinamente, produciendo una descarga que dañe los aparatos. En 1994, dos satélites canadienses sufrieron descargas eléctricas durante tormentas magnéticas, como resultado, el servicio telefónico de Canadá se interrumpió por dos horas. De la misma manera, las tormentas magnéticas también pueden alterar los sistemas de navegación de barcos y aviones. Además, en enero de 1997, un satélite pereció justo después del impacto de una onda de choque (onda expansiva muy intensa) sobre la magnetosfera. La pérdida de este satélite perturbó señales de televisión, llamadas telefónicas y parte del sistema de monitoreo de terremotos de los EE. UU.

La predicción del estado del tiempo en el espacio que rodea a nuestro planeta, incluyendo a su magnetosfera, se ha convertido en una de las prioridades de las ciencias espaciales. Aunque el efecto de la actividad solar sobre el estado del tiempo espacial tiene muchos aspectos y es muy complejo desde el punto de vista físico, ya se puede estimar bastante bien el efecto de las ondas de choque (explicado en la sección 1.4) que viajan en el viento solar y el efecto de las EMCs.

La magnitud de una perturbación geomagnética se puede estimar con precisión usando solamente información sobre las características del viento solar que se aproxima hacia la magnetopausa (una parte de la magnetosfera terrestre). Se dispone ya de modelos computarizados que en pocos minutos

pueden hacer una predicción de lo que le pasaría a la magnetosfera a la llegada del viento solar. Así pues, se puede establecer un sistema de alarma si se dispone de un satélite que esté fuera de la magnetosfera entre el Sol y la Tierra.

El 25 de agosto de 1997, fue lanzado el satélite ACE (Advanced Composition Explorer en inglés) y se encuentra en el punto lagrangiano L1 (a 1.5 millones de kilómetros de la Tierra en la dirección del Sol) alrededor del cual orbita, permaneciendo siempre en el viento solar.

ACE tiene 3 instrumentos que monitorean el ambiente interplanetario y un sistema que detecta y colecta la información con un tiempo de resolución muy alto, la empaca y la radía continuamente. Con una combinación de estaciones en tierra, se pueden recibir los datos 24 horas al día. Los datos brutos se envían directamente al Space Environment Center (Centro del Ambiente Espacial) de la NOAA (National Oceanic and Atmospheric Administration, Administración Nacional de Océano y la Atmósfera) en Estados Unidos donde se reciben y se procesan.

Los datos se envían posteriormente al Space Weather Operations Center (Centro de Operaciones del Estado del Tiempo Espacial) para uso en sus operaciones diarias, posteriormente se envían a los centros regionales de alarma geomagnética de otros países. Los datos son cargados, procesados y dispersados en un tiempo de 5 minutos a partir de que salen del ACE y el evento en la Tierra se inicia aproximadamente 1 hora después de pasar por el punto L1.

Así pues, el ACE permite predecir con una hora de anticipación cual será la intensidad de la perturbación geomagnética, y si ésta llega al nivel de una tormenta magnética, es posible tomar algunas precauciones. Las predicciones del estado del clima espacial proporcionadas por el ACE están disponibles en tiempo real en: <http://plasma2.ssl.berkeley.edu>

El sistema de alarma del ACE también utiliza registros de partículas de baja energía para alertar de la aproximación de un choque interplanetario y ayuda a monitorear el flujo de partículas de alta energía que pueden producir daños a los sistemas satelitarios y tal vez a pasajeros en aviones.

Sin embargo, en el caso de posibles tormentas magnéticas, una hora de anticipación es muy poco tiempo y es necesario un reconocimiento más temprano de un evento potencialmente perturbador del espacio geomagnético. Si se pudiera reconocer desde su ocurrencia en el Sol, esto daría un tiempo de alarma de 48 horas o más. Esta tarea no es sencilla. En un año en que el Sol está activo, solo se observan alrededor de 10 000 fulguraciones y estallidos en

rayos X, mientras que el orden de EMCs es de 1000 o menos.

De esta cantidad, solo 100 perturban de manera importante al viento solar y de estas perturbaciones solo 10 producen tormentas magnéticas intensas. Aún no sabemos distinguir en el Sol de manera inequívoca cuáles van a ser esas 10. Actualmente se está realizando un enorme esfuerzo en observar al Sol en todas las longitudes de onda posibles, incluyendo ultravioleta y rayos X, dando lugar a la planeación de múltiples modelos, pero estos aún están lejos de resolver el problema.

Capítulo 3

Interacción EMC-VS con la Magnetosfera Terrestre.

3.1. Contribuciones de las EMCs al Viento Solar.

En esta sección veremos como es que las burbujas de plasma, las EMCs, contribuyen o si se prefiere interaccionan con el viento solar, en el medio interplanetario.

Tanto el viento solar, como las EMCs son fenómenos que tienen su origen en la corona del Sol, como manifestaciones de la actividad solar (ver sección 2.1.1.), cuando se produce una explosión intensa, como EMC o ráfaga solar u otro evento, esta produce una onda de choque que se propaga a través de la corona, como si hubiera una explosión atómica en la superficie del Sol.

En el caso de las EMCs, ya vimos, que son burbujas gigantes de plasma coronal expulsadas al viento solar y que viajan entre 300 - 2000 km/s. Cuando estas burbujas de plasma se propagan a tal velocidad, presentan un comportamiento similar al de un avión supersónico, es decir, cuando un avión supersónico supera la velocidad del sonido, genera una onda de choque de proa, una EMC de gran velocidad también genera una onda de choque de proa en el medio interplanetario.

Las ondas de choque generadas por las EMCs son ondas de choque transitorias, estas ondas en especial interaccionan con el viento solar, que está saliendo de la corona y llena toda la heliosfera, en el viento se propagan distintos modos de onda que a continuación describiremos.

3.1.1. Ondas de Alfvén.

En el medio interplanetario suceden gran cantidad de eventos físicos ocasionados por la actividad del Sol; sería muy limitada nuestra visión al pensar que estos fenómenos, simplemente ocurren en algún lugar del medio interplanetario y ahí mismo concluyeran, sin modificar las características de su entorno, ignorando en apariencia otros lugares.

Por fortuna esto no ocurre debido a que el medio interplanetario no está vacío, sino que está lleno de viento solar que, junto con el campo magnético, conforman un medio en el cual es posible que las perturbaciones puedan viajar en forma de ondas.

Es de gran interés el hecho, de que estas ondas puedan ser detectadas desde nuestro planeta o desde naves espaciales que recorren las distintas regiones de nuestro medio interplanetario, detectando a su paso información de fenómenos que se originan en lugares muy lejanos de la Tierra.

Existe un amplio rango de frecuencias para detectar la interacción EMC-SW, estas van desde algunos ciclos por hora hasta millones de ciclos por segundo. Experimentos muy simples, llevados a cabo en naves espaciales, han logrado generar información bastante detallada sobre la amplitud y frecuencia de estas ondas, la naturaleza de las ondas en un plasma, como lo es el viento solar, depende principalmente de los parámetros del plasma (densidad, temperatura, campo magnético) y sus modos pueden deducirse con base en los datos del plasma y del campo magnético. Además, gracias a la teoría del fenómeno ondulatorio (teoría que estudia el comportamiento de las ondas), se tiene la capacidad de predecir que tipos de ondas pueden existir en un medio, definiendo los parámetros del plasma.

Un tipo muy especial de ondas son las ondas de Alfvén, que en la teoría magnetohidrodinámica (ver sección plasma), constituyen una solución que es el resultado de introducir una perturbación a las ecuaciones que describen el comportamiento acoplado del plasma y del campo.

“Este tipo de ondas se observan en diferentes regiones del campo interplanetario, una forma de imaginar a las ondas de Alfvén es en términos de una onda transversal que se propaga en una cuerda tensa. En este caso las cuerdas tensas están constituidas por las líneas de campo magnético. La velocidad de propagación de una onda de Alfvén depende solamente de las características del medio, es decir, de la densidad del plasma y la magnitud del campo magnético.

Las ondas de Alfvén se propagan a lo largo de las líneas de campo

magnético; en ellas solamente existen variaciones en las componentes del campo magnético y de la velocidad del plasma que son transversales al campo magnético. No son ondas compresivas por lo que no existe un cambio en la densidad del plasma ni en la intensidad del campo magnético.

En las ondas de Alfvén solo existe una variación en la dirección del campo magnético y en la velocidad. A la altura de la Tierra, (1 U. A.), la velocidad de propagación de las ondas de Alfvén es de unos 60 km/s. Cuando se analizan datos del viento solar, existe una característica común al encontrar ondas de Alfvén y es el hecho de que los cambios de velocidad son proporcionales a los cambios del campo magnético, es decir, cuando cambia la dirección de la velocidad cambia la dirección del campo magnético. Si, por ejemplo, los cambios en el campo magnético y en la velocidad son del mismo signo, las ondas se propagan antiparalelamente a la dirección del campo magnético y si tienen signos opuestos, las ondas se propagan en dirección paralela al campo magnético. Esta relación de proporcionalidad es muy importante ya que con ella es posible determinar si las ondas se propagan hacia el Sol o se alejan de él.

Las ondas de Alfvén representan un modo de propagación de perturbaciones que viajan en el viento solar y son el reflejo de una gran actividad que se desarrolla en el medio interplanetario por lo que su estudio proporciona datos interesantes acerca de la dinámica de la interacción EMC-SW.” (Aguilar 1999).

Otras ondas que se relacionan mucho con la interacción EMS-VS son las ondas magnetosónicas.

3.1.2. Ondas Magnetosónicas.

En los fluidos como el aire, las perturbaciones generadas en un punto pueden viajar hacia otros puntos del fluido en forma de ondas de compresión. Al paso de la onda, el fluido se comprime y se expande rítmicamente con una frecuencia y una amplitud determinada por la frecuencia y la intensidad de la perturbación.

Estas ondas compresivas son longitudinales, esto es, la oscilación que producen se realizan en la misma dirección en la que se propaga la onda, y se le llama ondas sonoras u ondas sónicas. La velocidad con que estas ondas se propagan depende de las propiedades del medio, el cual puede ser también un líquido o un sólido.

En los fluidos ionizados y magnetizados, como es el plasmas en el espacio,

también se propagan perturbaciones compresivas, sólo que en este caso la onda es más compleja y se propaga de dos formas distintas.

En los fluidos con conductividad eléctrica muy alta, el movimiento del fluido se lleva consigo a las líneas del campo magnético, por lo que una onda de compresión no solo comprime al fluido, aumentando su densidad, sino que también comprime al campo, aumentando su intensidad.

Por ello en los casos de los plasmas se producen ondas magnetosónicas. Estas ondas se propagan también con una velocidad que depende de las propiedades del medio, por lo que existen dos tipos de ondas magnetosónicas que son:

- Las ondas magnetosónicas rápidas y
- Las ondas magnetosónicas lentas.

En la fase rápida de las ondas magnetosónicas se tiene una velocidad mayor que la de las ondas Alfvén y el modo lento tiene una velocidad menor que las ondas Alfvén, ambas ondas se propagan a lo largo de las líneas del campo magnético. Las ondas magnetosónicas lentas solo son transversales tienen una velocidad de fase determinada y son compresivas. En cuanto a las ondas magnetosónicas rápidas, se propagan en todas las direcciones y tienen componentes transversales y longitudinales

En el medio interplanetario, el viento solar fluye con una velocidad mayor que la de las ondas magnetosónicas rápidas que se propagan en él y decimos que es un flujo supermagnetosónico, o a veces solo decimos supersónico, dando al campo magnético por entendido. Cuando el viento supersónico se encuentra un obstáculo en su camino, como por ejemplo, la magnetosfera de un planeta, se generan ondas que tenderán a propagarse en todas direcciones de regreso hacia el viento solar.

Sin embargo, como el viento se mueve más rápidamente que todas estas ondas reflejadas no se les permite regresar y éstas se van acumulando en una región alrededor del frente del obstáculo.

Al acumularse las ondas compresivas se forma una región muy delgada donde la compresión es muy intensa y es lo que se llama un frente de onda, onda de choque.

En cualquier dirección que el viento solar encuentre un obstáculo en su camino, formará choques de proa alrededor del obstáculo, en la dirección de impacto del viento solar, como sucede por ejemplo, enfrente de las magnetosferas de la Tierra y de Júpiter.

