



03060
3
2ej

UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MEXICO

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

POSGRADO EN CIENCIAS DE LA TIERRA
SEDE: INSTITUTO DE GEOFÍSICA

COMPARACION DE PERTURBACIONES EN EL MEDIO INTERPLANETARIO OBSERVADAS CON CENTELLEO INTERPLANETARIO Y CON MEDICIONES *IN SITU*

Tesis que para obtener el grado de
MAESTRO EN CIENCIAS
(FÍSICA ESPACIAL)

presenta:

MARTIN GUERRERO CRUZ

MEXICO, D.F.

ENERO DE 1999.

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN

269715



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.

A mi Madre

A mis Hermanos

A la memoria de mi Padre

Agradecimientos

Deseo agradecer a la Dra. Silvia Bravo por sus oportunos aciertos y el apoyo brindado para la realización de esta tesis.

A mi hermana Manuela que me ha dado todo su apoyo y confianza.

Al M. en C. Rogelio A. Caballero López, un gran amigo que me apoyó incondicionalmente siempre que fue requerido.

Índice

Prologo	1
1 Centelleo Interplanetario de Fuentes de Radio Cósmicas	
1.1 Introducción: El Viento Solar	3
1.2 El Centelleo Interplanetario	6
1.3 Observaciones de CIP con una estación y determinación de velocidades de Viento Solar	12
1.4 Rastreo de perturbaciones por medio de Centelleo Interplanetario	14
1.5 Limitaciones de los mapas g de una estación de Centelleo Interplanetario	15
1.6 Arreglos de radio para detectar el Centelleo Interplanetario	16
1.6.1 Frecuencia de operación	16
1.6.2 La sensibilidad	16
1.6.3 Dimensiones del arreglo	19
1.6.4 Configuración de la antena	23
2 Observatorio de Cambridge para Centelleo Interplanetario	
2.1 Introducción	27
2.2 La antena	28
2.3 Control de declinación por cambio de fase	30
2.4 Los receptores	31
2.5 Detección de señales	33
2.6 Respuesta en declinación	34
2.7 Sistema de adquisición de datos	36
3 Perturbaciones Interplanetarias Observadas en 1993 con el Arreglo de Centelleo de la Universidad de Cambridge	
3.1 El índice de centelleo	39
3.2 Los mapas g	40
3.3 Interpretación de los mapas g	44

3.4 Observaciones y análisis de datos para 1993	49
3.4.1 Los datos	49
3.4.2 Análisis de datos	50
3.4.3 Resultados	53
4 Contraparte de las Perturbaciones en Centelleo Detectadas por Satélites Cerca de la Tierra	
4.1 Choques Interplanetarios	58
4.2 Análisis de datos	60
4.3 Resultados	66
5 Perturbaciones en la Magnetosfera Terrestre	
5.1 Efectos de las perturbaciones de gran escala sobre la Tierra	67
5.2 Tormentas geomagnéticas	68
5.3 Índices magnéticos	73
5.4 La corriente anular	74
5.5 Análisis de datos	75
5.6 Resultados	82
6 Conclusiones	83
Referencias	84

Prologo

El fenómeno de centelleo interplanetario (CIP) fué descubierto a mediados de la década de los 60s por Hewish et al. (1964) y posteriormente por Denison y Hewish (1967) quienes propusieron el uso de observaciones de centelleo para estudiar el viento solar en vastas regiones de la heliosfera, principalmente fuera de la eclíptica, donde los satélites no pueden llegar. El centelleo interplanetario ha demostrado ser una herramienta muy útil para estudiar el origen solar de las perturbaciones interplanetarias y permite rastrear perturbaciones que salen del Sol hacia la Tierra con más de un día de anticipación a su llegada. Esto último es de gran importancia para anticipar sus posibles efectos sobre el entorno terrestre. Estas perturbaciones al interactuar con el campo magnético de la Tierra causan tormentas geomagnéticas y fenómenos ionosféricos que pueden afectar severamente los sistemas de comunicación, los sistemas de distribución de energía eléctrica, deriva de satélites, etc. Las perturbaciones heliosféricas más intensas a la altura de la Tierra son los frentes de choque que típicamente tienen una concha de densidad intensificada con un espesor entre 0.1 y 0.2 UA.

En esta tesis se hace el análisis de los datos de centelleo interplanetario obtenidos con el arreglo de Cambridge para el periodo comprendido entre el 1º de enero de 1993 y el 31 de diciembre de 1993. En el capítulo 1 se hace una descripción del fenómeno de centelleo interplanetario, su descubrimiento, desarrollo y aplicaciones.

En el capítulo 2 se hace la descripción del radiotelescopio para centelleo interplanetario de 3.6 hectáreas que opera en una frecuencia de 81.5 MHz y observa fuentes de radio cósmicas

que presentan una densidad de flujo del orden de mJy en un rango de declinación de -10° a $+83^{\circ}$.

En el capítulo 3 se hizo el análisis de los datos de centelleo obtenidos con el arreglo de Cambridge. Los datos contienen las observaciones de alrededor de 900 fuentes detectadas diariamente. Para el procesamiento de datos se hizo uso del software proporcionado por el grupo a cargo del radiotelescopio de Cambridge el cual consiste en la presentación del grado de perturbación del cielo por medio de mapas "g".

En el capítulo 4 se presenta el análisis de los datos contenidos en el sistema OMNI-Tape obtenidos por satélites a 1 UA, para cada una de las perturbaciones observadas por centelleo y se determina si cada perturbación tuvo un choque transitorio asociado.

En el capítulo 5 se hace el análisis de datos del índice magnético Dst contenidos en el Solar Geophysical Data, para determinar si se presentó una tormenta geomagnética en cada perturbación observada.

En el capítulo 6 se presentan una sección de conclusiones de este trabajo.

1 Centelleo Interplanetario de Fuentes de Radio C3smicas

1.1 Introducci3n: El viento solar

En 1958, Parker public3 su teor3a sobre el viento solar, en desacuerdo con el modelo de Chapman sobre la corona solar en equilibrio est3tico y motivado por las observaciones de cometas realizadas por Biermann. Parker obtuvo un modelo hidrodin3mico de la corona solar con el cual encontr3 un flujo continuo, supers3nico, de plasma que se est3 escapando hacia el medio interplanetario (MIP). Con su teor3a, Parker predijo velocidades del viento solar de varios cientos de kil3metros por segundo a la altura de la Tierra. Debido a la alta conductividad el3ctrica del plasma que se est3 escapando, tambi3n predijo que el campo magn3tico del Sol est3 congelado en el plasma, arrastr3ndolo hacia el medio interplanetario formando espirales, debido a la rotaci3n del Sol y a la expansi3n radial de la corona solar como se muestra en la figura 1.1.

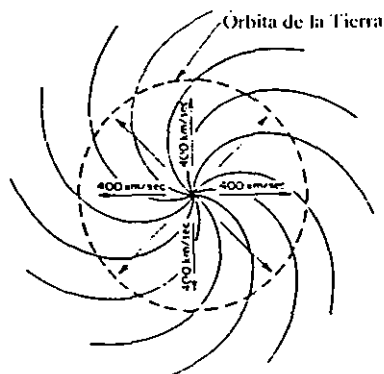


Figura. 1.1 L3neas de campo magn3tico interplanetario congeladas en una expansi3n radial del viento solar. (Tomado de Parker, 1963).

Entre 1959 y 1961 los satélites rusos Luna 2 y 3 y el Venus 3 hicieron las primeras mediciones *in situ* de viento solar. En 1961 el satélite americano Explorador 10 también detectó el viento solar. En 1962 el Mariner 2 hizo observaciones ininterrumpidas del viento solar. Los valores de la velocidad encontrados, de 319 km/s a 771 km/s, y la orientación promedio del campo magnético concordaron con las predicciones del modelo de Parker mostradas en las figuras 1.1 y 1.2. Las observaciones *in situ* realizadas por satélites solo proporcionan mediciones directas del viento solar en los puntos de la trayectoria del satélite. Además, las naves espaciales son costosas y la mayoría de las observaciones salvo las realizadas por el Ulysses están limitadas al plano de la eclíptica. La percepción remota proporciona un medio para medir las propiedades del viento solar en regiones donde los satélites no pueden llegar.

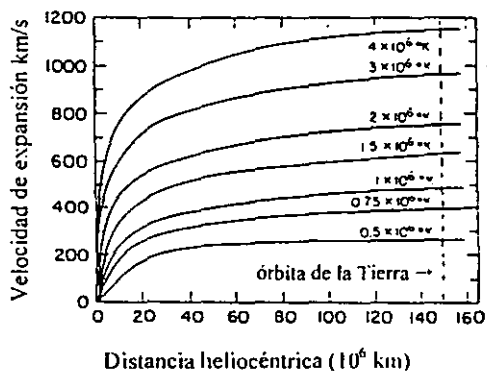


Figura. 1.2 Velocidades de la expansión radial de la corona solar obtenidas por Parker con el modelo en el que supone una corona isotérmica y temperaturas de 5×10^5 K a 4×10^6 K. (Tomada de Parker, 1958).

Los satélites proporcionan mediciones de las propiedades de los electrones y los iones en el espacio, así como también del vector de campo magnético. Las mediciones de la densidad, temperatura y velocidad han revelado un viento solar a la altura de la Tierra (1 UA) caracterizado por su baja velocidad (≈ 350 km/s), alta densidad (≈ 8 cm⁻³) y baja temperatura (0.34×10^5) o un viento de alta velocidad (≈ 750 km/s) y baja densidad (≈ 2 cm⁻³) y alta temperatura (2.3×10^5).

En la tabla 1.I se presentan algunas propiedades del viento solar lento cerca de la órbita de la Tierra, a 1 UA.

Tabla 1.I

Densidad de protones	6.6 cm ⁻³
Densidad de electrones	7.1 cm ⁻³
Densidad de He ²⁺	0.25 cm ⁻³
Velocidad de flujo (radial)	450 km·s ⁻¹
Temperatura de protones	1.2 x 10 ⁵ K
Temperatura de electrones	1.4 x 10 ⁵ K
Campo magnético	7 x 10 ⁻⁹ Teslas

(Tomado de A. J. Hundhausen, 1972)

La heliosfera es tridimensional y además varía con el tiempo. Recientemente han alcanzado gran importancia los estudios de la distribución de la densidad del plasma y su dinámica en el medio interplanetario (MIP) en un amplio rango de distancias heliocéntricas alrededor de la órbita de la Tierra y más allá, así como en un amplio rango de latitudes heliocéntricas. Para el estudio del viento solar se usan técnicas de observación por satélites y estaciones terrestres. Además de las ondas de choque que viajan en el medio interplanetario, existen en

el medio interplanetario haces de alta velocidad y larga duración originados en las partes centrales de los hoyos coronales (Bravo y Stewart, 1996). Los estudios de las evoluciones espacial y temporal de estos haces de plasma son importantes en el entendimiento de la distribución de inhomogeneidades en la densidad del plasma en la heliosfera. La técnica de centelleo interplanetario (CIP) presenta una ventaja en relación a los satélites y es que permite medir las propiedades del viento solar no solo en el plano de la eclíptica sino también en latitudes eclípticas más grandes que son inaccesibles a los satélites. También permite observaciones del viento solar muy cerca del Sol, donde no hay ningún vehículo espacial.

1.2 El Centelleo Interplanetario

El centelleo interplanetario es semejante al centelleo óptico de las estrellas visibles en el cielo nocturno escalado a longitudes de onda en radio, que se produce cuando la radiación electromagnética coherente de una fuente de radio lejana pasa a través del viento solar, el cual es un medio turbulento y sufre dispersión. Esto produce variaciones temporales aleatorias en la intensidad de la señal que se observan como centelleo en la Tierra. En la figura 1.3 se muestra geometría del centelleo, en la cual se muestra la línea de visión que se extiende desde la Tierra a través de "P" hasta la fuente de radio compacta. El punto "P" representa el punto más cercano de la línea de visión al Sol. El ángulo ϵ es la elongación solar de la fuente. Si la fuente de radio es suficientemente pequeña en diámetro, las irregularidades en la densidad del plasma son iluminadas coherentemente e imponen desviaciones de fase en el frente de onda plano. Desde el medio de dispersión esas ondas de fase corrida se propagan en el medio interplanetario e interfieren unas con otras, causando

en la Tierra fluctuaciones en la intensidad de la fuente de radio. Como resultado del flujo del viento solar que cruza la línea de visión, la distribución espacial de las variaciones en la densidad del plasma en el medio de dispersión se convierten en fluctuaciones temporales en la intensidad para el observador con un periodo típico de un segundo. Las fuentes de radio de 1.0 segundo de arco o menos causan centelleo interplanetario en el rango de 0.1 a 3 Hz. Las fuentes centelleantes son principalmente fuentes de radio extragalácticas, tales como cuasares, pulsares y radio galaxias.

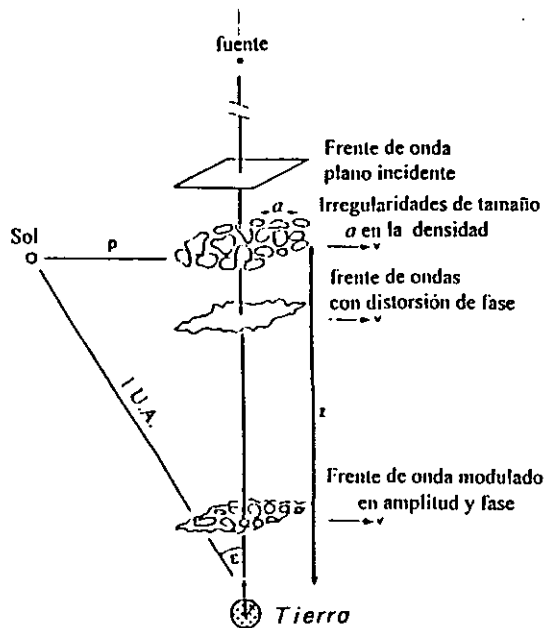


Figura 1.3 Geometría del centelleo interplanetario. (Tomado de Alurkar et al., 1989).

El centelleo interplanetario se usa para estudiar la ionosfera, el medio interplanetario el medio interestelar y las fuentes de radiación electromagnética, mientras que el centelleo

óptico se puede aplicar para obtener información sobre la atmósfera neutra terrestre. Para entender el fenómeno de centelleo se tiene que tratar con la propagación de ondas de radio a través de una región que contiene irregularidades en la densidad de electrones y por lo tanto en el índice de refracción. Hay varias formas de hacer esto, la más directa y rigurosa es tratar el problema como uno de dispersión. Aquí la onda en el receptor se registra como la suma de la onda original y las ondas dispersadas de cada elemento de volumen del medio de irregularidades. Este método es difícil de aplicar en condiciones de dispersión intensa o, en otras palabras, cuando prevalece la dispersión múltiple. La propagación subsecuente a través del espacio libre más allá del medio se trata como un problema de difracción. Generalmente se encuentra que la absorción en un medio irregular es despreciable y el medio puede tratarse como una capa delgada de espesor L con $L \ll z$ donde z es la distancia entre el observador y la pantalla. El frente de onda que emerge de la pantalla delgada es modulado en fase y la desviación de fase rms (ϕ_{rms}) a través del frente de onda puede calcularse en términos del tamaño de escala típico a de las irregularidades en la densidad del medio, la profundidad de la pantalla y la variación rms en la densidad de electrones ΔN . Hewish et al. (1964) fueron los primeros en descubrir, a partir de un estudio de radio, que además del centelleo ionosférico se presentaban centelleos más rápidos los cuales ocurrían solo para fuentes de tamaño angular pequeño. En la figura 1.4 se muestra el registro típico de una fuente centelleante. Ellos descubrieron que las irregularidades en la densidad de electrones en el plasma del viento solar dispersan las ondas de radio provenientes de fuentes lejanas y producen fluctuaciones en la intensidad de las ondas difractadas. A este fenómeno se le llamó "centelleo interplanetario" (CIP) Figura 1.3. Además ellos encontraron que esas

fluctuaciones estaban bien correlacionadas con la elongación solar de la fuente de radio, confirmando de esta manera su origen interplanetario.

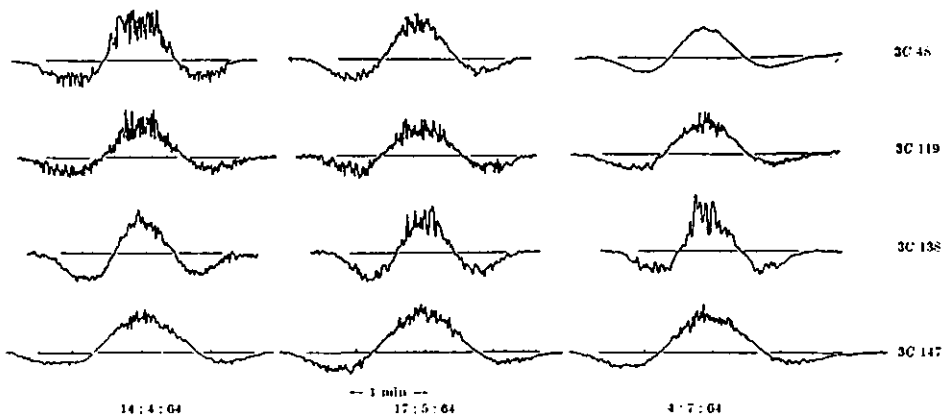


Figura 1.4 Registro típico del centelleo interplanetario de fuentes de radio. (Tomado de Hewish et al., 1964).

Como ya dijimos las irregularidades de pequeña escala en la densidad del plasma interplanetario causan variaciones de fase en el frente de onda incidente el cual interfiere para producir un patrón de difracción en la intensidad a una distancia dada desde la pantalla como se muestra en la figura 1.5. Tappin, (1988) mostró esquemáticamente el patrón de difracción para una fuente puntual.

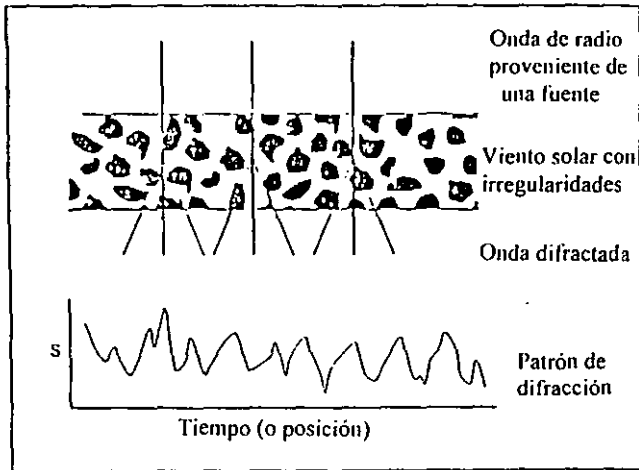


Figura 1.5 Diagrama esquemático que ilustra la producción de CIP por una pantalla de difracción aleatoria. (Tomado de Tappin, 1988).

Sin embargo, cuando la fuente tiene tamaño finito, las diferentes partes de la fuente producen patrones los cuales son desplazados unos de otros. Como resultado se muestra que la amplitud de las fluctuaciones se reduce como se muestra en la figura 1.6.

