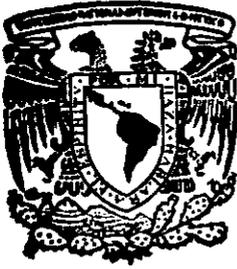


03078



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA
DE MEXICO

Unidad Académica de los Ciclos Profesionales y de
Posgrado del Colegio de Ciencias y Humanidades

INSTITUTO DE GEOFISICA

Posgrado en Geofísica

1
Zcy

ESTUDIO DEL VIENTO SOLAR POR MEDIO DEL
CENTELLEO INTERPLANETARIO Y EL ARREGLO
DE GRAN SUPERFICIE EN MEXICO

T E S I S
QUE PARA OBTENER EL GRADO DE:
MAESTRO EN ESTUDIOS ESPACIALES
P R E S E N T A
ARMANDO CARRILLO VARGAS

Ciudad Universitaria

250125
Febrero 1998

TESIS CON
FALLA DE ORIGEN



Universidad Nacional
Autónoma de México

UNAM



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.

AGRADECIMIENTOS

EN ESTAS LÍNEAS DESEO EXPRESAR MI AGRADECIMIENTO, GRATITUD Y AFECTO A TODOS AQUELLOS QUE DE UNA U OTRA FORMA ME HAN APOYADO INCONDICIONALMENTE DURANTE EL DESARROLLO DE ESTA TESIS.

EN PRIMER LUGAR QUIERO AGRADECER ESPECIALMENTE A MI DIRECTORA DE TESIS, **DRA. SILVIA BRAVO NÚÑEZ** POR SU CONTINUA SUPERVISIÓN DE LA TESIS, POR SUS COMENTARIOS Y SUGERENCIAS, LAS CUALES PERMITIERON EL BUEN TÉRMINO DE MI TRABAJO.

DESEO AGRADECER TAMBIÉN A MIS ASESORES DE TESIS:

DRA. XOCHITL BLANCO CANO
DR. JUAN AMÉRICO GONZÁLEZ ESPARZA
DR. GRAEME STEWART CALDERWOOD

POR SUS VALIOSOS PUNTOS DE VISTA Y SUGERENCIAS QUE APORTARON DURANTE EL DESARROLLO DE LA TESIS.

TAMBIÉN QUIERO AGRADECER A LOS MIEMBROS DEL JURADO,:

DR. ROMÁN PÉREZ ENRÍQUEZ
DR. GIANFRANCO BISIACCHI GIRALDI
DR. ALEJANDRO LARA SÁNCHEZ
DR. EDUARDO MENDOZA TORRES

POR LOS COMENTARIOS Y SUGERENCIAS APORTADOS DURANTE LA REVISIÓN DE ESTE TRABAJO QUE PERMITIERON DARLE LOS TOQUES FINALES A LA TESIS.

HAGO EXTENSIVO MI AGRADECIMIENTO AL INSTITUTO DE GEOFÍSICA, AL PROGRAMA UNIVERSITARIO DE INVESTIGACIÓN Y DESARROLLO ESPACIAL (PUIDE) Y AL NATIONAL CENTRE FOR RADIOASTROPHYSICS POR EL APOYO BRINDADO DURANTE LA REALIZACIÓN DE ESTA TESIS.

QUIERO DEDICAR ESPECIALMENTE ESTA TESIS A MI ESPOSA ROSA MARÍA Y A MI HIJA ROSITA LAURA, POR EL AMOR Y COMPRENSIÓN QUE A DIARIO ME OFRECEN LO CUAL ME LLENA DE ALEGRÍA Y ME PERMITE INICIAR CON RENOVADAS ILUSIONES CADA DÍA.

TAMBIÉN DEDICO ESTA TESIS A MIS HERMANOS, HERMANAS Y A TODOS MIS SOBRINOS POR COMPARTIR MIS SUEÑOS, ASPIRACIONES Y POR APOYARME INCONDICIONALMENTE DURANTE EL DESARROLLO DE ESTA TESIS.

QUIERO AGRADECER MUY ESPECIALMENTE A MIS AMIGOS Y COMPAÑEROS DE TRABAJO EN EL DEPARTAMENTO DE ESTUDIOS ESPACIALES:

ING. MARTÍN GUERRERO C.

ERNESTO ANDRADE M.

ING. ERNESTO AGUILAR

POR TODO EL APOYO QUE ME DIERON DURANTE LA CONSTRUCCIÓN DEL ARREGLO DIPOLAR PROTOTIPO, EL CUAL MUCHAS VECES ESTUVO MÁS ALLA DE SU RESPONSABILIDAD LABORAL.

“ESTUDIO DEL VIENTO SOLAR POR MEDIO DEL CENTELLEO INTERPLANETARIO Y EL ARREGLO DE GRAN SUPERFICIE EN MÉXICO”

ÍNDICE

	PÁG.
PRÓLOGO	1
CAPÍTULO 1: EL CENTELLEO INTERPLANETARIO (CIP).	
1.1 Introducción.	4
1.2 Estudios de la corona solar y el medio interplanetario.	5
1.2.1 Observaciones en la banda óptica.	5
1.2.2 Observaciones en la banda ultravioleta y Rayos X.	7
1.2.3 Observaciones in situ por medio satélites y sondas espaciales.	9
1.2.4 Observaciones en la banda de radio.	12
1.3 Dispersión de las ondas de radio por irregularidades en la densidad de electrones del plasma en el medio interplanetario.	12
1. 4 El centelleo interplanetario.	23
1.4.1 La geometría de las observaciones del centelleo interplanetario.	26
1.4.2 El índice de centelleo.	27
1.5 Algunas variantes del fenómeno de centelleo.	29
1.5.1 El centelleo ionosférico.	30
1.5.2 El centelleo interestelar.	33
1.6 Otras aplicaciones del centelleo.	33
1.7 Centelleo interplanetario usando fuentes artificiales de radio.	34
CAPÍTULO 2: ESTUDIOS DEL VIENTO SOLAR CON LA TÉCNICA DEL CIP.	
2.1 Introducción.	38
2.2 El Viento Solar Quieto.	39
2.2.1 Estudios del viento solar quieto empleando CIP.	40
2.2.2 Variaciones latitudinales del viento solar.	45
2.2.3 Variaciones del gradiente latitudinal de velocidad con el ciclo de	

actividad Solar.	47
2.3 Perturbaciones de Gran Escala en el Viento Solar.	53
2.3.1 Perturbaciones transitorias de gran escala.	57
2.3.2 Haces corrotantes de viento rápido.	59

CAPÍTULO 3: RADIOTELESCOPIOS EMPLEADOS PARA ESTUDIAR EL VIENTO SOLAR MEDIANTE LA TÉCNICA DEL CIP.

3.1 EL Arreglo Dipolar de Gran Área de Cambridge, Inglaterra.	62
3.2 El Arreglo de Antenas Dipolares de Thaltej, India.	65
3.3 El Radiotelescopio de Ootacamund, India.	68
3.4 El Arreglo de Gran Área de San Diego, EE.UU.	71
3.5 El Radiotelescopio de Toyokawa, Japón.	72
3.6 El European Incoherent Scatter Radar (EISCAT).	72
3.7 El Arreglo Dipolar de Gran Área en México.	75
3.7.1 Características del Arreglo Dipolar de Gran Área en México.	76
3.7.2 El Arreglo Dipolar Prototipo en Teoloyucán.	81
3.8 Observaciones Preliminares de Algunas Fuentes de Radio con el Arreglo Prototipo de Teoloyucán.	84
3.9 Análisis del Ruido Electromagnético Ambiental Detectado Durante los Radiomonitoreos Realizados en Tulancingo, Charcas, Coeneo, y Teoloyucán.	87
3.9.1 Técnica para realizar el radiomonitoreo.	90
3.9.1.1 Equipo y Material.	89
3.9.1.2 Procedimiento Técnico.	97
3.9.2 Las Observaciones realizadas en Tulancingo.	98
3.9.3 Las Observaciones realizadas en Charcas.	99
3.9.4 Las Observaciones realizadas en Coeneo.	100
3.9.5 Las Observaciones realizadas en Teoloyucán.	101
3.9.6 Las Conclusiones del radiomonitoreo.	102

CAPÍTULO 4: DETERMINACIÓN DE LA VELOCIDAD DEL VIENTO SOLAR EMPLEANDO OBSERVACIONES DE UNA SOLA ESTACIÓN.

4.1 Introducción.	112
-------------------	-----

4.2 El espectro de potencia de las fluctuaciones de la Intensidad.	113
4.3 Las características generales del procedimiento de observación.	113
4.4 Procedimiento para obtener el espectro de potencia del centelleo.	115
4.5 El espectro de potencia teórico.	119
4.5.1 Los parámetros del modelo.	119
4.5.2 La geometría de la proyección de la velocidad.	120
4.5.3 La función de peso de la línea de visión.	121
4.5.4 El efecto de los parámetros del viento solar sobre el espectro de potencia.	121
4.6 La estimación de los parámetros del viento solar y el ajuste del modelo.	130
4.6.1 Suposiciones necesarias.	130
4.7 El procedimiento de ajuste.	134
4.8 Observaciones y el análisis de datos.	137
CONCLUSIONES.	141
APÉNDICE. A	143
APÉNDICE. A'	144
APÉNDICE B	146
REFERENCIAS	147

PRÓLOGO

Desde que el hombre inició sus primeros pasos sobre la faz de la Tierra, siempre ha mantenido constante su deseo por conocer y entender el mundo que lo rodea. Inspirado por el continuo deseo de conocimiento de su entorno, el hombre se ha dado cuenta de que su interpretación e integración a su entorno es parcial ya que sigue desconociendo muchas cosas del Universo del cual forma parte, y esto ha sido una motivación para llevarlo a desarrollar nuevos campos de investigación en la ciencia y a descubrir nuevos fenómenos por explicar.

