



Universidad Nacional Autónoma de México

FACULTAD DE CIENCIAS

13
25

Detección de Perturbaciones del Viento
Solar por Medio del Centelleo Interplanetario
de Fuentes de Radio Estelares

T E S I S
Que para Obtener el Título de
F I S I C O
P r e s e n t a
Armando Carrillo Vargas



México, D. F.

1993

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas Tesis Digitales Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS © PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

TESIS CON FALLA DE ORIGEN

DETECCION DE PERTURBACIONES DEL VIENTO SOLAR POR MEDIO DEL CENTELLEO INTERPLANETARIO DE FUENTES DE RADIO ESTELARES

RESUMEN.

En esta tesis se presenta en el primer capítulo una revisión del estado actual de las teorías sobre medio interplanetario, el viento solar, perturbaciones que viajan en el medio interplanetario, además se hace una revisión de la teoría sobre campo magnético solar en el medio interplanetario y se incluye una revisión de los posibles orígenes de las perturbaciones que viajan en el medio interplanetario, así como sus efectos magnetosféricos. En la revisión sobre viento solar se hace un análisis del modelo de Parker para viento solar y se discute el tipo de soluciones que se encuentran a partir del modelo, en la parte de perturbaciones que viajan en el medio interplanetario se hace una descripción detallada de perturbaciones del tipo *haces corrotantes (CIRs)* y perturbaciones asociadas a *frentes de choque esféricos* y su posible relación con el inicio de *tormentas geomagnéticas*.

En el capítulo 2, se hace una revisión del estado actual sobre la teoría de *centelleo interplanetario (IPS)*, se hace un análisis de las observaciones de centelleo interplanetario como método de rastreo de las perturbaciones que viajan en el medio interplanetario, se realiza una descripción detallada de la técnica empleada para generar *mapas teóricos y observacionales de centelleo interplanetario* y se concluye éste capítulo mostrando como es la técnica para detectar perturbaciones

en el medio interplanetario usando mapas "g" (*mapas de centelleo*).

En el capítulo 3 se dan antecedentes sobre los *arreglos de radio* como herramienta para estudiar las variaciones de flujo de una fuente de radio estelar, se describe técnicamente las principales secciones de un arreglo de radio de gran área y se describe detalladamente las características técnicas del arreglo de radio prototipo que el Instituto de Geofísica (UNAM) construye actualmente en la Facultad de Estudios Superiores Cuautitlan (F.E.S.C). La tesis concluye mostrando cual es la estrategia para el observatorio mexicano dentro de la red global de monitoreo, la cual se conforma con los observatorios de Cambridge (Inglaterra), Ahmedabad (India) y México.

INTRODUCCION.

Antes de los viajes espaciales, se pensaba que más allá de la atmósfera y de la ionosfera, en la exosfera, continuaba disminuyendo la densidad del gas y la intensidad del campo magnético en la escasa e interesante amplitud del espacio interplanetario, un espacio en el que los planetas describen sus órbitas por las que de vez en cuando pasa un meteorito, luego un cometa ...

Para los años cincuentas, esta forma de ver el espacio interplanetario tenía varias evidencias en contra. A partir de las mediciones hechas en la alta atmósfera terrestre, se encontró que ésta estaba más caliente y no más fría a distancias mayores de la Tierra. S. Chapman elaboró una teoría en la que partía de un equilibrio hidrostático en la atmósfera solar y sugirió que el calentamiento se debía a la conducción de calor desde el interior del Sol, a través de la corona solar, hasta la atmósfera de la Tierra. De sus resultados Chapman concluyó que la corona solar se extendía hasta la Tierra y más allá llenando todo el sistema solar y estimó que la temperatura de la corona a la altura de la Tierra debería ser de 2×10^5 °K. En la actualidad se sabe que el calentamiento en la alta atmósfera terrestre no tiene nada que ver con el viento solar y dicho calentamiento actualmente es objeto de estudio. Por ésta misma época, despertó gran interés una hipótesis de L. Biermann que aludía al hecho de que la cola de un cometa, que sigue una dirección radial opuesta al Sol, no se podía explicar por medio de la presión de radiación del Sol. Aún más, los astrónomos alemanes A. Behr y H. Siedentopf ya habían apreciado a

comienzos de los años cincuentas que la luz zodiacal, fenómeno luminoso visible en la eclíptica en los alrededores del Sol, está muy polarizada y que éste hecho sólo se podía comprender si en estas zonas existían electrones libres en una concentración de $1000/\text{cm}^{-3}$.

En 1938, S. Forbush encontró que el número de rayos cósmicos que llegan a la Tierra, es mayor durante el mínimo de actividad solar y menor en el máximo del ciclo. Además notó que durante las tormentas geomagnéticas el número de rayos cósmicos disminuía [Forbush, 1938]. Hasta ese momento, se pensaba que el plasma solar era un conjunto neutro de partículas positivas y negativas que salían del Sol por medio de las ráfagas solares pero no se pensaba que el medio interplanetario estuviera permanentemente ocupado por este plasma solar. Para explicar por qué variaba la cantidad de rayos cósmicos con la actividad solar, P. Morrison sugirió que el plasma solar arrastraba consigo parte del campo magnético solar y barría a las partículas de los rayos cósmicos hacia afuera del espacio interplanetario. Para alcanzar la Tierra, los rayos cósmicos tenían que atravesar este campo magnético, por lo que la repulsión de los rayos cósmicos era mayor cuando el plasma solar y su campo eran más intensos [Morrison, 1954].

Todas estas ideas estaban en clara contraposición con la concepción, hasta entonces generalizada, de un espacio interplanetario "vacío", en el que, en todo caso, existían algunas rocas.

Por algunos años la propuesta de Chapman de la conducción de calor a través de la corona solar para explicar el calentamiento de la alta atmósfera terrestre no fué aceptada por muchos científicos y no fue hasta 1959 que E. Parker aclaró algunos puntos oscuros que no se podían explicar con el modelo de Chapman.

E. Parker propuso un modelo dinámico en el que la corona debe transformarse en una corriente de alta velocidad moviéndose hacia afuera del espacio (Parker, 1958; 1959). En 1959 se creía que existían esencialmente dos clases de "vapor" solar en las que se podía pensar: la corona estática y la corriente de partículas fluyendo desde el Sol con alta velocidad. La existencia simultánea de ambas, sin embargo, era imposible. En un campo magnético una corriente de partículas cargadas no puede pasar libremente a través de éste, y se sabía que el Sistema Solar estaba lleno de campos magnéticos. Luego entonces, la corona y el flujo solar no pueden ser entidades separadas, deben ser lo mismo. La corona, que se comporta como una atmósfera estática cerca del Sol, debe evolucionar en una corriente de alta velocidad moviéndose hacia afuera del espacio, a partir de cierta distancia. El modelo de E. Parker de la expansión de la corona constituye en la actualidad la base de las teorías del viento solar.

Al estudiar el comportamiento del viento solar se detectó una serie de perturbaciones que se propagan en él, en la actualidad se estudian perturbaciones en el plasma interplanetario del tipo *ondas de Alfvén*, *ondas magnetosónicas lentas y rápidas*, *frentes de choque asociados con incrementos en la densidad del plasma*, etc.

En esta tesis el tipo de perturbaciones que se estudian son las asociadas con zonas de gran escala en el viento solar con densidades mayores o menores que la densidad promedio del plasma interplanetario conocidas con el nombre de *haces corrotantes y frentes de choque esféricos*.

CAPITULO I

VIENTO SOLAR Y MEDIO INTERPLANETARIO

1.1. MODELO DE PARKER DEL VIENTO SOLAR.

Parker denominó a esta expansión de la corona "Viento Solar". Para simplificar matemáticamente el problema, Parker [1960] propuso una simetría esférica, un Sol que no rota e inmerso en el vacío (lo cual implica que la presión en el infinito es cero), que todo el plasma está compuesto únicamente de hidrógeno ionizado (protones y electrones) y además despreció el efecto del campo magnético solar, por lo que utiliza las ecuaciones hidrodinámicas ordinarias:

1) ecuación de Euler en el caso estacionario:

$$NMv \frac{dv}{dr} + \frac{d}{dr} (2NkT) + \frac{GM \cdot MN}{r^2} = 0 \quad 1.1$$

1) ecuación de conservación de la masa:

$$N v r^2 = N_0 v_0 a^2 \quad 1.2$$

donde N es la densidad de partículas, M la masa de las partículas, M_{\odot} la masa del Sol, v la velocidad del viento, r la distancia radial desde el centro del Sol, $r=a$ corresponde a la base de la corona, v_0 es la velocidad en $r=a$, T es la temperatura, k es la constante de Boltzman y G es la constante de gravitación universal. Para tener un sistema de ecuaciones bien establecidas, se necesita escribir una ecuación de energía definida, la cual es difícil de plantear, así que Parker resuelve el problema analizando varios casos, considerando funciones diferentes para la temperatura.

a) *Corona isotérmica.*

En este caso la expansión de la corona es isotérmica hasta cierta distancia b , más allá de la cual se considera que el calentamiento

desaparece, por lo que, para r mayor de una cierta distancia b , $T(r)$ es despreciable, es decir, $T(r)=T_0$ para $asr \leq b$ y $T(r)=0$ para $r > b$. Con esta suposición Parker demostró que el único equilibrio estacionario de expansión de la atmósfera solar correspondía a un flujo con velocidad supersónica. En la figura 1 se muestra la gráfica de la velocidad como función de la distancia r en unidades de distancia desde el centro del Sol (a) hasta la base de la corona para varias temperaturas T_0 . Los valores que se consideran son: $a=10^{11}$ cm, $M=1.66 \times 10^{-24}$ g. Un tratamiento detallado del desarrollo de las ecuaciones se puede ver en Parker, 1965.

b) Corona en que la temperatura disminuye más lentamente que r^{-1} .

El estado de equilibrio estacionario de una atmósfera se puede deducir a partir de las propiedades matemáticas generales de las ecuaciones 1.1 y 1.2. La velocidad térmica característica del fluido (la cual es la velocidad de propagación de las ondas de compresión en el fluido) para el caso isotérmico está dada por:

$$c(r) = \left(\frac{2kT}{M} \right)^{1/2} \quad 1.3$$

y la velocidad de escape característica desde la superficie solar es:

$$w(a) = \left(\frac{GM_0}{a} \right)^{1/2} \quad 1.4$$

Podemos despejar $N(r)$ de la ec. 1.2 y sustituir en ec. 1.1 y usar 1.3 y 1.4 para llegar a:

$$v \frac{dv}{dr} \left(1 - \frac{c^2}{vr^2} \right) = -r^2 \frac{d}{dr} \left(\frac{c}{r} \right)^2 - \frac{w^2 a}{2} \quad 1.5$$

Si definimos a:

$$R(r) \equiv r^2 \frac{d}{dr} \left(\frac{c}{r} \right)^2 - \frac{w^2 a}{2} \quad 1.6$$

en la base de la corona se tiene que:

$$R(a) = \frac{2c_0^2 - w^2}{a} \quad 1.7$$

donde $c_0 = c(a)$ y como $w^2 \gg c_0^2$, la función $R(r)$ es negativa en la base de

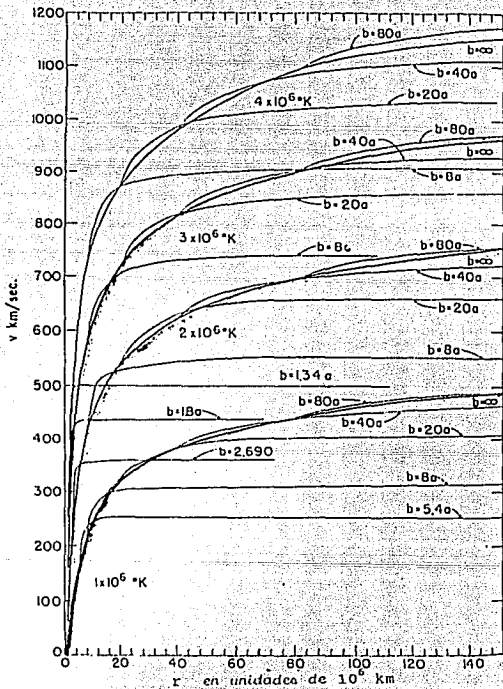


Figura 1: Soluciones para la corona isotérmica [Parker, 1965].

la corona. Considérese que la temperatura $T(r)$ decrece monótonamente más lentamente que el inverso de la distancia, esto es que $T = ar^{-n}$

para $0 < n < 1$ y $\alpha = \text{cte.}$, entonces el término:

$$-r^2 \frac{d}{dr} \left(\frac{c}{r} \right)^2 = \frac{2(n+2)ak}{M r^{1+n}}$$

es positivo y como $n < 1$, este término decae más lentamente que r^{-2} de forma que para r grande $R(r)$ se vuelve positiva.

Para estudiar las formas de las soluciones, se toma en cuenta que, en la base de la atmósfera, v es pequeña y entonces $1 - c^2/v^2$ es negativa al igual que $R(r)$, por lo que para que 1.6 se satisfaga, $dv/dr > 0$; lo cual muestra que la velocidad del flujo aumenta con la distancia. De los diferentes tipos de soluciones, la única posible para el Sol con la condición a la frontera de un Sol rodeado de vacío $p(\infty) = 0$ es aquella en la cual v alcanza el valor de c en el punto crítico r_c donde $R(r)$ se hace cero. Esta solución pasa suavemente por el punto crítico $[r_c, c(r_c)]$ del plano $v-r$ y se mantiene creciente con $dv/dr > 0$ hasta $r = \infty$. La densidad de acuerdo con la ecuación 1.2, decae más rápido que $1/r^2$ y la presión en infinito es cero, como se exige físicamente. Por lo tanto, cuando la temperatura decae más lentamente que el inverso de la distancia, el único estado estacionario para una atmósfera rodeada por el vacío es una expansión con velocidades supersónicas lejos del Sol. En la figura 2, se muestran gráficamente las soluciones a la ecuación 1.5 que se discutieron anteriormente. A primera aproximación este modelo simple es cualitativamente aceptable. Sin embargo, cuando se introduce, por ejemplo, que la temperatura sea constante, los valores de densidad a la altura de la Tierra (10 cm^{-3}) están por arriba del valor observado y los de velocidad por debajo. El viento solar fue detectado directamente por primera vez durante el vuelo de la sonda espacial soviética Lunik II, en septiembre de 1959, por Gringauz [1961] y sus colaboradores. Estas observaciones fueron

completadas con las de otras sondas soviéticas Lunik III y Venus I. Las primeras mediciones dieron un resultado de una densidad del flujo de protones de $10^8-10^9 \text{ cm}^{-2}\text{seg}^{-1}$, lo que coincidía con la previsión teórica de una corriente supersónica, si bien no constituía una prueba directa de la existencia de una corriente orientada en una sola dirección.

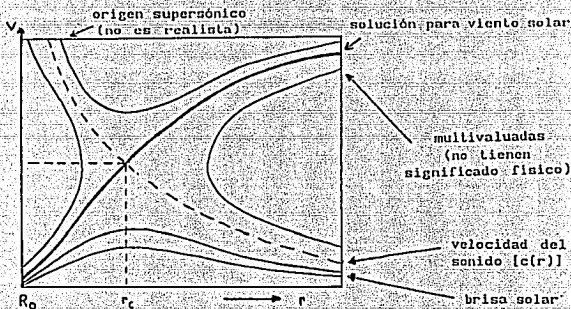


Figura 2: Representación esquemática de los tipos de soluciones para una corona en la que $T(r)$ decrece más lentamente que $1/r$. También se muestra la velocidad del sonido $C(r)$, [Parker, 1965].

La primera medición realizada por científicos norteamericanos, se obtuvo en el año de 1961; un grupo de Massachusetts Institute of Technology (MIT), con el satélite Explorer 10 estimó para la velocidad del viento solar un valor de aproximadamente 300 Km/s y una temperatura de los protones de 10^5 y 10^6 °K. La primera medición extensiva de las características del viento solar durante un tiempo prolongado se realizó con una sonda norteamericana, la Mariner II en 1969-1973. Estas mediciones permitieron conocer por primera vez la gran variabilidad del

viento solar, ver figura 3.

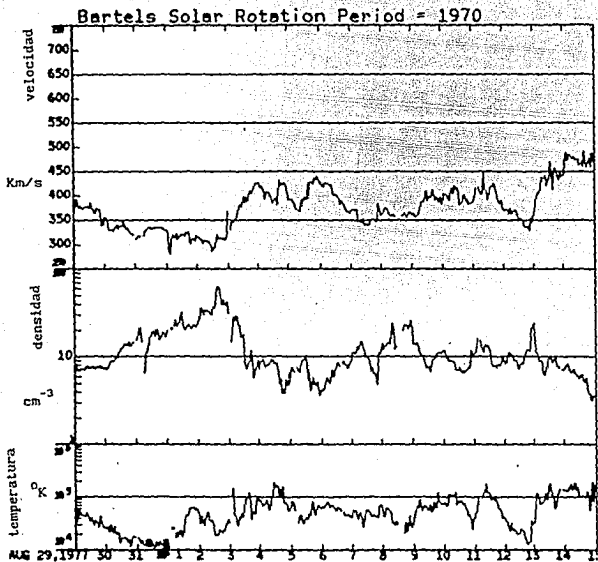


Figura 3: El viento solar es un flujo altamente variable lo cual se observa de los datos tomados en el medio interplanetario. Las gráficas muestran solo los parámetros de velocidad y densidad y temperatura.

[de Interplanetary Medium Data Book, 1970].

1.2 MEDIO INTERPLANETARIO Y VIENTO SOLAR.

a) Corrientes de Viento Solar de alta velocidad.