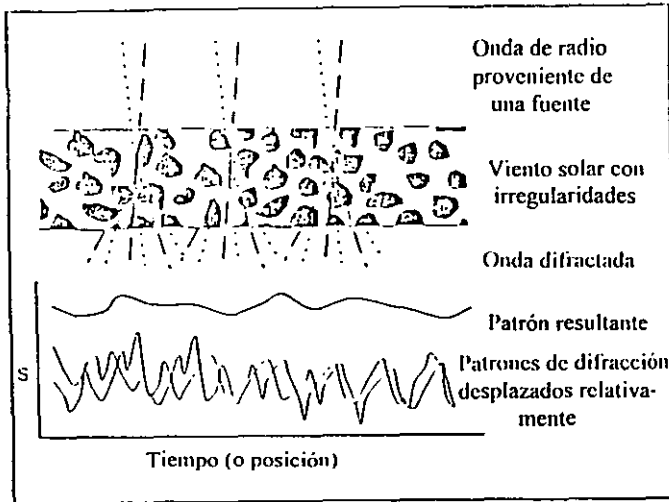


Figura 1.6 Diagrama que muestra la opacidad del centelleo por el tamaño de fuente finita. (Tomado de Tappin, 1988).

Estudiando las variaciones de larga duración del centelleo en diferentes ángulos de elongación, es posible hacer estimaciones de las propiedades de la turbulencia en el viento solar (e.g. Readhead, et al., 1978). Tales observaciones pueden proporcionar el espectro típico de turbulencia dentro de una banda de números de onda a la cual es sensible el CIP. El CIP también puede decirnos acerca de esas turbulencias en el plasma, cómo el plasma es expulsado desde el Sol y su comportamiento en el flujo del viento solar. Haciendo observaciones detalladas del patrón de centelleo es posible obtener una estimación directa del espectro de potencia de la turbulencia dentro del rango de números de onda a los cuales es sensible el CIP (Houminer, 1973).

1.3 Observaciones de CIP con una estación y determinación de velocidades del viento solar

El CIP es altamente sensible a la turbulencia en el viento solar. Cuando transitorios interplanetarios que viajan cruzan la línea de visión de la fuente, ésta exhibe niveles incrementados de centelleo, esto es; más altos que el índice de centelleo esperado (m).

El CIP puede emplearse para estudiar cambios en la estructura de gran escala del medio interplanetario detectando y rastreando perturbaciones interplanetarias cuando éstas se propagan en el espacio. Esto se logra observando un gran número de fuentes sobre todo el cielo y mapeando la actividad en el MIP (ver, por ejemplo Gapper et al., 1982; Hewish y Bravo, 1984; Hewish, Tappin y Gapper, 1985; Hewish y Duffet-Smith, 1987; Manoharan, et al., 1995) observando los incrementos en el índice de perturbación

$$g = \frac{\Delta S}{\Delta S_{prom}}$$

para cada observación. Aquí ΔS es el flujo centelleante de la fuente mientras ΔS_{prom} es el flujo centelleante promedio de la fuente. En tales mapas, llamados “mapas g ”, las regiones de densidad aumentada en el MI se muestran como regiones de $g > 1$ mientras que las regiones de densidad disminuida se muestran como regiones con $g < 1$.

Tradicionalmente las mediciones de CIP en longitudes de onda métricas se hacen usando grande arreglos de dipolos que operan como instrumentos de tránsito y se usan para medir los índices de centelleo de las fuentes. Las mediciones de la velocidad del viento solar requieren de al menos tres telescopios con separaciones de línea base aproximadamente iguales a la distancia de Fresnel en la frecuencia de observación (Kakinuma et al. 1973; Kakinuma y Kojima, 1984; Alurkar et al., 1989). Recientemente se ha demostrado que se pueden hacer estimaciones reales de velocidades del viento solar y diámetros angulares de

componentes compactas de fuentes de radio usando un único radiotelescopio de CIP (Mahoharan y Ananthakrishnan, 1990). Esto se logra ajustando el espectro modelado al espectro de CIP observado. El modelo depende de las variaciones en un número de parámetros tales como el índice de la ley de potencia, la razón axial de las irregularidades, el tamaño de la fuente, la componente de la velocidad aleatoria y, el más importante, el conocimiento de los tamaños de escala más pequeños presentes en el MIP. Este tamaño de escala conocido como escala interna, representa una longitud de escala espacialmente disipativa por debajo de la cual hay poca potencia de CIP, debido a la ausencia de irregularidades más pequeñas. Las observaciones de CIP (Coles 1978; Scott, Coles y Bourgois, 1983; Manoharan Anathakrishnan y Pramesh Rao, 1987), y experimentos con satélites (Yakovlev et al.,1980) muestran que este tamaño de escala atenúa el espectro de potencia del CIP en frecuencias temporales altas de una manera similar a los efectos de la frecuencia de corte del tamaño de fuente. De aquí que la diferencia entre los efectos del tamaño de la fuente y los efectos causados por la escala interna dependa de las estimaciones reales del tamaño de la fuente, el cual, eventualmente, se hace a partir de interferometría de línea de base grande (Ananthakrishnan, et al., 1989). Una vez que el medio se calibra para determinar la escala interna, el modelo es capaz de hacer estimaciones reales de velocidades del viento solar y tamaños de las fuentes, para espectros con buena razón señal a ruido. Una baja razón señal a ruido causará que el tamaño de la fuente sea irreal y las porciones de frecuencia alta de tal espectro serán contaminadas por ruido.

1.4 Rastreo de perturbaciones por medio de centelleo interplanetario

Los mapas g diarios del centelleo relativo del cielo de un gran número de fuentes de radio cósmicas de diámetro pequeño revelan perturbaciones en el medio interplanetario. Con una área de colección de antena de 3.6 hectáreas (radiotelescopio de Cambridge) pueden observarse alrededor de 2500 fuentes de radio cósmicas diariamente conforme a la rotación de la Tierra lo que permite el barrido del patrón de recepción del radiotelescopio a través del cielo. La forma y movimiento del patrón de centelleo aumentado o disminuido proyectado hacia la esfera celeste puede proporcionar información sobre el tipo, trayectoria y velocidad de una perturbación interplanetaria observada.

Se han discutido varios aspectos sobre los mapas g los cuales indican que se requiere información adicional sobre el tiempo y localización de la fuente solar para obtener beneficio de éstos. Los eventos que pueden presagiar el surgimiento de perturbaciones de viento solar que pueden ser detectados más tarde como un evento CIP incluyen:

- 1) fulguraciones solares importantes
- 2) tormentas de ruido tipo II y tipo IV (tormentas de ruido en longitudes de onda métricas y decamétricas)
- 3) filamentos eruptivos
- 4) eyecciones de masa coronal (EMC)

Hewish y Bravo (1988) analizaron 96 perturbaciones detectadas por CIP durante julio de 1978 a septiembre de 1979 y encontraron que las perturbaciones detectadas correspondían a regiones de interacción corrotantes (RCI) y flujos eruptivos que se movían radialmente hacia afuera desde el Sol. De estas perturbaciones 24 corresponden a RCI y 72 a flujos eruptivos. Estos autores encontraron que la velocidad de avance en el medio interplanetario

de los frentes de choque de estos últimos es del orden de 400 a 500 kms^{-1} y su extensión angular total (sobre la eclíptica) es de $\sim 90^\circ$.

1.5 Limitaciones de los mapas g de una estación de centelleo interplanetario

1. Una antena de muestreo meridiano como la usada en Cambridge observa cada parte del cielo una vez por día. Se observa una elongación eclíptica de 90 grados al oeste del Sol a las 6 horas de tiempo local, y de 90 grados al este del Sol a las 18 horas de tiempo local. Durante el tiempo de observación, la perturbación del viento solar se mueve hacia afuera del Sol. Por lo tanto, un mapa g muestra una perturbación de viento solar evolucionando, no una imagen instantánea (ver figura 3.6). Este hecho debe recordarse en la interpretación de los mapas g , especialmente cuando el frente de onda está cerca de la Tierra y la razón de cambio de su elongación con el tiempo es correspondientemente alta.

2. Una estación observa solo una parte del cielo. Las observaciones de Cambridge tienen una frecuencia de corte efectiva de 10° en declinación. Como consecuencia, las perturbaciones CIP en latitudes bajas no pueden ser observadas.

3. Pueden obtenerse observaciones inútiles dentro de un cono centrado en el Sol vistas por la frecuencia de observación, debido a la presencia de dispersión intensa de las ondas de radio. En la frecuencia de observación de Cambridge 81.5 MHz , no son posibles las observaciones efectivas en elongaciones menores de 35 grados desde el Sol, lo que corresponde a una distancia radial de 0.5 UA para el punto de aproximación más cercano de

la línea de visión al Sol. La porción de un frente de CIP que se propaga hacia la Tierra permanece oculto, dentro de este cono de observaciones no efectivas.

1.6 Arreglos de radio para detectar el centelleo interplanetario

1.6.1 Frecuencia de operación.

La principal consideración para elegir la frecuencia de operación de un radiotelescopio depende de la información científica que se desea extraer. En frecuencias VHF, se pueden hacer observaciones confiables en un rango de elongación solar de alrededor de 0.2 UA a 1.2 UA. La frecuencia de operación de un radiotelescopio para detectar CIP en el hemisferio norte está limitada a pocas bandas reservadas especialmente para radioastronomía. La operación fuera de estas bandas es difícil debido al intenso tráfico de radio que provoca severa interferencia a la pequeña señal proveniente de una fuente de radio cósmica. Otro factor que debe considerarse para la optimización de la frecuencia de estudio del CIP es el costo de construcción.

1.6.2 La sensibilidad

La sensibilidad del radiotelescopio es la capacidad que tiene para detectar la mínima densidad de flujo y está dada por (Duffett-Smith, 1976):

$$\Delta S_{\min} = K \frac{kT_n}{Ae} \left[\frac{\Delta v_1 \Delta v_2}{\Delta v_H^2} \right]^{1/4} \quad 1.1$$

donde ΔS_{\min} es la intensidad rms mínima de centelleo detectable por el sistema cuando la temperatura de ruido es T_n , A_e es el área efectiva de colección; donde A es el área física del arreglo y e es la eficiencia de detección de la antena, $\Delta\nu_H$ es el ancho de banda de alta frecuencia, $\Delta\nu_1$ es el ancho de banda de posdetección y $\Delta\nu_2$ es el ancho de banda de la fuente centelleante; K es una constante de orden unitario y k es la constante de Boltzmann ($k = 1.38 \times 10^{-23} \text{ J K}^{-1}$). De la ecuación 1.1 se puede escribir:

$$g_{\min} \propto T_n (A_e)^{-1} S^{-1} \quad 1.2$$

donde S es la densidad de flujo total de la fuente cósmica de radio. La temperatura de ruido esta determinada enteramente por la radiación de fondo intergaláctica en la banda VHF y ésta varía con la frecuencia ν como:

$$T_n \propto \nu^{-2.55} \quad 1.3$$

El área efectiva del radiotelescopio es proporcional al área geométrica y considerando que está cubierta por un número fijo de dipolos se tiene:

$$(A_e) \propto \nu^2 \quad 1.4$$

La densidad de flujo de una fuente de radio cósmica típica obedece la ley de potencia de la forma:

$$S \propto \nu^{-0.75} \quad 1.5$$

Considerando limitaciones básicas en la construcción del arreglo de radio se tiene que para:

a) Un área fija:

$$g_{\min} \propto \nu^{-2.55} \nu^{0.75} \nu^{1.0} \propto \nu^{-0.80} \quad 1.6$$

b) Un número fijo de dipolos:

$$g_{\min} \propto \nu^{-2.55} \nu^2 \nu^{0.75} \nu^{1.0} \propto \nu^{1.20} \quad 1.7$$

Del inciso b), se sugiere una frecuencia adecuada para optimizar la sensibilidad al centelleo. Existen otros factores para determinar la frecuencia óptima de operación de un arreglo de radio tales como:

1) El centelleo ionosférico (centelleo producido por la dispersión de la señal a través de la ionosfera) se incrementa rápidamente al disminuir la frecuencia, hasta que la ionosfera se hace opaca al centelleo cuando $\nu = 10 \text{ Hz}$

2) El índice de centelleo se incrementa con el decremento de la elongación solar (ϵ), hasta que la dispersión intensa lo hace indistinguible y entonces tiende a cero. El valor del centelleo varía con la frecuencia y tiene su máximo en ϵ_0 tal como se muestra en la Tabla I.II. Entonces la frecuencia seleccionada determina qué tan cerca del Sol se puede mapear el viento solar. Un balance que considere los puntos mencionados implica un rango de frecuencia de 80 MHz a 170 MHz que corresponde en forma adecuada a las finalidades científicas de estos arreglos de radio.

Tabla I.II

ν (MHz)	ϵ_0 (grados)
38	60
81.5	35
151	20

(Tomado de Duffett-Smith, 1976)

El valor de ϵ_0 , que representa la elongación mínima en la cual se puede detectar centelleo, varía con la frecuencia como se muestra en la Tabla I.II.

1.6.3 Dimensiones del arreglo

El tamaño del arreglo determina el número de fuentes que pueden detectarse y usarse para mapear las perturbaciones que viajan en el medio interplanetario. Entre más dipolos constituyan el arreglo, éste observa un número mayor de fuentes y es más sensible al centelleo. Las experiencias del arreglo de Cambridge muestran que el número mínimo de fuentes de radio cósmicas necesarias para mapear el viento solar en los 7 esterorradianes del cielo visible es de 500. Este número determina las dimensiones mínimas de un arreglo de radio para detectar CIP. En la Tabla 1.III se muestra la cantidad de fuentes de radio cósmicas centelleantes en el cielo según el requerimiento mínimo absoluto (a), el requerimiento mínimo para trabajar (b) y el requerimiento ideal(c).

Tabla 1.III

a) rejilla mínima absoluta	71 fuentes centelleantes/str
b) rejilla mínima trabajando	142 fuentes centelleantes/str
c) rejilla ideal	286 fuentes centelleantes/str

(Tomado de Duffett-Smith, 1976)

Los requerimientos de los incisos a), b) y c) calculados para un arreglo de CIP que opera en una frecuencia de 81.5 MHz como el de Cambridge se muestran en la Tabla 1.IV. Estos requerimientos se establecen bajo las siguientes suposiciones:

- i) Al menos una de cada dos fuentes presentan centelleo.
- ii) El índice de centelleo medio de una fuente en $\epsilon = 90^\circ$ es aproximadamente 0.1.

- iii) El conteo de fuentes en el hemisferio norte y sur es similar.
- iv) El arreglo de radio funciona como interferómetro.
- v) La temperatura de ruido del sistema es de 1500° K.
- vi) $\Delta\nu_H = 1 \text{ MHz}$; $\Delta\nu_l = 5 \text{ Hz}$.

Tabla 1.IV

Características	$g(81.5) \text{ Jy}$	Δg_{\min}	$Ae \text{ (m}^2\text{)}$
a) Mínimo absoluto	9.7	0.32	13900
b) Mínimo trabajando	6.7	0.22	20200
c) Ideal	4.2	0.14	31800

$1 \text{ Jy} = 10^{-26} \text{ W} \cdot \text{m}^{-2} \cdot \text{Hz}^{-1}$

El arreglo desarrollado en Cambridge cuenta con una área de colección de aproximadamente 3.6 hectáreas. Pruebas realizadas con este radiotelescopio han demostrado que un arreglo completo de apertura de líneas E-O, con dipolos espaciados $\lambda/2$ (λ es la longitud de onda correspondiente a la frecuencia de detección del radiotelescopio) tiene una eficiencia $e = 0.8$ (Duffett-Smith, 1976, Nash, 1964). considerando este valor de e , las dimensiones del arreglo pueden expresarse de la siguiente forma:

Sea $Ae = (0.8)ab$; donde a y b determinan las distancias marcadas en la figura 1.7, A es el área física del arreglo y e es la eficiencia de operación en este tipo de arreglos. Entonces el número de líneas E-O es:

$$N_{E-O} = 2b/\lambda \tag{1.8}$$

y el número de dipolos de onda completa por línea es:

$$D_{\text{línea}} = a/\lambda \quad 1.9$$

El número total de dipolos (N) en el arreglo queda determinado por

$$N = \frac{2ab}{\lambda^2} \frac{2(Ae)}{0.8\lambda^2} \quad 1.10$$

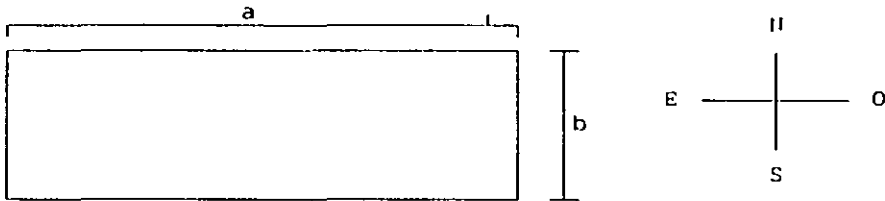


Figura 1.7 Dimensiones y orientación de un arreglo de dipolos de gran área para detectar CIP.

El número total de dipolos para las diferentes condiciones en cada caso se muestra en la Tabla 1.V.

Tabla 1.V

Requerimientos	N	$\approx 2^p$
Mínimo absoluto	2564	2048
Mínimo trabajando	3727	4096
Ideal	5867	4096

(Tomado de Duffett-Smith, 1976)

Las dimensiones máximas permisibles en la dirección E-O están determinadas por la precisión con la que se desee hacer cualquier medición de centelleo.

El tiempo que una fuente tarda en pasar por el lóbulo de la antena es (Duffett-Smith, 1976):

$$t \propto \frac{\lambda}{a} \frac{13751}{\cos \delta} \text{ seg} \quad 1.11$$

donde δ es el ángulo de declinación de la fuente. Durante este tiempo, se detectan aproximadamente $t/2$ centelleos por fuente, considerando que el ancho de banda del espectro de centelleo es de 0.5 MHz. En la Tabla 1.VI se desarrollan los tres casos para una fuente con $\delta = 20^\circ$.

Tabla 1.VI

A	t	No. de centelleos	Precisión $(2t)^{1/2}$
128λ	114	57	13%
64λ	229	114	9%
23λ	457	228	7%

(Tomado de Duffett-Smith, 1976)

De la Tabla 1.VI, se observa que para una medición cuyo margen de error es menor de 10% la longitud del arreglo de radio no debe exceder una longitud de 64λ en la dirección E-O. Entre mayor sea la distancia E-O, mayor será el número de líneas necesarias para enrejillar el área y mayor la complejidad del arreglo. Si 64λ es la longitud E-O, las dimensiones en la dirección N-S se determinan a partir de la ecuación 10. Estas dimensiones se muestran en la Tabla 1.VII.

Tabla 1.VII

Requerimiento	E-O	N-S	No. de filas
Mínimo absoluto	64λ	16λ	32
Mínimo trabajando	64λ	32λ	64
Ideal	64λ	32λ	64

(Tomado de Duffett-Smith, 1976)

Una antena podría consistir de 32 ó 64 filas E-O, de dipolos de onda completa, con una separación entre filas de $\lambda/2$ y separadas del plano horizontal en una altura de $\lambda/4$ (la pantalla reflectora se deberá construir de alambres paralelos estrechamente cercanos).