Un campo muy importante en el estudio del Universo, lo conforman las técnicas de observación. Los primeros estudios del Universo se iniciaron con base en las observaciones a simple vista del cielo y sus estrellas. Mucho tiempo después se desarrolló el telescopio óptico, el cual permitió ampliar de manera sorprendente la capacidad de observación sobre la Luna, el Sol, las estrellas y algunos fenómenos celestes. Las primeras observaciones del Universo y nuestro entorno se encontraron limitadas exclusivamente a la ventana donde se registra únicamente la energía en forma de luz. A esta ventana de observación se le conoce con el nombre de *ventana del visible*.

En las últimas cuatro décadas, las técnicas de observación se han visto enriquecidas gracias al desarrollo de la llamada radiotelescopía, la cual permite estudiar el Universo mediante el análisis de la energía que llega a la Tierra en forma de ondas de radio. Estas ondas atraviesan la atmósfera de la Tierra por la llamada *ventana de radio* hasta alcanzar la superficie terrestre donde las señales son captadas por los radiotelescopios. Actualmente, se puede obtener información en otras bandas del espectro electromagnético observándolas fuera de la atmósfera terrestre, desde vehículos espaciales, por ejemplo: infrarrojo, ultravioleta, Rayos X y Rayos gamma.

En la actualidad existen diversos tipos de radiotelescopios en el mundo dedicados a estudiar el Universo en varias frecuencias dentro de la banda de radio, con una gran variedad de diseños estructurales y arreglos de gran área. En la actualidad los radiotelescopios, realizan observaciones

de objetos tan interesantes como: galaxias, pulsares, cuasares, nuestro Sol, el medio interplanetario, etc.

Desde hace poco más de cinco décadas se inició el estudio del Sol en la banda de radio empleando una gran variedad de radiotelescopios. Actualmente se tiene una imagen global del Sol y de su ciclo de actividad, pero aún es necesario realizar observaciones solares ya que se desconoce mucho de los procesos físicos específicos involucrados en una gran variedad de fenómenos generados por la gran variabilidad del Sol. Desde la década de los 60's ha sido de gran interés para los científicos el conocer el origen, forma, evolución y correlación de las perturbaciones transitorias de gran escala generadas en el medio interplanetario por la actividad del Sol. Las perturbaciones de gran escala, al encontrar en su camino a la Tierra, alteran en ocasiones de manera considerable la magnetosfera terrestre dando origen a lo que se conoce con el nombre de *tormentas geomagnéticas*. Las tormentas geomagnéticas intensas producen alteraciones de los sistemas de corrientes eléctricas, perturbaciones de las comunicaciones vía satélite, deriva de satélites, etc., lo cual se traduce en grandes pérdidas económicas para los países ubicados en latitudes altas, donde estos efectos se presentan con mayor intensidad.

En esta tesis se presenta una revisión de la teoría del centelleo interplanetario enfocada especialmente a la aplicación de la técnica del centelleo interplanetario para estimar la rapidez del viento solar y el trabajo realizado durante la construcción del arreglo dipolar prototipo de Teoloyucán.

En el capítulo 1, se presenta una revisión de los estudios de la corona y el medio interplanetario. Además se presenta la teoría más relevante del centelleo interplanetario y se presentan algunas otras variantes del fenómeno como son el centelleo ionosférico, el centelleo interestelar y el centelleo empleando fuentes de radio artificiales.

En el capítulo 2, se hace una revisión de los resultados más relevantes obtenidos mediante la técnica del centelleo interplanetario al estudiar el viento solar quieto y sus perturbaciones transitorias de gran escala.

En el capítulo 3, se presenta una descripción de los principales radiotelescopios en el mundo que emplean la técnica del centelleo interplanetario para estudiar el viento solar. Además se presenta una descripción detallada del arreglo dipolar prototipo construido en Teoloyucán, los resultados obtenidos con las observaciones preliminares y se presenta la técnica empleada para realizar los radiomonitorios que permitieron seleccionar el sitio de Coeneo, Michoacán, en el cual se instalará el arreglo dipolar de gran área final.

En el capítulo 4, se presenta en detalle la técnica para estimar la rapidez del viento solar empleando observaciones de una sola estación. Se describe en detalle las características del procedimiento de observación, el procedimiento para obtener un modelo del espectro de potencia del centelleo. Se emplearon los datos obtenidos durante enero de 1996 con el radiotelescopio de Ooty para estimar la rapidez del viento solar y dar un ejemplo concreto del método.

CAPÍTULO 1

EL CENTELLEO INTERPLANETARIO (CIP)

1.1 Introducción.

La superficie del Sol que se observa en el espectro óptico se conoce como la *fotosfera* la cual es una delgada capa de ~500 km de espesor, que tiene su límite inferior en el límite superior de la zona convectiva y tiene una temperatura de ~6000 K. Por encima de la fotosfera se encuentra la *cromosfera* la cual se puede ver durante los eclipses totales como una banda de luz rojiza alrededor del Sol. En la parte baja de la cromosfera se alcanza una temperatura de ~4200 K, pero después vuelve a subir rápidamente hasta alcanzar unos 50,000 K, mientras la densidad cae hasta ser 100000 veces menor que la densidad de la fotosfera. A una altura de 8000 km, la temperatura alcanza 1 millón de grados y ahí se inicia la última capa de la atmósfera solar, denominada la corona. En esta capa la temperatura sigue aumentando desde su base hasta alcanzar varios millones de grados. Debido a su alta temperatura, el gas coronal está ionizado, constituyendo un plasma formado por protones, electrones libres, y un porcentaje pequeño y variable de partículas alfa. La corona se divide en corona interna ($1.02 < r/R_s < 1.2$, $n_e = 5 \times 10^8 \text{ cm}^{-3}$), corona media ($1.2 < r/R_s < 2.4$, $n_e = 10^6 \text{ cm}^{-3}$) y corona externa ($2.4 < r/R_s < 3.0$, $n_e = 2 \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$), donde R_s es el radio promedio del Sol con un valor $R_s = 6.96 \times 10^5 \text{ km}$, r es la distancia al centro del Sol en radios solares y n_e es la densidad promedio de electrones en el plasma solar.

En la banda óptica la fuente de emisión más importante de la corona es la luz fotosférica dispersada. La luz es dispersada por dos agentes: electrones libres y partículas de polvo. Los primeros provocan la aparición de la llamada corona K, y las segundas la aparición de la llamada corona F, o luz zodiacal. Ambas componentes forman la corona de luz blanca. La corona exterior

también se puede definir como la parte de la atmósfera solar donde la componente F es mayor que la componente K.

Debido a la alta temperatura y alta conductividad térmica de la corona, la gravedad solar no puede contenerla y a partir de una cierta distancia, ésta fluye alejándose del Sol, constituyendo lo que se llama el *viento solar*. De esta manera el medio interplanetario (MI) está permeado por un flujo continuo de partículas provenientes del Sol. La rapidez de flujo del viento solar varía de una rapidez subsónica cerca de la base de la corona, a una rapidez supersónica a unos cuantos radios solares de la superficie solar. Múltiples observaciones realizadas a la altura de la órbita de la Tierra, y empleando varias técnicas, han mostrado que el viento solar muestra un comportamiento bimodal en su rapidez. Básicamente el viento solar se puede clasificar en viento solar lento ($v \leq 400$ km/s), el cual tiende a ser frío y denso, y viento solar rápido ($v \geq 600$ km/s), el cual tiende a ser caliente y más tenue, aunque el viento solar presenta una velocidad que cubre un amplio rango de valores desde ~200 km/s hasta ~950 km/s. Observaciones realizadas por sondas espaciales han mostrado que el viento solar presenta una rapidez de flujo constante más allá de 1 UA.

1.2 Estudios de la Corona Solar y el Medio Interplanetario.

Las técnicas empleadas para realizar estudios de la corona y el medio interplanetario son muy diversas y se han hecho más precisas al desarrollarse la tecnología. A continuación describiremos las técnicas más destacadas.

1.2.1 Observaciones en la banda óptica.

En estas observaciones se estudia la luz fotosférica dispersada en la corona por los electrones libres y las partículas de polvo en el medio interplanetario. Las observaciones se realizan empleando coronógrafos de gran altura (los cuales permiten observar hasta ≈ 5 radios solares [Rs])

y coronógrafos a bordo de satélites que permiten observar mucho más lejos. Los primeros coronógrafos de luz blanca orbitando a la Tierra estuvieron a bordo del satélite OSO 7 (1971) y el Skylab (1973) los cuales ayudaron a establecer la existencia de eyecciones de masa transitorias desde la corona, denominadas *eyecciones de masa coronal*. Con el coronógrafo orbitando a bordo del satélite Solar Maximum Mission (SMM) se logró hacer observaciones de la corona a una distancia mínima de 1.6 Rs y máxima de 6 Rs, y con el coronógrafo de luz blanca Solwind, a bordo del satélite P78-1 (1979), se logró hacer observaciones a una distancia máxima de 10 Rs. El 2 de diciembre de 1995 se puso en órbita el Observatorio Solar y Heliosférico, (SOHO: Solar and Heliospheric Observatory). La misión SOHO tiene como objetivos el estudiar los procesos físicos que forman y calientan la corona solar, y el proceso de surgimiento del viento solar. Este satélite lleva 12 instrumentos, entre ellos un coronógrafo denominado LASCO (Large Angle and Spectrometric Coronagraph) el cual está compuesto por tres coronógrafos: el C1 que cubre un rango de observación de la corona de 1.1 a 3.0 Rs, el C2 que cubre de 1.5 a 6.0 Rs y el C3 que permite observar la corona solar en un rango de 3 a 32 Rs.