Billings y Roberts [1964], sugirieron que las corrientes de viento solar de alta velocidad se podian originar en estructuras de campo magnético coronal abierto (hoyo coronal) en vez de regiones que tienen líneas magnéticas cerradas. Posteriormente Wilcox [1968] dió un gran apoyo a esta proposición y finalmente Pneuman y Kopp [1971] y Noci [1973] proporcionaron evidencia teórica cuantitativa de la posibilidad de esta idea. Una corriente de viento solar es una estructura coherente que tiene un perfil característico de temperatura, densidad, velocidad y campo magnético a la altura de la órbita terrestre. Rota con el Sol cruzando la Tierra recurrentemente (en el caso de que el tiempo de vida del hoyo coronal del que proviene sea de varias rotaciones solares) con un periodo sinódico de 27.1 días que es el periodo ecuatorial de la fotosfera. Estas corrientes están constituidas por viento solar más rápido que el viento solar normal cuya velocidad es aproximadamente de 300 a 400 Km/s. Feldman et al. [1976] estudiaron una muestra de 19 corrientes extensas con velocidades máximas superiores a los 650 Km/s y encontraron que su anchura en longitud solar va de 48° a 159° con un promedio de 89° (ver figura 6). Estas corrientes se observan en toda las fases del ciclo solar, pero las más estables ocurren durante la fase declinante. La primera asociación observacional entre las corrientes de viento solar rápido y los grandes hoyos coronales fue manifestada por Krieger et al. [1973] quienes mostraron que un hoyo coronal observado en rayos X por medio de cohetes sonda era la fuente de una corriente de viento solar de alta velocidad que recurrió mientras el hoyo existió. Posteriormente con los datos del Skylab una

gran cantidad de trabajos confirmaron sin lugar a duda que los hoyos coronales son la fuente de las corrientes de viento solar de gran velocidad. Coles y Ricket [1976] y Ricket et al. [1976] midieron la velocidad del viento solar fuera de la eclíptica por medio del centelleo interplanetario (IPS) de radiofuentes estelares y establecieron que los hoyos coronales polares son también fuentes de viento solar rápido, con velocidades de hasta 800 Km/s. Gosling et al. [1976] manifestaron que la característica básica del viento solar en ausencia de un campo magnético cerrado que lo confine es la alta velocidad. Actualmente parece ser que los hoyos coronales son las únicas fuentes del plasma que sale del Sol y llena todo el medio interplanetario.

El viento solar es esencialmente una extensión y expansión superalfvénica y supersónica de la atmósfera solar en el medio interplanetario, hasta más allá de la órbita terrestre. Los parámetros principales del viento solar promedio a una unidad astronómica se muestran en la Tabla I.

La imagen estacionaria de un viento solar promedio que se muestra en la tabla I, está muy lejos de representar el comportamiento real del viento solar. El viento solar es un flujo altamente variable, lo cual se observa de los datos tomados en el medio interplanetario como se observa en la figura 3. No es de extrañar que el viento solar presente una gran variabilidad si se considera que su fuente es el Sol, el cual también presenta una gran actividad, la cual se debe a variaciones en su campo magnético.

TABLA I

PARAMETROS DEL VIENTO SOLAR PROMEDIO A 1 UA ($1.5 \cdot 10^{11}$ m)

Parámetro	Valor
Macroscópicos	
densidad (n)	5 cm^{-3}
velocidad (v)	300 - 800 Km/s
temperatura (T)	10^5 K
campo magnético	$6\gamma = 6 \cdot 10^{-5} \text{ G}$
Velocidades (Km/s)	
V_{termica} (protones)	30
V_{termica} (electrones)	1000
V_{Alfven}	50
Frecuencia (rad/s)	
del plasma para iones (ω_{pi})	3000
del plasma para electrones (ω_{pe})	10^5
de ciclotrón para iones (Ω_i)	0.5
de ciclotrón para electrones (Ω_e)	1000
de colisión entre iones ($2\pi\nu_{ep}$)	$2\pi(3 \cdot 10^{-7})$
Escalas de tiempo (s)	
período de giro de los iones	12
período de giro de los electrones	$6 \cdot 10^{-3}$
tiempo entre colisiones ión-ión	$3 \cdot 10^6$
expansión (r/v)	$3 \cdot 10^5$
Escalas de longitud	
longitud de Debye (λ_D)	10 m
camino libre medio	0.6 UA
radio Larmor iónico (r_{Li})	60 Km
radio Larmor electrónico (r_{Le})	1 Km
Parámetros no dimensionales	
número de Debye ($N_D = n\lambda_D^3$)	$5 \cdot 10^9$
beta del plasma iónico (β_i)	0.5 - 1

Se han hecho múltiples intentos de mejorar la descripción del viento solar principalmente para explicar las corrientes de alta velocidad, incrementando el número de parámetros en los modelos de fluidos, algunos de ellos incluyen:

i) *Fuerzas adicionales*, tales como presión por ondas, viscosidad, fuerzas rotacionales, presión de radiación, etc.

ii) *Ecuaciones de energía más realistas*, dado que este es el aspecto más débil de la solución mostrada por Parker, se hacen adiciones tales como conducción de calor, adición de energía debida a disipación por ondas, etc.

iii) *Ecuaciones para dos fluidos*, una para electrones y otra para protones. Esto es más realista dado que los protones y los electrones están desacoplados colisionalmente durante la mayor parte en el medio interplanetario.

iv) *Tensores de presión anisotrópicos*, con casi ausencia de colisiones, las distribuciones de partículas no permanecen como de Maxwellianas isotrópicas.

v) *Geometría no esférica*, modelando la interacción del campo magnético y del flujo en regiones inhomogéneas, tales como las fronteras de los hoyos coronales.

El problema de modelar el viento solar aún no está terminado y durante mucho tiempo más será objeto de estudios, los cuales intentaran relacionar los parámetros antes mencionados con el fin de aclarar muchos puntos oscuros de las teorías actuales y probablemente en un futuro cercano se tenga una descripción más realista del viento solar.

b) Medio interplanetario.

El medio interplanetario fue durante un largo tiempo una

incógnita para el hombre que desde la Tierra ha hecho grandes especulaciones sobre sus características. El estudio de dicho medio en forma consistente se inició hace pocos años, cuando la tecnología espacial hizo posible su exploración directa. Antes, lo que se pudiera mencionar de él era poco más que meras especulaciones. En el desarrollo de la investigación del medio interplanetario existe un punto relevante el cual tiene una vinculación directa con él: se ha observado que el campo magnético del Sol evoluciona mostrando un ciclo que está muy relacionado con lo que llamamos "actividad solar".

La actividad solar, se manifiesta de diversas formas algunas de ellas son las ráfagas, erupciones de filamentos, regiones activas, hoyos coronales, etc. y con todo un conjunto de fenómenos energéticos que varían con el tiempo en forma cíclica de manera que hay épocas en que estas manifestaciones ocurren con mucha frecuencia y energía, y otras en que el Sol está bastante quieto. Todo fenómeno vinculado con la actividad solar altera el medio interplanetario, el cual llega en ocasiones a alterar en forma considerable el campo magnético terrestre. Las observaciones de frentes de choque que viajan en el medio interplanetario son tan viejas como las observaciones del viento solar en los años sesenta. En la actualidad se tiene la certeza de que el origen de las ondas de choque que viajan en el medio interplanetario es el Sol. Los primeros análisis de estas estructuras se llevaron a cabo hasta la década de los setentas, empezando con Burlaga [1971] y Hünhausen [1972]. Estos frentes de choque, que viajan a velocidades supermagnetosónicas respecto al viento solar, que a su vez es supermagnetosónico, perturban el entorno terrestre cuando golpean el borde de la magnetósfera y producen, entre otras cosas, las tormentas

geomagnéticas y las auroras polares.

c) El campo magnético en el medio interplanetario.

En el desarrollo de las primeras teorías sobre viento solar, para simplificar el fenómeno, no se consideraba la interacción del viento solar con el campo magnético del Sol. No es recomendable olvidar que el campo magnético del Sol cubre todo lugar del sistema solar y es determinante en la evolución del viento solar. Cabe hacer notar que un campo magnético solar demasiado fuerte, tendría como efecto un confinamiento de la corona solar e impediría la existencia del viento solar. Pero como existe una expansión, el viento solar arrastra el campo magnético solar congelado en él hacia afuera del Sol. Si el Sol no girase, las líneas de campo magnéticas tendrían una representación radial respecto del Sol, pero como el Sol gira las líneas de campo magnéticas toman una configuración de forma espiral sobre el plano del ecuador solar. Lo anterior se puede explicar considerando que el campo magnético en un plasma altamente conductor se comporta como si estuviese "congelado" en el material. El primero en demostrar que un campo magnético puede comportarse de esta manera fue H. Alfvén [1950]. Para demostrar esto, se parte de las ecuaciones de Maxwell con las restricciones de que la velocidad del fluido es mucho menor que la velocidad de la luz y los flujos tienen lugar en campos cuasiestacionarios o de baja frecuencia, de donde se obtiene que:

$$-\eta \nabla^2 \mathbf{H} + \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{H}) = \frac{\partial \mathbf{H}}{\partial t}$$

donde $\eta = 1/\mu\sigma$ es el coeficiente de difusión magnética. Si \mathbf{v} es distinta de cero y σ es muy grande como en el viento solar entonces:

$$\frac{\partial \mathbf{H}}{\partial t} = \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{H})$$

El término que se obtiene del lado derecho de la ecuación

anterior es el rotacional de una "fuerza" inducida por el campo eléctrico E, pues en el caso en que σ tiende a infinito, $|E| \approx |v \times H|$. Entonces, cuando un plasma se mueve en un campo magnético, un campo eléctrico es inducido. Pero la conductividad tiende a infinito, por lo que $E = 0$. Esto es, un observador moviéndose con el viento solar no verá campos eléctricos. Consecuentemente si $E = 0$ no debe existir movimiento en H relativo al material ionizado y de aquí que se diga que el campo magnético está "congelado" en el plasma, lo que implica que el campo magnético es transportado por el plasma.

Para determinar la estructura del campo magnético solar en el espacio interplanetario, es necesario considerar la rotación del Sol y un plasma que sale con velocidad radial constante de una región aislada del Sol, cerca del ecuador solar, dará lugar a una estructura con las líneas de campo magnético en forma de una espiral de Arquímedes en el ecuador solar. El ángulo formado entre el radio vector y la tangente a la espiral de Arquímedes se denomina el *ángulo de manguera*, y está dado por:

$$\tan \theta = \frac{\Omega r}{v_s}$$

donde Ω es la velocidad angular del Sol, r es la distancia heliocéntrica y v_s es la velocidad del viento solar. Para $r = 1$ UA ($1/\Omega = 24.7$ días, el periodo de rotación del ecuador solar), se encuentra que $\theta \approx 45^\circ$ con la línea Sol-Tierra, lo cual concuerda con las mediciones directas. La primera demostración experimental de esta estructura espiral, fue obtenida por Mc. Craken [1952], usando datos de rayos cósmicos provenientes de una ráfaga solar, recibidos en la superficie de la Tierra.

Una fotografía instantánea de la espiral de Arquímedes de la

línea de campo magnético en el sexto día después que la fuente pasó la línea Sol-Tierra es mostrada en la figura 4. Para un viento solar de $V_s \approx 400$ Km/s y $r = 1.5 \cdot 10^8$ Km, el ángulo de manguera a la altura de la órbita de la Tierra es de 45° .

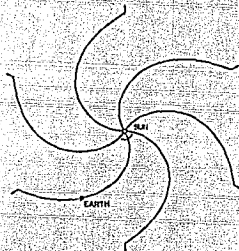


Figura 4: Geometría del campo magnético interplanetario en el plano del ecuador solar, presentando un ángulo de 45° a la altura de la órbita de la Tierra.

Dado que las líneas de campo magnético determinan una configuración espiral, los valores de campo magnético asociados a las componentes paralela y ortogonal a las líneas de flujo (dirección radial) se obtienen por:

$$B_{\parallel} = B_b \left(\frac{b}{r} \right)^2 \quad 1.8$$

$$B_{\perp} = B_b \frac{\Omega_s}{V_s} \left(\frac{b}{r} \right)^2 (r - b) \quad 1.9$$

donde b es la distancia desde el Sol al punto en que la velocidad supersónica del viento solar se hace constante, B_b es el valor del campo magnético en ese punto, V_s es la velocidad del viento solar y Ω_s es la velocidad angular del Sol.

Considerando el caso en que $r \gg b$, el campo magnético total está dado por:

$$B_T = B_b \left(\frac{b}{r} \right)^2 \left(1 + \frac{\Omega_s^2 r^2}{v_s^2} \right)^{1/2} \quad 1.10$$

Para facilitar los estudios del campo magnético solar se han hecho múltiples simplificaciones, pero en realidad el campo magnético solar presenta una estructura mucho más compleja que una simple espiral de Arquímedes. A partir de las mediciones del Pionero 5, del Mariner 2, del IMP 1, y del Mariner 4, se encontró la existencia de una componente del campo magnético solar ortogonal al plano de la eclíptica, cuyo valor es significativo. Estos resultados generaron un debate con la teoría existente, a partir de la cuál se obtuvo que dicha componente debería ser cero. En un principio se creyó que los errores experimentales eran la causa de obtener una componente ortogonal del campo magnético interplanetario, pero mediciones posteriores, hechas con mayor precisión, han confirmado su existencia.

La existencia de dicha componente es de vital importancia en las relaciones Sol-Tierra, dado que cuando la magnitud de la componente ortogonal del campo magnético es distinta de cero y apunta hacia abajo del plano de la eclíptica su reconexión con el campo magnético terrestre genera diversas e importantes perturbaciones geomagnéticas, como veremos más adelante.

d) Extensión del viento solar.

Considerando que el viento solar se expande radialmente y la densidad de masa decae como $1/r^2$, supongase que la presión del plasma en el infinito es cero y considerando que el viento solar barrerá a su paso el material del medio interestelar, hasta que la presión del viento solar esté equilibrado con la presión de dicho medio a una

distancia heliocéntrica r_h . Debido a la presencia de plasmas con una velocidad relativa supersónica, se formará un frente de choque y el viento solar sufrirá una transición volviéndose subsónico, esta frontera se llama *heliopausa*, la región delimitada por ésta y donde el plasma es supersónico es denominada *heliósfera*. Para darse idea de cómo es la forma de la *heliósfera*, es útil hacer la siguiente analogía: cuando el viento solar pasa cerca de un planeta, siente a éste como un obstáculo en su camino y fluye a su alrededor, creando una cavidad. Si el planeta tiene un campo magnético, el obstáculo será este campo y se creará una "magnetósfera" alrededor del planeta, esto es, una región donde impera su campo magnético confinado y comprimido por el flujo del viento solar. Como este flujo es supersónico, se formará un frente de choque antes de la magnetósfera, el cual es una región muy delgada en la que el viento supersónico se vuelve subsónico. La distancia entre el frente de choque y el obstáculo, así como el tamaño de la magnetósfera, están determinados por la intensidad relativa del campo magnético del planeta con respecto al campo transportado por el plasma y por la energía cinética de éste. Cuando el viento empuja más fuerte, el campo magnético del planeta es más comprimido. Cuando la presión del viento solar disminuye, el campo magnético (la magnetósfera) se expande. La posición de la frontera de la magnetósfera, la "magnetopausa", estará determinada por un equilibrio de presiones entre el viento solar y el campo magnético del planeta. De la misma manera, la magnetósfera del Sol, la "heliósfera" está controlada y delimitada por la interacción entre el viento solar y el medio interestelar y la frontera de ésta, la "heliopausa" estará determinada también por un equilibrio de presiones entre el viento solar y el plasma interestelar. La *heliósfera* es

entonces la región alrededor del Sol en donde la actividad solar domina. Dentro de esta región, las condiciones físicas son establecidas, modificadas y gobernadas por el Sol. Aun hoy en día, son muchas las preguntas sin respuesta acerca de la heliósfera, poco se sabe de su morfología, cómo evoluciona en el espacio y el tiempo, o qué tan lejos se expande su influencia en el medio interestelar. Sin embargo, algunas de sus propiedades han sido deducidas de manera indirecta. Por ejemplo, alguna vez se pensó que la heliósfera era esférica, sin embargo, al estudiar los movimientos de las estrellas cercanas, se encontró que el medio interestelar se mueve hacia el Sol desde el centro de la galaxia con una velocidad de 20 Km/s; considerando que es el Sol el que se mueve, se sabe que su movimiento se dirige hacia un punto entre las constelaciones de Lira y Hércules, alejándose de un punto desviado 30° hacia el sur de la constelación de Orión.

Al tener un plasma interestelar de baja densidad, los científicos creen que 20 Km/s (velocidad supersónica relativa) es una velocidad suficiente para generar un frente de choque entre el viento interestelar (plasma formado en el origen del universo que se encuentra en el espacio interestelar) y el viento solar. Otro efecto del viento interestelar sería empujar a la heliósfera y crear una larga cola magnética en la dirección del movimiento del flujo. Debido a lo anterior, no se puede esperar que la forma de la heliósfera sea simétrica con respecto al Sol. La heliósfera se extenderá a distancias mayores en la dirección del antiapex (contraria al movimiento del Sol) que en la del ápex (dirección del movimiento solar). No se sabe qué tan lejos está la heliopausa del lado del apex solar. Se piensa que debe

estar como a 100 UA. La distancia a la heliopausa del lado contrario al apex es aun más misteriosa, pero se ha sugerido que puede ser de 10 000 UA, o alrededor de un sexto de un año luz (ver figura 5). Para conocer más acerca de la forma de la heliósfera y tener datos sobre la distancia a la heliopausa, se tendrá que esperar a tener los datos de las misiones espaciales cuando lleguen a los límites de dicha región.

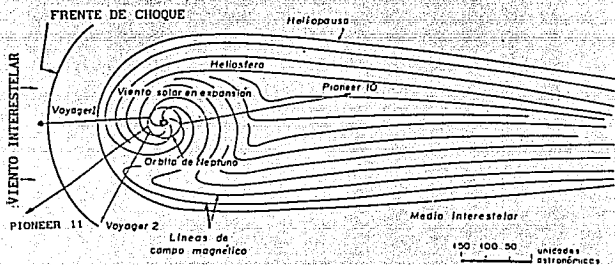


Figura 5: Esquema general de la configuración de la heliósfera, también se muestra la configuración de la heliopausa y el frente de choque del plasma interestelar con el viento solar en expansión.

1.3 Perturbaciones que viajan en el medio interplanetario.

Desde hace muchos años se pensaba que el medio interplanetario de una manera u otra servía como medio transmisor de eventos que se generaban al suscitarse fenómenos violentos en la superficie solar. En los primeros años de desarrollo de la teoría sobre viento solar se había desarrollado una controversia de si en el viento solar se podían generar choques o discontinuidades, considerando que toda discontinuidad se caracteriza por un cambio brusco en la densidad, y la

velocidad del viento solar ó variación en la temperatura de los protones. Esta controversia se resolvió con la observación de los frentes de choques en el medio interplanetario que ya mencionamos. Además, las observaciones realizadas por vehículos espaciales mostraron que en una primera aproximación el viento solar actúa como un fluido [Spreiter et. al., 1966]. Esto permitió que las teorías sobre fluidos pudiesen aplicarse para comprender la dinámica y estructura del viento solar. Una disertación sobre la estructura de los frentes de choque se puede ver en Greenstand [1985], y una revisión sobre la teoría de choques fue realizada por Kennel [1985]. La teoría y las observaciones muestran que la naturaleza de los choques es muy dependiente de los parámetros de flujo del viento solar. La estructura del choque depende de la dirección del campo magnético relativa a la transmisión del choque. Los choques en el viento solar son frecuentemente asociados a perturbaciones generadas en el Sol [Greeshedey, et. al., 1985], tales perturbaciones se han asociado a emisiones súbitas de masa solar que posteriormente se propagan en el espacio. El problema de modelar las propagaciones de dichas perturbaciones en el viento solar es muy complejo. Los modelos actuales consideran conservación de la masa, energía y momento en un fluido modelado hidrodinámicamente; las más recientes modelaciones tienen un desarrollo magnetohidrodinámico para dos y tres dimensiones [D'Uston, et. al. 1981; Dryer, et. al., 1986].