1.6.4 Configuración de la antena.

Existen tres formas por medio de las cuales el arreglo de radio puede operar como radiotelescopio.

i) Configuración de potencia total.

Todos los elementos del arreglo se conectan a una sola unidad de centelleo y toda la energía recibida se mide directamente. La salida del radiotelescopio en función del tiempo se muestra en la figura 1.8. La respuesta a la fuente de radio se ve sobrepuesta a ligeros cambios o deflexiones propios del ruido del sistema. Estas deflexiones son mayores que las asociadas a las fuentes de radio y cambian con las variaciones de temperatura. Este método no es muy usado en radioastronomía. Como en las investigaciones de CIP sólo son importantes las fluctuaciones de potencia de las fuentes cósmicas de radio se puede colocar un filtro externo para eliminar las pequeñas fluctuaciones de la señal.

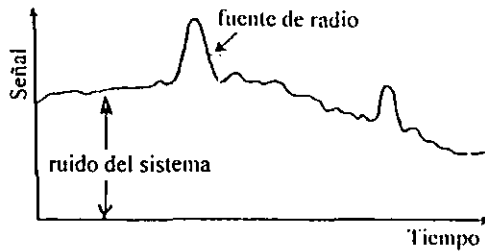


Figura. 1.8. Señal de salida para un arreglo en configuración de potencia total en función del tiempo.

La ventaja principal de este modo de operación es el poder duplicar la sensibilidad para el centelleo con requerimientos mínimos de partes receptoras.

ii) Configuración cambio de fase E-O

El arreglo se divide en dos partes iguales a lo largo del bisector N-S, y las dos mitades operan como un interferómetro múltiple. La salida del radiotelescopio como función del tiempo se muestra en la figura 1.9.

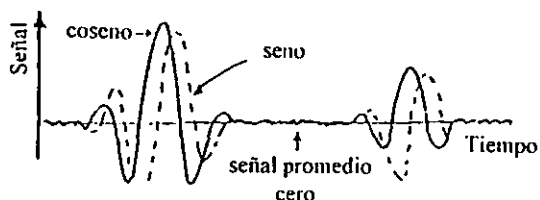


Figura. 1.9 Señal de salida para un arreglo en configuración E-O en función del tiempo.

iii) Configuración cambio de fase.

La antena se divide en dos partes iguales a lo largo del bisector E-O, y las dos mitades resultantes operan como interferómetro múltiple. La salida del radiotelescopio como función del tiempo se muestra en la figura 1.10.

La respuesta de la fuente de radio se puede ver como una función seno cuadrada positiva o negativa dependiendo de su posición con respecto al patrón de franjas N-S.

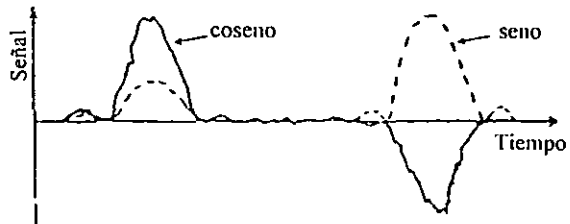


Figura 1.10 Registro de salida de un arreglo de configuración N-S. La respuesta a la fuente es positiva o negativa dependiendo de la posición de la fuente de radio respecto al patrón de franjas N-S.

2 Observatorio de Cambridge para centelleo interplanetario

2.1 Introducción

El arreglo del Laboratorio de Cavendish de la Universidad de Cambridge, Inglaterra es un arreglo de gran área con una extensión de 3.6 hectáreas y monitorea fuentes de radio cósmicas en una frecuencia central de 81.5 Mhz, con una longitud de onda correspondiente de 3.68 m. El arreglo tiene una configuración dipolar de 128λ en la dirección E-O y 20.8λ en la dirección N-S, lo que permite la observación simultánea del paso de fuentes por el meridiano en un intervalo de declinación entre -10° y $+83^\circ$ en todos los valores de ascensión recta (el intervalo de declinación esta directamente relacionado con la posición geográfica del observatorio), utilizando simultáneamente 16 receptores y observando cada fuente durante aproximadamente 2 minutos. La configuración del arreglo se muestra en la figura 2.1. Este arreglo opera como un interferómetro de separación pequeña, por lo cual se dividió en dos partes iguales sobre un eje E-O, que se manejan como interferómetros de fase alternada N-S, produciendo simultáneamente salidas seno y coseno para cada declinación del lóbulo del arreglo. Cada salida se conecta a un centelleador de potencia total, el cual primero filtra la salida de la señal en componentes de fluctuaciones bajas propias del paso de la fuente cósmica a través del lóbulo de la antena, luego se suman las señales y finalmente se suaviza el resultado en un filtro pasa bajas. El centelleo registrado se promedia cada 10 segundos y se eliminan los datos contaminados por interferencia, el ruido de origen solar o el centelleo ionosférico, y se obtiene el valor *rms* del flujo centelleante (ΔS_{obs}) para el tránsito de cada fuente durante el día.

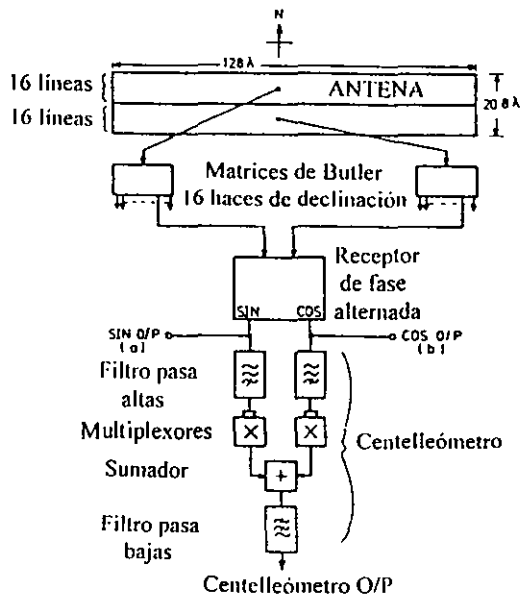


Figura. 2.1 Configuración general del radiotelescopio de 3.6 hectáreas en Cambridge. (Tomado de Purvis, 1981)

2.2 La antena

El arreglo de 3.6 hectáreas de Cambridge consiste de 4096 dipolos de onda completa. Los dipolos forman 32 líneas orientadas en la dirección E-O de 128 dipolos cada una. Las señales de cada línea se combinan por medio de líneas de transmisión. La antena está dividida en dos secciones de 16 líneas y opera como un interferómetro de cambio de fase N-S observando fuentes por el tránsito meridiano. Las 16 salidas de cada sección de la antena son combinadas en matrices de Butler cuyo efecto es análogo a la FFT, para producir 16

haces de declinación (curvas sólidas en la figura 2.2) de ancho a potencia media de $5.5\text{sec}(52.16-\delta_0)$ grados, donde δ_0 es la declinación correspondiente a la respuesta pico. La separación entre las líneas (0.65λ) se usa para obtener múltiples respuestas en los haces 1, 2, 3 y 16. En la tabla 2.I se muestran la posiciones de los haces.

Los haces de declinación intermedia se encuentran insertando un gradiente de fase en la dirección N-S perpendicular al arreglo de antenas cambiando todo el patrón por un medio del ancho del haz. Este resultado se muestra en la figura 2.2 por las curvas punteadas.

Tabla 2.I Posiciones de los haces (Grados).

1.	-7.79	85.56*	5.	23.40	9.	46.62	13.	68.91
2.	1.86	77.58*	6.	59.52	10.	52.14	14.	74.46
3.	9.84	67.93*	7.	35.37	11.	57.66	15.	80.88
4.	16.91	53.80*	8.	41.05	12.	63.23	16.	87.37 -21.92*

* Respuesta secundaria

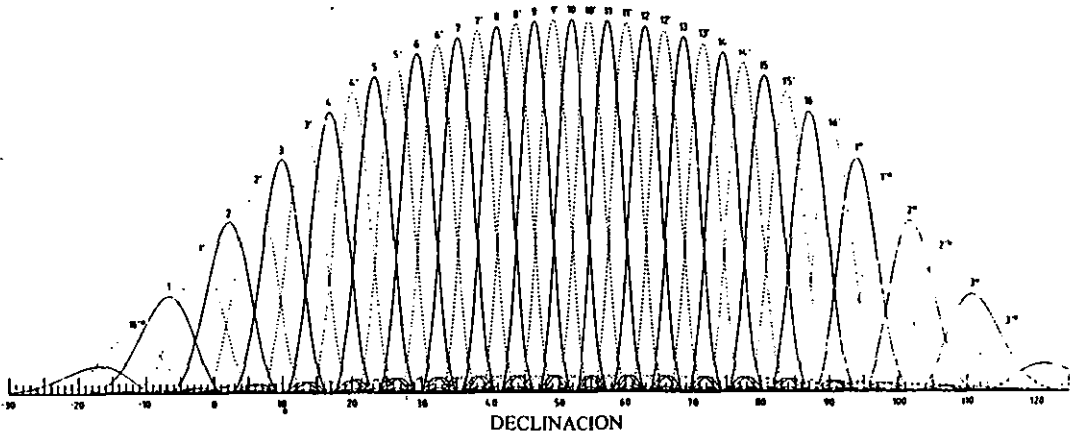


Figura 2.2 La respuesta en potencia (eje vertical) del arreglo de 3.6 hectáreas como función de la declinación (eje horizontal). Obtenida por la matriz de fase. Las líneas punteadas se obtienen usando un gradiente de fase adicional.

2.3 Control de declinación por cambio de fase

El arreglo de 3.6 hectáreas en Cambridge es un instrumento diseñado para direccionarse en declinación y observar el tránsito del objeto por el meridiano local. El control de la declinación de los lóbulos generados por el arreglo de dipolos de longitud $\lambda/2$ se obtiene por medio de la variación de la fase de la corriente eléctrica que alimenta a cada uno de los dipolos que componen el arreglo (Shelton, 1961; Moody, 1964). Si la señal para cada línea del arreglo se combina con diferentes incrementos de fase, el lóbulo principal del patrón de

la antena podrá direccionarse a diferentes declinaciones. Una de las maneras más ampliamente usadas para controlar la fase de la corriente de alimentación de cada dipolo es por medio de la matriz de Butler. La matriz de Butler consiste de cables de longitud $n\lambda/16$ los cuales terminan en 16 entradas, conectadas a 16 líneas norte o sur. Cada salida es una combinación de las 16 entradas con una diferencia de fase constante de $2\pi n/16$ entre líneas adyacentes. Las fuentes son observadas cerca del tránsito meridiano en 16 franjas de declinación, una centrada en el zenit y las demás en una declinación $\delta' = 52.16 + \arcsen(N/10.4)$ donde $N = -9, +6$. Los haces son definidos por un número de haz, B_n , donde $B_n = N + 10$. Las posiciones de los haces intermedios se forman agregando un gradiente de fase adicional perpendicular a las líneas de entrada.

Los dos conjuntos de 16 haces de salida, definidas por las dos partes norte y sur del arreglo se mezclan en una frecuencia intermedia (FI) de 10.7 MHz usando un oscilador local a 92.2 MHz. Los 32 haces en frecuencia intermedia son llevados al laboratorio por medio de cables subterráneos, a una distancia aproximada de 500 metros.

2.4 Los receptores

Los receptores de fase-alternada usados en cada haz de declinación tienen un ancho de banda de 1 MHz centrado en 81.5 MHz, ancho de banda de frecuencia intermedia IF de 10.7 MHz, filtros pasa bajas de posdetección con anchos de banda de 3 Hz y finalmente una constante de tiempo de 0.1 segundo. La ganancia IF se ajustó automáticamente para mantener constante la potencia del ruido de posdetección. En las figuras 2.3a y 2.3b se muestran registros típicos de las salidas seno y coseno (fase en cuadratura) de un receptor para el paso de una fuente centelleante a través del patrón de la antena, La figura. 2.3c

muestra la señal a la salida del centelleómetro. Esas salidas son combinadas en un centelleómetro a potencia total; un dispositivo que filtra las componentes de salida de baja frecuencia producidas por la respuesta del haz sólo para señales de CIP y ruido del receptor.

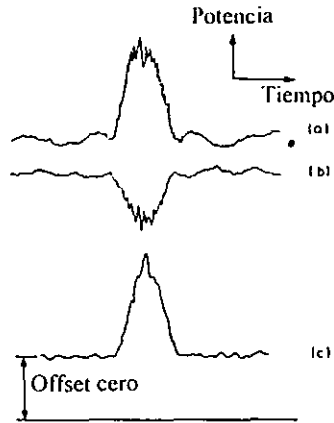


Figura 2.3. La respuesta en potencia (eje vertical) del arreglo de 3.6 hectáreas para una fuente típica en función del tiempo (eje horizontal). a) salida seno, b) salida coseno y c) salida del centelleómetro. La deflexión vertical de la gráfica (c) es proporcional al cuadrado de la densidad de flujo centelleante.

2.5 Detección de señales

Hay 16 sistemas de recepción independientes, uno para cada franja de declinación. Esto permite la observación simultánea de una banda de declinaciones de -10 grados a 90 grados. Consecuentemente, se rastrea todo el hemisferio norte celeste diariamente. Cada haz está sometido a las siguientes etapas de detección:

a) Medición de la densidad de flujo total.

Las salidas de los haces norte (fase alternada) y sur (FI) se combinan en un switch de fase para producir salidas seno y coseno. Estas salidas son destinadas a la amplificación de FI y durante esta etapa se define el ancho de banda de predetección de 0.1 MHz. La ganancia de FI se ajusta continuamente por el control automático de ganancia (AGC) para mantener constante la salida de ruido después de la siguiente etapa de detección. Las componentes de ruido oscilante en la frecuencia de fase alternada son descodificadas y el ancho de banda de posdetección se define por un filtro pasa bajas.

b) Medición de centelleos.

La frecuencia de corte de 3 Hz es suficientemente alta para estar sobre el rango de frecuencias presentes en el espectro de centelleo. El objetivo es combinar las salidas seno y coseno del receptor y medir las fluctuaciones de voltaje *rms*. Esto se hace filtrando las entradas seno y coseno en la etapa del centelleómetro para remover la componente de baja frecuencia producida por la respuesta del haz. Las señales de esos canales se elevan al cuadrado y se suman y la salida resultante se integra con una constante de tiempo de 10 segundos. Esto da la media cuadrada de las fluctuaciones de voltaje a la salida del receptor.

Las fuentes aparecen sobre la respuesta cuadrada del haz de offset constante producida por el ruido del receptor.

c) Registro de observaciones.

Las observaciones se digitalizan y se graban en cintas magnéticas, además de obtener el registro gráfico simultáneamente. En la figura 2.4 se muestran las salidas del receptor y del centelleómetro para el haz 5, en las cuales se muestran las señales de varias fuentes centelleantes. Esos registros se usan para checar las condiciones de operación del telescopio y para obtener una buena reducción de datos.

2.6 Respuesta en declinación

Después de corregir la respuesta en ascensión recta del arreglo, fue necesario investigar la respuesta en declinación producida por los elementos de faseo. Esto se hizo observando la deflexión producida por una fuente de radio intensa en cada haz. Por ejemplo, en este caso se hizo para Cygnus A y los resultados se muestran en la figura 2.5. Los perfiles ilustrados indican la sensibilidad medida de los haces para la densidad de flujo total. También se muestra la sensibilidad inferida para el centelleómetro. La sensibilidad de cada haz se normaliza a la temperatura mínima del sistema y por lo tanto indica el funcionamiento completo del arreglo con los parámetros indicados.

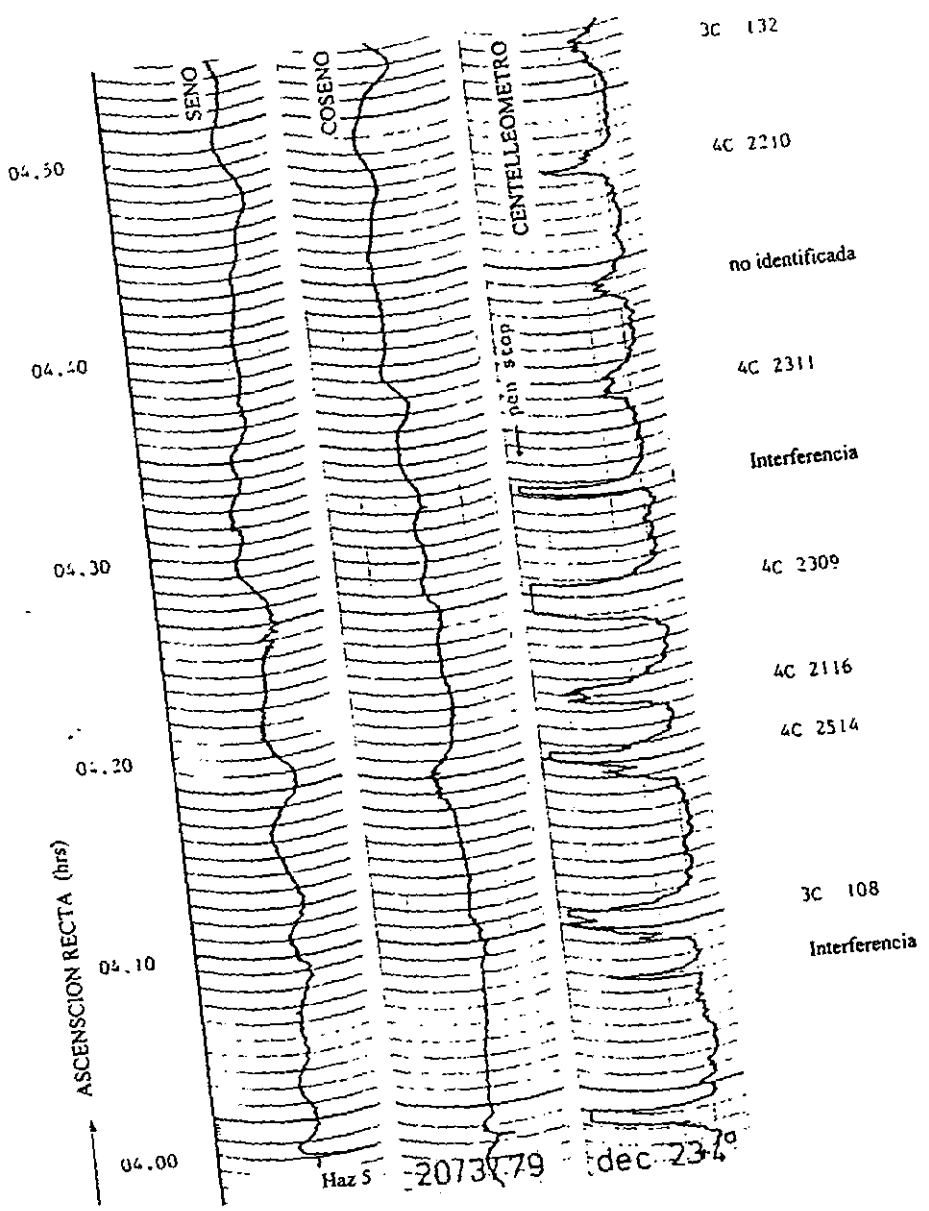


Figura 2.4 Señales obtenidas con el haz 5.