La luz de la fotosfera del Sol es dispersada cuando pasa a través del medio interplanetario. Este proceso da lugar a un fenómeno denominado luz zodiacal, que se observa como un débil halo centrado sobre la eclíptica cuando el Sol está por debajo del horizonte. Se ha observado que la luz zodiacal presenta una importante polarización, lo cual llevó a desarrollar trabajos (Behr y Siedentopf, 1962) pensando en que los responsables de esta dispersión eran los electrones libres. Un análisis de la luz zodiacal con base en esta suposición determinó que la densidad de electrones en el medio interplanetario debería ser de $N_e \approx 600 \text{ cm}^{-3}$ a una distancia de 1 UA. Posteriormente Blackwell mostró que el polvo interplanetario también generaba dispersión provocando una polarización en la banda del espectro óptico. Blackwell y sus colaboradores realizaron intentos para separar la componente de la luz zodiacal generada por el polvo y la asociada con los electrones libres dentro del espectro obtenido de las observaciones. De dichas observaciones se derivó una densidad electrónica en el medio interplanetario de $N_e \approx 16\text{-}20 \text{ electrones/cm}^3$ a 1 UA, (Beggs y Blackwell, 1964). Como ahora se sabe, el espectro generado por dispersión de la energía electromagnética por electrones a una alta temperatura cinética no presenta las líneas de

Fraunhofer, debido al ensanchamiento Doppler, mientras que la luz dispersada por el polvo presentará las líneas de Fraunhofer normales. De la comparación de la profundidad de las líneas en el espectro de la luz zodiacal y la luz registrada directamente del Sol, fue posible separar las dos componentes.

1.2.2 Observaciones en la banda ultravioleta y Rayos X.

La estación espacial estadounidense Skylab se puso en órbita en mayo de 1973, con una órbita a 435 km de altura, un período de 93 minutos y una inclinación de 50°. Con esta estación se pretendió obtener la experiencia básica en el uso de un laboratorio espacial. La estación espacial Skylab contenía 8 telescopios solares: 5 para Rayos X y ultravioleta, 2 para televisión y uno para fotografiar la corona solar. Tres misiones tripuladas con un total de seis meses en el interior del Skylab, produjeron una gran cantidad de nuevos datos para entender mejor el Sol. Una de las primeras misiones espaciales compuesta por tres vehículos fue la misión Internacional Sun-Earth Explorer (ISEE) a cargo de las Agencia Espacial Americana (NASA) y de la Agencia Espacial Europea (ESA). Esta misión fue diseñada para medir las propiedades dinámicas de la magnetosfera de la Tierra y su interacción con el viento solar. Para conseguir éstos objetivos se empleó un conjunto de instrumentos repartidos en tres vehículos espaciales. Los satélites ISEE 1, 2 fueron puestos en órbita a finales de 1977 y el ISEE 3 fue puesto en órbita hasta agosto de 1978. Los satélites ISEE 1, 2 contaron con un sistema de 15 instrumentos para detectar parámetros de plasma y el ISEE 3 contó con los mismos instrumentos más un detector de Rayos X (8-72 keV) y un detectores de plasma muy sofisticado. Los ISEE 1, 2 tuvieron una misma órbita dentro de la magnetosfera terrestre y el ISEE 3 se ubico en el punto de libramiento L1 situado a una distancia de 0.01 UA de la Tierra. Para 1978 el ISEE 3 se transfirió a una órbita halo (vista desde la Tierra la órbita que presenta el satélite es una órbita circular alrededor del Sol) para realizar estudios del cometa Giacobini-Zinner (alcanzando la cola del cometa en septiembre de 1985) y del cometa Halley (alcanzando la cola del cometa en marzo de 1986). Actualmente al ISEE 3 se le conoce como International Cometary Explorer (ICE) y tiene una órbita heliocéntrica de 1 UA. En septiembre

de 1987 los ISEE 1 y 2 entraron a la atmósfera terrestre. Hasta la fecha el ICE sigue transmitiendo información.

El Observatorio Solar y Heliosférico (SOHO) consiste de varios experimentos con alta resolución angular, particularmente en el ultravioleta. El satélite se ubico en una órbita en el punto lagrangiano L1 aproximadamente a 1.5×10^6 km entre la Tierra y el Sol. El SOHO cuenta con un coronógrafo en el ultravioleta, UVCS (Ultraviolet Coronagraph Spectrometer), un telescopio en la banda del ultravioleta extremo, denominado EIT (Extreme untraviolet Imaging Telescope) el cual permite obtener imágenes en varias líneas de emisión tales como Fe IX/X (171Å), Fe XII (195Å), Fe XV (284Å) y He II (304Å). Otros instrumentos importantes para el estudio de la corona a bordo del SOHO son: el detector SUMER (Solar Ultraviolet Measurements of Emitted Radiation) que se diseño con una gran resolución angular de 2 por 1 segundo de arco por pixel, y el espectrómetro denominado CDS (Coronal Diagnostic Spectrometer), diseñado para obtener simultáneamente espectroheliogramas en varias líneas del espectro ultravioleta extremo (150-800Å y 500-1600Å) permitiendo estudiar la cromosfera, zona de transición y sensar temperaturas corónales en un rango de 10^4 - 10^7 K.

Los satélites HINOTORI (1981) y el Solar Maximum Mission (SMM) fueron de los primeros vehiculos que contaron con detectores para hacer imágenes en Rayos X con el objetivo de estudiar la ocurrencia de las ráfagas solares. Actualmente las observaciones que hacían el HINOTORI y después el SMM han sido sustituidas por las observaciones de alta resolución del satélite YOHKOH (del japonés Haz de Sol) el cual fue diseñado para estudiar la radiación de alta energía liberada de ráfagas solares (Rayos X duros y blandos, y neutrones energéticos), así como las condiciones de estructuras cromosféricas en eventos antecesores a las ráfagas. El satélite YOHKOH fue lanzado el 30 de agosto de 1991 y presenta una órbita casi circular alrededor de la Tierra, con una altitud de 600 km, un período de 97 minutos y una inclinación de 31°. Algunos de los instrumentos con los que cuenta el satélite son: un telescopio para detectar Rayos X duros (HXT), un telescopio para detectar Rayos X blandos (SXT), un espectrometro de banda ancha (WBS) y un espectrometro de Cristal Bragg (BCS). El HXT presenta una resolución angular de 5 segundos de arco, una

resolución temporal de 0.5 segundos y puede tomar simultáneamente imágenes en las bandas de 15, 24, 35, 57, y 100 keV. El SXT presenta una resolución angular de 2 segundos de arco, una resolución temporal de 0.5 segundos. En la actualidad las misiones espaciales son de carácter multinacional, en el caso del YOHKOH se encuentran asociados los científicos de Japón, Reino Unido y los Estados Unidos Americanos.

1.2.3 Observaciones in situ por medio de satélites y sondas espaciales.

El estudio de los fenómenos que ocurren más allá de la atmósfera terrestre se ha incrementado notablemente gracias al advenimiento de la exploración espacial por medio de satélites y sondas espaciales, así como por medio de vuelos y estaciones tripuladas. Actualmente se entiende por satélite artificial un artefacto fabricado por el hombre y puesto en órbita alrededor de un planeta. Las sondas espaciales durante su vuelo se caracterizan por no orbitar sino que presentan una trayectoria abierta en el MI, explorando solo por una vez el medio que encuentran. Algunas de las misiones más interesantes por los nuevos conocimientos aportados son comentadas en los párrafos siguientes.

En los primeros satélites y sondas interplanetarias predominaron los experimentos para realizar investigaciones solares. Entre noviembre de 1963 y octubre de 1973, diez vehículos espaciales llamados Interplanetary Monitoring Platform (IMP) fueron lanzados para realizar observaciones detalladas del Sol durante un ciclo solar (11 años). EL satélite IMP 8 (Explorer 50) fue puesto en órbita en octubre de 1973 llevando a bordo un magnetómetro y un detector de partículas (iones y electrones). Hasta mayo de 1996 el IMP 8 seguía transmitiendo información.

El equipo de científicos soviéticos también participó en la exploración del espacio. El viento solar fue medido directamente por primera vez durante el vuelo de la sonda espacial soviética Lunik 2, en septiembre de 1959, por Gringauz y sus colaboradores (1961). Estas observaciones fueron complementadas con las observaciones de las sondas soviéticas Lunik 3 y Venus 1. Las primeras mediciones dieron un resultado de una densidad de la corriente de protones de 10^8 - 10^9 $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$, lo que coincidía con la previsión teórica de una corriente supersónica. Las primeras mediciones

exactas realizadas por científicos norteamericanos se lograron en el año de 1961, con el satélite Explorer 10. La velocidad detectada para el viento solar fue de 300 km/s y una temperatura de protones entre 10^5 y 10^6 K. Las primeras mediciones extensivas de las características del viento solar durante un espacio de tiempo prolongado se realizaron con la sonda norteamericana Mariner 2 entre 1962 y 1963. La sonda Mariner 2 midió un flujo promedio de protones de $\approx 1.2 \times 10^8 \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ en la dirección radial con una velocidad de partículas en un rango de 400 a 700 km/s. Los datos de los magnetómetros indicaron la presencia de un campo magnético significativo en todo momento con una magnitud de entre 5 y 10 γ ($1 \gamma = 10^{-5}$ Gauss) con una dirección variable. Estas mediciones permitieron conocer, por primera vez, la fuerte variabilidad del viento solar.