1.4 Origen de las perturbaciones del viento solar.

Las observaciones por vehículos espaciales [Neugenbauer, et. al., 1966] establecieron la existencia de haces de viento solar cuasiestacionarios de alta velocidad y las imágenes en rayos X

proporcionadas por el Sky Lab mostrarán estructuras de los haces de viento solar vinculados a *hoyos coronales*, lo cual llegó a fortalecer las ideas ya existentes de que los orígenes de los frentes de choque alineados con el campo magnético espiral y corrotantes con el Sol (CIRs) estaban asociados al flujo del viento rápido provenientes de hoyos coronales de latitudes medias y bajas. Dichas regiones diferenciadas de la corona ya habían sido identificadas con anterioridad [Bohlin et. al., 1971; Withbroe, et. al., 1971; Saito, 1972; Valana, et. al., 1973]. Siendo los hoyos coronales regiones corrotantes con el Sol, la estructura formada en el medio interplanetario por el flujo corrotante del viento rápido que de ellos emerge es justamente lo que se conoce como CIR [Fundhausen, 1971], ver figura 6. Un trabajo completo sobre los flujos de viento solar rápido, su asociación con hoyos coronales y su relación con perturbaciones en el campo geomagnético fue desarrollado por Sheeley y Harvey [1981]. 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*. Estas ondas de choque se forman como resultado de la interacción entre los flujos de plasma rápido y de plasma más lento emitidos por una región del Sol, la cual da lugar a zonas de compresión en las que la densidad del plasma se ve notablemente incrementada y que eventualmente llegan a convertirse en ondas de choque. En particular, el flujo de plasma rápido emitido por un hoyo coronal interactúa con el plasma más lento que va encontrando frente de él conforme el hoyo rota con el Sol. Este tipo de interacción da lugar a lo que se denomina como una *región corrotante de interacción* (CIR) que es un frente de choque que corrota con el Sol, cuya geometría se muestra esquemáticamente en

la figura 6. El paso de estas CIRs por la Tierra ocasiona perturbaciones geomagnéticas recurrentes cuando los hoyos coronales que las producen sobreviven durante varias rotaciones solares. Pero existen en el medio interplanetario otro tipo de frentes de choque, los *frentes de choque esféricos*, asociados comunmente a emisiones esporádicas, eruptivas de plasma más rápido desde ciertas regiones del Sol. Los frentes de choque así formados no corrotan con el Sol sino que viajan radialmente hacia afuera como se muestra en la figura 7. Estas últimas fueron originalmente atribuidas, en forma natural, a las ráfagas solares [Hundhausen, 1972], aunque desde las primeras observaciones de los frentes de choque interplanetarios había ya dos posiciones teóricas difentes. Por un lado Parker [1961] postuló que las ondas de choque observadas eran ondas de explosión producidas por el enorme pulso de presión causado por el estallido de la ráfaga, las cuales se propagaban a través de las líneas de campo magnético ya abiertas del viento solar.

Por otro lado Gold [1955] había ya mencionado la posible emisión de *lenguas de plasma* desde el Sol, debidas al estallido de las ráfagas, que estiraban las líneas de campo magnético cerradas de esa región y que formarían los choques al introducirse supersónicamente en el material ambiente del medio interplanetario.

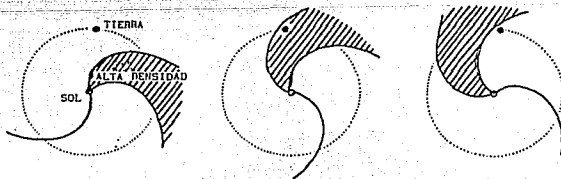


Figura 6: Diagrama esquemático mostrando la estructura general de una perturbación del tipo haz corrotante (CIR).

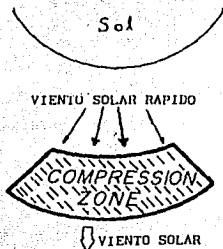


Figura 7: Diagrama esquemático mostrando la estructura general de una perturbación del tipo concha esférica desplazándose radialmente hacia afuera del Sol.

Esta última posibilidad fue posteriormente desarrollada por otros científicos en diversas modalidades y actualmente se mencionan las *nubes magnéticas* [Burlaga, 1975; Klein y Burlaga, 1982] que consisten en estructuras de plasma eyectadas desde la cromósfera, cuyas líneas de campo se han desconectado del Sol y cerradas consigo mismas (*plasmóide*) las cuales se introducen en el plasma ambiente a velocidad supersónica respecto a la velocidad del viento solar. La asociación de los choques interplanetarios con el estallido de una ráfaga solar tuvo serias dificultades desde el principio ya que no era extraño observar choques interplanetarios cuando no se había registrado ninguna ráfaga y el número de ráfagas registradas siempre ha excedido, por mucho, al número de choques interplanetarios. Las asociaciones selectivas tampoco han funcionado y no es raro que no se observe ningún choque interplanetario después de las ráfagas más intensas. Las observaciones de la última década han puesto cada vez más en apuros a esta interpretación y actualmente ya no es de ninguna manera sostenible.

Otro tipo de evento solar explosivo que se ha visto relacionado

con los frentes de choque esféricos interplanetarios han sido las *protuberancias eruptivas* [Joselyn y McIntosh, 1981], que consisten en la desintegración repentina de las gigantescas arcadas de material denso introducido desde la cromósfera en la corona solar. Sin embargo, un estudio que comprendió varios cientos de *eyecciones de masa coronal* (EMC), a lo largo de todo el ciclo solar, mostró un porcentaje, no muy variable con la época, de menos de 50% de EMC asociadas con ráfagas o con protuberancias eruptivas [Wagner, 1984]. Más aún, análisis detallados de la evolución de ambos tipos de procesos cuando se encontraron asociados, mostraron que es común que las EMC empiecen a verse antes de que ocurra el evento explosivo superficial [Jakson y Hildner, 1978]. Esto conduce necesariamente a admitir que aunque las EMC, y por lo tanto los choques interplanetarios, estén a veces asociados con estos eventos solares explosivos, las ráfagas o las protuberancias eruptivas no pueden considerarse de ninguna manera como la causa de las EMC y, por lo tanto, tampoco de los choques que se forman asociados a ellas.

Más recientemente se ha encontrado una asociación entre eyecciones de masa coronal registradas por dispersión Thomson de luz blanca cerca del Sol y frentes de choque en el medio interplanetario [Sheeley, et. al., 1985]. La evidencia sugiere fuertemente que las EMC representan una fase previa en el desarrollo de los frentes de choque en el medio interplanetario, pero el origen de las EMC no se conoce bien aún. Mientras que del 10 al 17% de las EMC se han asociado únicamente con ráfagas y del 30 al 34% a protuberancias eruptivas, una fracción que va del 30 al 48% no se ha podido relacionar con algún evento en la superficie del Sol [Wagner, 1984]. Evidentemente, las EMC

deben generarse por diferentes mecanismos o por algún proceso más fundamental que, en ocasiones apropiadas, puede también disparar ráfagas o erupciones de protuberancias.

En un amplio estudio de casi 100 perturbaciones de gran escala en el viento solar, rastreadas por el método de *centélleo interplanetario* (IPS) durante más de un año, Hewish y Bravo [1986] pudieron estimar la región del Sol donde se originaron estas perturbaciones y encontraron que, en todos los casos, la región estimada como fuente contenía un hoyo coronal de latitud baja o media o la extensión a más bajas latitudes de un hoyo coronal polar; observaron además que un mismo hoyo podía producir varias perturbaciones (varias emisiones explosivas de viento solar más rápido) durante su paso frente a la Tierra. Este estudio mostró que los hoyos coronales no son solamente las fuentes del plasma del viento solar sino que también son las fuentes del plasma que se emite eruptivamente durante los tiempos del Sol activo, lo que los convierte en los únicos emisores conocidos del plasma solar hacia el medio interplanetario.

El trabajo exhaustivo de Hewish y Bravo [1986] llevó a la conclusión de que las perturbaciones de gran escala que viajan en el medio interplanetario y que eventualmente producen perturbaciones en la Tierra son generadas en hoyos coronales. Sin embargo, en algunos casos se observaron ráfagas o erupciones de filamentos tan cercanamente asociados al flujo eruptivo de un hoyo coronal que es posible que éstos estén verdaderamente asociados a esos eventos y no sean sólo asociaciones casuales. Por lo tanto es posible que en estos casos tanto las ráfagas como la desaparición brusca del filamento sean fenómenos periféricos al mecanismo subyacente que causa la perturbación. Esto nos

lleva a formarnos una nueva imagen de los hoyos coronales en el sentido de que el flujo de viento solar rápido que de ellos surge puede mantenerse estable durante un periodo largo y producir una CIR o tener fluctuaciones y producir uno o varios frentes de choque durante su tránsito hacia la Tierra. Hewish y Bravo (1986) presentaron la evidencia adicional de que los llamados *choques generados por ráfagas* son en realidad causados por flujos variables del plasma del viento solar normal la cual se deriva de los perfiles temporales de densidad y velocidad a 1 UA. Una esquematización de un haz de plasma de viento solar corrotante y un frente de choque esférico de desplazamiento radial son mostrados en las figuras 6 y 7.

En 1991, Bravo y Pérez-Enriquez encontraron una relación espacial muy cercana entre las *eyecciones de masa coronal* asociadas con choques interplanetarios observados con el HELIOS 1 y hoyos coronales. Esto refuerza la asociación encontrada con el método de IPS entre los hoyos coronales y las perturbaciones en el medio interplanetario, aunque no necesariamente indica que las fuentes de la EMC y del choque que la acompañó hayan sido estos hoyos. De hecho no es posible justificar que se emitan las cantidades tan grandes de masa que se observan en una EMC como provenientes de una región de campo magnético abierto de donde fluye constantemente viento solar. La interpretación dada por Bravo y Pérez-Enriquez es que el choque interplanetario no es generado por la EMC sino, que se forma en el flujo de viento del hoyo coronal como resultado de lo mismo que origina la EMC. Esto es, los choques interplanetarios y las EMC sólo son fenómenos asociados en el sentido de que ambos tienen el mismo origen, pero las EMC no son la causa de los choques. El origen común de ambos fenómenos es, según Bravo y

Pérez-Enriquez, el surgimiento desde abajo de la fotosfera solar de material de polaridad distinta al emplazado ahí con anterioridad. Este surgimiento, que por otro lado es un suceso normal en el Sol provoca, en algunas ocasiones, que líneas de campo magnético originalmente cerradas en un casco coronal adyacente a un hoyo coronal se abran, provocando con ello dos efectos diferentes: por un lado, la liberación de la masa anteriormente contenida en la región del casco cerrado que se abrió, y por otro lado, el crecimiento del tamaño del hoyo coronal adyacente el cual ahora comprenderá también a las líneas de campo magnético recientemente abiertas. Este último efecto dará lugar a la alteración repentina de las condiciones de flujo del viento solar en este hoyo y por lo tanto a la formación de una onda de choque que se propague al medio interplanetario como lo han simulado numéricamente Hasan y Venkatakrishnan [1982]. En resumen, el surgimiento de material fotosférico de polaridad diferente a la del material emplazado ahí con anterioridad es el que en ocasiones produce la ruptura de líneas originalmente cerradas, provocando la liberación de una cantidad apreciable de masa coronal (EMC) y el crecimiento repentino del área transversal del tubo de flujo del hoyo coronal adyacente; esto produce un cambio violento del régimen de flujo del viento solar desde el hoyo y la creación de una onda de choque en él; algunas veces, cuando está cerca de una región activa o una protuberancia, éstas se desestabilizan y dan lugar al estallido de una ráfaga o a la erupción del filamento.

1.5 Efectos magnetosféricos de las perturbaciones del viento solar.

Ya se ha mencionado que un plasma de muy alta conductividad eléctrica como el viento solar arrastra en su flujo el campo magnético que en él se encuentra; pero de la misma forma como este plasma no puede abandonar el campo de su lugar de origen, tampoco puede aceptar la presencia de campos ajenos, como sería los campos magnéticos de algunos cuerpos del sistema solar. En particular, la Tierra posee un campo magnético intrínseco, generado en su interior, el cual a primera aproximación, se puede representar como dipolar y cuyo eje está en una dirección ligeramente inclinada respecto del eje de rotación.

Si el viento solar no fluyera, el campo magnético terrestre se extendería por todo el medio interplanetario, siendo cada vez más débil pero conservando su configuración dipolar. Pero el viento solar fluye y es un plasma que no admite en su seno campos ajenos al de su origen, al fluir "barre" el campo magnético de la Tierra y lo comprime y lo deforma dentro de una cavidad reducida alrededor de ella. Esta cavidad, se denomina *magnetósfera* y tiene el aspecto de un cometa con una cola estirada en la dirección radial contraria al Sol. La frontera que delimita la magnetósfera se llama *magnetopausa*; al exterior de esta frontera el campo magnético de origen terrestre deja de existir y el único campo existente es el transportado por el viento solar.

La variabilidad del viento solar origina algo parecido a un "tiempo" o "clima" interplanetario que está en condiciones de ejercer una gran influencia sobre la magnetósfera terrestre. Cuando el Sol está activo, una serie de fenómenos evolucionan en él y en consecuencia transmiten perturbaciones hacia el medio interplanetario, además de

partículas y ondas electromagnética de alta energía que se propagan hacia afuera interactuando en ocasiones con la magnetósfera terrestre.

La interacción del campo magnético interplanetario y el campo geomagnético se puede explicar si se considera que el campo magnético interplanetario se puede reconectar con el campo geomagnético si el campo magnético interplanetario tiene una componente (B_z) sur, la forma de esta reconexión no es aún clara y es motivo de estudio. Sin embargo, los estudios de correlación de tormentas geomagnéticas intensas con los parámetros del viento solar muestran que la existencia de una B_z sur grande ($\approx 20\gamma$) y de larga duración (≈ 3 hrs.) es necesario para lograr una tormenta geomagnética.

Estas zonas de B_z sur intenso y duradero se han asociado a las ondas de choque interplanetarias, pues en general aparecen detrás de ellas, pero su relación aún no es clara.

Más adelante Bravo y Hewish [1988] analizaron 96 perturbaciones detectadas por medio de IPS durante el periodo de Julio de 1978 a Septiembre de 1979. Bravo y Hewish reportaron que las perturbaciones detectadas correspondían a regiones de interacción corrotante y a rápidas conchas moviéndose radialmente hacia afuera del Sol. Cuarenta y cuatro de las perturbaciones rastreadas se pudieron relacionar con inicios súbitos de los cuales 36 pertenecían al tipo de haces eruptivos y 8 al tipo de regiones corrotantes. De 48 inicios súbitos (SC), sólo 4 choques asociados a éstos inicios no se lograron detectar en los mapas de centellico antes de arribar a la Tierra. Para cada uno de los choques asociados a un inicio súbito, el lapso de tiempo (Δt) entre la primer identificación de la perturbación en el medio interplanetario por medio de IPS y el registro del inicio súbito (SC) se muestran en el

histograma de la figura 8. Del histograma se puede ver que muchas de las perturbaciones fueron detectadas con más de un día de anticipación a su arribo a la Tierra y algunas de ellas se lograron observar hasta por cuatro días durante su tránsito a la Tierra.

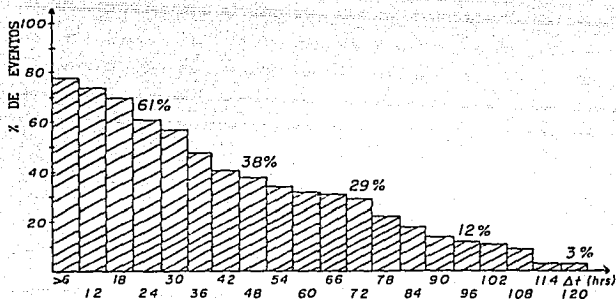


Figura 8: En el histograma se muestra el porcentaje de perturbaciones detectadas con diferentes tiempo de anticipación (Δt) a su arribo a la Tierra. [De Bravo y Hewish, 1988].

De un monitoreo constante del medio interplanetario, usando una red global de radio telescopios para centelleo se puede conocer mucho más acerca de las características relevantes de las perturbaciones que viajan en el medio interplanetario con dirección hacia la Tierra con el fin de determinar la física del proceso que es el responsable de la generación de las tormentas geomagnéticas.

1.6 Índices geomagnéticos.

Para el estudio sistemático de los fenómenos geomagnéticos se hizo necesario definir un conjunto de índices que muestren de alguna manera objetiva las variaciones en el campo geomagnético. La Asociación Internacional de Geomagnetismo y Aeronomía (IAGA) es la principal asociación encargada de tomar acuerdos para modificar o definir los índices geomagnéticos, una revisión de los índices geomagnéticos se puede ver en Chapman, S. y J. Bartel, 1940; Chernosky, 1960; Lincoln, 1967; Rostoker, 1972b y Lincoln, 1977a.

Los índices magnéticos se usan para caracterizar las perturbaciones del campo geomagnético. Los índices más usados para estudiar el campo geomagnético son Ae, Dst y Kp. EL índice Ae mide los niveles de perturbación de los electrochorros aurales, el índice Dst se relaciona con la actividad de tormentas geomagnéticas y el índice Kp representa el nivel de perturbación planetario. Los índices se obtienen de observatorios magnéticos distribuidos desde las regiones ecuatoriales hasta la región polar. Los observatorios terrestres emplean un sistema de referencia denominado (H,D,Z) o el (X,Y,Z). La componente H representa la componente horizontal del campo magnético tangente a la superficie en ese lugar. La componente Z representa la componente vertical y es positiva hacia abajo. La componente D es la declinación medida desde el norte real. La relación entre los sistemas de referencia esta dada por:

$$X = H \cos D, \quad Y = H \sin D, \quad Z = Z$$

$$(Nota: B_{\lambda} = +X, \quad B_{\phi} = +Y \quad B_r = -Z)$$

A los índices Ap y Kp se les denomina índices de rango planetario pues describen las perturbaciones de alcance global, los índices Ae y

Dst cuantifican la perturbación y la disipación de energía en regiones específicas (Baumjohann, 1986).

Indices K: el índice K es cuasi-logarítmico trihorario, basado en el índice H y toma valores del 0 al 9. El índice K se basa en observaciones de una sola estación, representa las condiciones regionales, incluyendo por lo tanto sólo aspectos locales. Para construir un índice que represente características globales de la perturbación se toman las observaciones estandarizadas (K_n) de 12 estaciones ubicadas en la zona subauroral y se promedian, de donde se obtiene un índice K_p denominado índice planetario, el cual se expresa con más precisión que K y usualmente se expresa en tercios de unidad.