Como hemos visto todas las propiedades del viento solar cambian al cruzar un choque de proa y el efecto más importante del choque de proa sobre el viento es el de bajar su velocidad supersónica a un valor subsónico y es en este estado subsónico que el viento solar finalmente rodea el obstáculo (Bravo 1999).

En la interacción del viento solar con el medio interestelar también se forma un choque de este tipo, pero no se le llama choque de proa ya que el obstáculo rodea completamente al viento. Este choque se llama choque de terminación, es una superficie más o menos esférica alrededor del Sol que determina el fin del flujo del viento solar supersónico en la heliosfera.

En el siguiente inciso hablaremos de la estructura de choque de proa de la Tierra con más detalle.

3.1.3. La estructura del choque de proa de la Tierra.

En el Universo existen distintos flujos de plasmas que hacen que los choques espaciales existan. En cualquier lugar donde haya fluidos de plasmas supersónicos habrá choques. El choque espacial que ha sido más estudiado, es el que se produce por la interacción del viento solar con el campo magnético de la Tierra.

En el espacio interplanetario a la altura de la Tierra la velocidad del sonido es de unos 60 km/s, mientras que la velocidad del viento solar promedio es de 300 km/s. La trayectoria de este flujo supersónico encuentra en el campo magnético de la Tierra un obstáculo y como resultado de este encuentro se forma un choque de proa enfrente de la magnetosfera terrestre.

El choque terrestre frena al viento solar de tal forma que cuando cruza el choque de proa, el flujo se vuelve subsónico y se comprime, esto es, en el plasma aumenta en densidad, temperatura e intensidad del campo magnético. Por otro lado, recordemos que el viento solar "arrastra" consigo al campo magnético del Sol o a partículas de las EMCs; recordemos que todas estas partículas forman plasmas que poseen campos magnéticos distintos y que estos campos no se mezclan.

El viento formado por partículas al cruzar el choque de proa se convierte en un viento chocado, este viento chocado se desvía de su trayectoria rodeando el campo magnético de la Tierra.

El campo magnético de la Tierra (magnetosfera) es la región donde la Tierra tiene una influencia determinante en el movimiento de las partículas cargadas (en forma eléctrica o térmica) y de los plasmas.

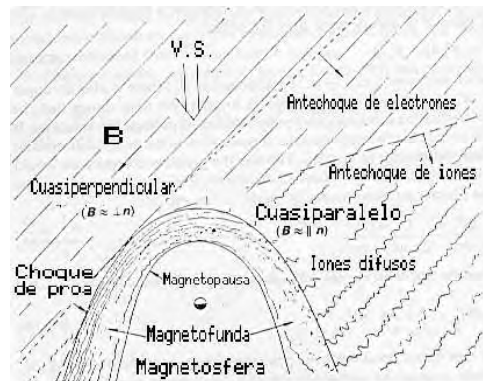


Figura 3.1: Choque de Proa de la Tierra

Finalmente, en la parte externa del choque de proa se hace la distinción de dos tipos de regiones:

- La región cuasiperpendicular y
- La región cuasi paralela.

La distinción entre las dos regiones tiene su causa en la diferencia de ángulo que forman al campo magnético interplanetario (B) y la normal a la superficie de choque. Si el ángulo está entre 0 y 45 grados es cuasi paralela y si es mayor a 45 grados es cuasi perpendicular. Es por esta diferencia angular que el comportamiento de las partículas que componen al viento solar (iones electrones), difieran tanto entre ambas regiones.

En la parte cuasiparalela que antecede el choque se encuentra una región llamada de antechoque de iones y otra llamada antechoque de electrones. Esta región de antechoques es rica en ondas que interactúan con el viento solar antes de que llegue al choque.

Por otra parte, se debe reconocer que las misiones espaciales desempeñan un papel muy importante en la investigación científica al realizar registros in situ del campo magnético, la temperatura, la densidad y la velocidad del viento solar. De esta forma, se completa la generalización de la descripción de la estructura del choque terrestre (Ramírez 1999).

3.2. El viento Solar visto por la sonda ULYSSES.

Antes de hablar del satélite ULYSSES e introducirnos a los datos y observaciones realizadas por esta sonda vamos a ver un poco acerca del campo magnético interplanetario y de la heliosfera.

3.2.1. El campo magnético interplanetario.

Cuando el viento solar se lleva consigo el campo magnético de su lugar de origen (la corona del Sol), se establece un campo magnético interplanetario. Como el viento solar fluye radialmente hacia fuera del Sol, podría esperarse que se estableciera un campo cuyas líneas fueran también radiales, pero como el Sol gira y al girar traslada el pie o base de las líneas, la geometría que finalmente resulta para las líneas del campo magnético interplanetario es la de una espiral.

Eugene Parker fue quien demostró el comportamiento de estas observaciones, por eso a esta estructura se le llama la espiral de Parker (figura 3.2). En el plano del ecuador solar, que es muy cercano al plano de la eclíptica (el plano de la órbita de la Tierra alrededor del Sol), las líneas del campo interplanetario tienen la forma que se muestra en la figura, donde las flechas radiales muestran la dirección del flujo del viento solar, que en este caso tiene una velocidad de 300 km/s. Fuera de este plano, la estructura de las líneas de campo es un poco más complicada, pero siempre es la combinación del movimiento radial del viento y la rotación del Sol.

Cerca del Sol, el ángulo que forma la línea de campo con la dirección radial es pequeño, pero al aumentar la distancia, el ángulo aumenta y a la altura de la órbita de la Tierra es de unos 45 grados (figura 3.3). Este ángulo, llamado ángulo de manguera, continúa aumentando con la distancia y en la órbita de Júpiter (unas 5 unidades astronómicas) ya tiene un valor de cerca de 90 grados.

La magnitud del campo transportado por el viento disminuye al alejarse del Sol, primero como el cuadrado de la distancia y luego ya solamente como $1/r$. Si el campo magnético del Sol no fuera transportado por el viento, decaería o disminuiría mucho más rápidamente, como $1/r^3$. A la altura de la órbita de la Tierra, este campo tiene un valor de unas 5γ ($1\gamma = 10^{-5}$ Gauss), por supuesto que estos valores son solo promedios representativos. La direc-

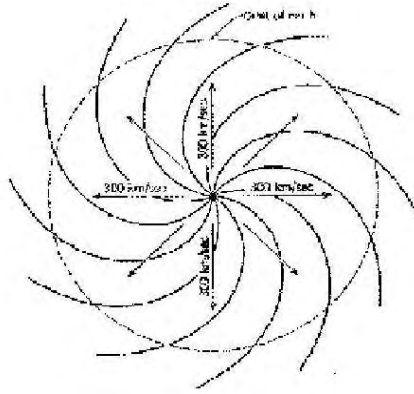


Figura 3.2: Espiral de Parker.

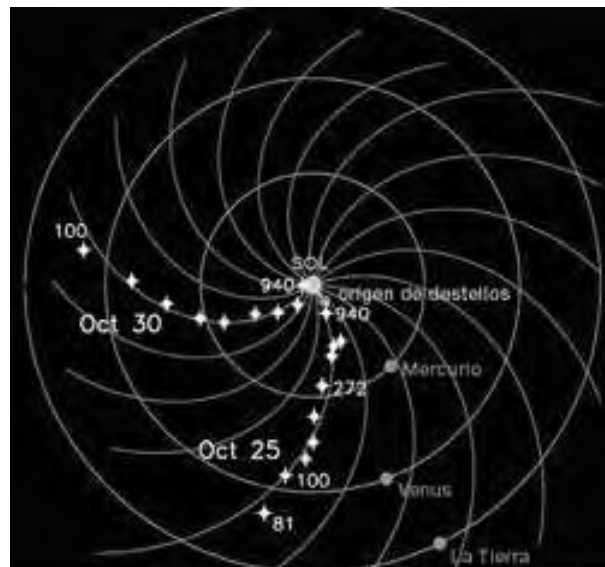


Figura 3.3: En la imagen el Campo magnético interplanetario esta representado por los arcos, la tercera circunferencia indica la altura o distancia de la Tierra.

ción y la magnitud del campo magnético interplanetario varían dependiendo de la velocidad del viento solar y pueden tomar valores muy diversos en el viento transitorio originado en algún evento de actividad del Sol.

Ahora sabemos que, cuando la nave espacial ULYSSES salió del plano de la eclíptica y sondeó hasta latitudes muy cercanas a 90 grados norte y sur, descubrió que la intensidad de campo magnético interplanetario no varía con la latitud, por lo menos durante las épocas de mínima actividad solar.

Otro aspecto importante del campo magnético interplanetario es su polaridad: positiva hacia fuera del Sol y negativa hacia el Sol. El campo magnético en la fotosfera es muy complejo, ya que son muchas las regiones positivas y negativas, alrededor del ecuador solar, aún en las épocas de mínima actividad solar. Podría esperarse entonces que el campo magnético interplanetario formara en la eclíptica muchas regiones o sectores de distintas polaridades. Sin embargo no es así.

Comúnmente hay solo 4 sectores, en algunas ocasiones 2 y raramente 6, dependiendo de la época del ciclo solar. Esto se debe a que el campo que transporta el viento solar no es campo fotosférico, sino campo de la corona.

Finalmente, es importante destacar que los campos magnéticos originados en los planetas no contribuyen al campo magnético interplanetario. Estos campos son confinados alrededor de su planeta de origen por el flujo del viento solar y no se suman al campo solar transportado por el viento solar (Bravo 1999).

En párrafos posteriores abordaremos la magnetosfera terrestre. A continuación veremos que el campo magnético que forma el viento solar recibe el nombre de heliosfera, del cual hablaremos a continuación.

3.2.2. La heliosfera.

La heliosfera es el terreno de estudio de la física espacial, es la región del espacio ocupada por el campo magnético del Sol y el flujo del viento solar, como se explicó, el medio interplanetario no está vacío, sino permeado de partículas y de un campo magnético que fluyen alejándose del Sol.

Esta región formada por el Sol en expansión se ejemplifica por la flechas opuestas al Sol en la figura 3.4. El universo está compuesto de parcelas de distintos plasmas que no se traslapan unos a otros. Cada una de estas parcelas constituye la región dominada por el campo magnético de un cuerpo celeste.

Dentro del universo, la heliosfera es la región del espacio interestelar controlada por el plasma solar y abarca mucho más allá de la órbita de Plutón.

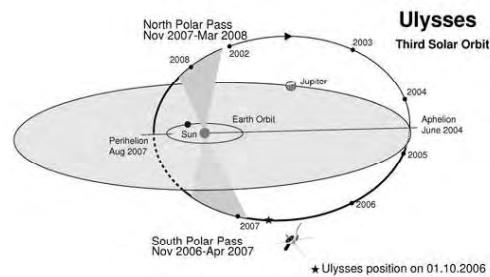


Figura 3.4: La Heliosfera

Su extensión está limitada por la presión externa que ejerce contra ella el viento interestelar, el cual resulta del sutil movimiento del Sol con respecto a las estrellas vecinas.

La forma y tamaño de la heliosfera dependen del equilibrio de presiones entre el viento solar y el medio interestelar. A la frontera entre la heliosfera y el plasma interestelar se le conoce como la heliopausa, la cual de hecho aún no se tiene conocimiento de donde se encuentra. Cuatro naves espaciales (Pioneer 10 y 11, Voyager 1 y 2) están compitiendo ahora en una carrera cósmica para cruzar primero esta frontera.

A los que estudian la física espacial les interesa el flujo del viento solar, su origen, su dinámica, su evolución y su interacción con los campos magnéticos de los planetas, con las ionosferas de planetas sin campo magnético y con los cometas. Es por ello que necesitamos de naves espaciales que salgan al medio interplanetario y tomen mediciones in situ del viento solar, ya que de esta manera se pueden analizar sus características. La física espacial estudia las propiedades de los plasmas espaciales, (lo que no es posible reproducir en los laboratorios de la Tierra) y a todos los problemas en los que éstos están involucrados: física solar, rayos cósmicos, anillos planetarios, cometas, ionosferas, magnetosferas, etc.