La misión en serie de los Pioneros ha sido de las más importantes. Los Pioneros 4,5,6,7,8 y 9 (1959-1968) dieron información del Sol y sobre la manera en que el viento solar interactúa con el campo magnético de la Tierra. La misión Pionero 10 fue lanzada en marzo de 1972 y contó con 10 instrumentos, algunos de los cuales son: un magnetómetro vectorial, un analizador de plasma, un detector de rayos cósmicos, un fotómetro ultravioleta y un radiómetro en infrarrojo. Hasta febrero de 1996 se encontraba a 9.5 billones de kilómetros de la Tierra y 5 de sus instrumentos aun estaban funcionando. La sonda Pionero 11 fue lanzada el 5 de abril de 1973 y contó con 11 instrumentos; básicamente fueron los 10 instrumentos de la misión Pionero 10 más un magnetómetro de flux-gate. Hasta el 1 de septiembre de 1995 el Pionero 11 alcanzó una distancia de 6.5 billones de kilómetros de la Tierra y para el mes de noviembre de 1995 se perdió la comunicación con él debido a que se agotó su fuente de energía interna.

Con las sondas solares Helios 1 y 2, las cuales se aproximaron al Sol en 1975 y 1978, desde órbitas terrestres altamente elípticas que se acercaron a distancias de 0.2 a 0.3 UA. Los aparatos estudiaron el campo magnético interplanetario durante un período de 7 años, estableciendo la magnitud y dirección de la radiación corpuscular solar y descubrieron el manto de plasma que cubre a la magnetosfera terrestre.

El satélite WIND fue lanzado en noviembre de 1994, formando parte de un programa del proyecto Global Geospace Science dentro del programa multinacional International Solar Terrestrial Physics

(ISTP). El WIND se diseñó para que presentara durante sus dos primeros años de operación una órbita múltiple con un apogeo máximo de 250 radios terrestres y posteriormente se transfirió a una órbita ubicándolo en el punto de libramiento L1 entre el Sol y la Tierra. Los objetivos científicos del WIND son:

- a) proporcionar un conjunto de datos sobre el plasma, partículas energéticas, campo magnético de la magnetosfera.
- b) Investigar los procesos de plasma que ocurren en el viento solar cerca de la Tierra.
- c) proporcionar datos en el plano de la eclíptica para ser cotejados contra datos del Ulysses. El WIND cuenta con 9 instrumentos para estudiar ondas de radio en plasma, detectores de partículas muy energéticas, experimentos para medir iones y electrones en el viento solar, detectores de campo magnético, analizadores de plasma, espectrómetro de rayos gama, etc.

La misión ULYSSES, originalmente denominada International Solar-Polar Mission (ISPM) fue lanzada en octubre de 1990. La misión fue diseñada para estudiar las propiedades del viento solar, el campo magnético heliosférico, ondas de plasma, Rayos X solares, Rayos cósmicos solares y galácticos, etc. Los instrumentos con los que cuenta son: 2 magnetómetros, 2 detectores de viento solar, sensores de gas neutro interestelar, detectores de Rayos X solares, detectores de rayos cósmicos, detectores de polvo cósmico y detectores de partículas cargadas en tres rangos de energía. En febrero de 1992, empleando el empuje de Júpiter, se logró transferir al Ulysses de una órbita eclíptica a una órbita con alta inclinación heliocéntrica. A mediados de 1992, el Ulysses pasó sobre el polo sur del Sol a 2 UA y para mediados de 1995 pasó sobre el polo norte. Su tiempo de vida útil se espera sea de 6 años más, lo que permitiría realizar una segunda órbita completa alrededor del Sol.

El uso de las sondas interplanetarias presenta limitaciones muy serias en cuanto al rango de alcance en distancia, tiempo de vida útil y además el alto costo de los proyectos. Debido a esto, actualmente las misiones de exploración espacial son de carácter multinacional. Uno de los programas más amplios y serios está siendo desarrollado de manera conjunta por la NASA, la European Space Agency (ESA) y el Institute of Space and Astronautical Science (ISAS), en Japón. El programa se denomina International Solar- Terrestrial Physics Science (ISTP). En este programa se pretende tener varias misiones simultáneas con el fin de obtener de manera coordinada un estudio del ambiente Sol-Tierra por un periodo largo de tiempo. Para alcanzar su objetivo el ISTP

cuenta actualmente con las misiones: Geotail, IMP 8, GOES 6, 7, 8, LANL 1989, 1990, 1991, WIND, Interball, Polar y SOHO.

Con programas multinacionales como el ISTP se espera obtener valiosa información que lleve a los científicos a plantear modelos más realistas del viento solar. La misión Ulysses, que logró dejar el plano de la eclíptica y está tomando observaciones del plasma solar a diferentes latitudes, ha proporcionado una gran cantidad de valiosa información con la que se espera tener una imagen en tercera dimensión de la distribución latitudinal de los parámetros del plasma solar.

1.2.4 Observaciones en la banda de radio.

El estudio de las características del viento solar por medio de observaciones en la banda de radio se basan en la dispersión de las ondas de radio que provienen de fuentes estelares producida por los electrones libres en la corona y el viento solar. El rango de observación con esta técnica cubre de $\sim 5 R_s$ hasta $\sim 1UA$ y el parámetro que se infiere es la densidad electrónica del plasma coronal. Para realizar estas observaciones se emplean radiotelescopios en diferentes frecuencias y con una variedad de diseños, desde los radiointerferómetros de un par de antenas hasta arreglos de antenas de gran área. en la siguiente sección se detallará la teoría de la dispersión de ondas de radio generada por irregularidades en la densidad de electrones del plasma en el medio interplanetario las cuales dan lugar al surgimiento del fenómeno de centelleo interplanetario.

1.3 Dispersión de Ondas de Radio Generada por Irregularidades en la Densidad de Electrones del Plasma en el Medio Interplanetario.

Cuando una onda electromagnética se propaga a través de un medio turbulento (es decir un medio donde los parámetros de campo, densidad, temperatura, etc., están variando aleatoriamente tanto en espacio como en tiempo), es dispersada por las inhomogeneidades en el índice de refracción aleatorio del medio, dando lugar a una variedad de fenómenos que han sido ampliamente estudiados (Tatarskii V., 1971; Ishimaru A., 1978; Uscinski, 1977). Algunos de los fenómenos

generados por la dispersión incluyen el centelleo en la amplitud o intensidad, fase, ensanchamiento angular y espectral de la señal. Es común en los estudios de dispersión considerar colectivamente los fenómenos de dispersión y denominarlos generalmente como *centelleo*. Tal vez el fenómeno de centelleo ionosférico óptico es el más familiar y el primero que fue estudiado, pero se han desarrollado estudios también en campos tales como oceanografía, física ionosférica, radioastronomía y en el campo de las comunicaciones tanto en radio como en óptica. El campo de interés para este trabajo es el fenómeno de centelleo que se presenta en el medio interplanetario el cual ha sido ampliamente estudiado de manera empírica y actualmente esta en proceso el desarrollo de la teoría formal que explique la física de los fenómenos que constituyen el *centelleo interplanetario*.

Las características siguientes son comunes tanto al centelleo óptico como al centelleo en radio, las cuales han sido determinadas empíricamente y sirven de base para los primeros desarrollos teóricos de la dispersión de ondas en un medio turbulento (Rumsey, 1975):

- i) la desviación del índice de refracción relativo a su valor medio es muy pequeña, típicamente del orden de 10^{-12} a 10^{-6} .
- ii) las variaciones espaciales y temporales del índice de refracción se considera no varían considerablemente con respecto a la variación espaciales y temporales que presenta el centelleo.
- iii) la extensión angular de la señal dispersada que proviene de una fuente puntual es pequeña, típicamente del orden de 10^{-5} radianes.

Para entender el fenómeno del centelleo es necesario entender el proceso de propagación de las ondas de radio a través de una región que contiene irregularidades en la densidad electrónica. Existen varias formas para trabajar, la más directa y rigurosa es considerar el problema como uno de dispersión. Esto es considerar que la onda que se capta en el receptor del radiotelescopio es la suma de la onda original más las ondas dispersadas por cada elemento de volumen del medio irregular. Este método es muy difícil de aplicar cuando la dispersión es muy intensa, es decir cuando múltiples dispersiones prevalecen. Por lo general se ha encontrado que la absorción en el medio irregular es despreciable y el medio se puede considerar como una capa delgada de grosor L con $L \ll z$, donde z es la distancia entre el observador y la pantalla. Los frentes de onda que emergen de la pantalla delgada están modulados solo en la fase y la variación rms de la desviación

de la fase (ϕ_{rms}) puede ser calculada en términos de la escala típica de las irregularidades de la densidad en el medio (a), el grosor de la pantalla delgada y la variación rms en la densidad de electrones (ΔN). La suposición de una pantalla delgada se considera válida a causa de que la potencia de dispersión $\beta(r)$ es proporcional a r^{-4} (Readhead et al, 1978) por lo cual para elongaciones pequeñas la contribución dominante de la dispersión deberá ocurrir en la región de la línea de visión más cercana al Sol. Esta aproximación se conoce como la aproximación de la pantalla delgada (Salpeter, 1967) y es válida en la región de dispersión débil esto es cuando la desviación total de la fase impuesta a la onda (ϕ) es mucho menor que 1 radian. Con la técnica del centelleo interplanetario se puede obtener una resolución angular en el rango de 0.1 a 2.0 segundos de arco. Es conocido que para obtener una resolución de segundos de arco es necesario obtener información con coherencia espacial de la radiación de la fuente por encima de un millón de longitudes de onda y es muy difícil como el centelleo que se evidencia más en longitudes de onda métricas puede lograrlo. En el caso del centelleo interplanetario, la radiación es dispersada por el medio irregular en un ángulo dado por $\sin\theta = \lambda/a$, para θ muy pequeña (que es el caso del centelleo) se tiene que $\theta = \lambda/a$; donde λ es la longitud de onda y a es el tamaño de la escala de las irregularidades. Lo cual significa que a una distancia z de la capa delgada dispersora es posible coleccionar radiación que ha incidido sobre una extensión de plasma (D) donde $D = z\lambda/a$. Entonces la resolución obtenida es de $\theta \approx \lambda/D$ o a/z . Para el centelleo interplanetario, el tamaño de la escala de las irregularidades es del orden de 100 km, y la distancia a la capa dispersora es de más de una unidad astronómica lo cual da un a resolución angular del orden de un segundo de arco.