Indices A: Para ciertas aplicaciones es necesario contar con un índice que sea directamente proporcional a los rangos mismos en vez de sus logaritmos ya que existen desventajas obvias al tomar la media aritmética de los índices basados en una escala logarítmica. Para remediar este problema Bartels [1951] propuso el índice "ak", convirtiendo cada índice K a su rango equivalente. Se encuentra un índice diario A_k promediando los 8 valores a_k de un día. Siguiendo el mismo procedimiento se puede llegar a encontrar el índice A_p .

Índice Dst: Aunque los índices K_p y A_E son los indicadores principales de la actividad de subtormentas, el índice Dst fue desarrollado para dar una indicación de la intensidad de la corriente anular únicamente. El índice Dst, se usa para señalar la intensidad de la corriente anular libre de los efectos de los electrochorros auroral y ecuatorial. El índice se basa en magnetogramas de estaciones de baja latitud (no ecuatoriales) en las cuales se ha restado S_q . A Dst, se le denomina comúnmente índice de tormenta porque monitorea la intensidad

del proceso de tormentas magnéticas, la fuerza del índice Dst radica en su habilidad para detectar todas las tormentas magnéticas, lo cual se debe a que la corriente anular es un fenómeno global, así que no hay ninguna posibilidad de que el índice Dst no se percate del crecimiento de la corriente anular. Dentro de un margen de dos horas, el índice Dst es capaz de detectar el surgimiento y terminación de la fase principal de una tormenta geomagnética. Entonces el índice Dst da una buena descripción cualitativa del nivel de actividad magnetosférico en cualquier momento, aunque no se puede emplear para detectar la presencia de subtormentas.

1.7 Pronóstico de perturbaciones geomagnéticas por medio de IPS.

Como ya se mencionó, uno de los más grandes esfuerzos hechos para rastrear perturbaciones de gran escala en el viento solar y de alguna manera intentar pronosticar tormentas geomagnéticas, se realizó en Cambridge, Inglaterra, empleando un arreglo de radio cuya apertura geométrica es de 3.6 hectáreas. Dicho arreglo tiene la capacidad de poder monitorear aproximadamente 5000 fuentes estelares de radio de las cuales 900 proporcionan una buena rejilla de observación. Las observaciones en Cambridge se realizaron en dos periodos de aproximadamente un año cada uno, el primero fue de julio de 1978 a septiembre de 1979, el segundo, de febrero de 1980 a marzo de 1981, algunos de los primeros resultados obtenidos de las observaciones se pueden ver en Gapper [1982], Tappin [1983, 1984], Hewish et al. [1985] e Hewish y Bravo [1986]. El gran número de fuentes observadas en estos meses hizo posible trazar unos buenos mapas de centelleo del medio interplanetario para cada día y así poder distinguir las perturbaciones

en éste. Es importante remarcar que los mapas de centelleo observacionales no son imágenes instantáneas del cielo, cada uno cubre 24 horas de observación, barriendo el cielo de Oeste a Este.

1.8 La importancia de poder predecir tormentas geomagnéticas.

Una prueba definitiva de nuestro conocimiento del acoplamiento entre el viento solar y la magnetósfera es la predicción exitosa del comportamiento detallado del campo geomagnético. Sin embargo, aunque este fin ha sido objeto de una investigación científica intensa durante más de tres décadas, la predicción de la actividad geomagnética es un problema actual de importancia práctica.

Para entender su importancia basta con analizar los sistemas afectados por la actividad geomagnética. Estos sistemas los podemos clasificar en las siguientes categorías (para una discusión más amplia de ellas ver Lanzerotti, 1979):

a) Corrientes inducidas.

Las fluctuaciones del campo geomagnético inducen corrientes en cables y líneas de alta tensión. En los cables, los efectos son interrupciones de periodo corto en el flujo que ocasionan el mal funcionamiento de los sistemas electrónicos. En las líneas de alta tensión, los problemas son más críticos ya que las corrientes directas inducidas pueden sumarse a la fase de los transformadores produciendo saturación y eventualmente un estallido del transformador y consecuentemente un corte de la potencia. Una vez que ocurre ésto, se necesitan varias horas para regresar el transformador a servicio si no hay un daño severo. El impacto económico en este sector es muy grande como refleja el hecho de que en EEUU se gastaron 22 millones de dolares

en 1989 por pérdida de transformadores, ver tabla II.

b) Deriva de satélites.

La precipitación de partículas y la generación de corrientes ionosféricas asociadas con la actividad geomagnética calientan la atmósfera superior neutra haciendo que ésta se expanda. La densidad del aire a altitudes orbitales mayores a 800 Km puede aumentar hasta en un orden de magnitud, ocasionando una deriva por fricción adicional sería. La deriva de los satélites es de interés para todas las agencias que deben predecir los tiempos de vida orbitales de los satélites. Además, la pérdida de satélites se considera un problema de seguridad nacional, por el cual se gastaron más de \$100 millones de dolares en 1989.

c) Carga de naves espaciales y control.

El movimiento de satélites y otros objetos (incluyendo astronautas en actividad extravehiculares) en la ionósfera y la atmósfera superior provoca la acumulación de carga en diferentes porciones de estos objetos. Antes de que los objetos se descargen espontáneamente, pueden sufrir daños que van desde la generación de señales o comandos espúreos hasta daños permanentes de los subsistemas electrónicos. La probabilidad de que la nave se cargue aumenta cuando se incrementa la actividad geomagnética. Algunos satélites usan el campo geomagnético de la Tierra para mantener su orientación espacial. De aquí la importancia de prevenir a sus operadores sobre una tormenta geomagnética para permitirles inhibir los sistemas de control y utilizar cohetes para mantener la orientación del satélite. Alertas falsas pueden provocar que se agote el combustible del satélite prematuramente.

d) Comunicaciones por radio y radares.

Asociadas con la precipitación de partículas que producen la aurora, hay perturbaciones ionosféricas en latitudes altas y medias. En particular, los sistemas de alta frecuencia (HF de 3 a 30 Mhz) que operan a latitudes medias pueden sufrir una alteración de la máxima frecuencia usable hasta de un 50%. Además, en la zona auroral ($\lambda=60$ a 75°) frecuentemente se forman capas E ionosféricas esporádicas que afectan la propagación HF (por absorción de estas ondas). Los sistemas LF (30 a 300 Mhz) y VLF (3 a 30 KHz) que operan en las regiones polares y aurorales experimentan avances de fase. Los radares VHF (30 a 300Mhz) y UHF (300Mhz a 3Ghz) de la zona auroral pueden sufrir una retardación y refracción inusual de la señal, lo cual provoca errores de señalamiento (ranging y pointing). Por último, los sistemas de comunicación via satélite VHF, UHF, e inclusive SHF (3 a 30 Ghz) que operan a través de la ionósfera perturbada pueden sufrir un incremento en la fase e incrementar la amplitud de centelleos.

e) Prospección geofísica.

Para la búsqueda de petróleo, minerales o análisis arqueológicos, los geofísicos utilizan mapas geomagnéticos del terreno, lo cual obviamente conducirá a un sondeo erróneo en días naturalmente perturbados. Por otro lado, para el método magnetotelúrico son deseables condiciones de tormenta geomagnética ya que este método se basa en las oscilaciones naturales del campo geomagnético a frecuencias menores a 1 Hz para explorar la resistividad eléctrica profunda en sitios específicos. Los sondeos minero-lógicos mediante percepción remota en días magnéticamente activos ocasionan errores de posición, los cuales, por ejemplo, en 1989 causaron pérdidas mayores a los \$5 millones de dolares.

f) Apoyo científico.

Hay muchas áreas de investigación científica en las que sería de gran utilidad la predicción de tormentas geomagnéticas y que van desde estudios geofísicos, satélites, biología, etc. A continuación se plantean dos de estos tipos de apoyo.

Existen multitud de campañas de investigación científica que incluyen observaciones coordinadas de lanzamientos de globos, sondas atmosféricas, percepción remota por satélite y observaciones terrestres y que tienen por objeto estudiar las auroras. Como siempre que hay tormentas geomagnéticas intensas la actividad auroral aumenta, la predicción de ellas permitiría observaciones exitosas de este tipo.

Hay una gran evidencia de que cambios en el campo geomagnético afecta a los sistemas biológicos (magnetobiología), [Williamson & Kaufman, 1981; Blakemore, 1975; Keeton, 1971; Kirschvink, 1982b]. En particular, existen algunas especies migratorias que aparentemente utilizan el campo geomagnético para su navegación como es el caso de la mariposa monarca, las abejas, algunas especies de aves, etc. Como se ve, la lista de usuarios del eventual sistema de alarma de tormentas geomagnéticas es diversa. Dichos usuarios necesitan descripciones precisas y predicciones responsables de la actividad geomagnética en un lenguaje claro y tan universal como sea posible.

En la Tabla II se muestra una relación de ramas de la industria en los E.E.U.U y sus pérdidas económicas para el año de 1989. Es necesario mencionar que los países ubicados a altas latitudes son los más afectados al ocurrir tormentas geomagnéticas pues a altas latitudes se manifiestan sus efectos con mayor intensidad. Luego entonces el pronóstico de tales perturbaciones es importante por muchas razones.

Para ayudar a dar un poco más de información sobre la dinámica de interacción entre la actividad solar y los fenómenos geomagnéticos se hace necesario un constante monitoreo del medio interplanetario el cual se puede hacer empleando la técnica de centelleo interplanetario (IPS) el cual cubriendo una amplia rejilla de fuentes estelares de radio y operando sistemáticamente en diferentes puntos del globo terráqueo proporcionará más información acerca de las características relevantes de los choques y su relación con las tormentas geomagnéticas.

TABLA II
USUARIOS DEL SISTEMA DE ALERTA DE TORMENTAS GEOMAGNETICAS
(basada en el impacto en la seguridad y economía a nivel nacional)

INDUSTRIA	USUARIO	EJEMPLO DE IMPACTO
Energía Eléctrica	American Electric Deer Lake Bowater power Pacific Gas Nuclear Regulatory N.Y. Power Pool Bonneville Power Minnesota Power	Transformadores dañados \$22 mil- llones en 1989.
SEGURIDAD NACIONAL	NAVY Air Force NAG	Salótilites dañados 1989 (\$50 millones)
OPERACION SATELITES	GE American Comm Contel Comsat GTE Space net AT&T Satellite Comm JPL-Magellan Intelsat DOW Jones NASA/GSFC Comm Hughes Spacecraft	Pronóstico/alerta para evitar falsas atenciones de in- cendios
COMUNICACIONES	AT&T Long Line DOE Office Energy Emergency UPS-Airline Comm Nacional Rail Passenger United Airlines Dept of Interior Aeronautical Radio	Seguridad en trenes e indicador de fa- llas (costo indefi- nido)
NAVEGACION	Coast Guard (LORAN) FAA NAG	Mala coordinación de LORAN (costo des- conocido)
RADIACION RECIBIDA	NASA FAA DOD	Tripulación expuesta a radiación (costos desconocidos)
MINEROLOGIA	Telco Oil Field Service Geological Survey USGS	Errores de posición en 1989 con un cos- to de \$2.5 millones.
SOPORTE CIENTIFICO	MIT Stanford Research Inst. Sony Corp. Poker Flat NASA-Shuttle payloads	Programa de cohetes spirit. \$50 millones

CAPITULO II

CENTELLEO INTERPLANETARIO

2.1 Centelleo interplanetario (IPS) de fuentes de radio estelares.

Una de las principales herramientas que se emplean para mapear y rastrear zonas de gran escala en el viento solar con densidades mayores o menores que la densidad media del plasma interplanetario, es el método de centelleo interplanetario (IPS) de las señales de radio provenientes de fuentes radio estelares de tamaño angular muy pequeño. El fenómeno de centelleo interplanetario fue descubierto en los años sesentas (Howish et. al., 1964) y originalmente se empleó para determinar el tamaño de fuentes de radio estelares de diámetro pequeño. Más tarde, el centelleo empezó a usarse en el estudio de estructuras del viento solar a pequeña escala (Howish, et. al. 1964; Denisson, 1969; Howish y Symons, 1969). Sin embargo, al observar las variaciones del centelleo de fuentes individuales día a día, Denisson y Weisman [1963] descubrieron una relación de éstas con las corrientes de viento solar rápido de larga vida, iniciando así el uso de las observaciones de centelleo interplanetario para rastrear perturbaciones de gran escala que viajan en el viento solar.

El centelleo interplanetario, se refiere a las variaciones oscilantes en la intensidad de la señal registrada que proviene de una fuente de radio estelar extragaláctica como respuesta a su interacción con el plasma interplanetario en su trayectoria hacia la Tierra. Readhead et al [1978] encontró que el centelleo que presenta una fuente estelar de radio es inversamente proporcional a la frecuencia (f), esto

es :

$$S \propto f^{-1}$$

donde S es el centelleo o las variaciones oscilantes en la intensidad de la señal registrada que proviene de una fuente de radio estelar. El centelleo se debe principalmente al fenómeno de dispersión de las ondas generado en el medio interplanetario, el cual se debe a la microturbulencia del plasma (Ananthakrishnan, 1980), lo cual produce un patrón de difracción que al cruzar por la línea de visión del observador en la Tierra produce el centelleo de la señal de radio captada. Cabe hacer notar que el empleo del centelleo como herramienta para estudiar las estructuras de gran escala en el medio interplanetario se basa principalmente en relaciones empíricas. El método de rastreo por centelleo es análogo a las técnicas empleadas en la detección de las eyecciones de masa coronal (EMC) por dispersión Thomson, donde las perturbaciones se muestran mediante alteraciones en los valores ambiente de la densidad de electrones libres del plasma y además en que lo que se registra es una integración de la señal de la fuente de radio a lo largo de la línea de visión. Una diferencia importante en el método IPS es la sensibilidad de detección, la cual es máxima para perturbaciones que viajan hacia la Tierra. La posibilidad de registrar estas perturbaciones desde dentro, en los casos en que éstas envuelven a la Tierra, eliminan algunas de las dificultades de observación que surgen de los mapas bidimensionales proyectados sobre el cielo y dan una calibración útil ya que los parámetros de centelleo se pueden contrastar con mediciones hechas por vehículos espaciales cerca de la Tierra.

2.2 Las Observaciones de IPS como Método de Rastreo de las Perturbaciones que Viajan en el Medio Interplanetario.

2.2.1 El centelleo interplanetario y las perturbaciones que viajan en el viento solar.

En 1971, Houminer mostró evidencia convincente de que algunos de los aumentos en el centelleo interplanetario eran causados por frentes de choque (zonas de compresión) corrotantes con el Sol generados por la presencia de viento solar de alta velocidad. Además, identificó los haces corrotantes con la estructura sectorial magnética solar, la cual fue claramente observada por medio de vehículos espaciales.

Hewish y Houminer [1972], trabajaron con el método IPS sobre 32 fuentes de radio por un periodo de ocho meses, después del cual confirmaron los resultados de Houminer y además mostraron una fuerte correlación entre la velocidad del viento solar y el nivel de centelleo con un retraso de entre 2 y 3 días. Hewish y Houminer, propusieron que el incremento en el centelleo tenía relación con el incremento en la densidad del viento solar causado por la interacción del viento rápido y del haz con el viento lento del medio interplanetario. Estas observaciones fueron la primera evidencia experimental de la existencia de los frentes de choque alineados con la espiral del campo magnético interplanetario [Hundhausen, 1971]. También hicieron notar, que algunas veces ocurrían intensificaciones en el centelleo que no se podían asociar con espirales corrotantes y por lo tanto este centelleo fue asociado con frentes de choques esféricos los cuales se sugerían como generados por ráfagas solares [Houminer y Hewish, 1974]. Como resultado de una serie de estudios como los antes mencionados, se estableció la

existencia de dos tipos diferentes de interacción de flujos rápidos y lentos en el viento solar, esto es, sectores alineados con la espiral de Arquímedes del campo magnético interplanetario corrotantes con el Sol (CIRs) y cáscaras o conchas de frente esférico desplazándose radialmente hacia afuera del sistema solar (ver figuras 6 y 7).

Para ambos casos, la estructura es caracterizada por una densidad de plasma mayor que las partes circundantes y por un centelleo intensificado de fuentes de radio estelares de diámetro pequeño cuyas líneas de visión cruzan estas estructuras.

En 1973, Houminer utilizó observaciones de IPS para estudiar la extensión de los sectores de centelleo intensificado fuera del plano de la eclíptica. Más tarde Houminer y Erskine (1974), mostraron que existían algunas correlaciones significativas, principalmente en aquellos casos en los que se registró un centelleo intensificado en todo el cielo, correspondiente al cruce por la Tierra de las regiones de alta densidad de plasma. Encontraron que el nivel de centelleo se correlacionaba con medidas simultáneas de densidad de plasma en el medio interplanetario cerca de la Tierra y con la velocidad del viento solar corrida por dos días (Erskine et. al., 1978).

Para 1979, Vlasov utilizó el centelleo de una red de 140 fuentes, intentando mapear el viento solar; el periodo de observación fue de noviembre de 1975 a abril de 1976 en la frecuencia central de 102.5 Mhz. El análisis de Vlasov resultó poco confiable pues debido al bajo número de fuentes y al breve periodo, solo se pudieron registrar algunas "nubes" individuales de centelleo intensificado que variaba en el tiempo y el cual fue asociado a una mayor turbulencia de las regiones de viento solar observadas. Una calibración directa del índice

de centelleo que se define como " $g = \frac{\Delta S_{\text{Obs.}}}{S_{\text{normal}}}$ " (donde ΔS_{Obs} es el centelleo observacional o flujo rms de la señal y S_{normal} es el centelleo promedio asociado aun viento solar quieto) contra medidas obtenidas por vehiculos espaciales a 1 UA ha mostrado que la magnitud de "g" proporciona una estimación bastante confiable de la densidad media del plasma (Newish et. al., 1985). Calibraciones hechas en 32 ocasiones entre 1978 y 1980, cuando zonas de gran escala de densidad casi constante existían cerca de 1 UA, dieron el resultado siguiente:

$$g = (N \text{ cm}^{-3} / 9)^{0.5}$$

Para periodos breves de observación existe un problema, el cual radica en que el centelleo de una radio fuente estelar es también función de su elongación (la elongación "e" se define como el ángulo formado entre la línea Sol-Tierra y la línea de visión Tierra-Fuente de radio estelar, ver figura 9) y si se desconoce esta dependencia para cada fuente observada no se puede saber cuál es el efecto específico de la densidad del plasma interplanetario con el centelleo observado (Readhead et al, 1978).