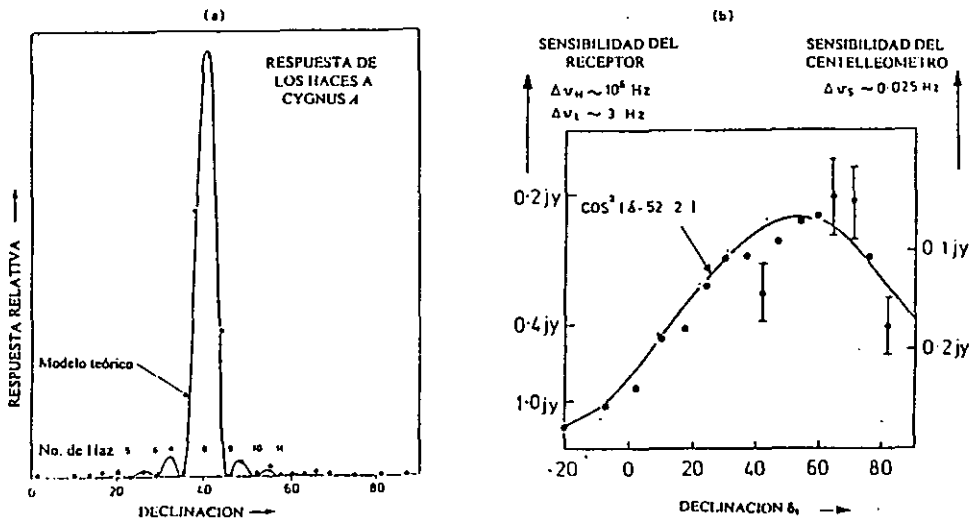


Figura 2.5 a) La respuesta en declinación del arreglo observando la deflexión producida por Cygnus A para todos los haces sin la primera etapa de preamplificación. b) Respuesta en declinación del arreglo normalizada a la temperatura mínima del sistema.

2.7 Sistema de adquisición de datos

Para medir el índice de centelleo se usó un filtro pasa altas con una frecuencia de corte de 0.2 Hz el cual separa la señal de centelleo de la salida del interferómetro. Posteriormente la señal de centelleo se registro después de ser amplificada, rectificada e integrada con una constante de tiempo de 15 segundos, en la figura 2.6 el diagrama a bloques del sistema de recepción y en la figura 2.7 se muestra un registro típico de la señal de CIP obtenida con el arreglo de Cambridge.

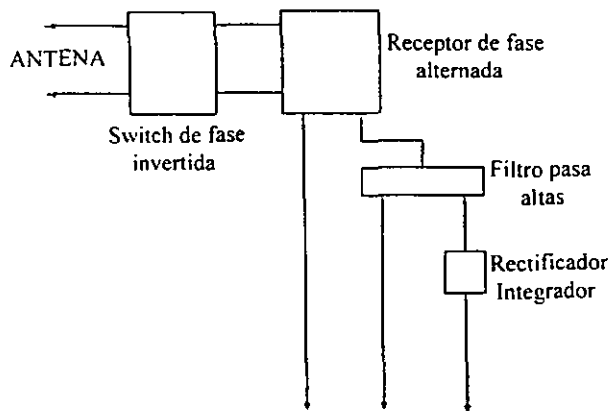


Figura. 2.6 Diagrama a bloques del sistema de recepción y registro de datos.

El nivel de ruido a la salida con una constante de tiempo de 0.1 segundo tuvo una valor *rms* equivalente a una fuente de 0.5 unidades de flujo intensidad. Esto dio un nivel de ruido de 0.04 unidades de flujo sobre el registro de centelleo filtrado e integrado. En la práctica se encontró que la interferencia de origen terrestre produce señales impulsivas débiles que degradan la sensibilidad en 0.1 unidades de flujo.

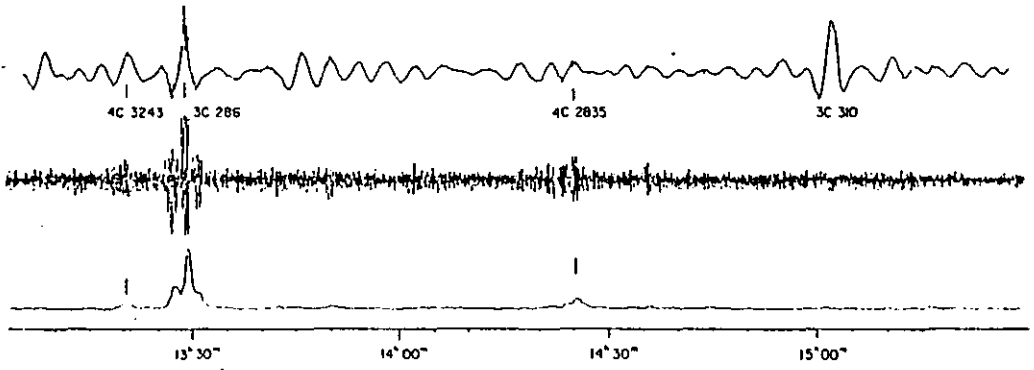


Figura. 2.7 Registro típico que muestra los tres canales de salida en cada uno de los receptores.

3 Perturbaciones Interplanetarias Observadas en 1993 con el Arreglo de Centelleo de la Universidad de Cambridge

3.1 El índice de centelleo

El grado de centelleo es caracterizado por el índice de centelleo m que es una medida de las fluctuaciones en la densidad de electrones (Δn) y por lo tanto de la intensidad de la turbulencia del plasma en el viento solar (Ananthakrishnan, 1994). La intensidad del centelleo es modulada por la estructura de gran escala en las perturbaciones interplanetarias que cruzan la línea de visión de la Tierra a la fuente de radio cósmica. El grado de modulación es indicado por la razón del centelleo instantáneo al centelleo quieto esperado para el viento solar quieto.

Midiendo el índice de centelleo de varios cientos de fuentes de radio en diferentes direcciones alrededor del Sol, se puede determinar la distribución de regiones turbulentas débiles e intensas en diferentes longitudes y latitudes heliocéntricas, así como a diferentes distancias radiales desde el Sol. En otras palabras la técnica de CIP permite determinar la intensidad de la turbulencia en el plasma espacialmente alrededor del Sol (a partir de la cual se puede inferir una estructura tridimensional) y temporalmente a través de sus variaciones diarias, como se muestra en la figura 1.3.

3.2 Los mapas g

Para determinar las variaciones esperadas del centelleo normal en función de la elongación solar para cada una de las fuentes que puedan observarse, se hace uso de al menos un año de datos (Hewish, 1990). Idealmente este estudio debe realizarse durante el mínimo solar. Por ejemplo el radiotelescopio de Cambridge operando en 81.5 MHz observó 2540 fuentes de radio cubriendo un rango de declinación $-7^\circ < \delta < 83^\circ$ de las cuales solo se usaron 900 para el periodo de 1993. En la Figura 3.1 se muestran las fuentes utilizadas para producir mapas "g", ascensión recta vs declinación.

Un mapa "g" es una proyección bidimensional de perturbaciones tridimensionales sobre la esfera celeste. Para hacer mapas de centelleo "g" de todo el cielo, es conveniente normalizar m o Δn . Por definición

$$g = \frac{m_{obs}}{m_{esp}} = \frac{\Delta n_{obs}}{\Delta n_{esp}} \quad 3.1$$

donde m_{obs} es el índice de centelleo observado en una elongación ϵ dada y m_{esp} es el índice de centelleo calculado a la misma elongación usando un modelo ley de potencia (Marians, 1975). Esto supone que el espectro de irregularidades en el viento solar es una ley de potencias con un índice de 3.3. El tamaño de fuente usado en cada cálculo de m_{esp} se obtuvo del modelo ajustado al espectro observado.

Por consiguiente los valores de "g" son las razones del valor *rms* del centelleo observado al valor promedio esperado en la misma elongación solar que muestran los cambios diarios en el índice de centelleo para cada fuente. En el viento solar quieto, los valores de "g" son aproximadamente 1. Si $g > 1$ se tienen perturbaciones interplanetarias y si $g < 1$ se trata de regiones relacionadas con viento solar quieto que suele ser el viento solar rápido.

Para producir mapas "g" más refinados que permitan una mejor interpretación, deben removerse las variaciones sistemáticas del centelleo (Gapper et al. 1982; Tappin, Hewish and Gapper, 1983, 1984).

Una serie de mapas "g" construidos con observaciones continuas de CIP crea una gráfica del cielo diferente a la gráfica de un mapa "g" instantáneo del cielo. A partir de mapas "g" sucesivos se puede bosquejar el desarrollo de las perturbaciones que se desplazan desde el Sol a través del medio interplanetario. Esos mapas se hacen con la observación continua de algunas fuentes de radio cuando éstas cruzan el haz del radiotelescopio, el cual está confinado a su meridiano local de observación. La rotación de la Tierra hace el barrido del haz para una fuente cada 24 horas durante 2 minutos. Esto permite que el arreglo observe la región 90° al oeste del Sol 12 horas antes de las observaciones de la región 90° al este del Sol (en regiones cerca del ecuador solar). Esto hace posible que el arreglo de radio detecte cambios en la escala de densidad del viento solar cuando éste pasa a través de las perturbaciones. Sin embargo, es claro que la resolución temporal de un solo radiotelescopio es mínima cuando las perturbaciones son rápidas y tardan en llegar a la Tierra un tiempo del orden de 1 día.

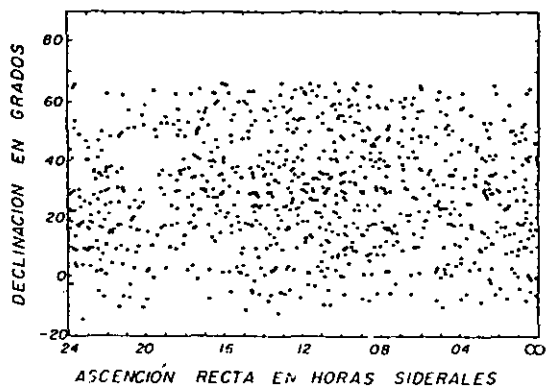


Figura 3.1 Mapa del cielo en el que se muestra la posición (ascensión recta y declinación) de cada una de las fuentes que se usaron para producir mapas de centelleo. (Tomado de Bravo, 1988)

Tappin (1986) realizó un análisis de datos de CIP para el período 1978-1981 y demostró que la razón de centelleo interplanetario “g” correlacionó adecuadamente con la densidad numérica del viento solar. El centelleo esperado para una fuente a una elongación dada se determina de las observaciones previas de “g”, como se observa en la figura 3.2. Para identificar las perturbaciones en el medio interplanetario fue necesario determinar primero la dependencia sistemática promedio del valor Δn con la elongación para cada una de las fuentes con la mayor precisión posible. Readhead, (1971) mostró que la variación de Δn con la elongación depende del tamaño angular de la fuente, aumentando más rápido al acercarse al Sol en el caso de las fuentes más pequeñas. Medidas llevadas a cabo durante ocho años (1967 - 1974) no revelaron variación detectable con el ciclo solar, ni

dependencia significativa con la latitud eclíptica (Readhead et al., 1978). Así se determinó solamente la dependencia con la elongación del centelleo de cada fuente para lo cual se tomaron todas las observaciones realizadas con cada una de ellas y en cada caso se ajustó una curva por medio de polinomios de Chebyshev, obteniendo así una función $\Delta n(\epsilon)$ para cada fuente. Por lo tanto, es posible graficar la distribución de valores de "g" en forma de mapas del cielo completo. De los mapas "g", se pueden distinguir grandes regiones sobre las cuales "g" esta bien correlacionada con la densidad numérica. Sin embargo, esta estructura se rompe abajo de los 30° de elongación desde el Sol donde la dispersión se intensifica. Por lo tanto los mapas no pueden detectar perturbaciones más cerca de 0.5 UA del Sol. Pero pueden usarse para identificar perturbaciones del viento solar entre 0.5 UA y la Tierra, así como para estimar su tiempo de arribo a la Tierra. La frontera externa se determina por contaminación ionosférica en elongaciones mayores de $\approx 100^\circ$ (ver figura 3.2).

Una perturbación típica muestra una región de centelleo aumentado seguido por una región de centelleo disminuido la cual persiste por varios días, y usualmente hasta que otra perturbación la oculta, como se muestra en la figura 3.7. Para perturbaciones transitorias, el borde conductor se observa con más de un día de anticipación a su llegada a la Tierra.

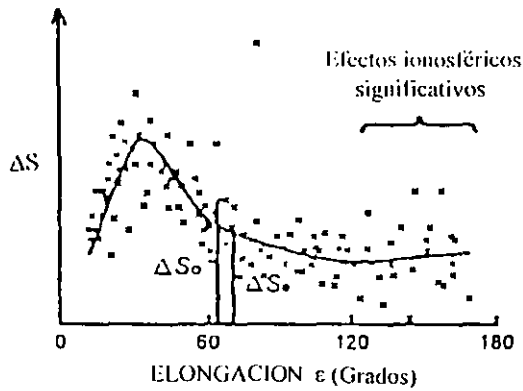


Figura 3.2 Gráfica que muestra la definición de “g”. (Tomado de Hewish, 1990).

3.3 Interpretación de los mapas g

Una vez que se han determinado los valores “g” de una gran rejilla de fuentes, los mapas “g” pueden representarse en forma de valores numéricos, contornos o píxeles. Para obtener estimaciones de las formas y densidades de las perturbaciones interplanetarias observadas, deben ajustarse modelos cuantitativos de mapas “g” a las observaciones. La densidad de flujo centelleante está dada por:

$$\Delta n = \left[\int_0^{\infty} f(r, \theta, \phi) \beta(r) F(z, \theta_s) dz \right]^2 \quad 3.2$$

donde r es la distancia heliocéntrica y z es la distancia desde la Tierra a la región de observación a lo largo de la línea de visión. Aquí se aplica la teoría de dispersión débil, la

cual supone una relación lineal entre la potencia de dispersión y la densidad de las irregularidades de pequeña escala (Hewish, 1990). Para esta aplicación debe adoptarse un modelo conveniente del plasma solar. La expresión $f(r, \theta, \phi)$ es un factor numérico definido por la densidad de perturbaciones en el modelo adoptado, $\beta(r)$ es la potencia promedio de dispersión de las irregularidades del plasma y $F(z, \theta_s)$ es la función que define la opacidad de la fuente y el filtro Fresnel (θ_s es el tamaño angular de la fuente de radio). La función de filtro Fresnel toma en cuenta los efectos de campo cercano el cual controla el crecimiento de las variaciones de la intensidad en el patrón de difracción de un frente de onda de fase modulada.

La contribución al centelleo de varios segmentos de la perturbación a lo largo de la línea de visión, que no son deseados, puede tratarse usando la función de peso $H(z)$:

$$(\Delta S)_0 \propto \left[\int_0^{\infty} H(z) dz \right]^{1/2} \quad 3.3$$

Para un modelo de simetría esférica de la heliosfera con perturbaciones transitorias, $H(z)$ se comporta como se muestra en la figura 3.3 (Hewish, 1990). Aquí se ha removido la dependencia sistemática de la elongación y $H(z)$ se normaliza a la unidad para su valor máximo a lo largo de la línea de visión.

La figura 3.3 muestra que las perturbaciones que viajan en ángulos mayores a 45° de la línea Sol-Tierra tienden a pasar fuera de la línea de detección antes de alcanzar una elongación de 90° .

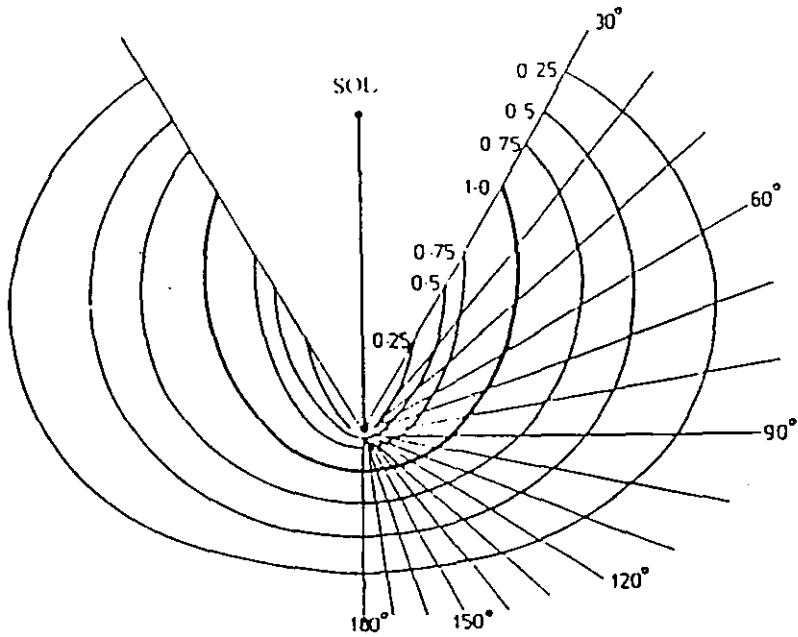


Figura 3.3 La función de peso del centelleo a lo largo de la línea de visión. La línea remarcada muestra la región de máximo centelleo (Tomado de Hewish, 1990).

Generalmente las perturbaciones interplanetarias que viajan radialmente son fácilmente detectadas cuando se dirigen en la dirección relativa de $\pm 45^\circ$ a la línea Sol-Tierra, y no son detectados en ángulos $> \pm 70^\circ$. Por ejemplo, la zona de detección en 81.5 MHz, que corresponde a $\epsilon=30^\circ$ del Sol se extiende de 0.5 UA a 1.5 UA aproximadamente, en un cono de amplitud $\pm 70^\circ$ con su apex en el Sol. Las perturbaciones de gran escala más importantes en el viento solar, y las más efectivas para perturbar el entorno terrestre, son los frentes de onda de choque que se propagan con velocidades del orden de 450 a 500 km/s a la altura de la Tierra y con anchuras entre 0.1 y 0.2 UA. Estas ondas de choque se forman como resultado de la interacción entre los flujos de plasma rápido y de plasma lento emitidos por

emitidos por diferentes regiones del Sol, la cual da lugar a zonas de compresión en las que la densidad aumenta notablemente y eventualmente llegan a convertirse en ondas de choque. En particular, el flujo de plasma rápido emitido desde el centro de los hoyos coronales grandes interactúa con el plasma más lento emitido desde los bordes del hoyo que va encontrando frente a él conforme el hoyo rota con el Sol. A este tipo de interacción se le conoce como RIC (región de interacción corrotante) que es un frente de choque que corrota con el Sol como se muestra la figura 3.4a. El paso de estas regiones de interacción corrotantes por la Tierra ocasiona las perturbaciones geomagnéticas recurrentes cuando los hoyos coronales que las producen sobreviven por varias rotaciones solares. Sin embargo, en el medio interplanetario existe otro tipo de frentes de choque debidos a la emisión esporádica, eruptiva, de plasma más rápido desde hoyos coronales que sufren cambios bruscos. Estos frentes de choque no corrotan con el Sol sino que viajan radialmente hacia afuera como se muestra en la figura 3.4b.