Ahora consideremos el caso de un frente de onda plano que pasa por una capa dispersora delgada con grosor (L) a una distancia (z) de la tierra, ver figura 1.3b. Para simplificar el problema considérese que la densidad de electrones solo varia en el plano del diagrama. Al emerger las ondas de la capa dispersora el frente de onda presentará perturbaciones aleatorias. Las perturbaciones serán únicamente en la fase y se pueden calcular integrando sobre todo el medio a lo largo de un camino en línea recta. El índice de refracción de un gas ionizado, como en el caso del plasma interplanetario, depende de la densidad de electrones (N) y de la frecuencia de onda

($f = \omega/2\pi$). Considerando la expresión más simple, esto es despreciando las colisiones, el campo magnético de la Tierra el índice de refracción es expresado por:

$$n = \left[1 - \frac{Ne^2}{\epsilon_0 m_e \omega^2} \right]^2$$

donde: m_e es la masa del electrón, e es la carga del electrón, N es la densidad electrónica, ϵ_0 es la permitividad, ω es la frecuencia angular = $2\pi f$

Desarrollando a un primer orden el índice de refracción se puede escribir como:

$$n \cong \left[1 - \frac{1}{2} \frac{N r_e \lambda^2}{\pi} \right]$$

donde: r_e es el radio del electrón clásico

Considerando que existe una fluctuación de la densidad de los electrones alrededor de su media de magnitud ΔN , la fluctuación asociada en el índice de refracción se puede escribir como:

$$\Delta n = -\frac{1}{2} \frac{\lambda^2 r_e \Delta N}{\pi}$$

La fase de un frente de onda emergiendo en cualquier punto x , al fondo de la pantalla respecto de un frente de onda que se propaga en ausencia de un medio es dada por:

$$\phi(x) = -\frac{2\pi}{\lambda} \int \Delta n dz$$

$$\phi(x) = -\lambda r_e \int \Delta N dz$$

La integración de la ecuación anterior dará:

$$\phi_{rms} = \pi^{\frac{1}{4}} \lambda r_e (aL)^{\frac{1}{2}} [\langle \Delta N^2 \rangle]^{\frac{1}{2}} \quad \text{ecuación 1}$$

La desviación de la fase impuesta por una sola irregularidad es dada por:

$$\phi = \frac{2\pi}{\lambda} (\text{trayectoria}) = \frac{2\pi}{\lambda} (\Delta na) = -\lambda r_e a \Delta N$$

En una distancia L existen (L/a) irregularidades, pero como el proceso es aleatorio se debe multiplicar por el número que es efectivo, dando:

$$\phi = -\lambda r_e a \left(\frac{L}{a}\right)^{\frac{1}{2}} \Delta N$$

$$\phi_{rms} = \lambda r_e (aL)^{\frac{1}{2}} [\langle \Delta N^2 \rangle]^{\frac{1}{2}}$$

Ahora considérese una onda plana incidiendo sobre la capa delgada con irregularidades en la densidad que presentan una variación cosenoidal únicamente en la dirección x. Esta suposición es válida debido a que una pantalla real variando arbitrariamente puede ser descompuesta en componentes y entonces tratar cada componente por separado, sumando al final cada componente para obtener el efecto total. Una variación cosenoidal es de la forma $y(x)=y_0(1+\alpha \text{Cos}kx)$, ver figura 1, donde $k=2\pi/a$ y a es el tamaño de escala de las irregularidades de la densidad. Inicialmente la onda plana se puede expresar como:

$$E(x, y, z) = E_0 \left(e^{\frac{2\pi\nu}{c} y_0 z - 2\pi i \omega t} \right)$$

Al emerger la onda de la capa dispersora a una distancia $z=\Delta z$ se tiene que:

$$E(x, y, \Delta z) = E_0 \left(e^{\frac{2\pi\nu}{c} y(x)\Delta z - 2\pi i \omega t} \right)$$

$$E(x, y, \Delta z) = E_0 \left(e^{\frac{2m^2 y_0 \Delta z + i\beta \cos kx - 2m^2 x}{c}} \right)$$

donde: $\beta' = 2\pi(v/c)\alpha y_0 \Delta z$

Entonces la onda que emerge de la capa dispersora delgada, que previamente era plana ahora presenta una amplitud compleja impuesta por el medio. Es conocido que la amplitud compleja y el espectro angular son pares transformados de Fourier (Ratcliffe, 1956). En otras palabras

$$F(s) = \int_{-\infty}^{\infty} e^{i\beta \cos kx} e^{-2\pi i x s} dx$$

donde: $x' = x/\lambda$, $s = \sin\theta = (k\lambda/2\pi) = \lambda/a$

Se debe hacer notar que las relaciones de Fourier son entre x' y s y no entre x y θ . Para el caso de dispersión débil cuando la desviación de fase rms impuesta sobre la onda es mucho menor que un radian tenemos que:

$$e^{i\beta' \cos kx} \cong (1 + i\beta' \cos kx)$$

para el caso de $\beta' \ll 1$ tenemos que:

$$F(s) = E_0 \int_{-\infty}^{\infty} (1 + i\beta' \cos kx) e^{-2\pi i x' s} dx'$$

En otras palabras, $F(s)$ representa el espectro de las ondas planas, cada una viajando a un ángulo $\theta = \sin^{-1}(s)$ en la dirección z . Esto significa que el frente de onda que sale se puede ver como un conjunto de ondas planas cada una originada de una fuente puntual monocromática emitiendo a una fase apropiada en la dirección θ , o como una onda con una amplitud compleja. Al propagarse las ondas difractadas por el medio dispersor y alejarse de la pantalla una diferencia de fases entre ellas se desarrolla progresivamente, cuando la diferencia de fase alcanza los 180 grados, las onda

difractadas se cancelan y da origen a la fluctuación en amplitud del frente de onda, ver figura 1. De la figura 1c se puede ver que la diferencia de fase es:

$$\Delta Fase = \frac{2\pi}{\lambda}(z_0 - z_0 \cos \theta) \cong \frac{\pi z_0 \theta^2}{\lambda} = \frac{\pi z_0}{a^2} \lambda$$

Cuando esta diferencia de fase alcanza otra onda con una diferencia de fase de $\pi/2$ la onda se cancela, dando la condición del tamaño de escala $a=(2z_0\lambda)^{1/2}$. Esta condición implica que para tamaños de escala grandes, mayor deberá ser la distancia a la pantalla para desarrollar variaciones en la amplitud. Tamaños de escala mayores que $a=(2z_0\lambda)^{1/2}$ no contribuyen al patrón de difracción. esto es lo que se llama filtro de Fresnel. A una distancia z_0 las ondas que viajaron en línea recta y las ondas dispersadas presentan una diferencia de fase (Δ), como se ve en la figura 1c. La onda difractada ahora esta en antifase con la onda principal y presenta una amplitud dada por $((E_0/2)\text{sen}\Delta)$, por lo tanto la amplitud de la onda es:

$$E(x, y, z) = E_0 \left[1 - \phi(x, y, \Delta z) \text{Sen} \left(\frac{k^2 \lambda z}{4\pi} \right) \right]$$

El primer término de la ecuación representa la onda plana viajando en línea recta, el segundo término (ϕ) es la fase impuesta por la pantalla y el término $\text{sen}(k^2\lambda z/4\pi)$ es el filtro de Fresnel. El filtro de Fresnel actúa como un filtro pasa altas y es puramente un efecto de propagación. Para una distancia z respecto de la pantalla, cada componente en el espectro de irregularidades es multiplicado por el factor del filtro de Fresnel dando:

$$E(x, y, z) = E_0 \left[1 - \alpha \int_{-\infty}^{\infty} F(k) \text{sen} \left(\frac{k^2 \lambda z}{4\pi} \right) e^{ikx} dk \right] \quad \text{ecuación 2}$$

Un radiotelescopio es incapaz de medir directamente fluctuaciones de fase y solo puede medir directamente la intensidad de la radiación que le llega. En el caso de un telescopio para detectar centelleo interplanetario, como es el caso del arreglo de Cambridge, o el arreglo prototipo en