La solución a este problema consiste en observar cada fuente durante un periodo suficientemente largo como para hacer una buena estadística que determine lo que sería un centelleo "normal" para cada fuente como función de su elongación y entonces poder determinar el efecto específico debido a las fluctuaciones en la densidad del plasma.

En el plasma del viento solar, el rms de la fluctuación en la densidad de electrones, ΔN_e , disminuye con la distancia al Sol (R) siguiendo la ley $\Delta N_e \propto R^{-2}$ (Armstrong et al, 1978). Esta rápida disminución provoca que la región efectiva de dispersión este confinada a regiones en la línea de visión cercanas al Sol, lo cual provoca que

el centelleo tenga un máximo en elongaciones cercanas al Sol.

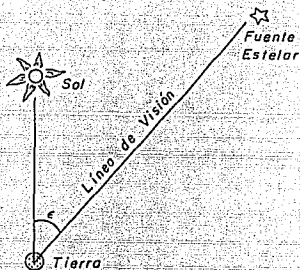


Figura 9: La elongación (c), se define como el ángulo formado entre la línea Sol-Tierra y la línea de visión Tierra-Fuente estelar.

La contribución de la fluctuación de la densidad de electrones en regiones cercanas a la Tierra (< 0.3 UA) no contribuye al centelleo, lo cual se debe a que está región está dentro de la zona de Fresnel [Mitchell y Roelof, 1976]. La figura 10 muestra el centelleo asociado a la fuente de radio 3C237 como función de la elongación (c), en la cual se puede observar que el centelleo tiene un máximo en 22° (para una frecuencia de 81.5 Mhz) y disminuye rápidamente para elongaciones menores.

2.2.2 Observaciones Prolongadas de IPS con un arreglo de antenas de gran área.

Como una respuesta para intentar rastrear de manera sistemática las perturbaciones en el medio interplanetario, el Observatorio Mullard de la Universidad de Cambridge, Inglaterra, realizó un importante

proyecto que le permitió la elaboración de mapas diarios de centelleo que cubrían gran parte del cielo. Dichos mapas permitieron el rastreo de las perturbaciones en el medio interplanetario o hicieron posible trazar la trayectoria hacia atrás de tales perturbaciones; lo que permite localizar un lugar el Sol en el que posiblemente se originó la perturbación.

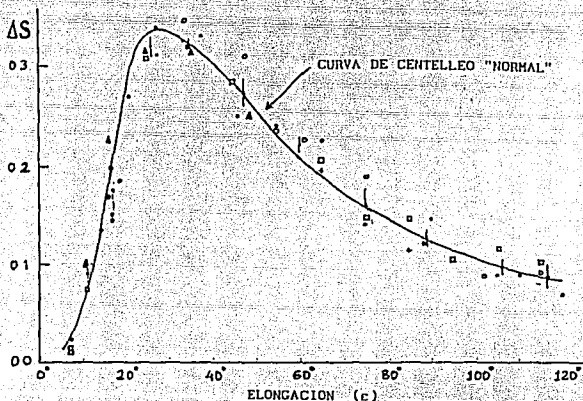


Figura 10: Determinación del centelleo normal para la fuente de radio estelar 3C 237. Se obtiene el centelleo de la fuente estelar de radio para diferentes elongaciones y aplicando a los datos obtenidos un tratamiento con polinomios de Chebichev se traza una curva suave, obteniendo una curva que representa el centelleo "normal" de la fuente [de Readhead, 1978].

El análisis de IPS realizado en la Universidad de Cambridge para obtener mapas diarios del cielo, utilizó una red de 900 fuentes de radio estelares de diámetro pequeño, permitiendo una buena definición en la zona de sensibilidad del radio telescopio (ver figura 11)

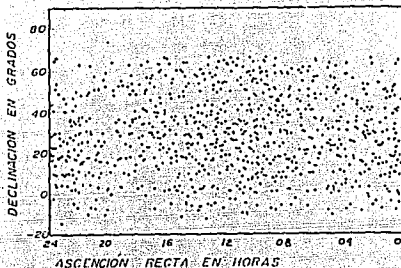


Figura 11: Este mapa del cielo muestra la posición (ascensión recta y declinación) de cada una de las fuentes que fueron identificadas y usadas en Cambridge para producir mapas de centelleo [de Bravo, 1988].

2.2.3 Breve descripción del arreglo de antenas de gran área en Cambridge.

El radio-arreglo de antenas de gran área en Cambridge, tiene una extensión de 3.6 hectáreas y monitorea fuentes estelares de radio que exhiben IPS en una frecuencia central de 81.5 Mhz. El arreglo tiene una configuración dipolar de 128λ Este-Oeste por 20.8λ Norte-Sur, lo cual permite la observación simultánea del paso por el meridiano de fuentes en un intervalo de declinación, entre -10° y 70° (cabe hacer notar que el intervalo de declinación está directamente relacionado con la localización geográfica del observatorio de centelleo), utilizando simultáneamente 16 receptores y observando cada fuente durante aproximadamente 2 minutos. Un diagrama del sistema se presenta en la figura 12. Un arreglo de radio para detectar centelleo interplanetario proporciona diferentes opciones de operación (las más comunes se describen en el capítulo 3). Para la operación del radio telescopio de Cambridge se seleccionó la opción interferométrica, por lo cual el radio arreglo de Cambridge se dividió en dos partes iguales sobre un

eje Este-Oeste y las cuales se manejaron en la modalidad de switch-interferométrico de fase Norte-Sur produciendo simultáneamente una salida en seno y coseno para cada declinación del lóbulo. Cada salida se conecta a un centelleador de poder total, el cual primero filtra la salida de la señal en componentes de baja fluctuación propias del paso de la fuente de radio a través del lóbulo de la antena, luego se suman las señales y finalmente se suaviza el resultado en un filtro pasabajo. El centelleo registrado se promedia cada 10 segundos y se eliminan los datos contaminados por interferencia, ruido de origen solar ó centelleo ionosférico y se obtiene el valor "rms" del flujo centelleante (ΔS_{obs}) para el tránsito de cada fuente durante el día.

2.2.4 Obtención de mapas "g" y su interpretación.

Para detectar perturbaciones en el medio interplanetario primero es necesario determinar la dependencia sistemática del centelleo interplanetario para cada fuente con respecto de la elongación solar (c), tan precisamente como sea posible. Readhead et al. [1981], mostró que la variación del centelleo como función de la elongación (c) dependía del tamaño angular de la fuente. Mediciones realizadas durante el período 1967-1974 estudiaron ≈ 250 fuentes que presentaban un centelleo intenso y ≈ 400 observaciones de cada una de ellas se usaron para graficar individualmente el centelleo de cada fuente como función de la elongación. Después de obtener la dependencia del centelleo con respecto a la elongación (c), fue definido el factor diario de perturbación o centelleo "g" como:

$$g = \Delta S_{obs} / S_{nor}$$

donde ΔS_{obs} es el valor de centelleo observado (el valor rms de la

señal) en el radio telescopio en determinado día con cierta c , para cierta fuente y S_{nor} es el valor de *centelleo normal* asociado para esa fuente, en esa elongación (c) y el cual se asocia con un viento solar quieto. Considerando entonces que $g=1$ corresponde a un centelleo para un viento solar no perturbado, $g>1$ es un centelleo mayor que el normal

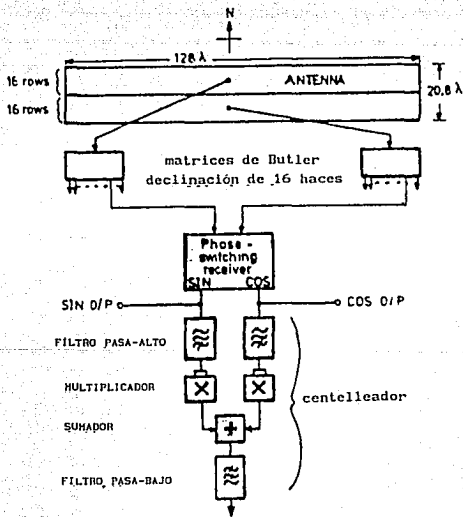


Figura 12: Diagrama a bloques mostrando la configuración del radio telescopio para centelleo.

y $g < 1$ un centelleo inferior al "normal". entonces con los valores de los índices diarios de "g" asociados a cada fuente observada se elaboran mapas diarios del cielo, mostrando los diferentes grados de perturbación de cada punto [Gapper et. al., 1982 y Tapin et. al., 1983].

En general, los mapas observacionales no son "sencillos" y muestran en ocasiones algunas grandes zonas de valores de "g" aumentado o disminuido; las fluctuaciones en estas estructuras de un día para otro son observadas con cierta claridad, lo cual permitirá, con ayuda de los mapas teóricos, obtener información de las perturbaciones tanto respecto al tipo de la estructura, ya sea CIR ó frente de choque esférico, como su velocidad de propagación en el medio interplanetario.

2.3. MAPAS TEORICOS DE CENTELLEO INTERPLANETARIO.

2.3.1 Bases de los modelos teóricos.

Para hacer la interpretación de las observaciones de IPS realizadas en Cambridge, se hizo necesario desarrollar un sistema de programas los cuales a partir de un conjunto de perturbaciones idealizadas generan mapas teóricos de centelleo, los cuales pueden ser usados como punto de inicio de una serie de simulaciones numéricas con el objetivo de interpretar las perturbaciones reales que viajan en el medio interplanetario. Los programas de cómputo desarrollados se basan en el *modelo de viento solar de Readhead* [1978], para una región con un pico de dispersión (es decir, una región donde la variación de fase rms es menor que 1 rad para una frecuencia de 81.5 Mhz y una elongación de $\approx 35^\circ$). Esta aproximación es seleccionada dado que proporciona una buena estimación sobre la región de aplicación. No se intenta expandir

el modelo para regiones de intensa dispersión por tres razones:

1) No existe una teoría adecuada para manejar los cálculos en esta región.

11) Las observaciones han mostrado que existe mucha menor variación de centelleo en elongaciones pequeñas que la producida en regiones de pico dispersor.

La expresión para calcular el centelleo teórico, se usa en la forma presentada por Kemp [1979], que es equivalente a la presentada por Readhead [1978], con un factor extra (f) para especificar la estructura de la perturbación que está siendo calculada, la cual es:

$$g = \int_0^{\infty} f(r, \theta, \phi) \beta(r) (1+h^2)^{-2} \frac{(4Z)^2}{(1+h^2)^2 + (4Z)^2} dz \quad \text{ec. 2.1}$$

donde:

h = tamaño de la fuente ($h^2 = 2z^2 \theta_0^2 / a^2$).

Z = distancia asociada al filtro de Fresnel ($z/\kappa a^2 = z\lambda/2\pi a^2$).

a = escala del medio.

κ = número de onda.

z = distancia desde la Tierra.

θ_0 = radio angular de una fuente gaussiana.

$\beta(r)$ = capacidad dispersora = $d\phi_0^2/dz$.

ϕ_0 = variación de fase (rms) de la onda.

$f(r, \theta, \phi)$ = factor de incremento de la capacidad dispersora en la posición (r, θ, ϕ) en el viento solar.

Los valores usados por Kemp [1979] para la capacidad dispersora y la escala del medio son:

$a(r) = 175 r^{1/2}$ Km, para un rango de $0.2 < r < 0.6$ UA.

$a(r) = 250 r^{1/2}$ Km, para $r > 0.6$ UA.

$\beta(r) = 2.73 \cdot 10^{-3} \lambda^2 r^4 \text{ rad}^2 \text{ UA}^{-1}$.

donde: r esta en UA y λ en metros.

La expresión anterior asume que la escala del medio no cambia significativamente durante las perturbaciones [Houminer, 1971].

2.3.2 Modelos standard.

Se han hecho un gran número de cálculos para idealizar perturbaciones que sólo involucren incrementos de densidad en el plasma interplanetario. Tales idealizaciones se han usado como un punto de inicio para análisis más detallados de perturbaciones individuales, como los descritos por Tappin [1983, 1984]. Estos modelos son usados para hacer una estimación burda de tamaño, rapidez, etc. de las perturbaciones mostradas en los mapas "g" observacionales. Se denominan *modelos standard* a los modelos que hacen *simulaciones* numericas considerando las siguientes características:

- i) tamaño de fuente $0'' . 6$.
- ii) Perturbaciones del tipo concha esférica ó haces corrotantes en una gran variedad de grosores, dirección, tamaño.

Para los dos flujos diferentes con variación radial se usa:

- a) $f - 1 \propto r^2$ para $r < 1.2$ UA y $f = \text{cte.}$ para $r > 1.2$ UA,
- b) $f = 9$ para cuando $r = 1$.

Las graficas se hacen bajo un sistema de coordenadas eclipticas centrado en el Sol, cada mapa teórico de centelleo representa el ciclo para un instante particular.

2.3.3 Método computacional.

Para lograr calcular la variación del conteo teórico causada por una perturbación modelada de forma arbitraria en el viento solar es necesario integrar la ec. 2.1 en celdas que consideren fracciones de trayectoria de la señal a través de ellas; más que una integración analítica la que se realiza es una integración numérica. La medida y la forma de las celdas a través de la que se realiza la integración queda determinada por las constricciones que hay que satisfacer:

i) Se debe generar de manera simple una trayectoria y forma que evolucione en tiempo real. Esto determina un sistema heliocéntrico de coordenadas esféricas para facilitar la descripción de expansiones radiales y corrotantes.

ii) Para que se satisfagan los parámetros de los modelos se requiere que las celdas se fijen aproximadamente a 3 UA del Sol.

iii) Es recomendable que las celdas de la rejilla sean cúbicas y a una distancia de 1 UA, lo cual permite optimizar la precisión en la representación de regiones corrotantes.

iv) La rejilla y los programas necesarios para realizar los cálculos quedan determinados por la capacidad disponible de la memoria de la computadora. La rejilla más conveniente que satisface todos los criterios simultáneamente para estas condiciones es la formada por celdas de $0.1 \text{ UA} \times 6^{\circ} \times 6^{\circ}$, fijadas a una distancia de 3 UA respecto del Sol. Estas proporciones determinan un arreglo de $30 \times 30 \times 60$ celdas, pero las 5 celdas más internas se llenan que omitir pues quedan dentro de una elongación menor de 30° (para elongaciones menores de 30° el radiotelescopio de Cambridge es ciego y esto se debe a la frecuencia de operación, ver tabla III), y la integración sobre la línea de visión es

cero, lo cual determina que la red de celdas utilizables sea de $25 \times 30 \times 60 = 45,000$. La integración en la ecuación (2.1) es lineal para la capacidad dispersora luego entonces la integral se puede almacenar en forma lineal manteniendo la correspondencia entre cada celda. Cabe hacer notar que un gran número de celdas implica una gran capacidad de memoria y un buen tiempo de operación de máquina. Como el tamaño de la fuente que se considera en la ecuación 2.1 es no lineal, entonces es necesario seleccionar un tamaño para la fuente, lo cual se requiere para hacer los cálculos. El tamaño de la fuente se fija para todos los modelos. Muchos de los cálculos realizados en Cambridge eligieron un tamaño de fuente de $0".6$ (esto es: $\theta_s = 0".3$, en la ecuación 2.1). El valor asignado anteriormente es el que se considera como "tamaño típico" asociado a una fuente estelar de radio en la técnica de centelleo.

La integración de la ecuación 2.1, se realizó evaluando sumas de la forma $m^2 = \sum_{cel} I dz_{cel}$ sobre todas las celdas en la línea de visión, donde dz_{cel} es la distancia que viajó la señal dentro de la celda correspondiente e I es el integrando de ec. 2.1. Los detalles para calcular dz se dan en Tappin [1987]. La integración sobre la línea de visión tiene un rango de tolerancia el cual es de 5^0 tanto para la longitud como para la latitud y considerando elongaciones mayores de 30^0 . Al final del programa la salida proporciona valores para el incremento del centelleo, los cuales se grafican y generan los mapas teóricos [Gapper et. al., 1982; Tappin et. al., 1983, 1984], ver figura 13 y figura 14-B. Para facilitar la graficación de los mapas, se le asigna un valor de $g=1$ a observaciones realizadas en elongaciones menores de 30^0 .

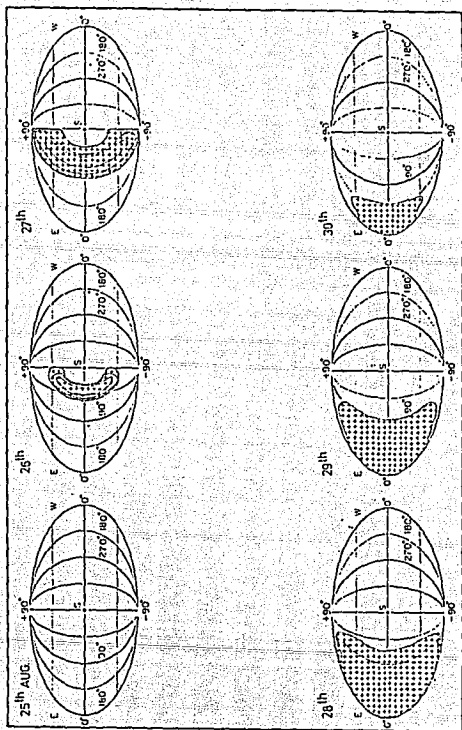


Figura 13: Mapas de centelleo iótrico calculados para un modelo que simula una perturbación del tipo concha esférica uniforme de alta densidad con un grosor de 0.2 UA, un ancho en helio-longitud de 96° y una extensión a una helio-latitud de $\pm 48^\circ$ y se supuso un viento solar constante de 430 km s^{-1} , [de Tappin et al, 1983].

2.3.4 MAPAS "g" TEORICOS.

Para poder interpretar los mapas de centelleo observacionales se requiere contrastarlos con mapas teóricos que es necesario elaborar usando computadoras que hacen simulaciones numéricas iteradas para lograr el mejor ajuste al mapa "g" observacional (ver figura 14/A). Por otra parte es necesaria la elaboración de múltiples mapas teóricos que consideren diferentes estructuras, lo cual implica diferentes combinaciones de velocidad de propagación, densidad del plasma, forma de la perturbación, etc. para comparar con los mapas observacionales y así lograr determinar el tipo de perturbación en el viento solar que se está observando. En 1985, Tappin calculó varios mapas teóricos para conchas eruptivas de densidad creciente con diferentes espesores, extensiones angulares y direcciones de propagación y también para una gran variedad de CIRs, los cuales fueron utilizados por Hewish y Bravo (1986) para identificar y rastrear las perturbaciones y localizar sus regiones fuentes en el Sol. Analizando el movimiento de la orilla de las perturbaciones en los mapas teóricos y comparando con los observacionales, es posible hacer una estimación de la velocidad de propagación de los frentes de choque y con esta información recrear cuándo y dónde se originó la perturbación en el Sol y además, con esta información, también se puede estimar el tiempo que tardará en llegar la perturbación a la Tierra. Algunas perturbaciones localizadas en la zona de sensibilidad del radio arreglo no pueden ser detectadas. Por ejemplo, una cáscara más delgada que 0.05 UA, no será detectada aun cuando se dirija directamente hacia la Tierra, dado que no cubriría una longitud suficiente a lo largo de la línea de visión. Una concha que se mueva muy rápidamente tampoco podrá ser detectada si entra a la región

de sensibilidad después de que se ha dejado de observar esa región y sale antes de que se vuelva a observar al día siguiente. Este sería el caso de una perturbación que tenga una velocidad radial mayor de 1000 Km/s.