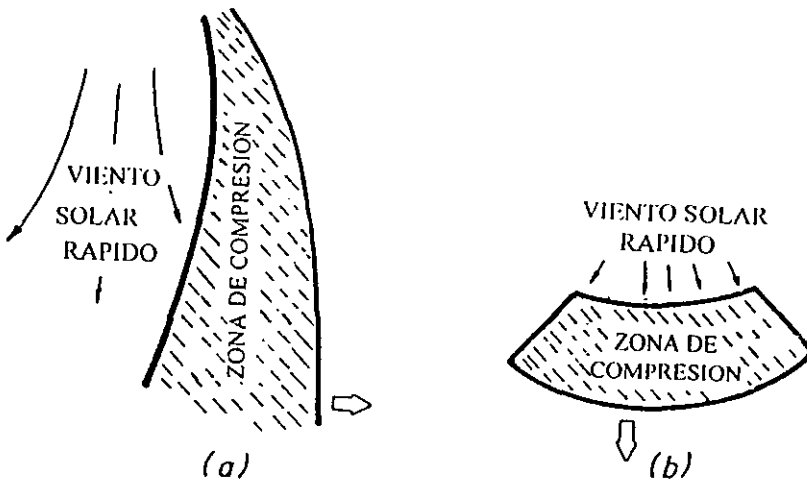


Figura 3.4 Diferentes tipos de perturbaciones que viajan en el medio interplanetario. a) Haz corrotante con el Sol. b) Concha que se desplaza radialmente. (Tomado de Bravo, 1988).

Tappin (1987) calculó una serie de modelos computacionales en los cuales incluyó incrementos en la densidad corrotante y perturbaciones que se expanden radialmente asociados con ondas de choque, encontrando que hay una marcada diferencia entre las perturbaciones de tipo choque, las cuales se propagan dentro de la zona de detección en 3-4 días o menos y las perturbaciones corrotantes que son detectadas por un periodo mayor cuando se aproximan a la Tierra por la dirección este y pasan sobre la Tierra, retirándose hacia el oeste.

3.4 Observaciones y Análisis de datos para 1993

3.4.1 Los datos

Los mapas "g" utilizados se obtuvieron por medio del software desarrollado por el equipo a cargo del observatorio de Cambridge, con el cual se procesan los datos previamente suavizados y almacenados en archivos para cada día de observación bajo el número de día juliano modificado (JDMN) correspondiente, por ejemplo en la tabla 3.1 se muestran los parámetros del archivo para el día 1 de enero de 1998 (JMDN 48988) que contiene 845 fuentes. En estos mapas se hace uso del formato ojo de pescado. En este formato el centro del mapa representa el Sol y los círculos concéntricos representan la elongación.

Tabla 3.1 Parámetros del archivo 48988

STATION: Cambridge UK

STATION NO: 1

SW_VER:3.3

HW_VER:2.0

UTSTART: 1-JAN-1993 00:00:00:

DAYNO: 1

UTEND: 1-JAN-1993 23:55:17

GSTSTART: 2455694 06:42:37

MJDN: 48988

SUN: (12:01:30; -23.0)

CREATION_DATE: 1-MAR-1994 15:45:07

NDEC: 14

DEC_LIST: -7.8 1.9 9.8 16.9 23.4 29.5 35.4 41.0 46.6 52.1 57.7 63.2 68.9 74.8

BINSPERDAY:72

MINCONF:25

NMAPS:2

MAP_TYPES: 0 7
 MAP_PARAMS: 0 1 5.0 127.0
 MAP_PARAMS: 7 2 5.0 127.0 10.0 127.0
 DATATYPE: HEX
 COMMENTS: Last fitting 21-MAY-1993
 COMMENTS: Modified filters (0.15 Hz)
 COMMENTS: Trial scaling factor 1.20 for HW_VER=2.0
 INDEX35: 1 (33, 52) 0.250 (6, 0, 24) 1.196 1.177
 INDEX35: 2 (52, 71) 0.232 (19, 0, 82) 1.259 1.246
 INDEX35: 3 (71, 90) 0.325 (41, 0, 126) 1.288 1.273
 MAP: 0
 AD9B8B90A6A190A00089A6ABA900
 MAP: 7
 057E96007E64096E7A005C640DFE8C00655F0F4E8C006654100E89005F54

3.4.2 Análisis de datos

De las observaciones de centelleo del 1 de enero al 31 de diciembre de 1993, realizadas con el radiotelescopio de Cambridge se identificaron 26 eventos de perturbaciones heliosféricas significativos por medio de centelleo interplanetario. Los eventos registrados se muestran en la Tabla 3.II en la que se indican los días en los que se observaron sobre los mapas "g". En la tabla 3.II la primer columna indica el número de evento, en la segunda columna se indica la fecha de la primera detección de la perturbación, la tercera columna indica la fecha de la última detección de cada perturbación, en la cuarta columna se indica la región de origen en el Sol, las regiones son: CN, región centro-norte; CEq, región centro-ecuador; CS, región centro-sur; EN, región este-norte; EEq, región este-ecuador; ES, región este-sur; WN, región oeste-norte; WEq, región oeste-ecuador; WS, región oeste-sur (ver figura 3.6).

En la quinta columna se da el valor aproximado de "g" y en la última columna se da la fecha de arribo de la perturbación a la Tierra. Se considera que la perturbación arribó a la Tierra cuando en los mapas g se observa que alcanzó una elongación de 90° y su extensión cubre la mitad este, la mitad oeste o ambos lados del mapa. Los asteriscos de la columna 6 indican que la perturbación no pasó por la Tierra. Nótese que cada mapa corresponde a un solo día. En este estudio se tomaron como perturbaciones significativas todas aquellas cuyo factor de perturbación fue $g > 2.5$, por debajo de este valor no es posible distinguir una perturbación en los mapas proporcionados. Esta limitante no permite distinguir las regiones de interacción corrotantes y solo se pueden ver aquellas perturbaciones relativamente intensas.

Cada mapa revela los eventos más intensos en los cuales se observan zonas de g aumentado >2.5 a partir de las observaciones diarias, teniendo un valor máximo para " g_{\max} " de ≈ 4.25 indicado por el color rojo y valor mínimo de $g_{\min} = 1/g_{\max}$ indicado por el color violeta en la barra de colores de cada mapa.

Tabla 3.II Perturbaciones IP observadas en 1993.

No. de Evento	Primera Detección	Última Detección	Región de Origen	Valores aprox. de "g"	Fecha de arribo a la Tierra
1	31 Dic. 1992	1 Ene. 1993	CEq	4.00	1 Ene. 1993
2	1 Ene. 1993	3 Ene. 1993	WN	4.25	*****
3	18 Ene. 1993	20 Ene. 1993	WEq	3.00	19 Ene. 1993
4	24 Ene. 1993	25 Ene. 1993	CN	2.75	25 Ene. 1993
5	7 Feb. 1993	8 Feb. 1993	WN	3.25	8 Feb. 1993
6	13 Feb. 1993	14 Feb. 1993	WEq	3.50	13 Feb. 1993
7	6 Mar. 1993	9 Mar. 1993	WN	4.25	8 Mar. 1993
8	14 Mar. 1993	15 Mar. 1993	WS	3.00	15 Mar. 1993
9	20 Mar. 1993	22 Mar. 1993	WEq	3.00	21 Mar. 1993
10	28 Mar. 1993	29 Mar. 1993	WEq	2.75	28 Mar. 1993
11	3 Abr. 1993	4 Abr. 1993	WN	4.25	3 Abr. 1993
12	28 Abr. 1993	29 Abr. 1993	WEq	2.75	28 Abr. 1993
13	6 Mayo 1993	7 Mayo 1993	WEq	3.00	*****
14	25 May. 1993	26 May. 1993	WEq	3.25	25 May. 1993
15	3 Jun. 1993	3 Jun. 1993	EEq	3.25	*****
16	8 Jun. 1993	9 Jun. 1993	WEq	4.25	9 Jun. 1993
17	3 Ago. 1993	3 Ago. 1993	EEq	2.75	*****
18	14 Ago. 1993	14 Ago. 1993	EEq	3.75	*****
19	11 Sep. 1993	12 Sep. 1993	ES	2.75	*****
20	22 Sep. 1993	23 Sep. 1993	ES	3.00	23 Sep. 1993
21	29 Sep. 1993	30 Sep. 1993	WEq	3.50	30 Sep. 1993
22	1 Oct. 1993	2 Oct. 1993	WEq	3.50	*****
23	18 Oct. 1993	19 Oct. 1993	EEq	3.00	19 Oct. 1993
24	25 Oct. 1993	26 Oct. 1993	ES	2.75	*****
25	9 Nov. 1993	10 Nov. 1993	EEq	3.25	9 Nov. 1993
26	30 Nov. 1993	1 Dic. 1993	CN	3.00	1 Dic. 1993

3.4.3 Resultados

Como se observa en la tabla 3.II, de los 26 eventos registrados por centelleo interplanetario, solo 18 eventos llegaron a la Tierra. En los mapas de la figura 3.5 se muestra el desarrollo de la perturbación que se observó por primera vez el día 31 de diciembre de 1992 surgiendo de la región CEq del Sol, en el mapa se observa con un color verde intenso, avanzando hacia el EEq hasta golpear a la Tierra el día 1 de enero de 1993, cuando se observan puntos rojos sobre el mapa a una elongación de 90° , manifestándose como una perturbación de intensidad de centelleo alta. En la figura 3.6 se muestra la perturbación que se empezó a observar el día 6 de marzo proveniente de la región WEq del Sol como se observa por los puntos rojos sobre el mapa intensificándose el día siguiente, golpeando la Tierra el día 8, cuando g alcanzó el valor de $g \approx 4.25$, y desapareciendo el día 9 de marzo, nótese en el mapa la disminución de puntos rojos. Esta perturbación fue la de mayor duración registrada durante el periodo de estudio.

Otra de las perturbaciones intensas se observó el día 3 de abril de 1993, es decir el mismo día que se empezó a observar en la región WN, ese día se observa una marcada región de puntos rojos sobre el mapa, desapareciendo el día 4 como se observa en la Figura 3.7. Esta perturbación alcanzó un factor $g = 4.25$. En la Figura 3.8 se muestra el desarrollo de una perturbación que se empezó a observar en la región EEq el día 9 de noviembre de 1993, alcanzando a la Tierra ese mismo día y desapareciendo el día 10 de noviembre, esta perturbación alcanzó un factor $g = 3.25$. Nótese en el mapa del día 9 de noviembre que en la región WEq se observa una zona sin centelleo.

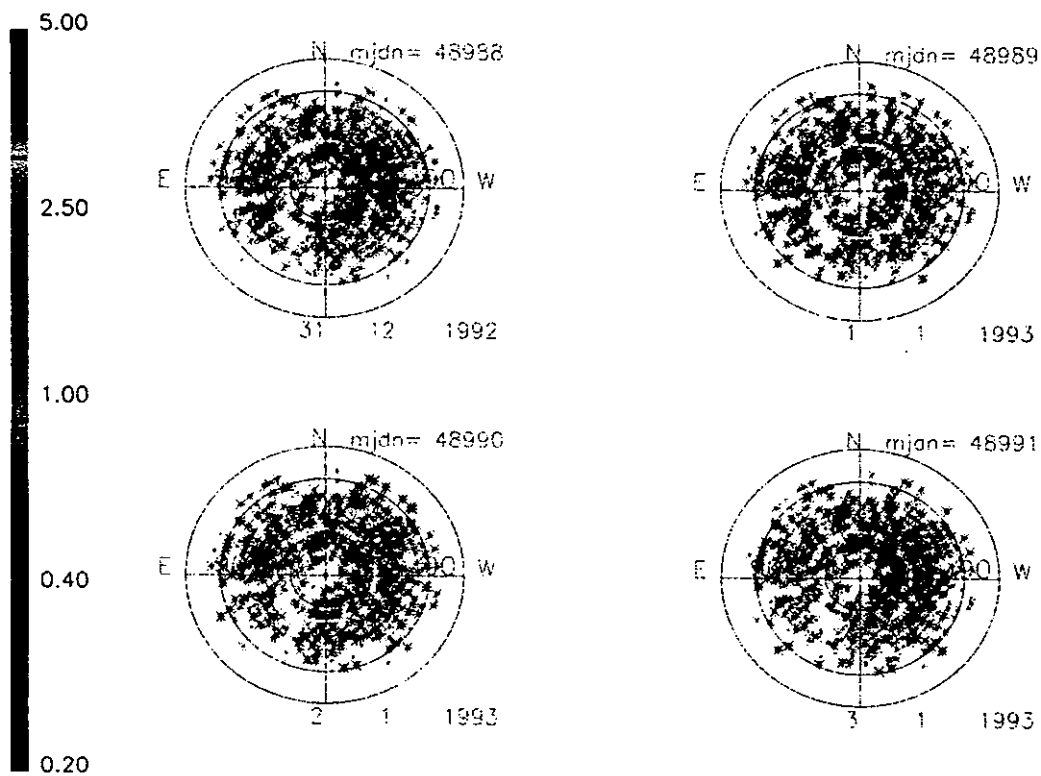


Figura 3.5 Evento en centelleo registrado el 31 de Diciembre de 1992

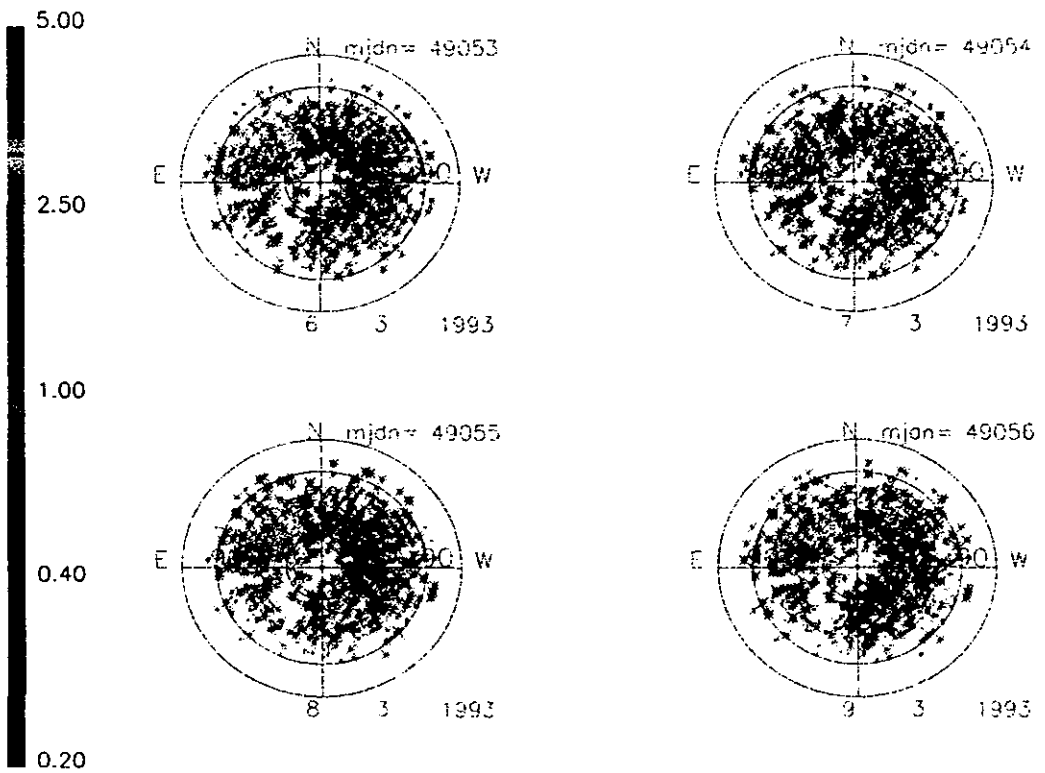


Figura 3.6 Desarrollo de la perturbación que se empezó a observar el día 6 de marzo de 1993 y que fue la perturbación de mayor duración observada durante 1993., con un índice $g \approx 4.25$.

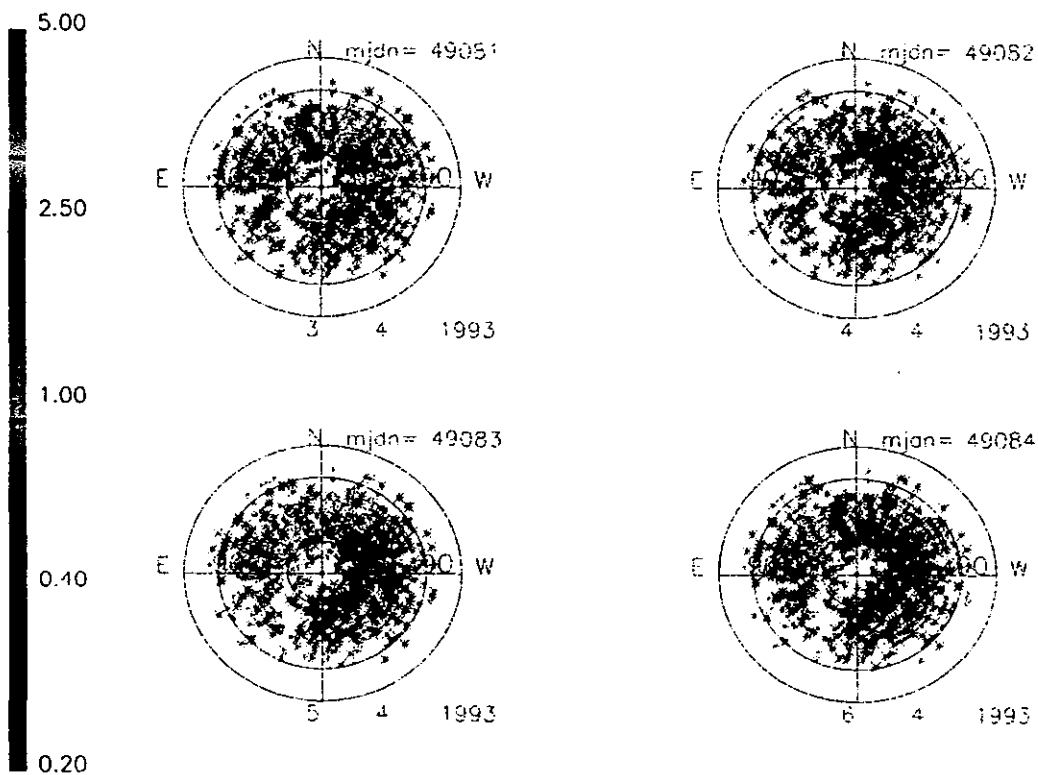


Figura 3.7 Desarrollo del evento observado el día 3 de abril de 1993., $g \approx 4.25$.