Teoloyucan, las fluctuaciones en la intensidad del flujo de una fuente de radio es medido en términos de un parámetro denominado índice de centelleo (g). El parámetro se define como la razón del flujo del centelleo al flujo promedio de la fuente, esto es:

$$g = \frac{\Delta s}{\langle s \rangle}$$

donde: Δs es el rms de la densidad de flujo del centelleo y $\langle s \rangle$ es la densidad de flujo promedio de la fuente de radio. Para ver como el índice de centelleo está relacionado con el rms de la fluctuación de fase y luego entonces con el rms de la densidad electrónica y el tamaño de escala en el medio irregular, se puede iniciar por extrapolar la ecuación 2 a dos dimensiones para obtener una expresión para la variación del campo $\Delta E^2(x,y,z)$ como:

$$\Delta E^2(x,y,z) = E_0^2 \alpha^2 \left[\int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} F(k_x, k_y) \text{sen} \left(\frac{(k_x^2 + k_y^2) \lambda \cdot z}{4\pi} \right) e^{i(k_x x + k_y y)} dk_x dk_y \right]^2$$

si $f(x,y,z)$ es la transformada de Fourier de $F(k_x, k_y) \text{sen}(k\lambda z/4\pi)$ esto es:

$$f(x,y,z) \Leftrightarrow F(k_x, k_y) \text{sen} \left[\frac{(k_x^2 + k_y^2) \lambda z}{4\pi} \right]$$

$$\Delta E^2(x,y,z) = E_0^2 \alpha^2 f^2(x,y,z)$$

por lo tanto:

$$\langle \Delta E^2(x,y,z) \rangle \alpha \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} f^2(x,y,z)$$

Por el teorema de Parseval

$$\langle \Delta E^2(x, y, z) \rangle \propto \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} F(k_x, k_y) \operatorname{sen} \left[\frac{(k_x^2 + k_y^2) \lambda \cdot z}{4\pi} \right] dk_x dk_y$$

si representamos el espectro de potencia de las irregularidades en la capa dispersora por $G(k_x, k_y)$ entonces:

$$\langle \Delta E^2(x, y, z) \rangle \propto \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} G(k_x, k_y) \operatorname{sen} \left[\frac{(k_x^2 + k_y^2) \lambda \cdot z}{4\pi} \right] dk_x dk_y$$

Pero al $z \rightarrow \infty$, el factor del filtro de Fresnel deberá simplemente oscilar más rápidamente y para cualquier pequeño intervalo éste tomará el valor de $\frac{1}{2}$ por lo que:

$$\langle \Delta E^2(x, y, z) \rangle \propto \frac{c}{2} \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} G(k_x, k_y) dk_x dk_y \quad \text{ecuación 3}$$

donde: c es una constante. Al pasar a través de la pantalla, el frente de onda tiene una fluctuación impuesta por las irregularidades en la capa dispersora. estas fluctuaciones se ajustarán con aquellas en la capa dispersora, esto es:

$$\Delta \phi(x, y, z) \propto F(k_x, k_y)$$

$$\langle \Delta \phi^2 \rangle \propto \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} G(k_x, k_y) dk_x dk_y \quad \text{ecuación 4}$$

De la ecuación 3 y 4 se obtiene que:

$$\langle \Delta E^2(x, y, z) \rangle_{\text{campo lejano}} = \frac{1}{2} \Delta \phi^2_{\text{en capa dispersora}} \quad \text{ecuación 5}$$

considerando la definición del índice de centelleo como la razón entre el flujo rms y el flujo promedio de la fuente de radio. Se puede escribir también como:

$$g = \frac{\langle \Delta I^2 \rangle^{\frac{1}{2}}}{\langle I \rangle}$$

$$g \cong 2 \frac{\langle \Delta E^2 \rangle^{\frac{1}{2}}}{\langle E \rangle}$$

$$g \cong 2 \langle \Delta E^2 \rangle^{\frac{1}{2}}$$

debido a que $\langle E \rangle$ es por lo general normalizado a la unidad. Entonces tenemos que:

$$g \cong \sqrt{2} \Delta \phi$$

donde: $\Delta \phi$ es el rms de la desviación de fase impuesta por las irregularidades de la densidad dentro de la capa dispersora. Se puede ver que de las mediciones del índice de centelleo (g) se puede inferir la desviación de fase y por lo tanto el rms de la variación de la densidad del plasma.

La teoría formal del centelleo que cubra todos los casos, tales como un medio extenso, el ancho de banda del receptor, la frecuencia de observación, el tamaño de la fuente, etc. está en proceso de desarrollo, pero las aproximaciones y modelos empíricos usados hasta el momento han dado bastante luz al problema como para hacerlo tratable y poder usar con cierta reserva sus resultados. Hasta el momento las observaciones han mostrado una buena correlación con los valores de centelleo derivados de estos modelos, permitiendo que la técnica de centelleo sea hasta el momento una herramienta muy útil para el monitoreo del viento solar. Una revisión extensiva y rigurosa de la teoría básica del centelleo de fuentes de radio y de centelleo de señales de satélites se puede encontrar en varios artículo y tesis (Ratcliff, 1956; Booker, 1958; Cherkov, 1960; Tatarskii, 1961; Salpeter, 1967, Readhead, 1971; Mariani, 1975; Rumsey, 1975; Padmanabhan, 1991; Manoharan, 1991)

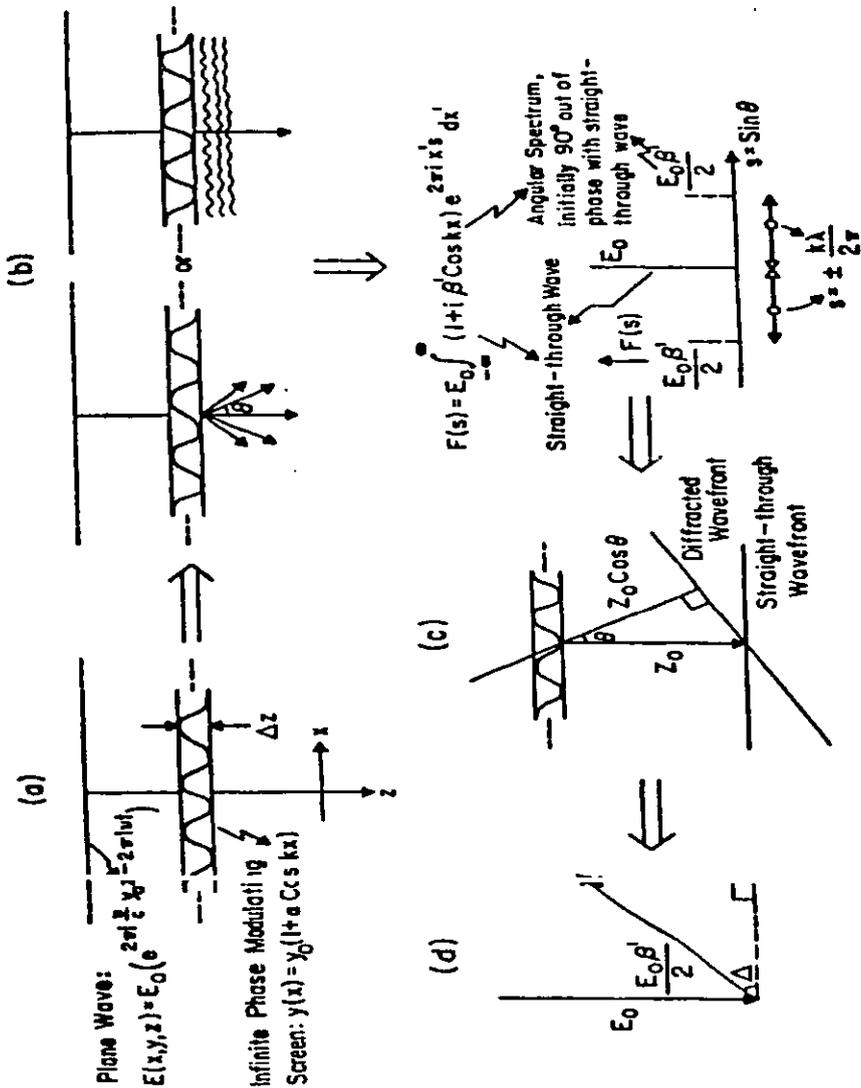


Fig. 1.1 Se presenta un bosquejo de la configuración de la onda plana incidente sobre una capa dispersora delgada y la fluctuación del campo eléctrico al atravesar el medio. a) el espectro angular de las ondas, b) la mutua interferencia, c) las variaciones de intensidad producidas.

1.4 El Centelleo Interplanetario (CIP).

Los primeros indicios del fenómeno de centelleo interplanetario fueron observados a principios de la década de los 50's cuando al realizarse observaciones para determinar los diámetros de fuentes de radio estelares muy cerca del Sol, éstos presentaron un aparente ensanchamiento debido a refracción aleatoria generada por irregularidades en la densidad del plasma en la corona solar.

Durante una serie de observaciones de fuentes de radio estelares realizadas en Cambridge por Hewish, Scott y Willis [1964], usando una frecuencia de operación de 178 MHz, durante el período de junio de 1962 a julio de 1963, se registraron fluctuaciones inusuales en la intensidad de las señales mientras se detectaban las fuentes 3C119, 3C138 y la 3C147. Por varios días sucesivos estas fuentes y en particular la 3C138, mostraron un registro irregular supuestamente contaminado por centelleo ionosférico. Un análisis más detallado de las observaciones mostró que las fluctuaciones en la intensidad mostraban una escala de tiempo de entre 1 y 2 segundos. El centelleo ionosférico no justificaba las fluctuaciones en la intensidad, pero otra posibilidad era que el centelleo se debiera a irregularidades situadas en el medio interplanetario. A. Hewish, F. Scott y D. Willis fueron los primeros en reconocer que la señal de la fuente de radio presentaba el bien conocido centelleo ionosférico más un centelleo asociado con el plasma en el medio interplanetario, el cual denominaron *centelleo interplanetario* (CIP).