Debido a lo importante que resulta su estudio, durante más de treinta años se han diseñado, construido y enviado diferentes naves espaciales para tomar mediciones in situ del viento solar. Cada una de estas misiones ha

tenido distintos objetivos y ha realizado importantes descubrimientos.

La sonda espacial ULYSSES (figura 3.5) destaca de este grupo de satélites, ya que fué la primer nave espacial que estudió al Sol y al viento solar donde ningún otro satélite había ido antes (González 1997).

3.2.3. Misión ULYSSES: la heliosfera en tercera dimensión.

La humanidad ha seguido siempre un constante impulso de exploración en cuanto a los fenómenos que nos rodean. Por ejemplo los navegantes europeos de los siglos XV y XVI comenzaron a recorrer rutas a través de océanos desconocidos en ese entonces, descubriendo especies y culturas diferentes, de esa misma manera la exploración espacial forma parte de este impulso de la humanidad de conocer y expandir sus fronteras.

Las primeras misiones que se enviaron al espacio exterior estuvieron dirigidas hacia la Luna y hacia los planetas más cercanos: Marte y Venus, posteriormente se lanzaron las primeras misiones para explorar la parte exterior del Sistema Solar. Los Pioneers 10 y 11 fueron las primeras naves hechas por el hombre en pasar cerca de Júpiter y de Saturno, tomaron las primeras fotografías y nos enviaron los primeros datos acerca de sus campos magnéticos.

Posteriormente, fueron lanzados los Voyagers 1 y 2. Estas naves circunvolvieron Júpiter y Saturno tomando hermosas fotografías a color que ahora son conocidas en todo el mundo. Los Voyagers expandieron los límites de la exploración humana pues lograron fotografiar a los planetas más externos Urano, Neptuno y Plutón. Después de estos enormes logros de exploración espacial en tan solo tres décadas, hubo que replantear nuevos retos: ¿Ahora qué vamos a investigar y porqué?

Hasta fines de los años ochenta todas las misiones de exploración espacial estaban localizadas cerca del plano de la eclíptica donde aproximadamente coinciden las órbitas de todos los planetas. Este plano está inclinado sólo unos cuantos grados respecto al ecuador solar, por lo que todo el viento solar que se había medido hasta entonces provenía de regiones del Sol de bajas latitudes. ¿Cómo es el viento solar a altas latitudes? Motivados por esta pregunta se diseñó una nueva misión que lograra salir del plano de la eclíptica y midiera por primera vez el viento solar a altas latitudes.

Esta misión fue establecida originalmente como una colaboración entre la

ESA y la NASA y estaba pensada para dos naves espaciales. Mientras una de ellas pasaba por el polo norte del Sol, la otra pasaría por el polo sur y así se tendrían mediciones simultáneas de viento solar provenientes de ambos polos. Con la tragedia del Challenger, se produjo una crisis en la NASA y la misión se canceló. Por este motivo los europeos pugnaron por salvar la misión y la misión se rediseñó con una sola nave a la cual bautizaron como ULYSSES en honor al héroe explorador de la mitología griega.

La sonda espacial ULYSSES fue lanzada en octubre de 1990 y llegó a Júpiter en febrero de 1992, aprovechando el enorme campo gravitacional de Júpiter, el ULYSSES fue colocado en una nueva trayectoria para salirse de la eclíptica y dirigirse a explorar, por primera vez, la heliosfera en su tercera dimensión. El ULYSSES pasó por encima del polo sur del Sol en 1994 y por encima del polo norte en 1995. El segundo ciclo ocurrió en el 2000, durante el máximo solar (González 1998).

La figura 3.4 muestra la trayectoria del Ulises desde que salió de la Tierra y la órbita en la que se encuentra.

3.2.4. Los resultados científicos de la misión ULYSSES.

En el párrafo anterior explicamos la motivación científica de la misión ULYSSES. En la figura 3.5 se muestra un esquema de la sonda. El brazo de la sonda mide cerca de 7 metros, las partes que destacan a primera vista son su generador termoeléctrico y sus antenas con las cuales transmite la información a la Tierra. En su brazo superior están localizados los instrumentos que hacen las diferentes mediciones del plasma del viento solar y en su brazo izquierdo se encuentran los dos magnetómetros que miden el campo magnético interplanetario.

Al sobrevolar por primera vez los polos del Sol, el ULYSSES pudo observar al Sol durante su periodo de mínima actividad, cuando el campo magnético del Sol a gran escala es prácticamente un dipolo y la estructura de la corona se caracteriza por dos enormes hoyos coronales, del centro de los cuales surge viento solar rápido.

Se considera que en esta primera fase de la misión, la sonda hizo cuatro descubrimientos principales:

- Mediciones de la velocidad del viento solar cubriendo un enorme rango de latitudes heliosféricas, desde el polo sur al polo norte. Esto nos

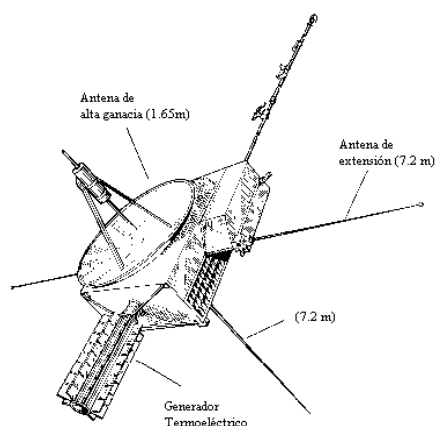


Figura 3.5: Esquema del satélite ULYSSES

proporciona gran información para entender de dónde y cómo surgen los diferentes tipos de viento solar y, a final de cuentas, entender cómo se calienta la corona. Ahora es tarea de los modelos teóricos y numéricos el lograr explicar el perfil de velocidades que obtuvo ULYSSES.

- Las variaciones latitudinales de la magnitud del campo magnético interplanetario. De la misma manera que los modelos del origen del viento solar tienen que explicar las diferentes velocidades, también tienen que explicar la estructura del campo magnético interplanetario asociado a él. Recuerde el lector que en un plasma de alta temperatura como el viento solar, el plasma y el campo magnético están unidos y son interdependientes.
- De las diferentes características físicas entre el viento solar lento y el viento solar rápido, ULYSSES mostró, con datos que no se conocían hasta entonces, que la composición del viento solar rápido y lento son muy diferentes. Esto nos orienta para estudiar la formación del viento solar cuando se desprende de la corona del Sol.

Para los que gusten ver más registros del satélite ULYSSES recomendamos las siguientes páginas:

<http://ulysses.jpl.nasa.gov/>.

<http://helio.estec.esa.nl/ulysses/>.

Finalmente ULYSSES proporcionó perfiles de intensidad de partículas solares y externas al Sol, que los modelos de rayos cósmicos tienen el reto de explicar (González 1999). En la siguiente sección se hablará un poco de ello.

3.2.5. Los rayos cósmicos: una lluvia que viene de lejos.

Nuestro planeta, y de hecho toda la heliosfera, es bombardeada continuamente por partículas, principalmente protones, de muy alta energía, que viajan a velocidades muy cercanas a la velocidad de la luz en todas direcciones.

Estos son los rayos cósmicos. Su descubrimiento se realizó hace ya más de 70 años, causando un gran interés entre los científicos de muy diversas disciplinas y de hecho continúa siendo el centro de atención de muchos investigadores.

El interés en el estudio de estas partículas de origen extraterrestre estriba en sus asombrosas cualidades, una de las más notables es su energía. Las partículas de rayos cósmicos pueden tener energías tan altas como 10^{20} electrónvolts, la cual supera por mucho a la más alta energía obtenida en los aceleradores de partículas.

La existencia de los rayos cósmicos, es motivo de diversos tipos de investigaciones, por una parte existe el misterio de su origen ¿Dónde y cómo han podido adquirir energías tan altas? Por otro lado está el estudio de su propagación, tanto en la heliosfera como en el interior de las magnetosferas planetarias.

También se cuenta con el estudio de sus interacciones con los átomos de la atmósfera terrestre, que proporciona un laboratorio natural e indiscutible para el estudio de las estructuras nucleares y de la física de las partículas elementales, en esta región los efectos cuánticos y relativistas están a la orden del día. Por otra parte, como los rayos cósmicos vienen de fuera de la heliosfera, resultan ser nuestro único contacto material y el único indicador directo de la composición química externa. Se piensa que es muy probable que sean los causantes de las mutaciones genéticas sobre la materia viviente en la Tierra y determinantes en la evolución de las especies.

En el estudio de las partículas producidas por las colisiones de los rayos cósmicos con los núcleos de los átomos de nuestra atmósfera (lo que se llama radiación cósmica secundaria) se observaron por primera vez las antipartículas, es especial el positrón, que es la antipartícula del electrón.

En estas colisiones se descubrieron en ella los mesones, partículas con

masa intermedias entre el protón y el electrón y los hiperones, partículas más pesadas que los protones, todas ellas con vidas muy cortas.

Como los rayos cósmicos son partículas cargadas eléctricamente, sus trayectorias son afectadas por los campos eléctricos y magnéticos que encuentran en su camino y por medio de sus observaciones en el espacio interplanetario y en la Tierra, y de la manera como su intensidad cambia en el tiempo, se pueden hacer inferencias respecto a las características de los campos en la heliosfera y en la magnetosfera terrestre y de sus variaciones temporales.

Además, como finalmente las características y variaciones del medio dependen del Sol, el estudio de los rayos cósmicos es también una herramienta valiosa para conocer nuestra estrella. La radiación cósmica se registra con detectores a bordo de satélites y en estaciones en Tierra (Bravo 1998).

El estudio del medio interplanetario, de la heliosfera con el viento solar abre un nuevo campo de estudio en la física espacial, la interacción del viento solar con magnetosfera de la Tierra, que veremos a continuación.

3.3. Interacción Viento Solar - Tierra.

3.3.1. El viento solar y la Tierra.

Sabemos que el medio interplanetario está permeado por el viento solar y sabemos que este viento no es más que la expansión continua de la corona, que debido a su alta temperatura el gas coronal está ionizado constituyendo un plasma. Sabemos también que el viento solar a una unidad astronómica (la distancia entre el Sol y la Tierra) tiene una densidad bajísima (unas 10 partículas por centímetro cúbico) y que su velocidad promedio a esta altura es de 300 km/s.

Con el objeto de estudiar al viento solar se han lanzado muchos satélites, tales como, OGO, IMP, VELA, ISEE, AMPTE, WIND, SOHO, STEREO y CLUSTER (misión espacial no tripulada de la Agencia Espacial Europea (ESA) que estudia la magnetosfera terrestre usando cuatro sondas idénticas que orbitan la Tierra en formacin tetraédrica) entre otros.

En los últimos 30 años la astronomía de emisiones electromagnéticas de altas energías (ultravioleta, X y γ), la radioastronomía y el sondeo de regiones espaciales in situ con medidores de partículas y de campos nos han mostrado una imagen del Sistema Solar muy diferente de la que se tenía anteriormente, haciéndonos ver que estamos rodeados de plasmas por todas partes.

Las observaciones directas de los plasmas cercanos a la Tierra son un excelente laboratorio para conocer el comportamiento de los plasmas más distantes, pues del Sistema solar no sólo cubren un amplio rango de densidades, temperaturas y magnetizaciones, sino que presentan también una rica variedad de fenómenos desde sencillos hasta muy complejos.

Antes de entrar de lleno en la interacción del viento solar-Tierra, es de vital importancia conocer un poco más de cerca la magnetosfera terrestre o campo magnético de la Tierra.

3.3.2. La magnetosfera de la Tierra.

Conforme nos alejamos de la Tierra y abandonamos lo que se conoce como atmósfera, entramos de lleno en el dominio del plasma. Nuestro planeta y algunos planetas del Sistem Solar que poseen un intenso campo magnético de origen interno están rodeados por envolturas magnéticas estructuradas donde el plasma se organiza de diversas maneras. Estas envolturas se llaman magnetosferas y todas ellas ya han sido exploradas con mayor o menor detalle con los satélites y sondas espaciales.

En octubre de 1957, cuando se colocó por primera vez en órbita un satélite artificial, el Sputnik, se inició la física de plasmas espaciales moderna. Satélites como éste son capaces de dar la vuelta a la Tierra en aproximadamente una hora y media y muchos de ellos transportan equipo para medir la temperatura, la presión, la intensidad de campo magnético y muchas otras características de los plasmas en el espacio.