Los mapas de centelleo observacionales para los días comprendidos entre el 17 de Julio y el 5 de Agosto de 1979 se muestran en la figura 14-A [Tappin et al., 1984], los cuales son representados en coordenadas eclípticas centradas en el Sol. Regiones del cielo excluidas de la observación ó contaminadas severamente por interferencia o centelleo ionosférico, son graficadas con contornos de línea discontinua. Brevemente podemos describir lo mostrado en cada mapa de la manera siguiente:

17 Julio 1979. La primera señal de un haz corrotante se detecta entre 40° - 50° de longitud, extendiéndose hacia arriba de la eclíptica a 30° N. La gran estructura centrada en 80° longitud es una perturbación *tipo concha* moviéndose hacia la Tierra.

18 Julio 1979. La estructura *tipo concha* se movió hacia afuera y el haz corrotante se extendió hacia los 40° N.

19 Julio 1979. La perturbación *tipo concha* se ha movido más allá de la zona de detección. El haz corrotante ha alcanzado una posición de mayor latitud; la tendencia a crecer en tamaño angular en una longitud constante, denota una estructura corrotante que se aproxima.

20 Julio 1979. La zona de centelleo reducido centrada en 90° de longitud es probablemente una región de baja densidad, un flujo de alta rapidez, siguiendo la perturbación *tipo concha*; efectos similares se han observados en otras ocasiones [Tappin et. al., 1983]. La geometría de la *concha* y del *haz corrotante* es tal que probablemente existen

interacciones entre ellos.

21 y 22 Julio 1979. Los haces corrotantes que se aproximan cubren una gran región del cielo y se incrementa al pasar el tiempo.

23 Julio 1979. Los haces corrotantes se han extendido a 90° y la intensidad del centelleo se ha incrementado.

24 Julio 1979. Los datos registrados para este día son malos como resultado de la interferencia ionosférica. Las perturbaciones se extienden a 150° longitud en altas latitudes.

25 Julio 1979. Las perturbaciones tienden a llenar una gran parte del cielo Este. Esto sugiere que la Tierra inició su entrada a una zona de compresión que se mueve adelante de un haz de viento solar de alta rapidez.

26 Julio 1979. Las perturbaciones han crecido al Este y se puede observar también al Oeste de lo cual se concluye que las perturbaciones están envolviendo a la Tierra.

27 Julio 1979. El centro de la perturbación envuelve a la Tierra.

28 Julio 1979. La perturbación aún cubre la Tierra pero disminuye en intensidad del centelleo señalando que la perturbación está por dejar la Tierra.

29 Julio 1979. Los datos obtenidos del Este presentan una severa interferencia ionosférica. La perturbación llena el cielo Oeste.

30 Julio 1979. En el Este el centelleo disminuyó ($g < 1$) lo cual sugiere que una zona de baja densidad se aproxima. En el Oeste se observa aún una perturbación que se aleja por el Este.

31 Julio 1979. Por el Este, el mapa es dominado por una zona de baja densidad. Pequeñas pero significativas perturbaciones se pueden observar al Oeste, lo cual se puede asociar a que en la línea de visión

se intersectan zonas de baja y alta densidad.

1 Agosto 1979. Una pequeña perturbación del tipo concha se observa entre $70-80^{\circ}$ de latitud.

2 Agosto 1979. Zonas de centelleo de baja intensidad se observan con mayor claridad. Una perturbación menor se observa al Oeste.

3 Agosto 1979. Ligeros cambios en el cielo Este. Algunos decrementos del centelleo al Oeste indican que una zona de baja densidad cubre la Tierra.

4 Agosto 1979. Grandes zonas de baja densidad se pueden observar en ambos lados de la Tierra.

5 Agosto 1979. Algunas zonas de baja densidad persisten pero ya no son tan prominentes. No se observaron perturbaciones significativas para el día siguiente.

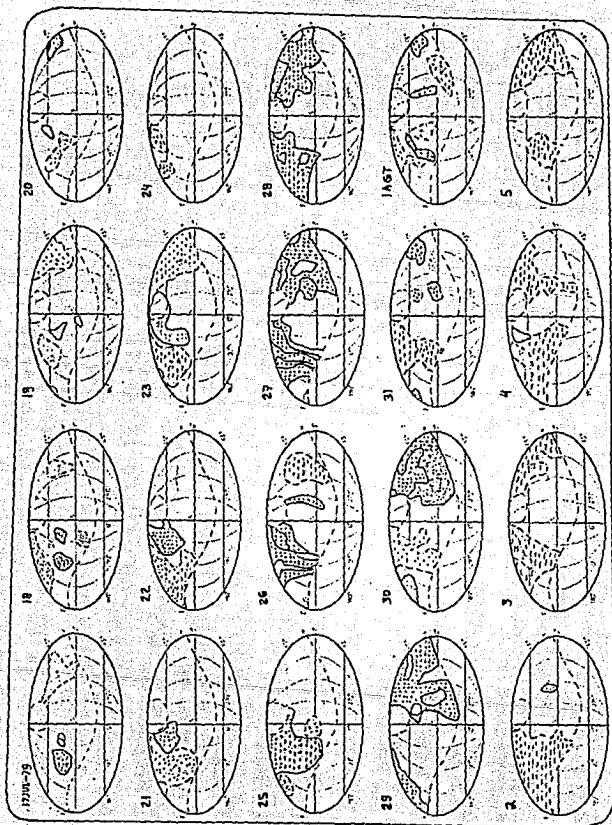


Figura 14-A: Mapas de centelleo observacionales que corresponden al periodo del 17 de julio de 1979 al 5 de agosto de 1979 graficados en coordenada eclipticas centradas en el Sol [Tappin et al, 1984].

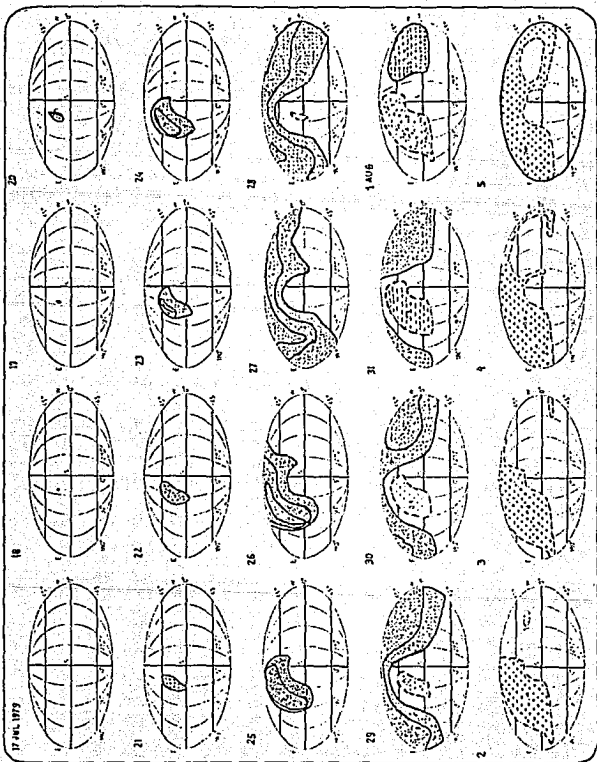


Figura 14-B: Mapas de centelleo teórico para un modelo de perturbación tipo haz corrotante para los días comprendidos entre el 17 de julio de 1979 al 5 de agosto de 1979 [Tappin et al, 1984].

CAPITULO III

RADIOTELESCOPIO IPS

3.1. FUNDAMENTOS DE ANTENAS Y DEFINICIONES.

La antena es una componente esencial en cualquier sistema de radio. Una antena de radio es un dispositivo que permite recibir o transmitir ondas de radio. En otras palabras, proporciona un medio de transición de una onda guiada en una línea de transmisión a una onda en el espacio libre (y viceversa en el caso del receptor). Las antenas son tipos especiales de circuitos eléctricos. En los circuitos ordinarios, las dimensiones de las bobinas, los capacitores y los conectores son usualmente pequeños comparados con la longitud de onda (λ) que corresponde a la frecuencia usada. Cuando éste es el caso, mucha de la energía se usa en el interior del circuito para realizar trabajo ó disipar calor. Pero cuando las dimensiones del cableado o de las componentes son apreciablemente similares a la longitud de onda, parte de la energía escapa por radiación en forma de onda electromagnética. Cuando el circuito se diseña intencionalmente para que la mayor parte de la energía sea radiada, el circuito es una antena. La transmisión de energía electromagnética puede emplear algunos tipos de estructuras guidoras, puede ser acoplada con transmisores y receptores sin tener entre ellos estructuras ó guías.

Una de las formas de analizar el comportamiento u operatividad de una antena es usando su *patrón de radiación*. Un patrón de radiación es una representación gráfica de las propiedades de radiación de una antena. Esta gráfica se hace moviendo una antena de prueba alrededor de la antena que se requiere estudiar y a una distancia constante. La

respuesta estará dada como función de la posición angular. Un patrón de potencia típico se muestra en la figura 15, el cual está graficado en forma polar. El lóbulo principal (haz principal o lóbulo mayor) es el lóbulo que contiene la dirección de radiación máxima. Existen una serie de lóbulos laterales menores que el lóbulo principal, los cuales señalan direcciones de radiación de menor intensidad. A la propiedad de una antena de concentrar la energía de radiación en una dirección preferente con respecto a otras, se le llama *direccionamiento* y éste es igual a la ganancia de potencia si la antena es 100% eficiente.

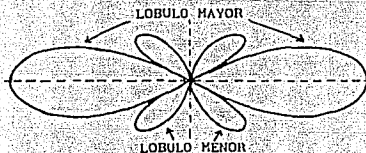


Figura 15: Un patrón típico de radiación mostrando la aplicación de los términos lóbulo mayor y lóbulo menor.

Toda antena exhibe efectos direccionales: la intensidad de radiación no es la misma en todas direcciones respecto de la antena. La direccionalidad o directividad puede ser expresada cuantitativamente comparando el patrón tridimensional de la antena bajo estudio y el patrón esférico tridimensional de una antena isotrópica, esto es:

$$D = \frac{P}{P_{av}}$$

donde, D es directividad, P es densidad de potencia en el punto máximo sobre la superficie de la esfera y P_{av} es el promedio de la densidad de potencia. La ganancia de una antena está estrechamente relacionada a la

directividad; analíticamente tenemos:

$$G = k \frac{P}{P_{av}}$$

donde: G es la ganancia expresada como una medida de potencia, k es la eficiencia (potencia radiada dividida entre la potencia de entrada).

3.1.1 Arreglos de multielementos.

Los arreglos de radio de multielementos ofrecen excelentes ventajas en ganancia y direccionalidad. Ganancia de potencia de una antena es lo mismo que un incremento en la potencia de transmisión y el direccionamiento reduce la intensidad de las señales que vienen de direcciones no deseadas y ayuda a discriminar señales que vienen de todas direcciones.

Un método común de obtener ganancia y direccionalidad es combinando las propiedades de un grupo de dipolos de media longitud de onda ($\lambda/2$) de tal forma que los efectos combinados generen el direccionamiento y ganancia buscados.

3.2 CARACTERISTICAS DE UN ARREGLO DE RADIO PARA DETECTAR IPS.

3.2.1 Frecuencia de operación.

La frecuencia de operación para un radio telescopio para IPS en el hemisferio norte está limitada (no en México) a unas pocas bandas reservadas especialmente para radio astronomía. La operación en una frecuencia arbitraria ó fuera de estas bandas para radio astronomía (RA), es muy difícil a causa del intenso tráfico de radio el cual provoca una interferencia muy severa a la pequeña señal proveniente de una fuente de radio estelar. Otro de los factores relevantes que se deben de considerar para la optimización de la frecuencia para estudios de IPS es el costo financiero, el cual en ciertos casos, es de vital importancia.

La sensibilidad de un radio telescopio para centelleo está dada por [Duffett-Smith, 1976]:

$$\Delta S_{\min} = K \frac{kT_n}{\eta A} \left(\frac{\Delta\nu_1 \Delta\nu_2}{\Delta\nu_{II}^2} \right)^{1/4}$$

donde ΔS_{\min} es la intensidad rms mínima de centelleo detectable por el sistema cuando la temperatura de ruido es T_n , el área efectiva de detección es ηA , donde A es el área física del arreglo, η es la eficiencia de detección de la antena, el ancho de banda de alta frecuencia es $\Delta\nu_{II}$, el ancho de banda de pos-detección es $\Delta\nu_1$ y el ancho de banda de la fuente centelleante es $\Delta\nu_2$; K es una constante para ajustar el orden de unidades y k es la constante de Boltzmann. Para relacionar ideas, se tiene que si el índice de centelleo está definido por:

$$g = \frac{\Delta S_{\text{Obs}}}{S_{\text{nor}}}$$

donde ΔS_{Obs} es el centelleo observado y S_{nor} es el centelleo "normal"

el cual se asocia a un viento solar quieto, entonces podemos escribir:

$$g_{\min} \propto T_H (\eta A)^{-1} S^{-1}$$

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

$$T_H \propto \nu^{-2.55}$$

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

$$(\eta A) \propto \nu^{-2}$$

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

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

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

a) Un área fija:

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

b) Un número fijo de dipolos:

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

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 ionósfera) se incrementa

rápida al disminuir la frecuencia, hasta que la ionósfera se hace opaca al centelleo cuando $\nu = 10$ Mhz.

(ii) El índice de centelleo se incrementa con el decremento de la elongación solar (c), hasta que la intensa dispersión lo hace indistinguible y entonces tiende a cero. El valor del centelleo varia con la frecuencia y tiene su máximo en c_0 tal como se muestra en la Tabla III, entonces la frecuencia seleccionada determina qué tan cerca al Sol se puede mapear el viento solar. Un balance que considere los puntos antes mencionados lleva a frecuencias en el rango de 80 Mhz y 170 Mhz que responderá en forma adecuada a las finalidades científicas de estos arreglos de radio.

ν (Mhz)	c_0 (grados)
38	60
81.5	35
151	20

El valor de c_0 , que representa la elongación mínima en la cual se puede detectar centelleo y varia con la frecuencia como se muestra en la Tabla III de tal manera que la selección de la frecuencia de observación determina que tan cerca del Sol se puede mapear el viento solar.

3.2.2 Dimensiones del arreglo de radio.

El tamaño del arreglo, determina el número total de fuentes estelares de radio que pueden ser detectadas y usadas para mapear las perturbaciones que viajan en el medio interplanetario. Entre más dipolos constituyan el arreglo, éste es más sensible al centelleo. Las experiencias del arreglo de Cambridge que tiene una apertura de 3.6 hectáreas, han mostrado que el mínimo número de fuentes de radio estelares necesarias para mapear el viento solar en los 7 stereoradianes de cielo visible es 500 fuentes. Este número determina las mínimas dimensiones de un arreglo de radio para detectar centelleo. En la tabla IV se enlista la cantidad de fuentes de radio estelares centelleantes en el cielo según el requerimiento mínimo absoluto (a), el requerimiento mínimo para trabajar (b), y el requerimiento ideal (c).

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

Los requerimientos de los incisos a), b), y c) calculados para un arreglo de radio que funciona en una frecuencia de 81.5 Mhz, como el de Cambridge se enlista en la Tabla V. Estos requerimientos se establecen bajo las siguientes suposiciones:

- (i) Al menos una de cada dos fuentes presenta centelleo.
- (ii) El índice de centelleo medio de una fuente en $c = 90^\circ$ 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 1500°K .

(vi) $\Delta\nu_H = 10^6$ Hz; $\Delta\nu_i = 5$ Hz.

se enlista en la tabla V.

TABLA V			
Característica	$g(81.5)$ Jy	Δg_{min}	$\eta\Lambda$ (m^2).
(a) Mínimo absoluto	9.7	0.32	13,900.
(b) Mínimo trabajando	6.7	0.22	20,200.
(c) Ideal	4.2	0.14	31,800.

El arreglo desarrollado en Cambridge, cuenta con una área de trabajo de aproximadamente $20,000 \text{ m}^2$. Pruebas llevadas a cabo con este arreglo han mostrado que un arreglo completo de apertura de líneas Este-Oeste, con dipolos espaciados en una distancia $\lambda/2$ (donde λ es la longitud de onda asociada a la frecuencia central de detección del arreglo), presenta una eficiencia $\eta=0.8$ [Duffett-Smith, 1976, Nash, 1964]. Considerando este valor de η , las dimensiones del arreglo puede ser expresadas en la forma siguiente:

Sea $(\eta\Lambda)=(0.8)ab$; donde a, b determinan las distancias marcadas en la figura 16, Λ es el área física del arreglo y η es la eficiencia de operación para éste tipo de arreglos de gran área. Entonces, el número de líneas este-oeste es :

$$N_{EO} = 2b/\lambda$$

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

$$D_{row} = a/\lambda$$

luego entonces el número total de dipolos (N) en el arreglo queda determinado por:

$$N = \frac{2 ab}{\lambda^2} = \frac{2(\eta\lambda)}{0.8 \lambda^2}$$

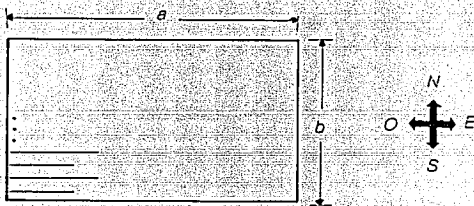


Figura 16: Esquema donde se muestran las dimensiones y orientación de un arreglo de dipolos de gran área para detectar centelleo.

El número total de dipolos para las diferentes condiciones en cada caso, se enlista en la Tabla VI.

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

Las dimensiones máximas permisibles en la dirección Este-Oeste están determinadas por la precisión con la que se requiera que se haga cualquier medición de centelleo.