El centelleo interplanetario se define como la variación aleatoria de la intensidad o amplitud de la señal de una fuente de radio causada por la difracción del frente de onda cuando este se propaga a través de las variaciones aleatorias en el índice de refracción del medio interplanetario. El fenómeno del centelleo surge cuando la radiación electromagnética que viene de fuentes de radio extragalácticas cuyo diámetro es muy pequeño (\approx milisegundos de arco), interactúa con las irregularidades de la densidad electrónica (microturbulencia) del plasma en el medio interplanetario. El diámetro de la fuente de radio es una condición importante en el fenómeno, ya que si el diámetro es lo suficientemente pequeño, del orden de milisegundos de arco, las irregularidades de densidad en el plasma serán iluminadas coherentemente por la radiación electromagnética de la fuente de radio. Las irregularidades, las cuales se deben a fluctuaciones aleatorias en la densidad de

electrones, impondrán un cambio en la fase del frente de onda. Las ondas con la fase alterada se propagarán y generarán un patrón de interferencia que modulará el frente de onda en intensidad. La modulación en intensidad es fácil de entender si se considera que la interferencia presentará interacciones aleatorias de los frentes de onda tanto constructivas como destructivas [Hewish et al., 1964]. En la figura 1.2a se muestra un registro típico de una fuente de radio que presenta centelleo interplanetario.

Las observaciones del centelleo interplanetario que presentan las fuentes de radio compactas proporcionan una valiosa información acerca de los parámetros del viento solar: El espectro de potencia del centelleo, el índice de centelleo y la velocidad del patrón de difracción. El espectro de potencia del centelleo da información sobre el espectro del número de onda de las fluctuaciones de densidad en el plasma en el régimen de microescala ($\geq 10^{-3} \text{km}^{-1}$) (Hewish, 1972; Cronyn, 1972; Coles et al, 1974a; Harmon, 1975). El grado de centelleo da información sobre la magnitud de la turbulencia en el viento solar. Además también se puede inferir la velocidad del viento solar de la velocidad del patrón de difracción captado en la Tierra.

Se han propuesto varios métodos para derivar la velocidad del patrón de difracción empleando observaciones de centelleo en tres sitios diferentes. De los estudios realizados por Armstrong y Coles (1972) y Coles (1977), comparando observaciones de sondas espaciales y velocidades inferidas del centelleo, se encontró que la velocidad aparente o inferida para el patrón de difracción presentaba una muy buena correlación con la velocidad del viento solar observada por las sondas espaciales, ver la figura 1.2b.

Tomando como base estos estudios, en la actualidad la velocidad aparente es usada para calcular la velocidad del viento solar. La velocidad aparente es calculada de los tres tiempos de retardo que presentan las correlaciones cruzadas de las intensidades entre los pares de lugares de observación, bajo la suposición de que el patrón es isotrópico y los cambios aleatorios del patrón son despreciables. Que el patrón sea isotrópico significa que el espectro de densidad de los electrones y la estructura de la fuente son isotrópicos. Es importante hacer notar que el patrón de velocidad es el promedio pesado de la componente de la velocidad del viento solar sobre el plano orthogonal a la línea de visión integrado sobre toda la trayectoria.

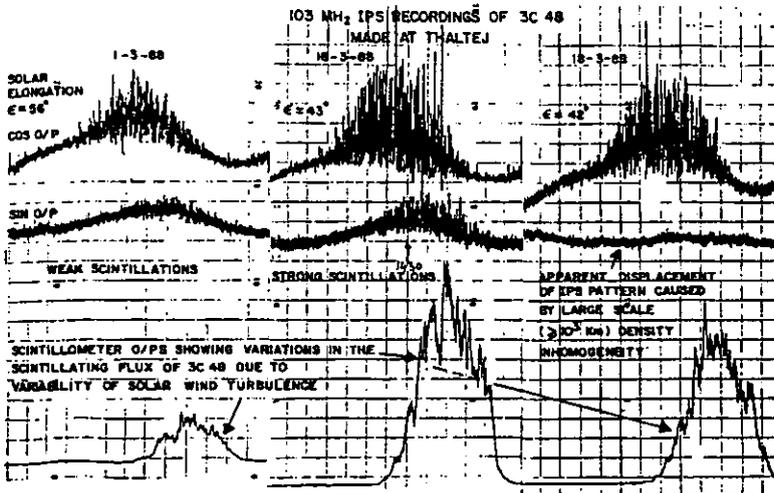


Figura 1.2a Se muestra un registro de centelleo interplanetario típico de la fuente de radio 3C48, obtenido con el radiotelescopio de Thaltej (103 MHz), India. El registro presenta la señal en los canales seno, coseno y centelleo para tres días diferentes. Tomada de J. Padmanabhan, 1991.

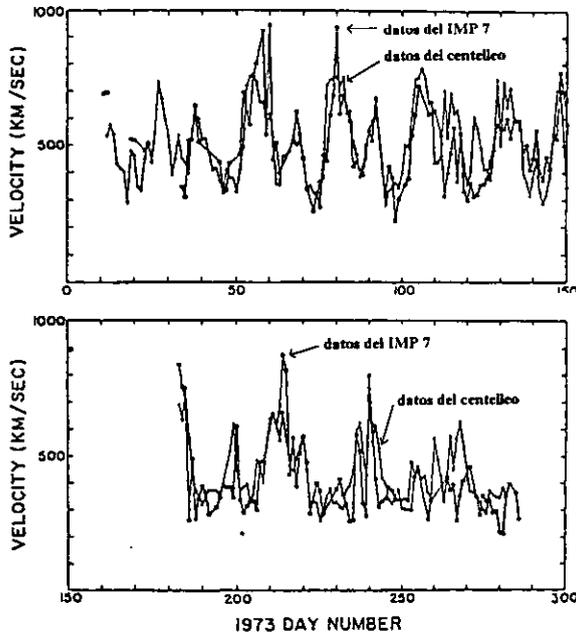


Figura 1.2b En la gráfica se muestran la rapidez del viento solar inferidas por el método de centelleo interplanetario empleando la fuente 3C144 y las medidas por el satélite IMP 7, durante el año de 1973. Tomada de Coles, 1977.

1.4.1 La geometría de las observaciones del centelleo interplanetario.

La geometría fundamental involucrada en las observaciones de centelleo interplanetario se muestra en la figura 1.3a y una representación del fenómeno de centelleo para una observación típica se muestra en la figura 1.3b. El ángulo entre el Sol, la Tierra y la fuente estelar se define como la *elongación solar* (ϵ), la cual cambia aproximadamente un grado por día debido al movimiento orbital de la Tierra. El centelleo, o la potencia de dispersión se incrementa cuando disminuye la elongación, ver figura 1.3b y 1.4.

Para una elongación dada, el máximo de dispersión ocurre en una región específica del medio interplanetario, donde la línea de visión a la fuente estelar se encuentra en su aproximación más cercana al Sol, a una distancia $p = \text{sen}(\epsilon)$, ver figura 1.4 y 1.5. Para una fuente ubicada fuera de la eclíptica, el punto de mayor aproximación cubrirá latitudes heliográficas muy altas al aproximarse la fuente estelar hacia el Sol.

Teniendo como referencia la geometría de las observaciones, es necesario resaltar algunas consideraciones para una correcta interpretación de las observaciones del centelleo interplanetario:

1) Se supone que la mayor contribución al centelleo en el medio interplanetario para el caso de viento solar quieto se produce en una capa dispersora delgada ubicada sobre la línea de visión a la altura *del punto de máxima aproximación* (P), (Watanabe y Kakinuma, 1972; Armstrong y Coles, 1972; Harmon, 1975). El modelo de la capa dispersora delgada ha sido ampliamente usado junto con el modelo para dispersión débil logrando buenos resultados. Es claro que para una descripción del centelleo en una teoría completa será necesario considerar la dispersión de la radiación a todo lo largo de la trayectoria sobre la línea de visión. Luego entonces para éste caso el centelleo observado de la señal será la suma pesada de las señales dispersadas. La función de peso a lo largo de la línea de visión han sido calculadas para un modelo Gaussiano (Readhead, 1971) y para un modelo ley de potencia (Coles y Rickett, 1975) para el espectro de densidad de los electrones, bajo la suposición de un viento solar esféricamente simétrico y una dependencia del inverso del cuadrado de la distancia radial para la fluctuación de los electrones.

2) Se supone que el espectro de potencia de las fluctuaciones de la densidad de los electrones es básicamente una ley de potencia. Las mediciones in situ en el medio interplanetario han mostrado que esta suposición es válida, ver figura 1.6.

3) Es razonable considerar que el patrón de irregularidades en la densidad del plasma en el medio interplanetario está congelado. Por lo tanto, la dependencia temporal observada es asociada principalmente a la velocidad del viento solar. La variación temporal del índice de refracción se supone que es más lenta que el tiempo de escala del patrón de intensidad.

1.4.2 El índice de centelleo.

Al igual que en la teoría, en las observaciones el grado de centelleo de una fuente de radio estelar se caracteriza por su índice de centelleo (g). Para calcular el índice de centelleo se supone que las cantidades observables del fenómeno son la intensidad de la fuente a un tiempo dado $I(t)$ y su fluctuación $\Delta I(t)$ alrededor de su media. La fluctuación $\Delta I(t)$ se define como:

$$\Delta I(t) = I(t) - \langle I(t) \rangle$$

donde la cantidad entre corchetes denota un promedio sobre el conjunto, considerando que el promedio se tomó sobre un tiempo lo suficientemente largo, y la media de la intensidad de la fuente se define como $I_0 \approx \langle I(t) \rangle \approx \langle I \rangle$. Entonces, el índice de centelleo se obtiene como:

$$g = \left(\frac{\langle \Delta I(t)^2 \rangle}{\langle I \rangle^2} \right)^{\frac{1}{2}}$$

Con las variaciones de la fluctuación de la intensidad en el espacio y el tiempo se puede construir la función de autocorrelación de la intensidad que varía aleatoriamente, la cual es también una medida del centelleo y está definida por:

$$\rho(r, t) = \langle \Delta I(r_0, t_0) \Delta I(r_0 + r, t_0 + t) \rangle$$

donde r_0 y t_0 representan, respectivamente, un vector de posición y un tiempo arbitrario y r y t representan cambios en la posición y el tiempo.