En las décadas posteriores, vehículos como éstos han sido sacados de la atracción gravitacional de la Tierra y enviados a explorar el espacio y los entornos de otros cuerpos del Sistem Solar. De los nueve planetas de la corte del Sol, ocho han sido ya visitados por sondas espaciales y se han encontrado que seis de ellos tienen magnetosferas y que dos, Venus y Marte, no tienen. Las naves espaciales nos han dado a conocer una impresionante variedad de magnetosferas planetarias que no se ajustan a un solo modelo.

La magnetosfera más conocida y más estudiada es la magnetosfera de la Tierra. A finales de la década de 1960 los datos de los satélites que orbitaban a la Tierra ya habían proporcionado una imagen bastante completa, aunque burda, de nuestra envoltura magnética y de plasma hasta sus límites cercanos. La imagen a la que condujeron las medidas detalladas de estos satélites difería enormemente de lo que se había supuesto unos años antes.

En particular la presencia de los flujos de partículas cargadas o corrientes eléctricas desde una región de plasma hacia otra, así como la de campos eléctricos que aceleran partículas hasta muy altas energías, revelaron una capa envolvente de plasma en la Tierra muy dinámica y frecuentemente turbulenta. El medio que rodea a la Tierra en el espacio, como lo conocemos ahora, es notablemente diferente de lo que se esperaba antes de las observaciones in situ. Esto se debe a que los procesos que ahí tienen lugar son procesos de física de plasmas que en su mayoría eran totalmente desconocidos.

Aunque la idea básica de una magnetosfera fue establecida hace mucho por Birkeland, en 1896, y descrita después por Hoyle en 1956, no fue sino hasta que se utilizaron vehículos espaciales para explorarla que se aceptó ampliamente su existencia por la comunidad científica. La forma de la magnetosfera de la Tierra (y todas las magnetosferas) existe porque el Sol emite continuamente plasma a gran velocidad y en todas direcciones.

Este plasma, que tiene una conductividad eléctrica muy alta, pues está totalmente ionizado y es muy diluido, no acepta la penetración de un campo magnético externo (propiedad bien conocida de los buenos conductores eléctricos). En estas circunstancias, el campo magnético de la Tierra es barrido del medio interplanetario y comprimido hacia nuestro planeta por el lado que da al Sol. En el lado opuesto, el lado noche, las líneas de campo se estiran alejándose del Sol, formando una cola como la de los cometas.

Este efecto de deformación es el resultado de la interacción del flujo del viento solar (subsección 1.4.2.) con el campo magnético que encuentra a su paso, el cual genera corrientes en el plasma que inducen la aparición de nuevos campos magnéticos. El plasma podrá seguir fluyendo, barriendo y comprimiendo el campo magnético a su paso hasta que la presión que el flujo ejerce sobre el campo iguale la presión que el campo comprimido ejerce sobre el flujo. En este punto (que de hecho serán muchos puntos que formarán una superficie) el plasma esquivará y rodeará al obstáculo magnético, confinándolo a una cavidad en la que el plasma solar ya no penetra. Esta superficie constituye lo que se llama la magnetopausa, porque más allá de ella ya no se encuentra el campo magnético del planeta.

Cerca de la Tierra, el campo geomagnético es muy similar al de una barra de imán, que es lo que se conoce como el campo de un dipolo. Antes del año geofísico internacional (IGY) en 1957-1958, se creía que el campo bipolar de la Tierra continuaría extendiéndose hacia afuera en el espacio sin cambiar su forma y que su intensidad disminuiría al alejarse. Pero a partir de las intensas observaciones con cohetes y satélites durante la IGY se descubrió que

conforme se asciende, el campo magnético gradualmente empieza a parecerse menos al de un dipolo y que del lado día el campo geomagnético de repente empieza a ser más intenso y se acaba bruscamente a una distancia de unos 10 radios terrestres ($1R_T = 6371$) Km. Esa cavidad, el espacio en donde se encuentra confinado nuestro campo magnético, es lo que se conoce como nuestra magnetosfera y en poco tiempo se obtuvo una imagen global de ella. Así pues, la magnetosfera existe porque la Tierra no está rodeada por un vacío, como era la imagen simplista previa a la era espacial, sino que se encuentra inmersa en un plasma que fluye muy rápidamente.

Un detalle interesante es que el plasma solar que fluye es tan rápido que su velocidad supera la velocidad de las ondas que se transmiten en él. Cuando este plasma encuentra un obstáculo en su camino, como el campo magnético de la Tierra, se generan ondas que tratan de propagarse en todas direcciones. Pero como el flujo viaja más rápidamente que las ondas, las que quisieran regresarse al Sol no pueden hacerlo pues son transportadas hacia delante por el fluido mismo. En estas condiciones se genera una onda de choque a cierta distancia de la magnetopausa, que en el caso de la Tierra es aproximadamente de $8 R_T$ en la dirección hacia el Sol.

El viento solar que fluye antes de la onda de choque no está perturbado en absoluto por la presencia del obstáculo, pero el flujo de plasma posterior a esta onda ya es muy diferentes: se vuelve turbulento, caliente e irregular. El plasma solar ya alterado por el cruce con la onda de choque forma una capa alrededor de la magnetosfera que se conoce como magnetofunda. El interior de la magnetofunda también se encuentra parcelado; tiene una estructura celular en la que se distinguen grandes regiones diferenciadas donde el plasma se estructura de manera particular y que responden como un solo ente en relación con las demás. Así tenemos a la plasmosfera y en el interior de ella a los cinturones de Van Allen (analizados en la sección 2.3) y una hoja de plasma u hoja neutra que separa en dos partes a la cola magnetosférica; en una de estas regiones las líneas de campo magnetosféricas se dirigen hacia la Tierra, mientras que en la otra se alejan de ella. Según las observaciones con vehículos espaciales, la cola magnetosférica de la Tierra se extiende entre 1000 y posiblemente a $2000 R_T$. Ahora ya sabemos que esta estructura celular es una característica ubicua en todos los plasmas cósmicos en sistemas estelares y galácticos y en las envolturas de los planetas y de los cometas.

La magnetosfera se considera como la región del espacio que rodea a la Tierra en donde los procesos físicos que ocurren están dominados por el campo geomagnético, esto es, donde el material atmosférico ya está en estado de

plasma y su densidad es tan baja que las colisiones entre las partículas no desempeñan ningún papel importante. Esto ocurre aproximadamente entre 1000 y 2000 kilómetros de altura, donde se considera que termina la ionosfera. Aunque la frontera inferior de la magnetosfera no es muy precisa, su significado físico es bastante claro.

Toda la magnetosfera se encuentra llena de plasma, principalmente de origen ionosférico, aunque en ocasiones se cuela en ciertas regiones de ella el viento solar. En el interior de la magnetosfera el campo magnético está bastante ordenado y se pueden distinguir líneas de campo magnético que tienen sus dos pies en la Tierra, a las que se les llama líneas cerradas y otras que sólo tienen un pie y que se denominan líneas abiertas. Formalmente todas las líneas de campo magnético deben ser (y son) cerradas, pero en el caso de las líneas abiertas la conexión es a través de líneas de campo del medio interplanetario. Sobre la superficie de la Tierra las líneas abiertas se encuentran sólo a altas latitudes.

En el interior de la magnetosfera se destaca la plasmosfera que es la porción del plasma magnetosférico que rota con la Tierra. Esta región se extiende hasta una distancia entre 3 y 6 R_T de altura, dependiendo del estado de perturbación de la magnetosfera, el cual a su vez depende del estado de perturbación del Sol. Fuera de esta región, la densidad de electrones e iones decrece muy rápidamente y sus patrones de circulación ya no tienen que ver con la rotación terrestre. Aunque su nombre lo sugiere, su forma no es esférica y no sólo está limitada en distancia sino también en latitud, extendiéndose sólo hasta las latitudes de las últimas líneas que son cerradas a todas horas, esto es, tanto del lado día como del lado noche, donde el campo magnético es bastante semejante a un campo bipolar. A latitudes magnéticas más altas, cerca de los polos, las líneas de campo se encuentran estiradas hacia la cola y por ellas fluye el plasma que escapa de la ionosfera y que sigue estas líneas hasta las profundidades de la cola magnetosférica, detrás de la Tierra. A este movimiento de salida del plasma de altas latitudes se le llama viento polar.

Para finalizar simplemente mencionaremos que las regiones de plasmas que constituyen la magnetosfera sufren repetidas alteraciones provocadas por la actividad del Sol, el cual altera períodos de calma y de actividad. La última se manifiesta en forma de explosiones (ráfagas solares), estallidos de protuberancias, eyecciones de masa coronal(EMC), etc., y repercute en el plasma que fluye en el medio interplanetario y que posteriormente interactúa con la magnetosfera. Las alteraciones globales más intensas de la magnetosfera son la tormentas geomagnéticas y un buen número de manifestaciones diver-

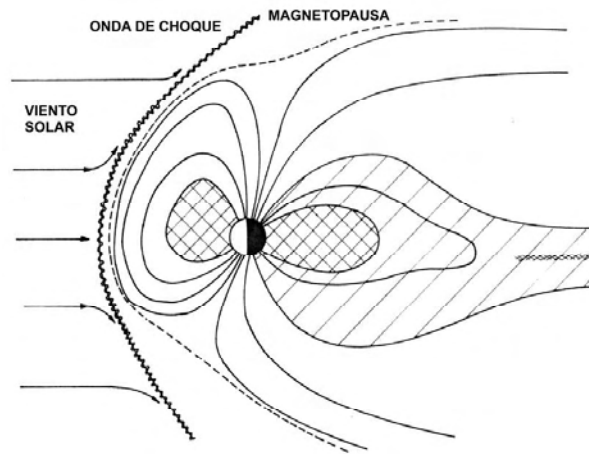


Figura 3.6: Magnetosfera terrestre

sas, incluyendo las auroras, evidencian la fuerte interacción en los distintos entornos de plasma que rodean a la Tierra.

A continuación vamos a hablar de las tormentas geomagnéticas y de las auroras y aclararemos el hecho de por qué una tormenta geomagnética puede ser peligrosa.

3.3.3. Las auroras.

La más cercana manifestación visible de los plasmas en la naturaleza es la aurora, estos son los hermosos despliegues de luces danzarinas que se presentan en gran variedad de formas y que adornan la alta atmósfera en las regiones cercanas a los polos. Estas luces, que generalmente son de color amarillo verdoso, se ven casi todas las noches claras y su intensidad es suficiente como para poder leer. Por lo general, a través de los despliegues aurorales se transparentan las estrellas, pero cuando son muy brillantes ocultan la presencia de la Vía Láctea en el cielo. Aunque durante el día no se distinguen, el resplandor del cielo permanece en realidad todo el tiempo.

Este bello fenómeno natural, visto en la figura 3.7, ha cautivado la imaginación del hombre desde tiempo inmemorial y ha originado muchos mitos para explicar su origen en términos comprensibles al entorno cultural. La aparición de las auroras desempeña un papel muy importante en las mitologías esquimal, escandinava y de otras naciones de alta latitud en el norte



Figura 3.7: Vista de una Aurora

del planeta. Una bella leyenda escandinava asocia la aurora con la agitación que se produce en los cielos cuando las zorras mueven sus colas. En el sur, los aborígenes australianos creen que este plasma danzante representa la danza de los dioses, y los nativos del norte de la India creen que la aurora es un mensaje del dios Buda.

La aurora del hemisferio norte fue llamada aurora boreal (luces del norte) por el científico francés Pierre Gassendi en 1621, quien fue el primero en hacer observaciones aurorales sistemáticas. La aurora del sur fue nombrada aurora austral (luces del sur) por el capitán James Cook en 1773, cuando la observó por primera vez en el océano Índico. Ya los filósofos griegos consideraban a la aurora del norte como un fenómeno natural, y la asociaban con el reflejo de la luz en los hielos polares.