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

$$L \propto \frac{\lambda}{a} \frac{13751}{\cos \delta} \text{ seg.}$$

donde δ es el ángulo de declinación de la fuente. Durante este tiempo, se detectan aproximadamente $l/2$ centelleos por fuente individual, considerando que el ancho de banda del espectro de centelleo es de 0.5 Mhz. Entonces la precisión de la medición es de $\approx (2/l)^{1/2}$. En la Tabla VII se desarrollan tres casos para una fuente con $\delta = -20^\circ$.

a	L	No. de centelleos	precisión $(2/l)^{1/2}$
128 λ	114	57	13%
64 λ	229	114	9%
32 λ	457	228	7%

Considerando la información de la Tabla VII, se concluye que para una medición cuyo margen de error sea menos del 10% implica que la longitud del arreglo de radio no exceda una longitud Este-Oeste de 64 λ . Entre mayor sea la distancia Este-Oeste, mayor será el número de líneas necesarias para enrejillar el área y mayor la complejidad del arreglo. Adoptando como 64 λ la longitud Este-Oeste (E-O), las dimensiones en la dirección Norte-Sur (N-S), son determinadas por la ecuación 3.2. Estas dimensiones son listadas en la Tabla VIII.

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

Una antena podría consistir de 32 ó 64 filas (E-O), de dipolos de onda completa, cada fila separada de la siguiente en una longitud de

$\lambda/2$ y separada del plano horizontal en una altura de $\lambda/4$ (la pantalla reflectora se deberá construir de alambres paralelos estrechamente cercanos).

3.2.3 Configuración de la Antena.

Existen tres formas en las cuales el arreglo de radio se puede operar en forma de *radiotelescopio*:

1) Configuración de Potencia Total.

Todos los elementos del arreglo se conectan a una sola unidad de conteo y toda la energía recibida es medida directamente. La salida del radiotelescopio en función del tiempo, se muestra en la figura 17.

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 la fuente de radio y cambian con las variaciones de temperatura. Este modo de operación no es muy usado en radio astronomía. Como en la investigación con IPS sólo son importantes las fluctuaciones de potencia de la fuente de radio, se puede colocar un filtro externo para eliminar las pequeñas fluctuaciones de la señal.

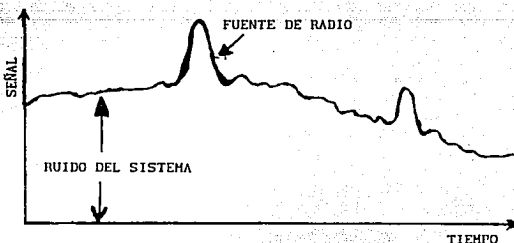


Figura 17: La salida de un arreglo en configuración de potencia total en función del tiempo.

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

(ii) Configuración cambio de fase E-O.

El arreglo se divide eléctricamente en dos partes iguales a lo largo del eje N-S, y las dos mitades operan como un *interferómetro múltiple*. La salida del telescopio como función del tiempo se muestra en la figura 18.

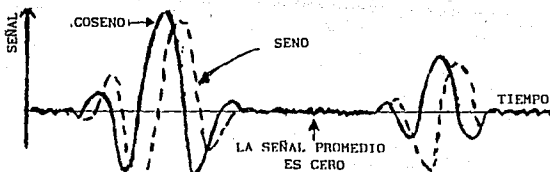


Figura 18: La salida de un arreglo en configuración E-O en función del tiempo. La señal es modulada al sincronizar el lado E y O.

Es muy importante hacer notar, que no hay una correlación entre la temperatura de ruido y el nivel de referencia cero.

(iii) Configuración cambio de fase N-S.

La antena se divide eléctricamente en dos partes iguales a lo largo del eje E-O, y las dos mitades resultantes operan como un *interferómetro múltiple*. La salida del telescopio como función del tiempo se muestra en la figura 19.

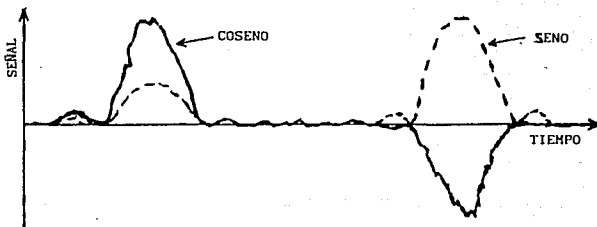


Figura 19: La salida de un arreglo en configuración N-S. La respuesta a la fuente de radio es positiva o negativa dependiendo de la posición de la fuente de radio respecto del patrón de franjas N-S.

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

Los méritos y desventajas relativos de las tres configuraciones se enlistan en la Tabla IX. Es importante notar que las configuraciones de cambio de fase N-S y E-O, ofrecen grandes flexibilidades en las observaciones de radio Astronomía aunque son mucho más complejas y reducen la sensibilidad para el centelleo.

Tabla IX		
Configuración	Ventajas	Desventajas
POTENCIA TOTAL	<p>El doble de sensibilidad que (i) y (ii).</p> <p>Receptores mucho más simples.</p> <p>Una matriz de Butler con la mitad de elementos.</p> <p>Filtros simples para centelleo.</p>	<p>Más problemas de interferencia que (ii) y (iii).</p> <p>Matrices Butler de tamaño completo.</p> <p>Problemas para determinar el nivel de referencia.</p>
CAMBIO DE FASE E-O	<p>Menor respuesta a interferencia.</p> <p>No hay correlación para encontrar el cero de referencia.</p>	<p>Tiene la mitad de sensibilidad al centelleo que (i).</p> <p>Más complejo y caro que (i).</p> <p>Matriz del doble de tamaño que (i).</p> <p>Se requieren mejores filtros para IPS.</p>
CAMBIO DE FASE N-S	<p>Menor respuesta a interferencia.</p> <p>Se requieren matrices de la mitad de tamaño que (i).</p>	<p>Tiene la mitad de sensibilidad al centelleo que (i).</p> <p>Receptores más complejos y caros que (i).</p> <p>El doble de matrices que (i).</p>

3.2.4 Control de declinación por cambio de fase.

El arreglo de antenas es un instrumento diseñado para direccionarse en declinación y ver el tránsito del cielo por el meridiano central. El control de la declinación de los lóbulos generados por el arreglo de dipolos de longitud $\lambda/2$ se logra por medio de la variación de la fase de la corriente eléctrica que alimenta cada dipolo del 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 ser dirigido a diferentes puntos de declinación. en la figura 20 se puede observar un lóbulo direccionado en tres declinaciones diferentes sobre el meridiano central correspondiente al lugar donde se ubica el arreglo de radio.

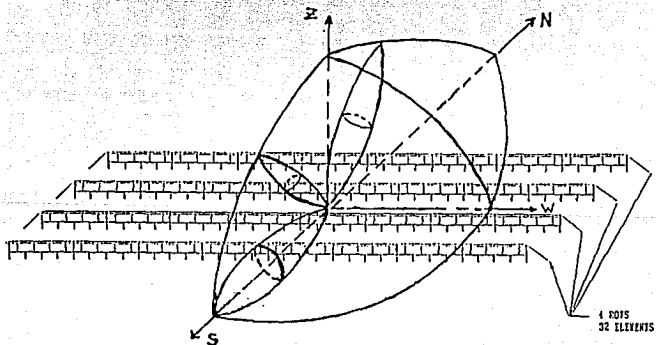


Figura 20: El lóbulo principal del arreglo se direcciona a diferentes puntos de declinación, barriendo todo el meridiano central lo cual le permite observar todas las fuentes en tránsito por el cielo.

Una de las maneras más ampliamente usadas para controlar la fase de la corriente que alimenta a cada uno de los dipolos del arreglo es por medio de un dispositivo denominado *matriz de Butler*. Una *matriz de Butler* comunmente usada se conforma de acopladores híbridos de 3dB (ver figura 21) que combinan de la manera más eficiente las señales de cada uno de las 64 líneas (en el caso de mínimo trabajo) en 64 formas posibles para generar un conjunto de 64 lóbulos con diferentes declinaciones que cubran el mayor rango de declinación disponible para la antena, ver figura 20 [Shelton, 1968, Shelton et al, 1979, Shelton et al, 1961].

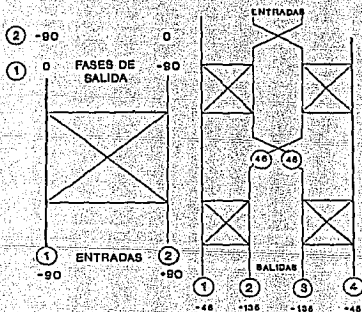


Figura 21: Esquema de una matriz de Butler: (a) para una red de dos puertos de entrada y (b) para una red de cuatro puertos de entrada. [de Shelton et al, 1979].

Si la separación entre las líneas de los dipolos que conforman el arreglo es de $\lambda/2$, no se generará una respuesta secundaria en el patrón de la antena. Un rango aceptable en declinación para cualquier arreglo

de dipolos puede ser $+80^{\circ} < \delta < -10^{\circ}$. De las experiencias en Cambridge se ha encontrado que empleando dos matrices de Butler simultáneamente, se obtiene una cobertura amplia del cielo, la matriz de Butler podría tener 88 lóbulos cubriendo todo el rango de declinación posible para la antena.

3.3 DETALLES DE LA OPERACION DEL ARREGLO DE RADIO PARA IPS.

En la figura 22 se puede observar un diagrama para una antena propuesta de 64 dipolos de onda completa por línea, los cuales se dividen en 4 secciones de 16 dipolos cada una. Cada uno de los 16 dipolos alimentados por una línea de transmisión se termina en un preamplificador.

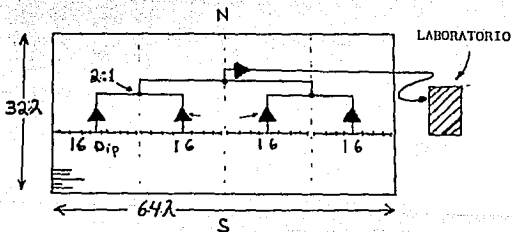


Figura 22: El diagrama muestra un arreglo de 32λ norte-sur por 64λ este-oeste. Cada 16 dipolos se conectan a un preamplificador, los cuatro preamplificadores de cada línea se conectan a su vez a un segundo estado de preamplificación del cual se envía la señal al laboratorio.

La figura 23 muestra un sistema en un arreglo de configuración de potencia total. Cada uno de los 88 lóbulos se conecta a su propio

receptor y centelleador el cual consiste de un variador de frecuencia, un preamplificador de frecuencia intermedia con un control automático de ganancia, un detector, un filtro pasa-banda, un multiplicador de función cuadrada y un filtro pasa-bajo de salida.

El filtro de frecuencia intermedia puede tener un corte de 1 Mhz arriba de la frecuencia de operación seleccionada (la antena probablemente llegue a soportar un ancho de banda de 2 Mhz, si la interferencia es mínima). La salida de la señal del detector se sostiene a nivel por el control de ganancia automático (AGC), lo cual implica que la constante de tiempo del AGC es mucho mayor que la del centelleo, las fluctuaciones de señal generadas por IPS no son disminuidas por este proceso. La señal es filtrada por el filtro pasa-banda, amplificada y modulada por la función cuadrada, lo cual genera una señal promedio proporcional al cuadrado de la densidad de flujo del centelleo. El filtro de salida pasa-bajo elimina ligeras fluctuaciones, la señal de salida que se puede obtener es como la que se muestra en la figura 17.

La señal de salida producto de los 88 haces es monitoreada cada 10 segundos, el siguiente paso es un multiplexaje pasando a un convertidor analógico-digital. Las señales digitalizadas son enviadas por modem-teléfono para ser analizadas y almacenadas en un centro de operaciones. Un sistema software se encargará de generar mapas g con base en los datos recibidos. Tales mapas pueden ser enviados vía satélite a un centro de análisis e interpretación para estudio y pronóstico de perturbaciones que viajan en el medio interplanetario.

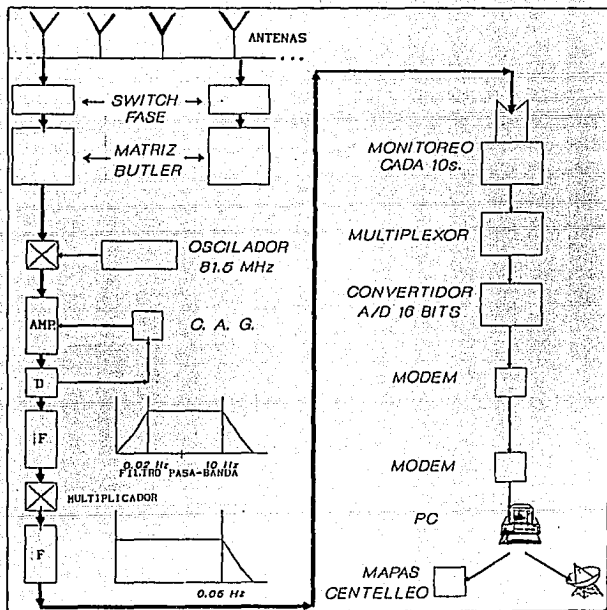


Figura 23: Diagrama a bloques de la configuración de un arreglo de potencia total considerando 88 lóbulos detectores.

3.4 ESTRATEGIA PARA EL OBSERVATORIO DE IPS EN MEXICO.

Hasta este momento los avances en la construcción del radiotelescopio para detectar centelleo interplanetario de fuentes de radio estelares, cuya construcción está a cargo del Instituto de Geofísica de la UNAM son los siguientes:

1) La banda de frecuencia protegida asignada por La Secretaría de Comunicaciones y Transportes (SCT) para la operación del radio telescopio es de 138.9 Mhz a 140.4 Mhz, con una frecuencia central $f_c=139.65$ Mhz. Esta banda de frecuencia se garantiza estará libre de cualquier interferencia tanto nacional como internacional y se reserva para uso exclusivo de la operación del radiotelescopio para centelleo.

ii) La construcción del radiotelescopio se realizará en dos etapas:

a) construcción de un arreglo prototipo el cual contará con todas las características de operación del arreglo final pero con un número menor de dipolos y por lo tanto con una área efectiva de trabajo menor que la del arreglo total. Considerando el factor de eficiencia (η) de trabajo determinado experimentalmente en Cambridge, el área eficiente mínima para el arreglo prototipo es de:

$$\eta Q = \eta S \times L = (0.8)(137.6m)(8.6m) = 946.7 \text{ m}^2$$

El arreglo piloto tiene una apertura geométrica de $\approx 1183.4 \text{ m}^2$ y cuenta con un número de líneas Este- Oeste dado por:

$$N_{EO} = \frac{2L}{\lambda} = \frac{2(8.6m)}{2.15m} = 8$$

El número de lóbulos principales que se emplean para barrer en declinación el meridiano central para observar el tránsito de las fuentes de radio estelares queda determinado por el número de líneas Este-Oeste, para el arreglo prototipo es de ocho lóbulos principales.

Con éste número de lóbulos se espera detectar del orden de 60 fuentes de radio estelares, las cuales permitirán hacer calibraciones de todos los sistemas que conforman el arreglo de radio.

El número de dipolos de onda completa por línea E-O es:

$$D_{row} = \frac{s}{\lambda} = \frac{137.6m}{2.15m} = 64$$

El número total de dipolos del arreglo piloto es:

$$N_{piloto} = \frac{2st}{\lambda^2} = \frac{2(\eta Q)}{0.8(\lambda^2)} = 512$$

El arreglo piloto se está construyendo en las instalaciones del Centro de Investigaciones Multidisciplinarias (CIM) de la Facultad de Estudios Superiores Cuautitlán (FESC), para diciembre de 1993 se espera que el arreglo prototipo esté terminado en su totalidad.

b) El arreglo final contará con una apertura geométrica mínima de trabajo determinada por:

$$\eta A = \eta a \times b = (0.8)(137.6m)(68.8m) = 7573.5 m^2$$

y una apertura geométrica de $\approx 9467 m^2$.

El número de líneas Este-Oeste para el arreglo total es:

$$N_{EO} = \frac{2b}{\lambda} = \frac{2(68.8m)}{2.15m} = 64$$

El número de dipolos de onda completa por línea E-O es:

$$D_{row} = \frac{a}{\lambda} = \frac{137.6m}{2.15m} = 64$$

Luego entonces el número total de dipolos del arreglo total es:

$$N = \frac{2ab}{\lambda^2} = \frac{2(\eta A)}{0.8 \lambda^2} = 4096$$

El arreglo final contará con 64 lóbulos detectores controlados en declinación por medio de dos matrices de Butler, lo que permitirá tener un barrido en declinación ($-20^{\circ} \leq \delta \leq +60^{\circ}$) del meridiano central teniendo en consecuencia una buena observación de las fuentes de radio en tránsito por el cielo. Con el arreglo final se espera detectar del orden de 5000 fuentes de radio estelares de las cuales se seleccionaran las 1000 que mejor resolución tengan para formar la rejilla de detección.

La construcción del arreglo final se realizará cuando todos los elementos tanto de hardware y software se hayan probado en el arreglo piloto y su prueba haya sido positiva. Un elemento importante para la instalación del arreglo final es el lugar donde éste se ubicará, el lugar tiene que estar lo bastante alejado de la civilización como para garantizar su operación sin interferencias o ruido provocado por el ser humano y su actividad diaria.

Es importante hacer notar que el radiotelescopio para IPS que se construye en México tiene muchas ventajas sobre el radiotelescopio ubicado en Cambridge, algunas de estas ventajas son: una frecuencia de operación más alta ($f_c=139.65$ Mhz) lo que le permitirá observar en ángulos de elongación menores ($\alpha_{\min} \approx 20^{\circ}$) cual implica poder observar más cerca del Sol que con el observatorio de Cambridge, dada la ubicación geográfica de México el radiotelescopio observará en un rango de declinación diferente ($-30^{\circ} \leq \delta \leq 60^{\circ}$) lo cual permitirá observar regiones del cielo que no pueden detectar en el observatorio de Cambridge y desde el punto de vista técnico, contará con los adelantos de la electrónica y software actual.

Cuando el radiotelescopio este trabajando en su totalidad se

integrará a la red global de monitoreo de perturbaciones de gran escala formando junto con los observatorios de Cambridge, Ahmedabad y Florida una red de observatorios la cual permitirá mejorar el estudio sistemático de las perturbaciones que viajan en el viento solar con el fin de establecer en el futuro un sistema de pronóstico de perturbaciones geomagnéticas el cual es de suma importancia desde el punto de vista científico y tecnológico para la comunidad mundial.

CONCLUSIONES:

En suma, del trabajo de esta tesis podemos concluir varios puntos:

1) En la actualidad, la única manera de detectar y rastrear zonas de perturbación de gran escala en el medio interplanetario es mediante técnicas de radio, lo cual pone a la técnica de centelleo interplanetario (IPS) como una herramienta esencial en el estudio del viento solar. Con el empleo de la técnica de IPS, se pueden rastrear perturbaciones en regiones localizadas fuera de la eclíptica, lo cual dará una imagen tridimensional de la evolución de las estructuras asociadas a las perturbaciones, dando de manera indirecta al recrearlas hacia atrás una relación con posibles regiones fuentes en el Sol donde se pudieran haber originado tales perturbaciones.