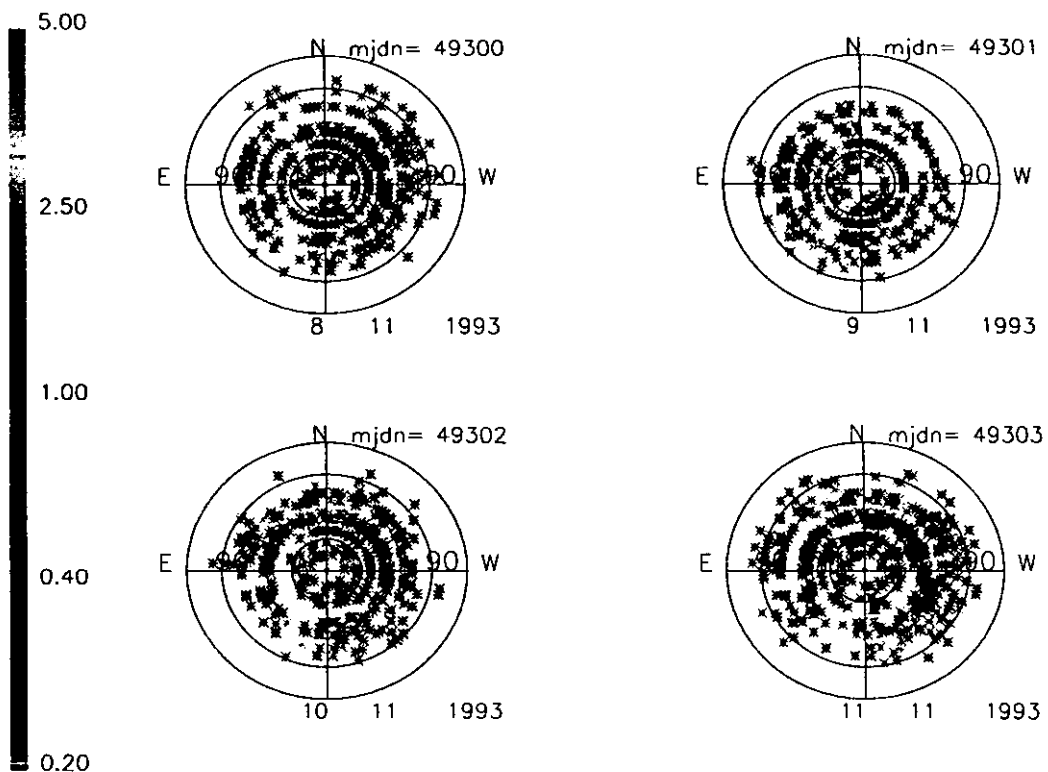


Figura 3.8 Desarrollo del evento observado el día 9 de septiembre de 1993., $g = 3.25$.

4 Contraparte de las perturbaciones en centelleo detectadas por satélites cerca de la Tierra

4.1 Choques Interplanetarios

La mayoría de perturbaciones energéticas en el viento solar son choques, acompañados de conchas de densidad aumentada y seguidos por flujos de alta velocidad. Originalmente se creyó que estos choques eran generados por fulguraciones intensas (Wolf et al 1979; Intriligator, 1980; Cane et al, 1984) y posteriormente fueron asociadas también con prominencias eruptivas (Joselyn y McIntosh, 1981). Hewish y Bravo, (1986) mostraron que las fuentes de los choques interplanetarios son los hoyos coronales de medianas y bajas latitudes cuyos flujos de viento solar no son constantes. En su estudio ellos relacionaron cada una de las perturbaciones, incluyendo estructuras de choque, a un hoyo coronal y propusieron que la formación de un choque es una consecuencia del incremento repentino en la velocidad del viento emitido por los hoyos coronales. La predicción de los cambios que ocurren en el flujo que salen de los hoyos coronales no es posible en el momento, pero las observaciones por medio de centelleo interplanetario de las perturbaciones generadas por estos nos permite pronosticar sus posibles efectos sobre la Tierra.

El origen y propagación de los choques interplanetarios transitorios ha sido estudiado por varias décadas. Después del estudio de correlación de las eyecciones de masa coronal (EMC) observadas por el satélite Solwind y los choques observados por el Helios (Sheeley et al., 1985), se determinó que virtualmente todos los choques están asociados a las eyecciones de masa coronal. Una interpretación de esta asociación es que los eyectas de EMC son los pistones que controlan los choque interplanetarios en el espacio (Gosling,

1993). Otra interpretación es que las eyecciones de masa coronal y los choques transitorios son producidos por el mismo proceso solar (principalmente la emergencia de flujos fotosféricos nuevos), sin tener una relación causa-efecto. Bravo, (1993,1995) propone que las eyecciones de masa coronal resultan de la liberación de masa de una región magnéticamente cerrada de gran escala y el choque se forma en el espacio interplanetario por el incremento repentino de la velocidad en el viento solar que emerge de un hoyo coronal.

Los choques interplanetarios son estructuras muy amplias que viajan hacia afuera del Sol y comúnmente cubren regiones hasta de 100° de longitud. En un choque se observa un incremento repentino, simultáneo en la densidad, la temperatura de los protones, el campo magnético y en la componente radial de la velocidad. En la figura 4.1 se muestra un choque observado por el satélite ISEE-3, el 19 de diciembre 1980 a 1 UA. En esta figura la densidad está en cm^{-3} , la velocidad en km/s y el campo magnético en μT . Nótese en la figura que el incremento repentino en la velocidad y la densidad ocurren simultáneamente, del registro de la densidad se puede determinar que el choque tiene una duración de 4 horas. El incremento en la magnitud del campo ocurre con un defasamiento de aproximadamente 3 horas después. La magnitud máxima del campo ocurre simultáneamente con el mínimo de la componente B_z .

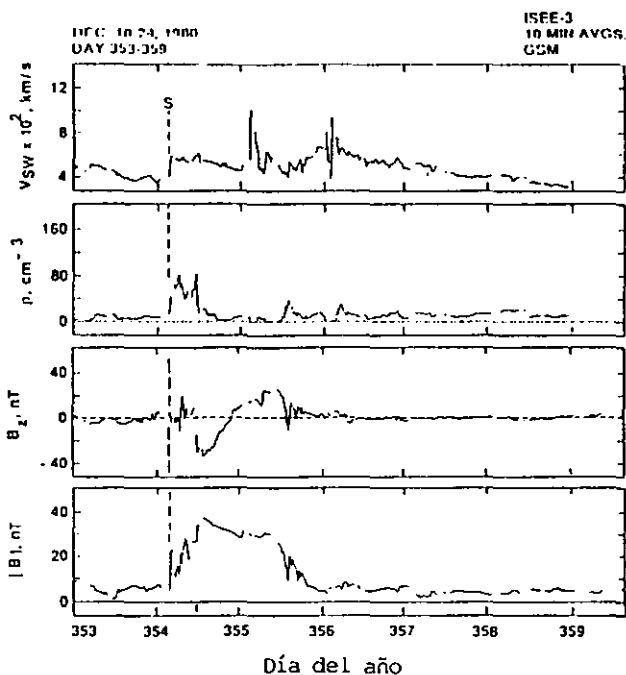


Figura 4.1 Choque interplanetario observado por el satélite ISEE-3 el 19 de diciembre de 1980 a 1 UA. (Tomado de B. Tsurutani y W. González, 1997).

4.2 Análisis de datos

Para hacer la comparación de las perturbaciones observadas por centelleo interplanetario con las observadas por satélites y determinar los parámetros del viento solar en cada evento, se hizo uso de datos contenidos en el sistema OMNI-Tape. El conjunto de datos del sistema

OMNI-Tape es la compilación de datos del campo magnético interplanetario, de datos de plasma y de datos de flujo de partículas energéticas en la heliosfera cerca de la Tierra. De las 26 perturbaciones observadas en centelleo interplanetario solo 18 alcanzaron a la Tierra, a partir de los datos contenidos en sistema OMNI-Tape para el periodo comprendido entre el 1 de enero de 1993 al 31 de diciembre de 1993, solo hubo 4 perturbaciones para las cuales se encontraron datos, estas se muestra en la tabla 4.I, en la cual se muestran los valores máximos de los parámetros del viento solar. En las primeras tres columnas se muestra: el número de evento de centelleo, la fecha de llegada a la Tierra y el valor de g , respectivamente. En la columna 4 se indica la fecha y hora de inicio del evento observado a 1 UA. De la columna 5 a la columna 9 se muestran los valores máximos de velocidad, temperatura, densidad, magnitud del campo magnético y de la componente sur del campo magnético, respectivamente, observados por satélites a 1 UA. En la columna 10 se indica la existencia de un choque transitorio observado.

Tabla 4.I Eventos registrados por satélites en el Viento Solar a la altura de la Tierra. Todos los valores de los parámetros son máximos.

Evento en Centelleo			Observaciones a 1 UA						
No. de Evento	Llegada a la Tierra	g	Inicio (D,M,TU)	V (km/s)	T (°K)	n (cm^{-3})	B (nT)	B_z' (nT)	Choque S/N
1	8 Mar. 93	4.25	8 Mar.20:00	586	1×10^6	42	32	-18	S
2	20 Mar. 93	3.00	20 Mar. 10:30	700	3.5×10^5	25	14	-5.0	N
3	23 Sep. 93	3.00	23 Sep. 16:00	390	8×10^4	80	17	-9.0	S
4	9 Nov. 93	3.25	9 Nov. 07:12	530	1.5×10^5	5	4	-2.5	N

Para el procesamiento de los datos proporcionados por este sistema se consideró resolución horaria lo que permite conocer con exactitud la duración de cada evento. En la figura 4.2 se

muestra el evento observado el día 8 de marzo a las 20:00 TU en el cual si se presentó un choque, Esta perturbación se observó en centelleo desde el día 6 de marzo.

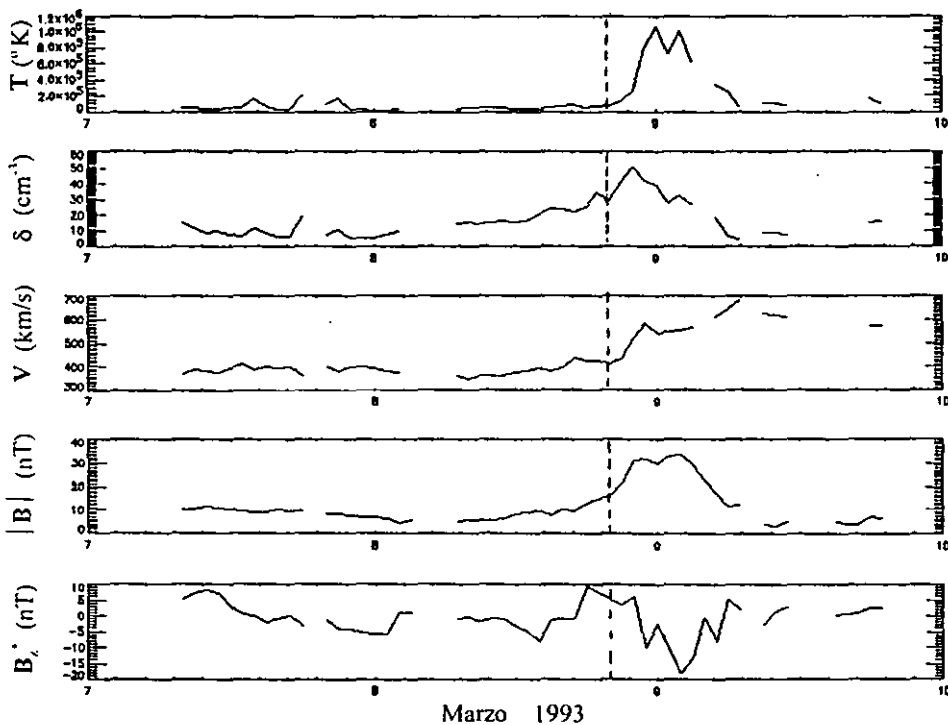


Figura 4.2 Choque registrado el día 8 de marzo a las 20:00 TU. (Datos del sistema OMNI-Tape).

En la figura 4.3 se muestra el evento observado el día 20 de marzo en este evento no se observó un choque interplanetario. Este evento se observó en centelleo interplanetario el mismo día y no presento choque.

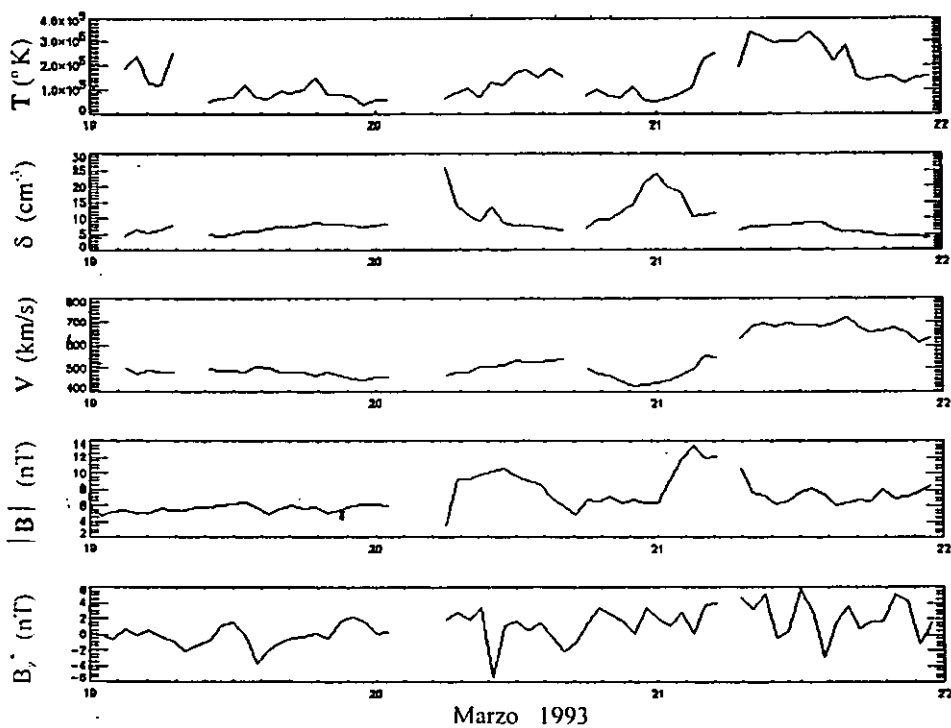


Figura 4.3 Evento registrado el 20 de marzo de 1993.

En la figura 4.4 se muestra el evento registrado el 23 de septiembre a las 16:00 TU. De la figura se observa que, aun con la falta de datos para los parámetros del viento solar, se observa un incremento repentino en la densidad de donde se puede inferir que si hubo un choque.

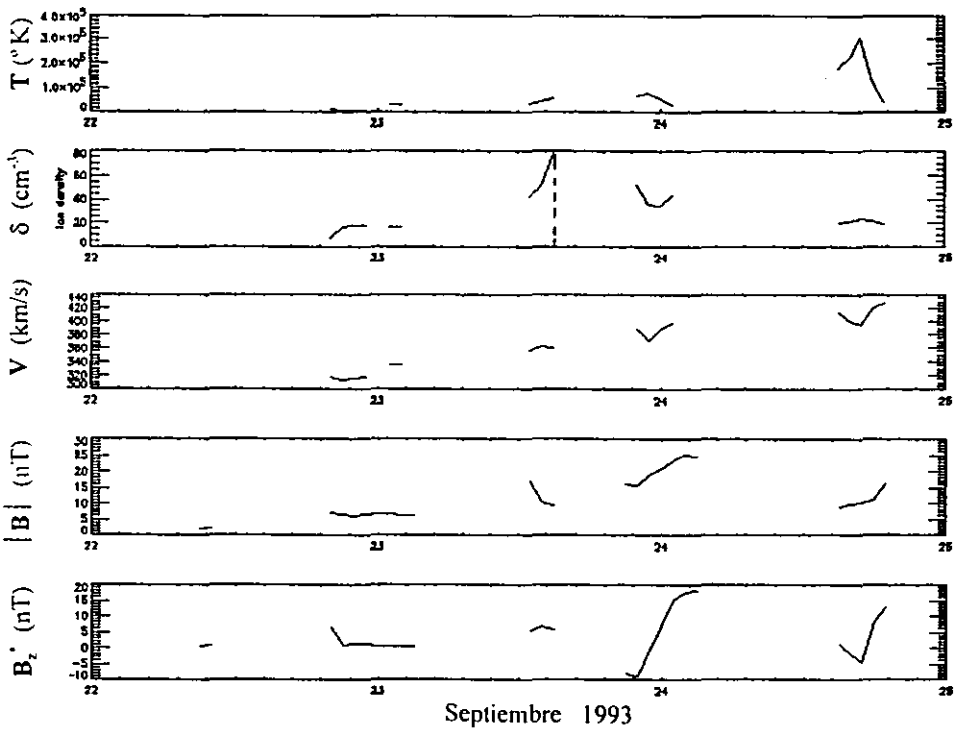


Figura 4.4 Choque registrado el 23 de septiembre de 1993 a las 16:00 TU.

En la figura 4.5 se muestra el evento registrado el día 9 de noviembre de 1993 a las 07:12 TU, en el cual no se observó choque. Este evento se observó en centelleo el mismo día 9 de noviembre.

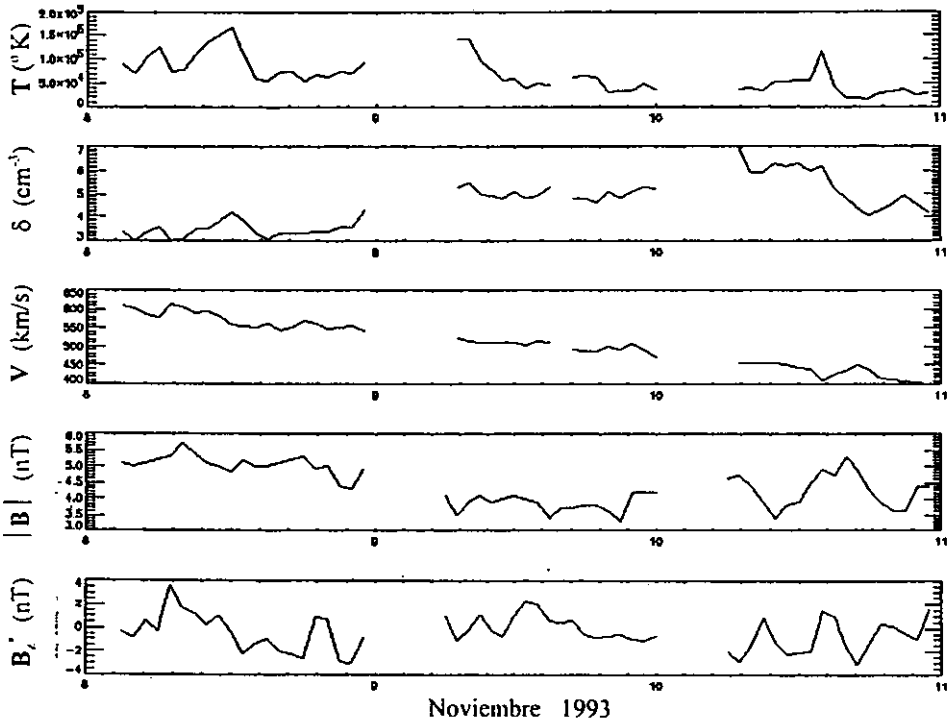


Figura 4.5 Evento registrado el día 9 de noviembre de 1993, en el cual no se presentó choque.

4.3 Resultados

De la tabla 4.I se observa que de las 18 perturbaciones registradas por centelleo interplanetario que llegaron a la Tierra solo para cuatro de estas se encontraron datos en el sistema OMNI-Tape, de estas cuatro, dos presentaron choque uno el día 8 de marzo, que en centelleo se observó como la perturbación de mayor duración y el del 23 de septiembre de 1993. En los otros dos registros no se observó choque.