La investigación moderna de la aurora empezó en 1716, cuando Edmond Halley sugirió una cercana correlación entre la aurora y el campo magnético de la Tierra, al darse cuenta de que los rayos aurorales trazaban las líneas del campo magnético sobre la superficie. A mediados del siglo XVIII, De Mairan, mostrando una notable intuición respecto al fenómeno auroral, afirmó que las auroras eran causadas por un gas de origen solar que penetra a la atmósfera. De acuerdo con esta idea, dijo que las auroras deberían también ocurrir en el hemisferio sur, como efectivamente observó posteriormente Cook. En 1784 el científico inglés Henry Cavendish descubrió la composición química de la atmósfera y calculó aproximadamente la altura del fenómeno auroral, la cual estimó entre cien y varios cientos de kilómetros, y durante el siglo XIX se empezaron a hacer mapas de las zonas de máxima ocurrencia auroral.

Sin embargo, los fundamentos de los estudios aurorales como ahora se realizan no se establecieron sino hasta finales del siglo antepasado, a partir del descubrimiento del electrón por J. J. Thompson y de la manera como afectan los campos eléctricos y magnéticos a las partículas cargadas. En 1896, Birkeland sugirió que las auroras son el resultado de electrones de origen solar guiados hacia los polos de la Tierra por las líneas del campo geomagnético. Llevó a cabo experimentos de laboratorio con una pequeña esfera magnetizada que tenía una superficie fluorescente, a la que llamó *terrella* (tierrita), sobre la que hacía incidir electrones para observar su comportamiento. Con estos experimentos se observó por primera vez en el laboratorio la aparición de las regiones aurorales sobre la *terrella*. Intrigado por estos experimentos, Carl Stormer inició en 1904 estudios matemáticos del movimiento de partículas cargadas en el campo magnético de un dipolo (como el de un imán de barra). Sin la ayuda de computadoras llevó a cabo cálculos muy largos y tediosos, pero logró demostrar que era correcta la interpretación de Birkeland.

Sin embargo, esta opinión de Stormer y de Birkeland de que el Sol arroja chorros de electrones fue muy criticada, y en 1919 Lindeman sugirió que lo que provenía del Sol deberían ser chorros de gas solar ionizado (plasma). Los estudios de la interacción de estos chorros de plasma con el campo magnético de la Tierra se iniciaron en la década de 1930, pero fue sólo a partir del desarrollo de la física de plasmas y la magnetohidrodinámica, con los trabajos fundamentales de Hannes Alfvén alrededor de 1940, que este familiar espectáculo ha empezado realmente a comprenderse.

Las auroras ocurren típicamente en dos regiones anulares, casi circulares, de pequeña extensión latitudinal alrededor de cada polo geomagnético. Estos polos geomagnéticos, que podríamos considerar como las intersecciones del eje del campo magnético bipolar terrestre con la superficie de la Tierra, son cercanos a los polos geográficos pero no coinciden con ellos. El polo norte geomagnético (que en realidad es el polo sur de un imán) se localiza cerca del extremo noroeste de Groenlandia y el polo sur (que es un polo norte magnético) cerca de la estación rusa Vostok en la Antártica.

Las regiones donde se producen las auroras se conocen como óvalos aurorales y están fijas en el espacio respecto al Sol, de manera que la Tierra gira bajo ellas una vez cada día. Cada óvalo tiene un radio aproximado de 2 000 kilómetros (aunque éste varía según la intensidad de la aurora) y son excéntricos respecto a los polos, esto es, su centro está corrido unos cuantos grados hacia lo que se llama el lado de noche, es decir, el lado opuesto al Sol. Así, la porción noche se encuentra alrededor de los 67 grados de latitud

magnética, mientras que la porción de día está alrededor de los 76 grados de latitud. Como puede verse, contrariamente a la creencia común, las auroras no ocurren en los polos, sino que el óvalo deja libre una región de latitudes más altas, lo que se conoce como el casquete polar.

Ahora ya se sabe que las columnas de luz de las auroras son causadas por la precipitación de electrones e iones (principalmente protones) de alta velocidad sobre la atmósfera superior, las cuales penetran a lo largo de las líneas del campo magnético de la Tierra y excitan e ionizan a los átomos y disocian a las moléculas del aire. Las desexcitaciones y recombinaciones de los átomos y moléculas son responsables de las luces emitidas. En especial los electrones.

Como los electrones son mucho más pequeños que los iones logran penetrar más la atmósfera y dominan en número a los iones por un factor de 50, generalmente. Aunque el espectro auroral es bastante complejo y consiste de un gran número de líneas y bandas espectrales, unas cuantas líneas son especialmente conspicuas. La más dominante, tanto que se le ha llamado línea auroral, está en la parte amarilla del espectro, muy cerca de la longitud de onda a la que es más sensible el ojo humano.

Ésta es, por mucho, la línea más intensa en el espectro visible, pero hay muchas líneas de emisión aún más intensa en el infrarrojo. Auroras muy energéticas, que se salen del óvalo auroral normal y alcanzan latitudes más bajas, tienen con frecuencia un color rojo debido al oxígeno, y auroras que alcanzan alturas bajas, debido a una mayor energía de las partículas que penetran a menudo presentan un borde inferior rojo causado por las emisiones de las moléculas de nitrógeno.

De los experimentos de laboratorio es bien sabido que los plasmas que transportan corrientes tienden a romperse en filamentos. Una hermosa muestra a gran escala de esta estructura filamentaria se ve en las auroras. Las partículas cargadas fluyen hacia abajo en la atmósfera en hojas a lo largo del campo magnético. Estas hojas de corriente eléctrica se filantan para formar cortinas de luz que ondulan rápidamente, construyendo el despliegue auroral. Aun a simple vista, las auroras muestran claramente esta característica tan persistente en el universo de plasma: su tendencia a formar estructuras filamentosas.

El tamaño y la forma de los óvalos aurales dependen del estado de perturbación del campo geomagnético, el cual a su vez está condicionado por la emisión del plasma solar, como veremos más adelante. Ya desde 1741, Hiorter y Celsius hicieron notar que a determinada altura se intensifica y

puede observarse a más bajas latitudes cuando hay perturbaciones magnéticas intensas o tormentas geomagnéticas (llamadas así por A. von Humboldt en 1806). En altas latitudes el resplandor auroral es un fenómeno permanente, pero asociado con tormentas geomagnéticas las auroras se intensifican, se activan y llegan a verse más cerca de los polos y a latitudes medias y bajas. En México se han observado auroras en forma de extensos velos en momentos de muy alta actividad magnética, como sucedió en 1957 y más recientemente en 1989.

Durante las auroras, hay ocasiones en que el plasma emite ondas de radio con frecuencias entre 30 y 3 000 megahertz; en estos casos se habla de una radio aurora. También se han registrado emisiones esporádicas de señales de radio de muy alta frecuencia a las que se ha dado el pintoresco nombre de "silbidos aurales" y que parecen deberse más bien a los electrones que se precipitan. El mecanismo físico que produce esta radiación no está muy bien entendido.

Hannnes Alfvén intentó explicar su origen como el resultado de la existencia de capas dobles de plasma. Aunque el plasma está en un estado de cuasineutralidad, en algunas ocasiones, cuando está inmerso en él un campo magnético (que es el caso de los plasmas neutrales), es posible que se formen dos capas contiguas con acumulación de iones y electrones, respectivamente.

Estas capas se encuentran dentro del plasma y están separadas entre sí por una distancia del orden de la distancia de Debye (en honor al investigador que la descubrió). En esa región se generan, pues, campos eléctricos muy intensos capaces de acelerar partículas cargadas. Durante las auroras hay corrientes eléctricas que bajan hacia la atmósfera a lo largo de las líneas del campo magnético y se supone que las ondas de radio son generadas como resultado de inestabilidades del plasma con sus capas dobles y sus corrientes eléctricas.

Aunque la presencia de estas capas dobles no se ha podido corroborar en nuestra atmósfera, sí se ha observado en experimentos de laboratorio para una gran variedad de plasmas en un amplio rango de densidades y temperaturas. Pero a pesar de que Irving Langmuir habló acerca de la existencia de estas capas dobles desde su primera publicación sobre plasmas, hasta ahora estas estructuras no están bien entendidas.

Para la física de plasmas el estudio de la aurora ha resultado ser no sólo fascinante sino enormemente enriquecedor, ya que su entendimiento requiere de la solución de problemas físicos fundamentales que seguramente tienen también lugar en todo nuestro universo de plasma. A pesar de que la aurora es el fenómeno de plasma natural que se ha observado desde hace mucho

tiempo, su complejidad sigue desafiando las explicaciones, pues mientras más se estudia se encuentran en ella nuevos efectos de plasma.

Hoy en día, para estudiar la aurora se combinan mediciones locales realizadas por satélites encima de la atmósfera, con datos de percepción remota principalmente en el ultravioleta, de toda la zona auroral y con observaciones desde tierra. Toda esta información se utiliza para alimentar modelos teóricos que intentan describir el fenómeno auroral. Sin embargo, aunque se sabe que las partículas que se precipitan para formar la aurora provienen de fuera, del plasma con que el Sol llena el medio interplanetario, la forma como estas partículas penetran y son aceleradas hasta energías a las cuales se precipitan sigue siendo un problema abierto.

Esta aceleración de partículas hasta muy altas energías es una característica muy notable y generalizada en el Universo, tanto en los plasmas como en la astrofísica. Por otra parte, se ha sugerido recientemente que la aurora (y por lo tanto el estado de plasma) puede incluso haber sido responsable del surgimiento de la vida en la Tierra. Algunos científicos suponen que el proceso auroral en la atmósfera superior de la Tierra primitiva pudo haber proporcionado el ambiente reactivo necesario para algunas síntesis químicas determinantes. De esta manera, el cuarto estado de la materia, que ahora se ha convertido en el eje central de la física espacial, tal vez pase a ser parte importante de los estudios de la vida.

Una capa importante de la Tierra que juega un papel importante en la formación de las auroras es la ionosfera, es necesario ver esta capa de la Tierra de forma completa para entender la interacción del viento solar en la Tierra.

3.3.4. La ionosfera.

Si uno, en un cohete o transbordador espacial, se aleja de nuestro planeta, la primera capa permanente de plasma con que nos encontramos es la ionosfera. Todos los cuerpos del Sistema Solar que tienen atmósfera (una envoltura gaseosa) tienen una ionosfera, la cual no es más que la parte exterior de la atmósfera, ionizada por la luz solar de alta frecuencia. Los fotones solares (principalmente en la región ultravioleta) arrancan electrones de los átomos que componen las moléculas de los gases de la atmósfera y la convierten en un plasma donde iones y electrones están separados. También a los cometas, que al acercarse al Sol sufren una vaporización que los rodea de una atmósfera, se les forma una ionosfera que sirvió para identificar al viento

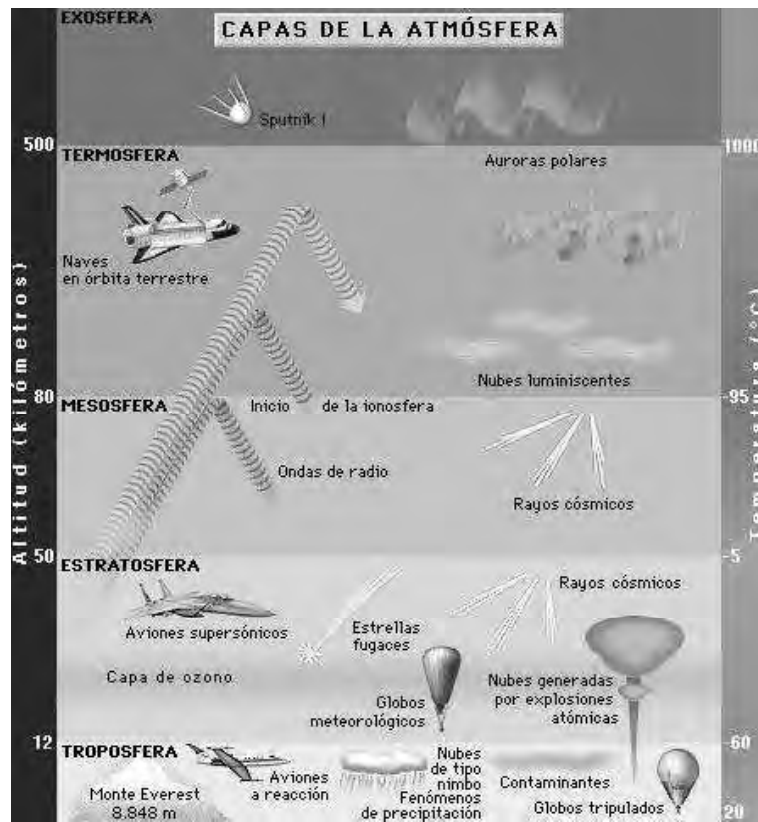


Figura 3.8: Capas de la atmosfera

solar. La figura 3.8 muestra las diferentes capas de la atmosfera.