2) es necesario mejorar las simulaciones numéricas considerando perturbaciones con estructuras más complejas, con una gran variedad de grosores, tamaños, diferentes tamaños de las fuentes de radio, rejillas de integración más finas y también es necesario probar diferentes funciones para la capacidad dispersora y la escala del medio para calcular el centelleo teórico. En el aspecto observacional, se hace necesario aumentar el número de observatorios de IPS para tener una mayor frecuencia de sondeo de las perturbaciones, dado que cada observatorio sólo genera un mapa de centelleo observacional por día.

3) Un estudio sistemático de las perturbaciones que viajan en el

viento solar es de gran importancia para entender cuál es el mecanismo físico relacionado con su generación tanto en el Sol como en el medio interplanetario, y cuáles de ellas tienen la propiedad de interactuar con la magnetósfera terrestre y provocar alteraciones geomagnéticas intensas. Una red de observatorios de IPS distribuidos convenientemente por todo el globo terrestre permitiría obtener información de la evolución de las perturbaciones que viajan en el viento solar durante las 24 horas del día con lo cual se daría el primer paso para establecer un verdadero sistema de detección y rastreo de perturbaciones en el viento solar con posibilidad de alarma respecto de la posible ocurrencia de tormentas geomagnéticas intensas.

4) El construir un radiotelescopio para detectar IPS en México permite mejores posibilidades de detección, tales como poder ver más cerca del Sol ($\alpha_{\min} \approx 25^{\circ}$), tener un intervalo de declinación diferente ($-20^{\circ} \leq \delta \leq +60^{\circ}$) el cual permite rastrear perturbaciones en regiones que actualmente están fuera del alcance de otros observatorios de IPS. Además, dada la ubicación de México en bajas latitudes, no se tiene el problema del intenso ruido ionosférico que se presenta en altas latitudes. Esto es de suma importancia para nuestro país desde el punto de vista científico y tecnológico porque permite realizar investigaciones de frontera dentro de la física del medio interplanetario sin tener que hacer grandes inversiones económicas en equipos e instalaciones, las cuales no están dentro de las posibilidades económicas de México.

APENDICE 1

Sistemas astronómicos de coordenadas.

Existen varios sistemas de coordenadas astronómicos que son usados comúnmente, algunos de ellos son *el sistema exacto de coordenadas estejar, el sistema de coordenadas eclíptico, el sistema de coordenadas galáctico, etc.* En cada uno de estos sistemas la posición de un objeto en el cielo ó esfera celeste es denotado por dos ángulos. Estos ángulos son determinados usando un *plano de referencia*, el cual contiene al observador y una *dirección de referencia*, la cual es la dirección desde el observador a otro punto arbitrario en el plano de referencia. La intersección entre el plano de referencia y la esfera celeste es un gran círculo, el cual define el *ecuador* del sistema de coordenadas. Los dos puntos determinados por la intersección de la esfera celeste y el eje que es ortogonal al plano de referencia se les denomina *polos* del sistema de coordenadas.

Una de las dos coordenadas angulares de cada sistema coordinado es medida desde el ecuador del sistema al objeto, a lo largo de la trayectoria que determina un gran círculo que pasa a través del objeto y de los polos. La otra coordenada angular es medida a lo largo del ecuador desde la dirección de referencia hasta la intersección del ecuador con el círculo que pasa a través del objeto y los polos. El sistema de referencia terrestre da una excelente analogía. Aquí el plano del ecuador terrestre es el plano fundamental del sistema; Los polos norte y sur terrestres, son los polos del sistema de coordenadas. Una coordenada, la *latitud* de un lugar se define como positiva cuando

se encuentra al norte y negativa si es al sur, respecto del ecuador del sistema. La otra coordenada la *longitud*, es medida a lo largo del ecuador desde la intersección del meridiano que pasa por el lugar y el ecuador, hasta la intersección del meridiano de Greenwich y el ecuador, la dirección desde el centro de la Tierra hasta el punto antes mencionado es la dirección de referencia. La longitud terrestre en cada caso puede ser este u oeste, pero en el sistema de coordenadas celeste ésta es determinada en una sola dirección desde 0° a 360° o su equivalente de 0^h a 24^h .

Sistema de coordenadas Eclíptico.

Este sistema de referencia es muy usado para describir fenómenos en el sistema solar, originalmente se empleó en estudios planetarios. El sistema de referencia eclíptico usa dos coordenadas de referencia las cuales se denominan *longitud eclíptica* y *latitud eclíptica* considerando la *eclíptica* como el plano de referencia. La *longitud eclíptica* es la distancia angular desde el equinoccio vernal y medida en grados en dirección Este a lo largo de la eclíptica (rango de 0° a 360°). La otra coordenada, la *latitud eclíptica*, es la distancia angular entre el objeto en estudio y la eclíptica (rango de $\pm 90^{\circ}$). Los polos Norte y sur eclípticos se localizan a 90° de distancia de la eclíptica. Entonces la eclíptica está inclinada $23^{\circ}27'8''$.26 respecto del ecuador y los polos eclípticos se encuentran aproximadamente a 23.5° de los polos celestes.

El sistema *eclíptico* está basado en el movimiento de revolución de la Tierra alrededor del Sol.

REFERENCIAS

- Alfvén, H., "Cosmical Electrodynamics", Oxford Press,
London, 1950.
- Ananthakrishnan, S. HA. Coles & J. J. Kaufman, *Micro
turbulence in solar wind streams*, J. Geophys.
Res., 85, 6025, 1980.
- Armstrong J. W. y Coles W. B., *Astrophys. J.*, 220, 346, 1978.
- Axford, W. I. & Illines, C. O. *Can. J. Phys.* 38, 1433 1961.
- Bartel, J. *Int. Union Geod. Geophys. IATME Bull.*,
no. 12e, 109 1951.
- Baumjohann, W. "Merits and limitations of the use of
geomagnetics indices in solar wind-magnetosphere
coupling studies" en *Solar wind- magnetosphere
coupling*, ed. Y. Kamide y J. A. Slavin, pp. 3-15
Terra Pub. Tokio, 1986.
- Blakemore, R. P., *Magnetostatics bacteria*, *Science* 190,
377-379, 1975.
- Bohlin, J. D., M. J. Koomen & R. Tousey, *Solar Phys.* 21,
408, 1971.
- Borrini, G., JT. Gosling, SJ Barnes & WC Feldman, J.
Geophys Res., 87, 4365, 1982.
- Bravo S., *Detección y rastreo de las perturbaciones
del viento solar por medio de observaciones de
centelleo interplanetario*, *Ciencia*, 39, 131-139, 1988.

- Bravo S. & Hewish, A. "Geomagnetic storm forecast using IPS observations", *Geof. Int.* 27, 191 1988.
- Bravo, S., B. Mendoza & R. Pérez-Enriquez, *Cornal holes as sources of large-scale solar wind disturbances and geomagnetic perturbations*, *J. Geophys. Res.*, 96, 5387, 1991a.
- Bravo, S., B. Mendoza & R. Pérez-Enriquez, *Geomagnetic storm sudden commencements and their possible sources at the Sun*, *Geofis. Int.*, 30, 23, 1991b.
- Burlaga, L. F., "Hydromagnetics waves and discontinuities in the solar wind", *Space Sci. Rev.* 1971.
- Burton, RK., RL. Mc Pherron & CT. Russel, *J. Geophys. Res.*, 80, 4204, 1975.
- Cane, HV. & RG Stone, *Astrophys. J.*, 282, 339, 1984.
- Cane, HV., *J. Geophys. Res.*, 90, 191, 1985.
- Chapman, S. & J. Bartels, *Geomagnetism*, The Clarendon Press London, 1940.
- Chernosky, E. J., *Geomagnetism in Hand Book of Geophysics* Mc Millan, New York, 1960.
- Coles W., *Interplanetary Scintillation*, *Space Sci. Rev.* 21, 411-425, 1978.
- Coles W.A. & Rickett B.J., *IPS observations of the solar wind out of the ecliptic*, *J. Geophys. Res.* 1976.
- Dennison, PA. & A Hewish, *Nature* 213, 343, 1967.
- Dennison, PA., *Planet Space Sci.*, 17, 189, 1969.
- Dennison, PA. & M Wiseman, *Proc. ASA.*, 1, 142, 1968.
- Dryer M., S.T. Wu, S.M. Han, *The Sun and the heliosphere*

- re in three dimensions, ed. Marsodn, 135, 1986.
- D'Uston C., M. Dryer, S.M. Wu, *Spatial structure of flare associated perturbations in the solar wind simulated by two-dimensional numerical MHD model*, J. Geophys. Res., 86, 1981.
- Duffett-Smith P. J., *PhD dissertation*, Cambridge University, Cambridge, 1976.
- Duffett-Smith, P.J., *The measurement of interplanetary scintillations in conditions of strong radio interference*, R. Astr. Soc., 190, 139-141, 1980.
- Duffett-Smith P.J., Purvis A. & Hewish A., *A statical study of faint radio sources at 81.5 Mhz*, Mon. Not. R. astr. Soc., 190, 891-901, 1980.
- Dungey, J. W. "Interplanetary magnetic field and the auroral zones", Phys. Rev. Lett. 6, 47. 1961.
- Erskine, FT., WM Cronyn, SD Shawhan, EC Roelof & BL Gotwols, J. Geophys. Res., 83, 4153, 1978.
- Feynman J., *The solar wind: Advances in our knowledge through two solar cycles*, Adv. Space Res., 4, 89-97, 1989.
- Gapper, GR., A Hewish, A Purvis & PJ Duffett-Smith, Nature, 296, 633, 1982.
- Gold, T., "Gas dynamics of cosmic clouds", Ed. H. C. van de Hulst, p. 103, 1965.
- Gonzales, W. D. & Tsurutani, B. T., "Criteria of interplanetary parameters causing intense magnetic storms", Planet. Space Sci. 35, 1101, 1987.

- Gosslin, J. T., Hildner, E. Asbridge, J. R., Bamo, S. J. & Feldman, W., "Noncompressive density enhancements in the solar wind", J. Geophys. Res. 82, 5005, 1977.
- Gringauz, K. I., "Some results of experiments in interplanetary space by means of charged particle traps on soviet space probes", Space Res. 2, 539-553, 1961.
- Hewish, A., PF Scott & D Wills, Nature 203, 1214, 1964.
- Hewish A., & MD Symonds, Planet Space Sci., 17, 313, 1969.
- Hewish A., SJ Tappin, GR Gapper, Nature 314, 137, 1985.
- Hewish, A & Bravo S., "The sources of large scale heliospheric disturbances", Solar Phys. 106, 185 1986.
- Hewish A., The solar origin of geomagnetic storm, Solar Phys. 116, 195-198, 1988.
- Houminer, Z., Nature Phys. Sci., 231, 165, 1971.
- Houminer, Z. & A. Hewish, Planet Space Sci., 22, 1041, 1974.
- Hundhausen, A. J., "Composition and dynamics of the solar wind plasma", Rev. Geophys. 8, 729-811, 1971.
- Hundhausen, A. J., "Coronal expansion and solar wind", Springer-Verlag, Berlin, 1972.
- Intrilligator, D., Dryer M. & Tandberg-Hanssen, 1980.
- Joselyn, J. A. & McIntosh, P. S., "Disappearing solar filaments: a useful predictor of geomagnetic activity", J. Geophys. Res. 86, 4555, 1981.
- Keeton, W. T., Magnets interfere with pigeon homing, Proc. Natl. Acad. Sci., USA 68, 102-106, 1971.

- Kirschvick, J. L., *Birds, bees and magnetism*, Trends in
Neurosciences, 5, 5, 160-167, 1982b.
- Lanzerotti, L.J., *Impacts of ionospheric/magnetospheric
procession terrestrial science and technology*, Solar
System, Plasma Phys. vol III, North Holland Pub., 1979.
- Lemaire, J. & Roth, M., "Non- Steady- Steate solar wind
magnetosphere interaction", Space Sci. Rev. 59, 1991.
- Lincoln, J.V., *Geophysical indices: Past, present and
proposed*, IAGA News 16, pp. 121, Paris, 1977a.
- Lyon, L. R. & Williams, D. J., "Quantitative aspects of
magnetospheric physics", D. Reidel Pub. Co., 1984.
- McCraken, K. G., Journal Geophys. Research, 67, 1962.
- Mitchell D G y Roelof E. C. J. Geophys. Res., 81, 5071, 1976.
- Moody H. J., *The systematic design of the butler matri-
ces*, IEEE Trans. Antennas Propagat., vol. AP-12,
No. 6, pp. 786-788, 1964.
- Mullan D. J., Astrophys. J., 272, 325, 1983.
- Nash T. R., *Beam efficiency limitations of large ante-
nnas*, IEEE, dicembre, 1964.
- Neugenbauer, M. & Snyder, C. W., "Mariner 2 observa-
tions of the solar wind, average properties"
J. of Geophys. Res. 71, 4469-4484, 1966.
- Noci G., *Energy budget in coronal holes*, Solar Phys.,
28, 403, 1973.
- Parker, E. N., "Dynamics of the interplanetary gas and
magnetic fields", Astrophys. J. 128, 664-676, 1958.
- Parker, E. N., Astrophys. J., 132, 1445, 1960.

- Parker, E. N., *Astrophys. J.*, 133, 1014, 1961.
- Parker, E. N., "The solar wind", *Sci. Amer.* april, pp. 66-67, 1964.
- Pneuman G. & Kopp R.A., *Gas-magnetic field interaction in the solar corona*, *Solar Phys.*, 14, 258, 1971.
- Readhead, ACS., *Mont. Not. R. Astr. Soc.*, 155, 185, 1981.
- Readhead, ACS., MC Kemp & A Hewish, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 185, 207, 1978.
- Rickett B. J. & Sime D. G., *High-latitude observations of solar wind streams and coronal holes*, *J. Geophys. Res.*, 81-22, 3845-3850, 1976.
- Rostoker, G., "Geomagnetic indices", *Rev. of Geophys. & Space Phys.* 10, 935, 1972.
- Saito, K., *Ann Tokyo Obs.*, 13, 93, 1972.
- Sheeley, JR., & JW Harvey, *Solar Phys.* 70, 237, 1981.
- Sheeley, JR, RA Howard, MJ. Koomen, DJ Michels, 90, 163, 1985.
- Shelton J.P., *Fast fourier transforms and butler matrices*, *Proc. IEEE*, vol. 56, No 3, p. 350, 1968.
- Shelton J.P. & Hsiao J.K., *Reflective butler matrices*, *IEEF Transactions on antennas and propagation*, vol:AP27, No. 5, 1979.
- Shelton J.P. & Keller K.S., *Multiple beams from linear arrays*, *IRE Trans. Propagal.*, vol:AP-9, No 1, 1961.
- Simpson J.A., *Evolution of our knowledge of the heliosphere*, *Adv. Space Res.*, 4, 5-20, 1989.
- Sonett, C. P., Colburn D. S., Davis, L., Jr., Coleman,

- P. J., Jr., "Evidence for a collision-free magnetohydrodynamic shock wave in interplanetary space. *Phys. Rev. Letters* 13, 153-156, 1964.
- Tappin, S.J., A Hewish & G Gapper., *Planet Space Sci.*, 31, 1171, 1983.
- Tappin, S. J., Hewish, A. & Gapper, G. R., "Tracking a high-latitude corotating stream for more than half solar rotation", *Planet. Space Sci.* 32, 1273, 1984.
- Tappin S.J., "Transient Disturbances in the Solar Wind" (Tesis doctoral, Universidad de Cambridge), 1985.
- Tappin S. J., *Numerical modelling of scintillation variations from interplanetary disturbances*, *Planet Space Sci.*, 35, 271, 1987.
- Vaiana, GS., AS Kriger & AF Timothy, *Solar Phys.*, 32, 81, 1973.
- Vlasov, VT., *Astr. Z.*, 56, 96, 1979.
- Wagner, WJ & JJ Wagner, *Astron. Astrophys.*, 133, 288, 1984.
- Watanabe T. & Kakinuma T., *Radio-Scintillation observations of interplanetary disturbances*, *Adv. Space Res.*, 4, 331-341, 1984.
- White, "Space Physics", 1970.
- Wilcox, J. M. & Ness, N. F., *J Geophys. Res.*, 70, 5793-5805, 1965.
- Wolfe, J.H., D'Intrilligator, J. Mijatov, H. Colliard & A. Barnes, 203, 750, 1979.
- Wright, C.S. & L.F., McNamara, *Solar Phys.*, 87, 401, 1983.

INDICE:

	<u>Pág.</u>
RESUMEN.	1
INTRODUCCION.	3
CAPITULO I.	
1.1 Modelo de Parker del viento solar.	6
1.2 Medio interplanetario y viento solar.	12
a) Corrientes de viento solar de alta velocidad.	12
b) Medio interplanetario (M.I.).	15
c) Campo magnético.	17
d) Extensión del viento solar.	20
1.3 Perturbaciones que viajan en el medio interplanetario.	23
1.4 Origen de las perturbaciones del viento solar.	24
1.5 Efectos magnetosféricos de las perturbaciones del viento solar.	32
1.6 Indices geomagnéticos.	35
1.7 Pronóstico de perturbaciones geomagnéticas por medio de centelleo interplanetario (IPS).	37
1.8 La importancia de poder predecir tormentas geomagnéticas.	38
CAPITULO II. CENTELLEO INTERPLANETARIO.	
2.1 Centelleo interplanetario de fuentes de radio estelares.	44
2.2 Las observaciones de IPS como método de rastreo de las perturbaciones que viajan en el medio interplanetario.	46
2.2.1 El centelleo interplanetario y las perturbaciones que viajan en el viento solar.	46
2.2.2 Observaciones prolongadas de IPS con un arreglo de antenas de gran área.	49
2.2.3 Breve descripción del arreglo de gran área en Cambridge.	51
2.2.4 Obtención de mapas "G" y su interpretación.	52
2.3 Mapas teóricos de centelleo interplanetario.	54
2.3.1 Bases de los modelos teóricos.	54
2.3.2 Modelos standard.	56
2.3.3 Metodo computacional.	57
2.3.4 Mapas "G" teóricos.	60
CAPITULO III. EL OBSERVATORIO IPS DE LA UNAM.	
3.1 Antecedentes.	66
3.1.1 Arreglos de multielementos.	68
3.2 Características de un arreglo de antenas para detectar IPS.	69
3.2.1 Frecuencia de operación.	69
3.2.2 Dimensiones del arreglo de antenas.	72
3.2.3 Configuración del arreglo.	76
3.2.4 Control de declinación por cambio de fase.	80
3.3 Detalles de la operación del arreglo de antenas para IPS.	82
3.4 Estrategia para el observatorio mexicano.	85
CONCLUSIONES.	89
Apendice 1: Sistemas de coordenadas astronómicas.	91
REFERENCIAS.	93