5 Perturbaciones en la Magnetosfera Terrestre

5.1 Efectos de las perturbaciones de gran escala sobre la Tierra

De la observación ininterrumpida del medio interplanetario utilizando una red de radiotelescopios de CIP se puede estudiar el origen de las perturbaciones interplanetarias, desde su salida del Sol hasta su llegada a la Tierra con más de un día de anticipación. Esto último es muy importante para anticipar posibles efectos en el campo magnético de la Tierra (tormentas geomagnéticas) y sus consecuencias en sistemas de distribución de energía eléctrica, sistemas de comunicación por radio, navegación aérea y marítima, deriva de satélites, etc. Algunos de los sistemas más fuertemente afectados son:

1) Corrientes inducidas

Las fluctuaciones en el campo magnético inducen corrientes en cables y líneas de alta tensión. Los efectos en los cables son interrupciones de corto periodo en el flujo que ocasionan el funcionamiento inadecuado de los aparatos electrónicos. En las líneas de transmisión los problemas ocasionados son más severos debido a que las corrientes directas inducidas pueden alterar la fase de los transformadores provocando la saturación de éstos y en algunos casos su explosión.

2) Comunicaciones por radio y radares

Asociadas con la precipitación de las partículas que producen la aurora, hay perturbaciones ionosféricas en latitudes medias y altas. Particularmente, los sistemas de frecuencia alta (HF de 3 a 30 MHz) que operan a latitudes medias pueden ser alterados hasta en 50% de la

frecuencia. Además del fenómeno auroral, frecuentemente se forman capas ionosféricas esporádicas que afectan la propagación de las frecuencias altas. Los sistemas de frecuencias bajas VHF (de 30 a 300 MHz) y VLF (de 3 a 30 kHz) que operan en las regiones polares y aurorales experimentan alteraciones de fase. Los radares VHF (30 a 300 MHz) y UHF (300 MHz a 3 GHz) también pueden sufrir alteraciones en el tiempo de enlace.

3) Prospección geofísica

Los estudios realizados por métodos geomagnéticos tales como la búsqueda de minerales, petróleo o los análisis arqueológicos pueden producir resultados erróneos durante días de actividad geomagnética intensa.

5.2 Tormentas geomagnéticas

Una tormenta geomagnética originalmente se definió como intervalos de fluctuaciones extraordinarias en el campo magnético de la superficie en la zona auroral (Chapman, 1962). Durante la tormenta, la aurora se observa muy brillante, muy activa y se expande hacia latitudes más bajas. Por abajo de la aurora, en la Tierra se observan variaciones rápidas e intensas del campo magnético causadas por corrientes concentradas que fluyen a través de la aurora. En latitudes medias, además de la aurora y las corrientes, la componente horizontal del campo magnético terrestre se ve significativamente reducida entre 50 y 500 nT. Esta reducción ocurre en cualquier parte de la Tierra y puede aproximarse por un campo axial antiparalelo al eje dipolar terrestre. Los mapas de esta perturbación magnética sugieren que es causada por una corriente anular que fluye alrededor de la Tierra. Esa corriente es producida por la deriva dependiente de la carga de las partículas atrapadas, por

la energización, inyección y pérdida de partículas en los cinturones de radiación. La reducción del campo superficial es una consecuencia de la deriva y el momento dipolar creados por el giro de una partícula alrededor de las líneas de campo.

Las investigaciones recientes han demostrado que siempre que llega a la magnetopausa un viento solar que contiene un campo magnético con una componente sur intensa, $B_z^* < -10$ nT, con una duración mayor a 3 horas, se registra una tormenta geomagnética intensa con un índice magnético ($Dst < -100$ nT), (González y Tsurutani, 1987). Ellos sugieren que hay dos posibilidades diferentes para la aparición de una componente sur intensa B_z^* en el viento solar: A) la B_z^* es el resultado de una compresión en el campo ambiental del viento solar producido por la eyección de un transitorio más rápido que el viento solar. B) Que la B_z^* esté dentro del transitorio eyectado. En los casos A el eyecta debe ser más rápido y su velocidad debe ser mucho más alta que la velocidad normal del viento solar. Para los casos tipo B los eyectas son asociados a estructuras de nube magnética. Estas dos posibilidades son suficientes para que el eyecta contenga un campo magnético intenso de orientación sur. Comúnmente la tormenta geomagnética empieza con un incremento repentino mundial en el campo magnético. Este impulso repentino (IR) se debe a la llegada del choque y se manifiesta como un incremento rápido en la componente H en un intervalo de 1 a 6 minutos y simultáneamente ocurre un incremento en el campo magnético global de alrededor de 5 a 30 gammas. Las tormentas débiles tienden a tener un IR máximo menos pronunciado y menos prolongado como se muestra en la figura 5.1.

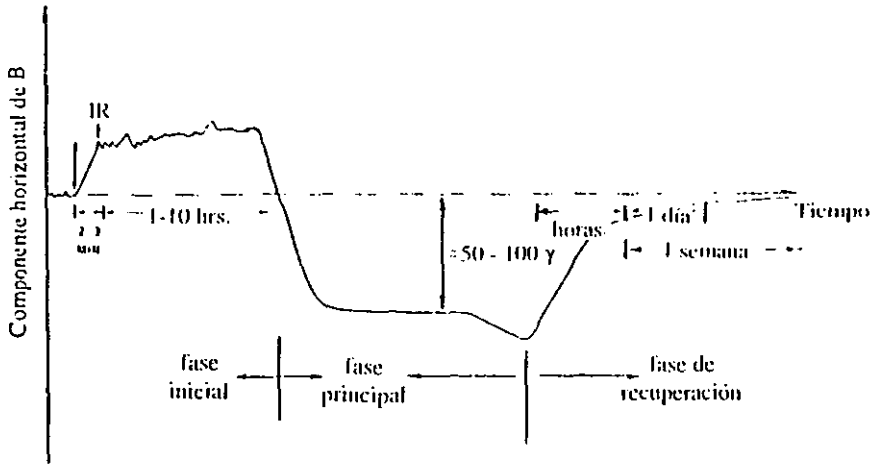


Figura 5.1 Ejemplo de mediciones de campo magnético durante una tormenta geomagnética. (Tomado de Prochaska, 1980).

Hewish y Duffett-Smith (1987) encontraron que durante el periodo de agosto de 1978 a septiembre de 1979, cada tormenta geomagnética intensa con un índice magnético global diario $A_p > 40$ (índice planetario promedio) fue precedida por una perturbación en el viento solar la cual fue observada por medio de CIP. La técnica de CIP es una herramienta poderosa para rastrear perturbaciones que salen del Sol obteniendo información sobre su duración y velocidad, lo que permite mejorar la predicción de la actividad geomagnética. Durante el período de julio de 1978 a septiembre de 1979, se llevó a cabo un monitoreo continuo del centelleo de 900 fuentes cósmicas de radio y se encontró que la mayoría de los comienzos repentinos (IR) de tormentas geomagnéticas ocurrieron más de un día después de que se detectó por primera vez la perturbación en el medio interplanetario a través del centelleo Bravo y Hewish, 1988. Para cada uno de los choques que produjeron un (IR), el

retraso de tiempo entre la primera identificación por centelleo de la perturbación en el medio interplanetario y el comienzo del impulso repentino se muestra en el histograma de la figura 5.2.

Después de media hora a pocas horas del impulso repentino, las mediciones del campo magnético superficial muestran una disminución mundial, a la cual se le llama "la fase principal" de la tormenta, que tiende a durar de uno a tres días. Durante este tiempo la componente H regresa lentamente a su valor de pretormenta. Sin embargo, pueden aparecer grandes variaciones aleatorias durante la fase principal. A la disminución del campo, debida al desarrollo de una corriente anular entre tres y seis radios terrestres se le llama disminución *Dst*. Las observaciones muestran que las partículas inyectadas en la cola magnetosférica en el rango de 10 keV a 100 keV son las responsables de los incrementos en la corriente anular. La actividad más intensa tiende a ocurrir durante los años cercanos al máximo solar.

En latitudes altas la amplitud decrece del orden de un medio del valor de la zona auroral cerca de los polos geomagnéticos. Hacia el ecuador de la zona auroral la intensidad de la perturbación decae en un quinto del máximo de la zona auroral en los 50° latitud geomagnética y se extiende en una banda mínima (1/8 máximo) por abajo de los 30° geomagnéticos. Sin embargo, cerca del electrochorro ecuatorial la intensidad de la perturbación incrementa a un cuarto del máximo.

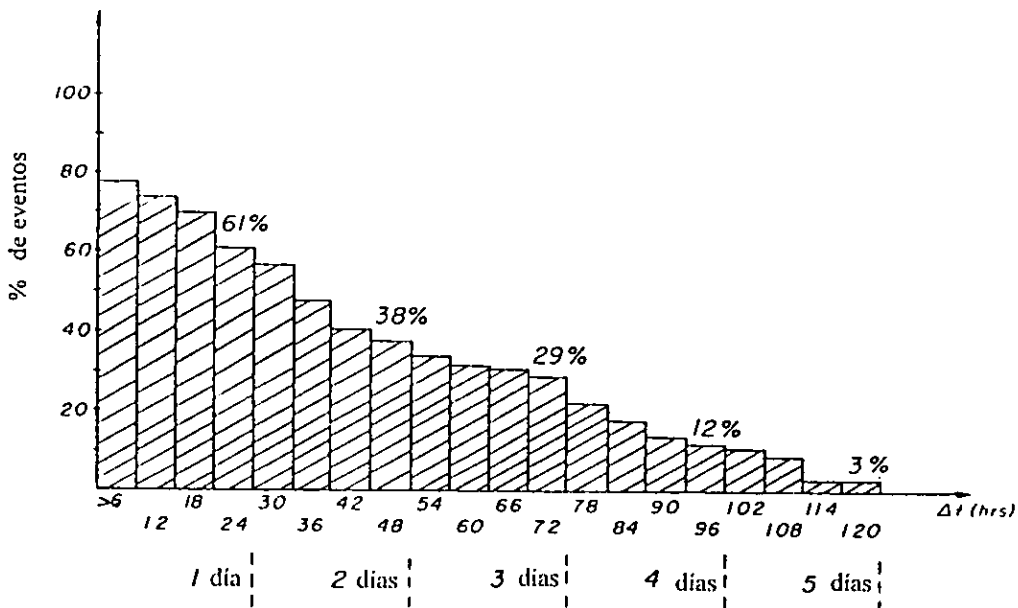


Figura 5.2 Histograma que muestra el porcentaje de eventos con diferencias de tiempo (Δt) de 6 a 120 horas. Aquí Δt es la diferencia entre el tiempo de llegada del frente de la perturbación a la Tierra y el tiempo de su primera detección con centelleo interplanetario en horas.

Los registros magnéticos muestran que algunas veces las perturbaciones magnéticas reaparecen con un periodo de 27 días (periodo de rotación del Sol). Algunas veces esas perturbaciones repetitivas pueden atribuirse a regiones activas de larga duración en el Sol. Pero en ocasiones, las tormentas magnéticas ocurren cuando no se presentan regiones activas visibles. Históricamente la actividad magnética estuvo asociada a una región M (mystery). Actualmente se sabe que esta actividad está asociada a los hoyos coronales, los cuales son visibles en rayos X.

5.3 Índices magnéticos

La intensidad de una perturbación geomagnética durante un día de Greenwich se especifica por una variedad de índices. Las diferencias entre el carácter e intensidad de las variaciones magnéticas con la latitud influyen en la elección y obtención de los índices de actividad magnética. Por ejemplo, en la zona auroral, son importantes las escalas de tiempo de una hora o menos. Mientras en latitudes medias, se usan índices con intervalos de tres horas a un día. Cerca del ecuador, son apropiados los índices con intervalos de días o más. Los índices magnéticos más usados son:

El índice K : es una medida en intervalos de tres horas de las variaciones irregulares de las mediciones del campo magnético estándar. (e-g magnetogramas) y se usa como un indicador del nivel general de la actividad magnética causada por el viento solar.

El índice K_p se basa en los índices k medidos en estaciones preseleccionadas entre 48° y 63° de latitudes magnéticas. Los valores de k se usan para calcular el índice k_s (s : estandarizado) el cual intenta suavizar las variaciones locales y estacionales.

El índice AE (auroral electrojet) es el índice magnético principal para estudios en la zona auroral. Este índice es una medida en minutos (en intervalos de 1 a 2.5 minutos) de la componente H con un arreglo de observatorios en la zona auroral.

El índice Dst (Disturbe storm time) es un índice magnético basado en la magnitud promedio de la componente horizontal del campo magnético medido en estaciones distribuidas en longitud, ubicadas en latitudes medias. Es el índice más ampliamente usado en latitudes

bajas. Los valores negativos grandes de D_{st} durante tormentas geomagnéticas se deben a los cambios en la corriente anular y se calcula en intervalos de horas.

5.4 La corriente anular

La corriente anular rodea el ecuador magnético y típicamente está localizado entre 3 y 6 radios terrestres. Arriba de los 4 radios terrestres, la corriente anular involucra una deriva lenta de partículas que cruzan las líneas de campo magnético moviéndose gradualmente alrededor de la Tierra, hacia el oeste para los iones y hacia el este para los electrones. Típicamente las partículas que forman la corriente anular tienen una energía promedio de 85 KeV y la mayoría de las partículas tienen energías del orden de 10 a 250 KeV. La densidad de partículas en la corriente anular es de 3 a 4 en el plano ecuatorial. Las observaciones muestran que durante las tormentas magnéticas las partículas inyectadas en la hoja de plasma son las responsables de los incrementos en la corriente anular. Variaciones de magnitud en el flujo de protones en escalas de tiempo de 10 minutos pueden ocurrir en condiciones de tormentas geomagnéticas.

5.5 Análisis de datos.

Para saber si ocurrieron perturbaciones terrestres con cada uno de los eventos observados por centelleo interplanetario en 1993 se hizo uso de los datos obtenidos en la magnetosfera reportados en el Solar Geophysical Data, de donde se obtienen los valores del índice geomagnético Dst , el cual indica si se presentó un impulso repentino y si fue una tormenta geomagnética (TG) $Dst_{\min} < -50 \text{ nT}$ ó una tormenta geomagnética intensa (TGI) $Dst_{\min} < -100 \text{ nT}$. Los resultados se muestran en la tabla 5.I, en la cual la primera columna indica el número del evento, la segunda y tercera indican los resultados de las observaciones realizadas por medio de centelleo interplanetario, de la columna 4 a la columna 7 se muestran los resultados de las observaciones a 1 UA, en las cuales los asteriscos indican que no se encontraron datos en la OMNI-Tape y de la columna 8 a la columna 10 se muestran los resultados de las observaciones en la magnetosfera.

Tabla 5.1 Perturbaciones terrestres registradas en la magnetosfera en 1993.

No. de Evento	Evento en Centelleo		Observaciones a 1 UA				Evento en la Magnetosfera		
	Arribo a la Tierra	g	Inicio (D, M, TU)	B_z^- (nT)	Δt (hrs)	Choque S/N	Fecha de Registro	Dst_{min} (nT)	IR
1	1 Ene. 93	4.00	****	***	*	*	1 Ene. 93	-18	N
2	19 Ene. 93	3.00	****	***	*	*	20 Ene. 93	-29	N
3	25 Ene. 93	2.75	****	***	*	*	25 Ene. 93	-41	N
4	8 Feb. 93	3.25	****	***	*	*	8 Feb. 93	-67*	N
5	13 Feb. 93	3.50	****	***	*	*	13 Feb. 93	-29	N
6	8 Mar. 93	4.25	8 Mar. 20:00	-18.0	4	S	9 Mar. 93	-138**	S
7	15 Mar. 93	3.00	****	***	*	*	15 Mar. 93	-91*	N
8	20 Mar. 93	3.00	20 Mar. 05:00	-5.0	*	N	21 Mar. 93	-46	N
9	28 Mar. 93	2.75	****	***	*	*	29 Mar. 93	-63*	N
10	4 Abr. 93	4.25	****	***	*	*	4 Abr. 93	-169**	S
11	28 Abr. 93	2.75	****	***	*	*	29 Abr. 93	-7	N
12	25 May. 93	3.25	****	***	*	*	26 May. 93	0	N
13	9 Jun. 93	4.25	****	***	*	*	9 Jun. 93	-33	N
14	23 Sep. 93	3.00	23 Sep. 18:00	-9.0	*	N	23 Sep. 93	-38	N
15	30 Sep. 93	3.50	****	***	*	*	30 Sep. 93	-43	N
16	19 Oct. 93	3.00	****	***	*	*	19 Oct. 93	-21	N
17	9 Nov. 93	3.25	9 Nov. 22:55	-2.5	*	N	9 Nov. 93	-43	N
18	1 Dic. 93	3.00	****	***	*	*	1 Dic. 93	-53	N

De la tabla 5.1 se observa que ocurrieron 3 tormentas geomagnéticas indicadas por el superíndice denotado por un asterisco y 2 tormentas geomagnéticas intensas denotadas por el superíndice de doble asterisco.

Las tormentas geomagnéticas que se registraron fueron:

a) La tormenta geomagnética del 8 de febrero de 1993 que empezó a las 07:00 TU alcanzando un máximo en $Dst = -67$ y terminó a las 09:00 TU; en esta tormenta no se observó un IR. Este evento se empezó a observar por centelleo el día 8 con un factor $g = 3.25$ y por satélites se empezó a registrar a las 21:00 TU y no se observó choque como se observa en la figura 5.3.

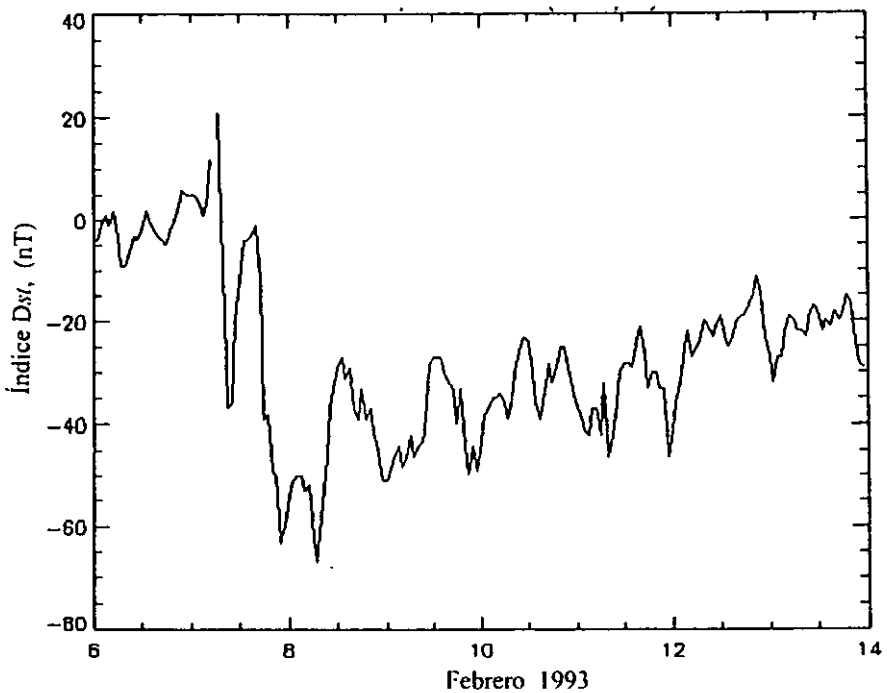


Figura 5.3 Tormenta geomagnética registrada el día 8 de febrero de 1993, el mínimo en el Dst se observa a las 07:00 TU.

b) La tormenta geomagnética intensa que se registro el 8 de marzo de 1993 cuando se registro un IR con un índice magnético máximo ($Dst = 2$) a las 24:00 TU, alcanzó un mínimo en el índice $Dst = -138$ a las 07:00 TU del día 9 de marzo. Este evento se empezó a observar por medio de centelleo desde el día 6 de marzo con un factor $g = 4.25$ y por satélites se detectó un choque a las 20:00 TU del día 8 de marzo, en el cual se observa una componente sur del campo magnético $B_z^* = -18 \text{ nT}$ con una duración aproximada $\Delta t = 3$ horas. Esta tormenta geomagnética intensa se muestra en la figura 5.4.