La existencia de la ionosfera terrestre fue postulada mucho antes de que pudiera sondearse directamente. Desde 1839, el físico y matemático alemán Carl Friedrich Gauus afirmó que debería haber una capa eléctricamente conductora en la atmósfera superior, lo cual explicaría las variaciones diurnas que sufre el campo magnético de la Tierra. En 1860, Kelvin hizo la misma sugerencia, y en 1882 el físico escocés Balfour Stewart elaboró un artículo ya más detallado acerca de esta capa y el cual se considera el punto de partida de la física ionosférica.

Posteriormente un nuevo efecto, descubierto a raíz de los avances en las comunicaciones por radio, vino a reforzar esta convicción y condujo finalmente a la demostración de la existencia de esta capa ionizada de la alta atmósfera. En 1901, el científico y técnico italiano Guglielmo Marconi, quien

hizo posible las comunicaciones por radio, estableció un sistema de comunicación de Inglaterra a Estados Unidos a través del Océano Atlántico. Las ondas de radio, como ya hemos mencionado, son ondas electromagnéticas como la luz, sólo que de longitud de onda mucho más larga y, al igual que la luz, viajan en línea recta.

Como la Tierra es una esfera, una onda que viajara en línea recta no podría ser recibida muy lejos en la superficie y ciertamente no podría dar la vuelta para llegar al otro lado del Océano Atlántico, sin embargo lo hacen, y las comunicaciones transatlánticas estaba ocurriendo. Un año después, en 1902, el ingeniero físico inglés Oliver Heaviside y el ingeniero eléctrico de origen hindú Arthur Edwin Kennedy, sugirieron independientemente la presencia de una capa en la alta atmósfera que reflejaba las ondas de radio y las llevaba a puntos muy lejanos sobre la Tierra. Esta capa debería ser eléctricamente conductora, como lo requería la explicación de las variaciones del campo magnético de la Tierra. La figura 3.8 muestra el nivel en el que se encuentra la ionosfera.

Poco tiempo después del descubrimiento del electrón por J. J. Thomson, Taylor propuso, en 1903, que esta capa debería estar compuesta por iones y electrones libres y que la ionización de los átomos era producida por la radiación ultravioleta del Sol. El escepticismo respecto a esta capa eléctricamente conductora fue finalmente derrotado con la demostración experimental de la existencia de una región de plasma en la atmósfera superior, a la que se llamo ionosfera.

Esta demostración fue obtenida en forma concluyente en 1925 por el geofísico estadounidense Merle Anthony Tuve y el físico de origen ruso Gregory Breit, quienes empezaron a observar repetidamente la reflexión de ondas de radio en la atmósfera. En forma independiente el científico inglés Edward Victor Appleton estudió extensamente la ionosfera y determinó la altura de la capa reflectora de las ondas de radio, llamada ahora la capa Appleton. Junto con Hartree, demostró y modeló matemáticamente el efecto del campo geomagnético sobre la reflexión de las ondas de radio en la ionosfera al principio de la década de 1930 y en 1947 recibió el premio Nobel de física por estos estudios. Los trabajos de Appleton hicieron posible que se obtuvieran radio-comunicaciones de más largo alcance y mayor confiabilidad y contribuyeron posteriormente al desarrollo del radar.

La razón por la cual las ondas de radio son reflejadas por la ionosfera tiene que ver con las oscilaciones propias del plasma. Como ya hemos dicho con anterioridad, un plasma tiene una frecuencia natural de oscilación que

depende exclusivamente de su densidad de electrones; a una mayor densidad electrónica le corresponde una frecuencia más alta. Cuando una onda electromagnética (que es un arreglo de campo eléctrico y magnético oscilante) atraviesa un plasma, las cargas libres en él, principalmente los electrones, tienden a responder a ésta oscilación. Pero las atracciones electrostáticas hacia los iones, que son las fuerzas que generan la oscilación del plasma, tienden a impedir este acoplamiento entre los electrones y la onda electromagnética. Si la frecuencia de la onda electromagnética es mayor que la del plasma, esta onda atravesará el plasma sin mayor problema, pero si la frecuencia de la onda electromagnética es menor o igual que la del plasma, parte de la onda será reflejada y parte transferida. Las ondas con frecuencia menores que la del plasma sólo podrán penetrar una capa delgada de éste, ya que son rápidamente amortiguadas.

La densidad de iones y de electrones en la ionosfera no es homogénea, pues depende fundamentalmente de la altura. A gran altura, la densidad de iones es baja debido a la baja densidad misma del gas atmosférico. A bajas alturas también hay pocos iones porque la mayor parte de la radiación solar ionizante ya ha sido absorbida. Así pues, en un nivel de altura intermedia existe un máximo bien definido de la densidad de iones. Distintas frecuencias de onda de radio serán reflejadas a distintas alturas y a la altura de la densidad máxima se reflejarán las ondas de máxima frecuencia. Ondas con frecuencia mayores que ésta ya no serán reflejadas por la ionosfera, por lo que la máxima densidad de electrones define la frecuencia más baja que puede atravesar la ionosfera. Esta penetración y esta reflexión se dan, por supuesto, en ambas direcciones. Las ondas de radio de frecuencia muy altas (como por ejemplo las microondas) generadas en la superficie de la Tierra ya no las refleja la ionosfera y se tienen que usar reflectores artificiales a bordo de satélites para comunicar a todo el planeta, pero, del mismo modo, estas ondas pueden penetrar la ionosfera cuando provienen del espacio exterior. De igual manera que las ondas de radio de frecuencias más bajas, que rebotan en la ionosfera cuando provienen de la superficie de la Tierra, cuando vienen de fuera rebotan también y no pueden ser registradas en el suelo. La presencia de la ionosfera nos permite utilizar cierto rango de frecuencias de radio para comunicarnos sin necesidad de reflectores artificiales, pero esto mismo limita nuestra observación del rango de frecuencias provenientes de cuerpos extraterrestres.

Cabe mencionar que no todas las frecuencias mayores al umbral ionosférico pueden penetrar la atmósfera. Existen otros efectos que limitan la pene-

tracción de ondas electromagnéticas muy cortas. Por ejemplo, el infrarrojo es absorbido por las moléculas de agua, el ultravioleta se captura al ionizar la atmósfera alta (para generar la ionosfera) y también se absorben de esta manera los rayos X. Los rayos gamma dan lugar a reacciones con los núcleos de la atmósfera y también muy difícilmente pueden alcanzar la superficie. De esta manera, la atmósfera forma una coraza protectora que sólo deja pasar radiaciones electromagnéticas en dos rangos de frecuencias llamadas ventanas atmosféricas, una de las cuales es la luz visible y la otra la ventana de radio.

La frontera inferior de la ionosfera se encuentra a una altura aproximada de 55 km, donde la concentración de electrones es ya suficiente para afectar la propagación de las ondas de radio. La densidad de electrones aumenta irregularmente hasta un máximo entre los 200 y 600 km de altura y a partir de ahí disminuye nuevamente, aunque en forma más lenta. Según la clasificación de las capas atmosféricas en la meteorología, la ionosfera empieza poco antes del tope de la estratosfera, su densidad electrónica aumenta por la mesosfera y el pico de electrones se halla en la termosfera. La ionosfera continúa más arriba, hasta traslaparse con la exosfera y finalmente fundirse con la plasmosfera o magnetosfera, que ya vimos. El plasma que rodea a la Tierra ya no tiene límite y simplemente se distinguen diferentes regiones.

En la ionosfera misma se distinguen varias regiones o capas aunque la separación entre ellas no es muy marcada. Las características de estas capas cambian, como es de esperarse, de día a noche, pues la fotoionización del Sol cesa en la noche y los procesos de recombinación de iones y electrones cambian la estructura de la ionosfera. Durante el día, en orden de altitud creciente y de concentración creciente de iones, la ionosfera se divide en las regiones D, E, F_1 y F_2 . Las tres primeras son realmente estratos de la pendiente creciente en densidad de electrones que alcanza su pico en la región F_2 , excepto algunas veces en la noche, cuando la capa E desarrolla un pico independiente. Por la noche, la división entre las capas F_1 y F_2 desaparece. Por encima del pico de la región F_2 la densidad de electrones ya decrece monótonamente. Durante el día, la región E se ioniza por los rayos X suaves del Sol hasta una concentración de 10^5 electrones (e iones) por centímetro cúbico. Las regiones superiores se ionizan con radiación ultravioleta y el máximo de la región F_2 alcanza valores del orden de 5×10^5 electrones por centímetro cúbico. Este valor, sin embargo, depende de la latitud sobre la Tierra y del nivel de actividad del Sol, que aumenta y disminuye cíclicamente. El valor dado anteriormente corresponde a latitudes geográficas entre 30 y 40 grados

y a periodos de mínima actividad solar. En tiempos de máximo solar, la densidad de electrones en el pico de la capa F_2 puede alcanzar el orden de 2×10^6 electrones por centímetro cúbico.

La densidad electrónica de la ionosfera y la altura del pico se sondean constantemente enviando señales de radio de distintas frecuencias y midiendo el tiempo que tardan en regresar. Estos sondeos han revelado gran cantidad de detalles interesantes en el plasma ionosférico, complicados patrones de densidad y corrientes eléctricas, una compleja fotoquímica y otros efectos magnetohidrodinámicos. En particular, en la ionosfera se propagan las ondas magnetohidrodinámicas, que viajan en los plasmas atravesados por un campo magnético, como son todos los plasmas espaciales. Algunas son longitudinales y otras son transversales. Estas ondas desempeñan un papel muy importante en los plasmas espaciales y volveremos a encontrarlas en otros lugares. En la ionosfera, estas ondas MHD son impulsadas por los movimientos de la atmósfera baja y por otros movimientos magnetosféricos que llegan desde arriba.

El estado de la ionosfera, como ya mencionamos, varía de día a noche como consecuencia del cambio en la fotoionización y en el calentamiento de la atmósfera. Durante el día, cuando la atmósfera está más caliente y sus moléculas están más agitadas, las colisiones entre electrones y los átomos neutros producen una fuerte absorción de las ondas electromagnéticas de radio. De noche, al bajar la temperatura, el número de colisiones disminuye y se pueden transmitir con mayor alcance y mayor claridad. También el efecto de recombinación que ocurre durante la noche ocasiona que suban las capas reflectoras a la Tierra, llegan más lejos y se escuchan estaciones que de día es difícil captar. La figura 3.9 muestra las capas de la ionosfera

Pero éstas no son las únicas variaciones que sufre la ionosfera. También la afectan los fenómenos que ocurren en la atmósfera baja y, en forma mucho más drástica, los fenómenos esporádicos que ocurren en el Sol. Las ráfagas solares, explicadas en la sección 2.3, lanzan hacia el espacio gran cantidad de energía electromagnética en distintas longitudes de ondas que incluyen la luz. Las radiaciones de longitudes de onda más cortas (EUV y rayos X) incrementan muchísimo la ionización en la ionosfera y por lo tanto alteran todos sus patrones de corrientes eléctricas. Las alteraciones en la densidad de los iones repercuten en las radiocomunicaciones y las alteraciones en las corrientes se reflejan en el campo magnético de la Tierra.

Cuando ocurren estas explosiones y después, por un periodo de días, es normal que incidan sobre la Tierra partículas de muy alta energía emitidas

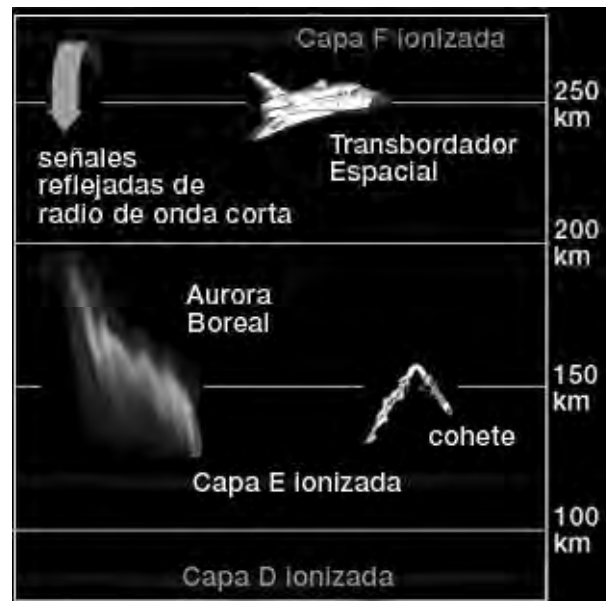


Figura 3.9: Capas de la ionosfera

por estos eventos. Estas partículas giran alrededor de las líneas de campo magnético de la Tierra y se precipitan sobre la ionosfera, principalmente en regiones de alta latitud, alrededor de los polos, penetran hasta la parte más baja de la ionosfera, la capa D e ionizan los constituyentes de la atmósfera al chocar con ellos, con lo cual aumenta considerablemente la densidad de electrones. Este exceso de electrones produce, al igual que en el caso anterior, una absorción severa e incluso un bloqueo total de las ondas de radio. Su efecto se siente principalmente durante el día, cuando la Tierra está frente al Sol y recibe estas partículas, pero cuando es muy intenso permanece también por la noche. Como el efecto de absorción y bloqueo de ondas de radio se da en los casquetes polares, a este fenómeno se le conoce como absorción en los casquetes polares que afecta principalmente a las comunicaciones a alta latitud.

El comportamiento de la ionosfera también se ve alterado por perturbaciones que el Sol genera en el plasma del medio interplanetario y que viaja hasta la Tierra en unos cuantos días. Estas perturbaciones alteran la estructura del campo magnético y los patrones de corrientes en todo el plasma que rodea a la Tierra y pueden incluso permitir la inyección del plasma solar hacia la Tierra, cuando son muy intensas dan lugar a las tormentas geomagnéticas.

Como dijimos en la sección de las auroras, la interacción de partículas altamente cargadas que salieron por el Sol, ya sea por las eyecciones de masa coronal, ráfagas solares, partículas energéticas solares, etc. La magnetosfera terrestre (en espacial la ionosfera) provocan las tormentas magnéticas, zonas donde la interacción de partículas produce intensos campos magnéticos. Considerando su enorme potencial magnético no es de extrañar que ejerzan una enorme influencia en la Tierra.

Las tormentas magnéticas o geomagnéticas se relacionan con la interferencia de radio, las ya explicadas auroras. Aun la falta de ellas causa ciertos efectos graves. Su ausencia entre 1645 y 1715 coincidió con el frío feroz de la Pequeña Edad de Hielo, que entumió a Europa, heló peregrinos y acabó con la colonia noruega de Groenlandia.

Estos fenómenos son a la vez espectaculares como peligrosos, ya en la sección del clima espacial explicamos que la interacción del viento solar y la Tierra puede irrumpir comunicaciones militares o comerciales, inutilizar temporal o totalmente a satélites, sino que también pueden afectar la salud de las personas. Las manchas solares juegan un papel destacado en esta mención ya que se sospecha que las sequías ocurren cuando las manchas están en su mínimo.

Un dato de especial interés, motivo de atención de investigadores y medios de comunicación, fue en enero de 2005, el Sol estaba en su ciclo de mínima actividad, es decir, no tenía manchas solares, solo se había observado viento solar lento y pocas EMCs de intensidad mínima, de forma súbita una enorme mancha solar se genera en su región ecuatorial, esta mancha solar genero una EMC tan rápida que llegó en 12 horas a la Tierra, interaccionó con la magnetosfera y la ionosfera, produjo auroras boreales que se vieron en Canadá y en el Norte de Europa, irrumpió con las líneas de comunicación y lo más impactante fue que personas con problemas fisiológicos de salud se desmayaron, por fortuna no hubo ningún muerto.

Conclusiones

- La síntesis aquí expuesta informa que la actividad del Sol es muy compleja, dinámica, intensa y espectacular, pues se creía que el Sol solo quemaba toneladas de Gas Hidrógeno, que su capa visible, la fotosfera, antes de que se identificara a la corona solar, no mostraba variación visible a simple vista. Que el registro de manchas solares, era un fenómeno aislado, ahora sabemos que forman parte de un ciclo dinámico. Es un indicador de que debemos poner muchísimo más atención al comportamiento que tiene el astro rey.
- Los eventos que suceden en la corona (viento solar, ráfagas solares, EMCs, PES, etc.) son fenómenos muy energéticos producidos por las interacciones de los campos magnéticos que se encuentran en la corona. Estos fenómenos llenan el medio interplanetario de tal manera que no hay una sola región que este "vacía" sino que por todas direcciones hay parcelas o regiones de partículas que el Sol llena y reabastece constantemente.
- La magnetosfera de la Tierra interacciona con todos estos fenómenos eléctricos, cuando estos fenómenos comprimen a la magnetosfera donde esta modifica sus propiedades, interacciona con la ionosfera terrestre, esta interacción produce grandes y espectaculares fenómenos como las auroras boreales, y en ocasiones eventos peligrosos como las tormentas geomagnéticas.
- La observación y comprensión de estos fenómenos dista mucho de finalizar, apenas se empieza a tener un idea cuantitativa de ellos, muchísimas observaciones, planteamiento de modelos y observaciones con naves espaciales serán necesarias para tener una idea clara de como suceden realmente estos fenómenos.

Bibliografía

- Aguilar Ernesto, Los estallidos de radio del Sol, Boletín Skylab La Física en el Espacio, Número 22, pag: 2-3, Mayo 2000.
- Aguilar Ernesto, Las ondas de Alfvén, Boletín Skylab La Física en el Espacio, Año 3, Número 15, pag: 1-1, Marzo 1999.
- Bravo Silvia, El universo de plasma, Boletín Skylab (la Física en el espacio), Año 1 Número 3, pag: 1-2, Marzo 1997.
- Bravo Silvia, La corona del rey Sol, Boletín Skylab (la Física en el espacio), Año 3, Número 18, pag: 1-2, Mayo 1999.
- Bravo Silvia, El campo magnético interplanetario, Boletín Skylab (la Física en el espacio), Año 3, Número, pag: 1-2, Mayo 1999.
- Bravo Silvia, El cuarto estado de la materia, Boletín Skylab (la Física en el espacio), Año 1, No. 8 pag: 1-2, Agosto 1998.
- Bravo Silvia, La magnetosfera de la Tierra, Boletín Skylab (la Física en el espacio), No. 5 pags: 1-2, Agosto 1997.
- Bravo Silvia, La predicción del estado del tiempo espacial, Boletín Skylab (la Física en el espacio), Año 1, Número 13, pag: 1-2, Mayo 1998.
- Gónzales Esparza Américo J., El Flujo del Viento Solar, Boletín Skylab, Año 1 Número 7, pags: 1-2, Noviembre 1997.
- Gónzales Esparza Américo J., La Heliosfera: el campo de estudio de la Física Espacial, Boletín Skylab, Año 1, Número 4, pags: 3-4, Mayo 1997.

84CAPÍTULO 3. INTERACCIÓN EMC-VS CON LA MAGNETOSFERA TERRESTRE.

- Gónzales Esparza Américo J., Los resultados científicos de la misión ULYSSES, Boletín Skylab, Año 3, Número 14, pags: 1-2, Mayo 1999.
- Gónzales Esparza Américo J., Misión ULYSSES: la heliosfera en tercera dimensión, Boletín Skylab, Año 1, Número 12, pags: 1-2, Mayo 1998.
- Gónzales Esparza Américo J., Ondas de Choque Transitorias, Boletín Skylab, Año 4, Número 23, pags: 1-2, Mayo 2000.
- Gónzales Esparza Américo J., Ondas de Choque Corrotantes, Boletín Skylab, Año 4, Número 19, pags: 3-4, Mayo 1999.
- Gosling, J. T. 1975. Large-scale inhomogeneities in the solar wind of solar origin. *Rev. Geophys. Space Sci.* 13:1053-1058.
- Gosling, J.T. 1990. Coronal mass ejections and magnetic flux ropes in interplanetary space. In *Physics of Magnetic Flux Ropes*, eds. C. T. Russell, E. R. Priest and L. C. Lee (Washington, D.C.: American Geophys. Union), pp. 343-364.
- Gosling, J. T. 1992. In situ observations of coronal mass ejections in interplanetary space. In *Eruptive Solar Flares*, eds. Z. Svestka, B.V. Jackson and M.E. Machado (New York: Springer-Verlag), pp. 258-267.
- Gosling, J. T. 1993a. coronal mass ejections: The link between solar and geomagnetic activity, *Phys. Fluids B* 5(7): 2638.
- Gosling, J. T., Hildner, E., MacQueen, R. M., Munro, R. H., Poland, A.I., and Ross, C. L. 1976. Mass ejections from the Sun: A view from Skylab, *J. Geophys. Res.* 79: 4581-4587.
- Gosling, J. T., Hildner, E., MacQueen, R. M., Munro, R. H., Poland, A.I., and Ross, C. L. 1976. The speeds of coronal mass ejections events. *Solar Phys.* 48:389-397.
- Gosling, J.T. The solar flare myth, *J. Geophys. Res*, it. 98, 18937-18949, 1993.
- Hildner, E. 1977. Mass Ejections from the corona into interplanetary space. In *Study of Traveling Interplanetary Phenomena*, eds M. A. Shea et al. (Dordrecht: D. Reidel), pp. 3-21.

- Hildner, E., Gosling, J. T., MacQueen, R. M., Munro, R. H., Poland A. I., and Ross, C. L. 1976. Frequency of coronal transients and solar activity. *Solar Phys.* 48: 127-135.
- Howard, R. A., Komeen, M. J., Michels, D. J., Tunsey, R., Detwiler, C. R., Roberts, D.E., Seal, R. T., and Whitney, J. D. 1976. NOAA World Data Center A for Solar-Terrestrial Physics Rept. UAG-48A.
- House, L. L., Wagner, W. J., Michels, D. J., Tunsey, R., Detwiler, C. R., roberts, D. E., Seal, R. T., and Whitney, J. D. 1976. NOAA World Data Center A for Solar-Terrestrial Physics Rept. UAG-48A. Howard, R. A., Sheeley, N.R., Jr., Koomen, M.J. and Michels, D. J. 1985. Coronal mass ejections, 1979-1981. *J. Geophys. Res.* 90:8, 173
- Howard, R.A., Sheeley, N.R., Jr., Koomen, M.J., and Michels, D.J. 1986. The solar cycle dependence of coronal mass ejections. In *The Sun and The Heliosphere in Three Dimensions*, ed R,G. Marsden (Dordrecht: D. Reidel), p. 107.
- Howard, R. A., Koomen, M.J., Michels, D. J., Tunsey, R., Detwiler, C. R., roberts, D. E., Seal, R. T., and Whitney, J. D. 1985. NOAA World Data Center A for Solar-Terrestrial Physics Rept. UAG-48A.
- Howard, R. A., Sheeley, N. R., Jr. Koomen, M.J., and Michels, D. J. 1986. The solar cycle dependence of coronal mass ejections. In *the Sun and The Heliosphere in Three Dimensions*, ed. R. G. Marsden (Dordrecht: D. Reidel), p 107.
- MacQueen, R. M., Eddy, J.A., Gosling, J. T., Hilder, E., Munro, R.H., Newkirk, G. A., Jr., Poland, A.I., and Ross, C.L. 1974. The outer corona as observed from Skylab: Preliminary results. *Astrophys. J. Lett.* 187: 85-88.
- MacQueen, R. M. 1980. coronal transients: A summary. *Phil. Trans. Roy. Soc. London A* 297:605-620.
- Michels, D. J., Howard, R. A., Koomen, M. j., and Sheeley, N. R., Jr., 1980. Satellite observations of the outer corona near sunspot maximum. In *Radio Physics of the Sun*, eds. M. R, Kundu and T. Gergely (Higham, Mass.: D. Reidel), pp. 429-442.