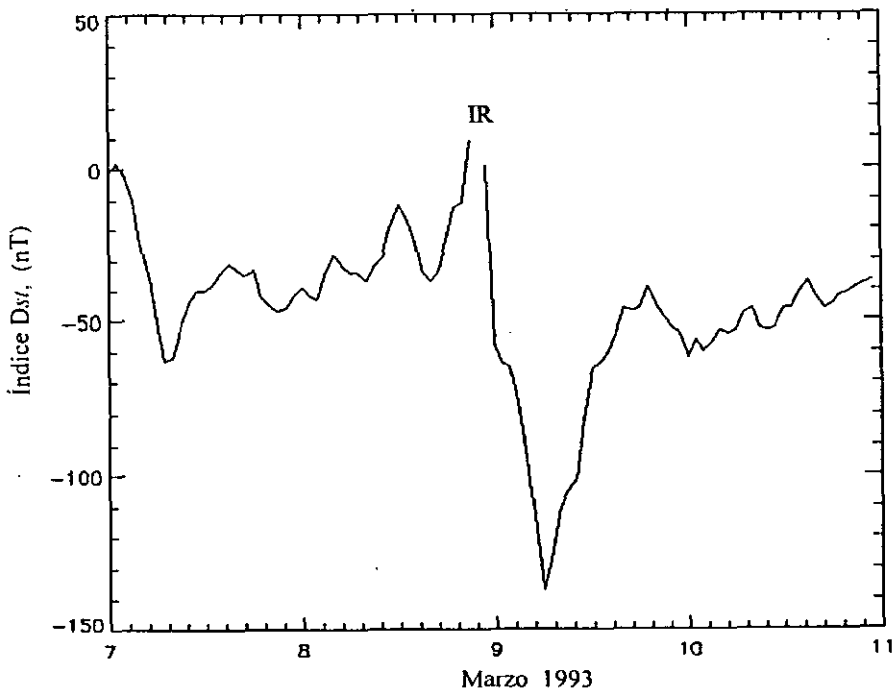


Figura 5.4 Tormenta geomagnética intensa registrada el día 8 de marzo de 1993. En este evento si se observa un impulso repentino.

c) La tormenta geomagnética del 15 de marzo de 1993, que empezó a las 08:00 TU alcanzó un $Dst = -91$ a las 17:00 TU y terminó a las 04:00 TU del día 16 de marzo. Este evento que empezó a observarse por centelleo desde el 14 de marzo con un factor $g = 3.0$ y por satélites se empezó a registrar a las 19:46 TU del día 15 no presento choque y no se observó un impulso repentino como se observa en la figura 5.5.

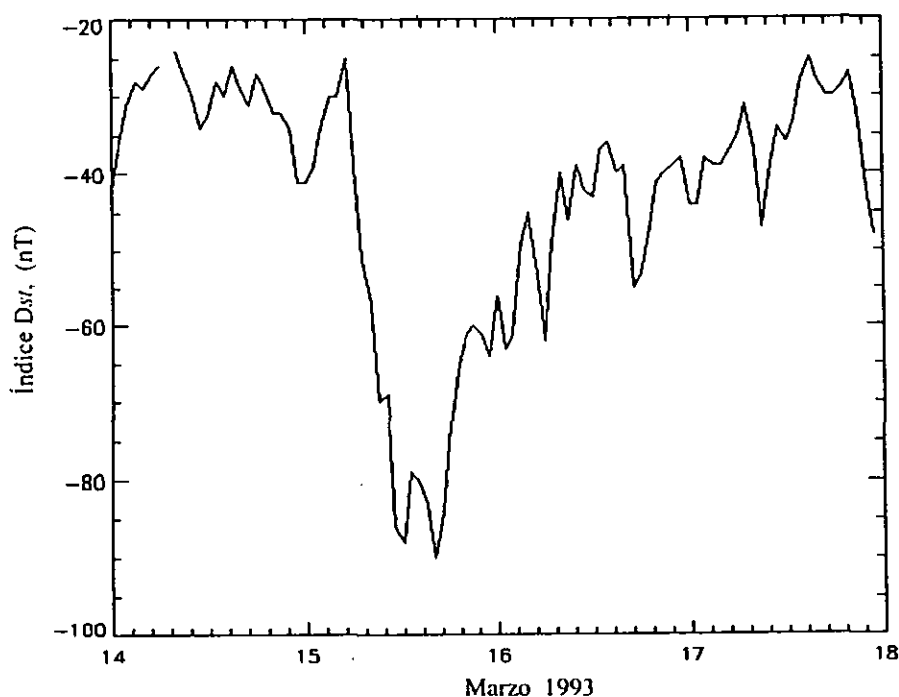


Figura 5.5 Tormenta geomagnética registrada el día 15 de marzo de 1993. En este evento se alcanza un mínimo en $Dst = -91$ a las 17:00 TU.

d) En la tormenta geomagnética del 29 de marzo de 1993 que empezó a registrarse a las 04:00 TU alcanzó un mínimo en el índice magnético $Dst = -63$ a las 06:00 TU y terminó a las 09:00 TU. Este evento empezó a observarse por centelleo desde el día 28 con un factor $g = 2.75$ y por satélites se empezó a registrar a las 12:42 TU del día 28. En este evento no se observó choque como se muestra en la figura 5.6.

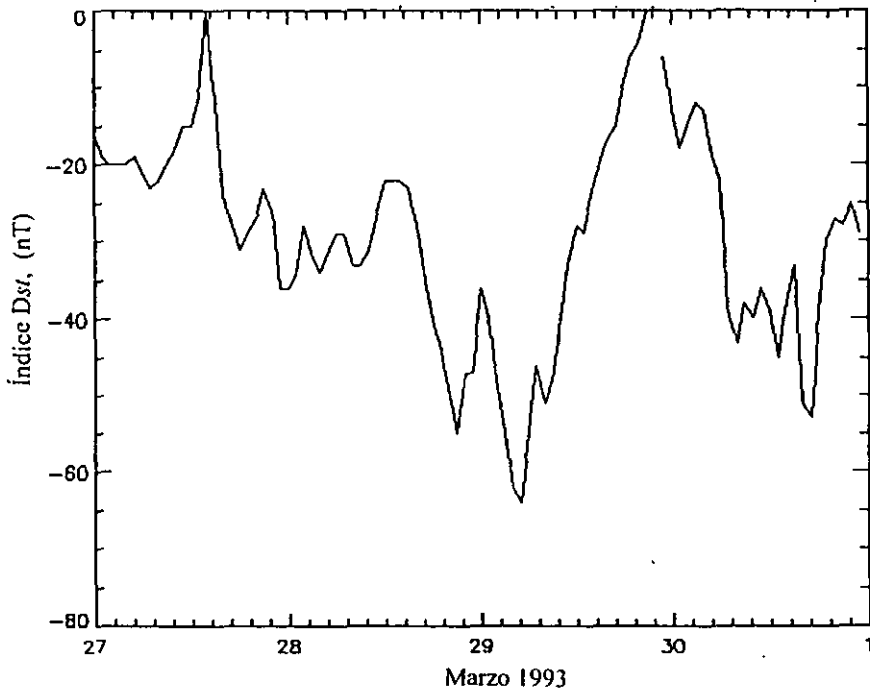


Figura 5.6 Tormenta geomagnética ($Dst = -63$) registrada el día 29 de marzo de 1993 a las 04:00 TU.

e) En la tormenta geomagnética intensa del día 4 de abril se registró un IR con un índice magnético máximo ($Dst = 18$) a las 15:00 TU alcanzando un índice geomagnético $Dst = -169$ a las 07:00 del día 5 de abril de 1993. Este evento empezó a observarse por centelleo desde el día 3 de abril con un factor $g = 4.25$ y dejó de observarse el día 4. A pesar de no tener registros de satélites se observa que este fue el evento mas intenso que se registro durante el periodo de estudio, como se muestra en la figura 5.7.

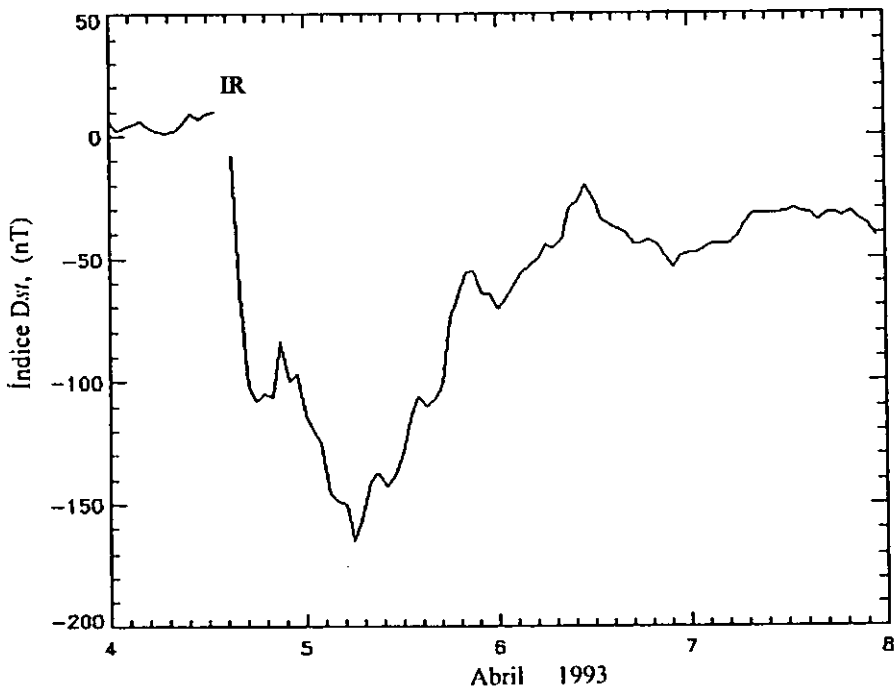


Figura 5.7 Tormenta geomagnética intensa ($Dst = -169$) registrada el día 4 de abril de 1993 a las 15:00 TU.

5.6 Resultados

De la tabla 5.I se observa, que no todas las perturbaciones detectadas por centelleo interplanetario que llegan a la Tierra causan tormentas geomagnéticas y para el periodo de estudio se registraron tres tormentas geomagnéticas y dos tormentas geomagnéticas intensas, la tormenta geomagnética intensa del 9 de marzo de 1993 que se observó en centelleo desde el día 6 y por satélites se empezó a observar el día 8 de marzo fue el evento de mayor duración y la tormenta geomagnética intensa del día 4 de abril de 1993. Estas dos tormentas fueron las que presentaron el factor g más alto, aunque en la última no se observó un choque interplanetario si se observó impulso repentino.

6 Conclusiones

Del desarrollo de este trabajo se puede concluir que:

De 26 perturbaciones detectadas por centelleo interplanetario solo el 69% alcanzó a golpear a la Tierra. De estas el 67% se detectaron con un día de anticipación a su llegada a la Tierra y el 33% de estas se detectaron el mismo día de su llegada sin alterar el entorno terrestre.

Todas las perturbaciones que presentaron el factor g más alto y que llegaron a la Tierra causaron tormentas geomagnéticas. Para el periodo de estudio se registraron 5 tormentas, 3 dentro de la categoría de tormentas geomagnéticas y 2 tormentas geomagnéticas intensas.

Las perturbaciones que generaron tormentas geomagnéticas intensas se originaron en la región WN en el Sol.

Debido a la falta de datos de satélites no se pudo hacer una comparación exhaustiva de la relación de choques con tormentas geomagnéticas.

De los resultados de este trabajo se observa que la actividad solar durante 1993 (en la parte descendente del ciclo de actividad solar 22) fue bastante tranquila.

Referencias

- S. K. Alurkar, A. D. Bobra, N. S. Nirman, P. Venat and Janardhan. Three-site solar wind observatory. *Indian Journal of Pure & Applied Physics*. Vol. 27, pp. 322-330, 1989.
- S. Ananthakrishnan, H. Leinbach, T. Detman, P. K. Manoharan and G. Woan Interplanetary scintillation (IPS) and forecasting of geomagnetic disturbances. Solar Terrestrial Energy Program. 1994.
- J. W. Armstrong and W. A. Coles. Analysis of three-station interplanetary scintillation. *American Geophysical Union*, 1972
- Bame et al. High temporal resolution observations of electron heating at the bow shock. *Spac. Sc. Rev.* Vol 23, pp 75-92, 1979.
- R. V. Bhonsle , S. K. Alurkar, A. D. Bodra, K. S. Lali, N. S. Nirman, P. Venat, A. K. Sharma and P. Janadhan. *Acta Astronautica* Vol. 21, No.3, pp. 189-196, 1990.
- S. Bravo. Detección y rastreo de las perturbaciones del viento solar por medio de observaciones de centelleo interplanetario. *Ciencia*, 39; pp. 131-139, 1988.
- S. Bravo. The forecasting of intense geomagnetic storms. *Geof. Int.*, Vol. 36, No. 2, pp. 127-135, 1997.
- S. Bravo, A. L. Rivera. The solar causes of major geomagnetic storms. *Ann. Geophysicae* No. 12, pp. 113-120, 1994.
- S. Bravo, A. Hewish. Geomagnetic storms forecast using IPS observations. *Geof. Int.*, Vol. 27-2, pp. 191-198, 1998.
- R. A. Caballero L. Estudio de la turbulencia magnética en una región corrotante de interacción en el medio interplanetario. *Tesis de Maestría* 1997
- W. A. Coles, B. J. Ricketts, V. H. Rumsey. Interplanetary scintillation. Solar Wind Three C. T. Russell. Univ. Calif. 1974.
- William A. Coles. Interplanetary scintillation. *Space Science Reviews*. No. 21, pp. 411-425, 1978.
- W. A. Coles and J. J. Kaufman. Solar wind velocity estimation multi-station IPS. *Radio Science*, Vol. 13, No. 3, pp. 591-597, 1978.

- P. A. Dennison, A. Hewish. the solar wind outside the plane of the ecliptic. *Nature*, pp. 343-346, 1967
- P. J. Duffett-Smith, A. Purvis and A. Hewish. A statistical study of faint radio sources at 81.5 MHz -I. The data. *Mon. Not. R. Soc.* 190, pp. 891-901, 1980.
- G. R. Gapper, A. Hewish, A. Purvis. Observing interplanetary disturbances from the ground. *Nature*, Vol. 296, pp. 633-636, 1982.
- R. A. Harrison, M. A. Hapgood, V. Moore and E. A. Lucek. An interplanetary scintillation activity index. *Ann. Geophysicae.* 1992.
- A. Hewish. The solar origin of geomagnetic storms. *Mullard Radio Astronomy Observatory*, 1987.
- A. Hewish and S. J. Burnell. Fine structure in radio sources at metre wavelenths-I. *Mon Not. R. astr. Soc.*, 150, pp. 141-147, 1970
- A. Hewish, P. A. Dennison and J. D. H. Pilkington. Measurements of the size and motion of the irregularities in the interplanetary medium. *Nature*, Vol. 209, pp. 1188-1189. 1966.
- A. Hewish, P. F. Scott and D. Wills. Interplanetary scintillation of small diameter radio sources. *Nature*, Vol. 209, pp. 1214-1217, 1964.
- A. Hewish and M. D. Symonds. Radio investigation of the solar plasma. *Planet Space Sci*, Vol. 17, pp. 313-320, 1969.
- A Hewish, S. Bravo. The sources of large-scale heliospheric disturbances. *Solar Physics* 106, pp. 185-200, 1986.
- A. J: Hundhausen. Coronal expansion and Solar Wind. Berlin: Springer-Verlag, 1972. M. G. Kivelson, C. T. Russell. Introduction to space physics. cambridge University Press, 1996.
- M. Kojima and T. Kakinuma. Solar cycle evolution of solar wind speed structure between 1973 and 1985 observed with interplanetary scintillation method. *Journal of Geophysical Research*, Vol. 92, No. A7, pp. 7269-7279, 1987.
- Harold Leinbach and S. Ananthkrishnan. IPS g-maps: A viable forecasting tool for solar wind disturbances?, 1992.

- H. Leinbach, S. Ananthkrishnan, T. R. Detman. The utility of interplanetary scintillation maps in forecasting geomagnetic activity: a study based on single station data from Cambridge, United Kingdom. NOAA Technical Memorandum ERL SEL-83.
- L. T. Little and A. Hewish. Interplanetary scintillation and its relation to the angular structure of radio sources. *Mon. Not. R. astr. Soc.* Vol. 134, pp. 221-237, 1966.
- P. K. Manoharan and S. Ananthkrishnan. Determination of solar-wind velocities using single-station measurements of interplanetary scintillation. *Mon. Not. R. Astr. Soc.* 244, pp. 691-695, 1990.
- P. K. Manoharan, S. Ananthkrishnan, M. Dryer et al. M. Kojima et al. Solar wind velocity and normalized scintillation index from single-station IPS observations. *Solar Physics* 156, pp. 377-393, 1995.
- M. Marians, Computed scintillation spectra for strong turbulence. *Radio Science*, Vol. 10 No. 1, pp. 115-119, 1975.
- V. J. Pizzo and D. G. Sime. Interpretation of interplanetary scintillation observations of large scale interplanetary structures. High Altitude Obs/NCAR, Boulder, Co 80307. 1990-1992.
- A. Purvis. Ph. D. Tesis. 1981.
- A. Purvis, S. J. Tappin, W. g. Rees, A. Hewish and P. J. Duffett-Smith. The Cambridge IPS survey at 81.5 MHz. *Mon. Not. R. astr. Soc.* Vol. 229, pp. 589-619, 1987. Microfiche MN 229/1, 229/2 and 229/3.
- S.J. Tappin, A. Hewish and G.R. Gapper. Tracking a major interplanetary disturbe. *Planet Space Sci.*, Vol. 31, No. 10, pp. 1171-1176, 1983.
- Thomas F. Tascione. Introduction to the space enviroment. Krieger Publishing Company, Malabar, Florida. 1994.
- V. V. Vitkevich and V. Y. Vlasov. Radioastronomical investigations of the drift of the inhomogeneous interplanetary plasma. *Soviet Astronomy - AJ*, Vol. 13, No. 4, pp. 669-676. 1970.
- T. Watanabe and R Scwenn. Large-scale propagation properties of interplanetary disturbances revealed from IPS and spacecraft observations. *Spaec Sci. Rev.*, Vol. 51, pp. 147-173, 1989.

G. Woan. Observations of long-lived solar wind streams during. Cambridge University
Astronomy. 1990-1993.