- Munro, R. H., Gosling, J. T., Hildner, E., MacQueen, R. M., Poland, A. I. and Ross, C. L. 1979. The association of coronal mass ejections transients with other forms of solar activity. *Solar Phys.* 61:201-215.
- Ramírez Julio C., La estructura de choque de proa de la Tierra, *Boletín Skylab La Física en el Espacio*, pag. 3, Año 3, Número 17.
- Rust, D. M., et al. 1980. Mass ejections. In *Solar Flares*, ed. P. A. Sturrock (Boulder: Colorado Assoc. Univ. Press), pp 273-339. órbita,
- Sheeley, N. R. Jr. Howard, R. A., Koomen, M. J., Michels, D. J., Harvey, K., and Harvey, J. 1982. Observations of coronal structure during sunspot maximum. *Space Sci. Rev.* 33:219-231.
- Sheeley, N. R., Jr., Howard, R. A., Koomen, M. J., and Michels, D. J. 1986. Solwind observations of coronal mass ejections during 1979-1985. In *Solar Flares and Coronal Physics using P/OF as a Research Tool*, eds E. Tandberg-Hanssen, R M. Wilson and H. S. Hudson, NASA CP-2421, pp. 241-245.
- Tinoco Licas Silvia Soledad, El estudio de las EMCs desde Coronógrafos en órbita. Morfología y características físicas de las eyecciones de masa coronal solar. Universidad Nacional Mayor de San Marcos, Facultad de Ciencias Física., Lima-Peru 2005, pags: 62-64 página donde se ve la información: http://sisbib.unmsm.edu.pe/bibvirtualdata/monografias/basic/tinoco_ls/
- Wagner, W.J. 1984. coronal mass ejections. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 22:267-289.

Anexo bibliográfico para una mejor comprensión del tema.

- Aly, J.J., On some properties of force-free magnetic fields in infinite regions of space, *Astrophys. J.*, 283, 349-362, 1984.
- Aly, J.J., How much energy can be stored in a three-dimensional force-free magnetic field? *ApJ (lett)*, 375, L61-64, 1991.
- Amari, T., J.F. Luciani, J.J. Aly, and M. Tagger. Plasmoid formation in a single sheared arcade and application to coronal mass ejections, *Astron. Astrophys.*, 306, 913-923, 1996.
- Amari, T., J. F. Luciani, Z. Mikić, and J. Linker, A twisted flux rope model for coronal mass ejections and two-ribbon flares, *Astrophys. J. (lett)*, 529, L49-L52, 2000.
- Antiochos, S.K., The magnetic topology of solar eruptions, *Astrophys. J. (Lett.)*, 502, L181-L184, 1998.
- Antiochos, S. K., C. R. DeVore, and J. A. Klimchuck, A model for solar coronal mass ejections, *Astrophys. J. (Lett.)*, 420, L41-L44, 1994.
- Aulanier, G., E. E. De Luca, S. K. Antiochos, R. A. Mc-Mullen, and L. Golub, The topology and evolution of the Bastille day flare, *Astrophys. J.*, in press, 2000.
- Burkepile, J. T., and O. C. St. Cyr. A revised and expanded catalogue of mass ejections observed by the Solar Maximum Mission coronagraph, tech. Note TN-369+STR, 233 pp., National Center for Atmospheric Research, Boulder, Colorado, 1993.

- Chen, J., Physics of coronal mass ejections: a new paradigm for solar eruptions, *Space Sci. Rev.*, in press, 2000.
- Chen, J., Effects of toroidal forces in current loops embedded in a background plasma, *Astrophys. J.*, 338, 453-470, 1989.
- Chen, J., et al., Evidence of an erupting magnetic flux rope: LASCO coronal mass ejection of 1997 april 13, *Apj (Lett)*, 490, L191-194, 1997.
- Chen, J., Coronal mass ejections: causes and consequences: a theoretical view, in *Coronal Mass Ejections*, *Geophys. Monogr Ser. Vol. 99*, edited by N. Crooker, J. Joselyn, and J. Feymann, pp. 65-81, AGU, Washington, DC, 1997.
- Choe, G. S., and L. C. Lee, Evolution of solar magnetic arcades. II. Effect of resistivity and solar eruptive processes, *Astrophys. J.*, 472, 372-388, 1996.
- Chou, Y-P., and P. Charbonneau, A numerical study of the pre-ejection, magnetically sheared corona as a free boundary problem, *Solar Phys*, 166, 333-369, 1996.
- Delannée, C. and G. Aulandier, CME associated with transequatorial loops and a bald patch flare, *Solar Phys*, 190-, 107-129. 1999.
- Delannée, C., J. P. Delaboudiniere, and P. Lamy, Observation of the origin of CMEs in the low corona, *Astron. Astrophys.*, 355, 725-742, 2000.
- Dere, K. P.G. E. Brueckner, R. A. Howard, D. J. Michaels and J. P. Delaboudiere, LASCO and EIT observations of helical structure in coronal mass ejections, *Astrophys. J.*, 516, 465-474, 1999.
- Dryer, M., Coronal transient phenomena, *Space Sci. Rev.*, 33, 233-275, 1982.
- Dryer, M., Comments on the origins of coronal mass ejections, *Solar Phys.*, 169, 421-429, 1996.
- Forbes, T.G., Magnetic reconnection in solar flares, *Geophys, astrophys. Fluid Dynamics*, 62, 15-36, 1991.

- Forbes, T.G., A review on the genesis of coronal mass ejections, *J. Geophys. Res.*, 105, 23153-23165, 2000.
- Forbes, T. G., P. A. Isenber, A catastrophe mechanism for coronal mass ejections, *Astrophys. J.*, 373, 194-307, 1991.
- Forbes, T.G., and E. R. Priest. Photospheric magnetic field evolution and effective flares, *Astrophys. J.*, 446, 377-389, 1995.
- Gilbert, H.R., T. C. Holzer, J. T. Burkepile, and A: J. Hundhausen, Active and eruptive prominences and their relationship to coronal mass ejections, *Astrophys. J.* 537, 503-515, 2000.
- Gosling, J. T., Coronal mass ejections and magnetic flux ropes in interplanetary space, in *Physics of Magnetic Flux Ropes Geophys. Monogr. Ser. vol. 58*, edited by C.T.Russell, E. R. Priest, and L. C. Lee, pp. 343-364, AGU, Washington., DC, 1990.
- Guo, W.P., and S. T. Wu, A magnetohydrodynamic description of coronal helmet streamer containing a cavity, *Astrophys J.* 494, 419-429, 1998.
- Harrison, R. A., Solar coronal mass ejections and flares, *Astrophys.*, 162, 283-291, 1986.
- Hundhausen, A. J., The origin and propagation of coronal mass ejections, in *Proceeding of the Sixth International Solar Wind Conference, TN-306*, edited by V. J. Pizzo, T. E. Holzer, and D. G. Sime, pp 1331-241, National Center for Atmospheric Research, Boulder, Colorado, 1988.
- Hundhausen, A. J., Coronal mass ejections; a summary of SMM observations from 1980 and 1984-1989, in *the ManyFaces of the Sun*, edited by K. T. Strong., J.L. R. Sabba, B.M Haish and J. T. Schmetz, pp 143-200, Springer-Verlog, New York, NY, 1999.
- Isenber. P. A., T. G. Forbes ,and P. Dmolium, Catastrophic evolution of a force-free flux rope: a model for eruptive flares, *Astrophys.*, J., 417, 368-386, 1993.

90CAPÍTULO 3. INTERACCIÓN EMC-VS CON LA MAGNETOSFERA TERRESTRE.

- Kahler, S. W., Solar flares and coronal mass ejections, *Ann REV. Klimchuck, J. A., Shear-induced inflation of coronal magnetic fields, Astrophys, J., 354, 745-754, 1990.*
- Klimchuck, J., and P.A. Sturrok, Three-dimensional force-free magnetic field and flare energy build up, *Astrophys. J., 385, 344-353, 1992.*
- Klimchuck, T.A., Post-eruption arcade and 3-P magnetic reconnection, in *Magnetic Reconnection in the Solar Atmosphere, ASP Conf. Ser. Vol. II* edited by R.D. Bentley and J.T. Mariska., pp.319-330. Astronm. Sor at Pacific San Francisco California, 1996.
- Krall, J., Chen, and Santaro, Drive mechanisms of erupting solar magnetic flux tubes, *Astrophys, J., 539, 964-982, 2000.*
- Lin, T., and T.G. Fobes, Effects of reconnection on the coronal mass ejection process, *J. Geophys, J., 105, 2375-2392, 2000.*
- Lin, J., J. Chen, and R. Santoro, Drive mechanisms of erupting solar magnetic flux tubes, *Astrophys. J., 539, 964-982, 2000.*
- Lin, J., T. G. Fobes, P.A. Isenberg, and P. Dmoulin. The effect of curvature on flux-rope models of coronal mass ejections, *Astrophys, J., 504, 1006-1019, 1998.*
- Linker, J. A., and Z. Miki, Disruption of a helmet streamer by photospheric shear, *Astrophys. J (Lett.), 438, L45-L48, 1995.*
- Low, B. C., Magnetohydrodynamic processes in the solar corona; flares, coronal mass ejections, and magnetic helicity, *phys. Plasma, 1, 1684-1690, 1994.*
- Low, B.C., coronal mass ejections, flares, and prominences, in *Solar Wind. Nice, CP471*, edited by S: R: Habbal, Esser, J.V. Hollewig, and P. A. Isenberg, pp. 109-114, Am. Inst. Physics, Woodbury. N.Y. 1999.
- Low, B.C., and D. F. Smith. The free energy of partially open coronal magnetic fields, *Astrophys. J., 410, 412-425, 1993.*
- MacQueen, R.M., and R.R. Fisher, The Kinematics of solar inner coronal transients, *Solar Phys., 89, 89-102, 1983.*

- Miki, Z, and J. A. Linker, Initiation of coronal mass ejections by changes in photospheric flux, *Bull. Am. Astron. Soc*: 31, 918, 1999.
- St. Cyr, O.C., J. T. Burkepile, A. J. Hundhausen, and A. Observations of coronal mass ejection from 1980-1989, *J. Geophys. Res.*, 104, 12493-12506, 1999.
- St. Cyr, O.C., et al., Properties of coronal mass ejections: SOHO-LASCO observations from January 1996 to June1998, *J. Gheophys. Res ios* ,18169-18185, 2000.
- Sturrock, P.A., Maximun energy of semi-infinite magnetica field configuration, *Astrophys. J.*, 380, 655-659, 1991.
- Titov, V.S., and Dmoullin, Basic topology of twisted magnetic configurations in solar flares. *Astron. Astrophys, J.* 343, 971-984, 1989.
- Van Tend, W., and M. Kuperus, The development of coronal electric currente systems in active regions and their relation to filaments and flares, *Solar Phys.*, 59, 115-127, 1978.
- Vourlidias, A., P. Subramanian, K. P. Dere, and R. A. Howard, Large-angle spectrometric coronagraph measurements of the energetics of coronal mass ejections, *Astrophys. J.*, 534, 456-467, 2000.
- Wagner, W. J., Coronal Mass ejections, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 22, 267-289, 1984.
- Webb,, D. R., N. U. Crooker, S. P. Plunkett, and O. C. St. Cyr, The solar sources of geoeffective structures, this volume, 2000.
- Wolfson, R., and B. Dlamini, Cross-field currents: an energy sorce for coronal mass Ejections?, *Astrophys. J.*, 483, 961-971, 1997.
- Wolfson, R., and B. Dlamini, Magnetic shear and coss-field currents: roles in the evolution of the of the pre-coronal mass ejection corona, *Astrophys J.*, 526, 1046-1051, 1999.
- Wolfson, R., and S. Saran, Energetics of coronal mass ejections: role of the streamer cavity, , *Astrophys. J.*, 499, 496-503, 1998.

- Wu, S. T., Numerical simulation of magnetohydrodynamic shock propagation in the corona, *Space Sei. Rev.*, 32, 115-129, 1982.
- Wu, S. T., W. P. Guo, and J. F. Wnag, Dynamical evolution of a coronal streamer-bubble ssystem, *Solar Phys.*, 157, 325-348, 1995.
- Zhang, J., K. P. Dere, R. A. Howrad, M. R. Kundu, and S. M. White, LASCO and EIT observations of CMEs associated with flares, *Bull. AAS*, 32, 841, 2000.