El espectro temporal de las fluctuaciones de intensidad $P_I(f)$, que es el espectro de potencia de las fluctuaciones medido en un solo punto, es la transformada de Fourier de la función de autocorrelación de las fluctuaciones. Entonces, el espectro de potencia se puede escribir en la forma:

$$P_I(f) = \frac{1}{2\pi} \int_{-\infty}^{\infty} \rho(0, t) \exp(-i2\pi ft) dt$$

donde f es la frecuencia temporal.

En la figura 1.4 se ilustra como varía el centelleo como función de la elongación solar. La gráfica también muestra como varía el centelleo con la intensidad de la turbulencia, considerando que la turbulencia se incrementa cuando P decrece ($P = \text{sen } \epsilon$). Entonces, el centelleo se incrementa con la turbulencia si la turbulencia es débil, alcanzando un máximo $m_{\text{max}} < 1$ para un P_{max} . El decremento de la turbulencia más allá de este punto produce una aguda caída en el centelleo, lo cual se debe a que disminuye la dispersión de los frentes de onda provenientes de las fuentes de radio. También es importante remarcar que cuando el tamaño de las fuentes de radio tiende a dimensiones puntuales, el centelleo tiende al valor máximo de la unidad. De sus estudios con centelleo Rickett (1973) derivó una función para relacionar el índice de centelleo con la elongación solar. La relación funcional es:

$$g = 0.06 \lambda (\text{sen } \epsilon)^{-1.6}$$

donde: λ es la longitud de onda en metros y ϵ es la elongación solar. Estudios posteriores realizados por Erskine et al.(1978) mostraron que esta función se podía extrapolar a cualquier frecuencia en el rango de MHz. Es muy común en las interpretaciones del centelleo considerar que el medio es uniforme y turbulento y que está iluminado por una onda plana monocromática. Considerando lo anterior para el caso en que una fuente presenta un centelleo débil ($g < 1$) y un

medio en el que se incrementa la turbulencia, se observa que el centelleo se incrementa hasta aproximarse a su valor máximo $g = 1$. El índice de centelleo en ocasiones puede exceder su valor máximo hasta en un 5%, dependiendo de la forma del espectro, pero es más común que tienda asintóticamente a la unidad. En realidad nunca se ha observado un valor que exceda la unidad, probablemente debido a que las fuentes de radio no son puntuales o ideales. Es muy importante mencionar que el ancho de banda del receptor y el diámetro finito de la fuente de radio tienen el efecto de reducir la coherencia de la fuente y entonces reducir la magnitud de la fluctuación en la intensidad.

Una calibración directa del índice de centelleo interplanetario contra medidas obtenidas por vehículos espaciales a 1 UA ha mostrado que la magnitud del índice de centelleo proporciona una estimación bastante confiable de la densidad media del plasma (Hewish et al, 1985). Calibraciones hechas en 32 ocasiones entre 1978 y 1980, cuando zonas de gran escala de densidad casi constante existían a distancias de 1 UA, dieron como resultado:

$$g = (N \text{ cm}^{-3}/9)^{1/2}$$

donde: N es la densidad media del plasma. En la práctica, el índice de centelleo con valor unitario ($g=1$), se interpreta como un centelleo asociado a un viento solar no perturbado o quieto. El valor del centelleo con valor mayor a la unidad ($m > 1$) se asocia a regiones que presentan viento solar con densidad mayor a la densidad promedio del plasma, y un valor de $g < 1$ se asocia a regiones que presentan un enrarecimiento en la densidad del plasma del viento solar.

1.5 Algunas Variantes del Fenómeno de Centelleo.

La radiación electromagnética de una fuente de radio natural o artificial (pulsar, cuasar, satélites, sondas espaciales, etc.) que se propaga a través del medio interestelar, el medio interplanetario y de la ionosfera, puede, en general, estar sujeta a centelleo de tres diferentes características, dado

que la escala de las irregularidades en la densidad y el movimiento del plasma en cada uno de los casos es diferente. Solo las fuentes de radio con diámetros muy pequeños presentan centelleo interestelar, sus variaciones en frecuencia típicas son del orden de 10 MHz. Fuentes de radio con un diámetro angular de 1 segundo de arco o menos, muestran centelleo interplanetario en un rango de frecuencia de 0.1 a 10 Hz y fuentes de diámetros mayores a 1 segundo de arco presentan centelleo ionosférico en un rango de frecuencia de 10^{-2} a 10^{-3} Hz. El centelleo es un fenómeno muy interesante que contiene información acerca de la fuente de radio y del medio que atraviesa la radiación.

1.5.1 El centelleo ionosférico.

El desarrollo de la técnica de centelleo en longitudes de onda métricas, proporcionó por primera vez, una manera de muestrear las irregularidades del plasma ionosférico a través de las capas atmosféricas ionizadas. La primera vez que el centelleo ionosférico planetario se detectó, fue en la banda S (frecuencia de 2.3 GHz o una longitud de onda de 13 cm.) durante los vuelos de las sondas espaciales Pionero 10 y 11 al hacer mediciones del ocultamiento de Júpiter. La atenuación observada de la señal se debió a una refracción diferencial, la cual fue muy pequeña a causa de las grandes escalas ionosféricas y al pequeño ángulo de refracción. De las observaciones de centelleo ionosférico planetario se ha deducido para Júpiter que su ionosfera presenta una irregularidad en la densidad de electrones anisotrópica y alineada en una dirección preferente sobre toda la ionosfera. Si se asume que las irregularidades están alineadas con el campo magnético, el centelleo ionosférico proporcionaría un método para observar la dirección del campo magnético en la ionosfera de los planetas con campo magnético, las cuales actualmente están muy lejos de obtenerse in situ. El empleo de satélites artificiales, particularmente algunos geoestacionarios actuando como fuentes de radio artificiales proporciona una manera sencilla y calibrada para hacer observaciones de centelleo ionosférico en nuestro planeta proporcionando una imagen global de las distribuciones y ocurrencias de irregularidades ionosféricas [Aarons, 1982].

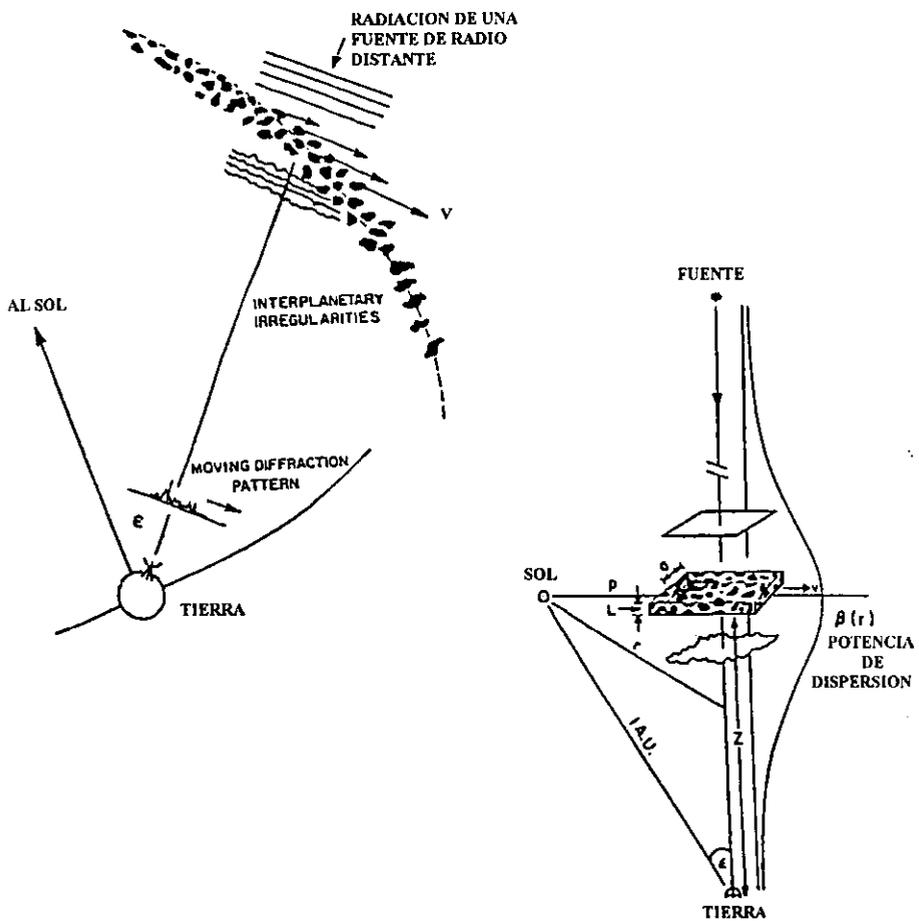


Fig. 1.3 a) Se muestra la geometría empleada para estudiar el centelleo interplanetario bajo la aproximación de la capa dispersora delgada. También se muestra la potencia de dispersión asumida, el tamaño de las irregularidades de la densidad (a) confinadas a una delgada capa dispersora de grosor (L), moviéndose sobre el plano ortogonal a la línea de visión con una velocidad (V). b) La figura muestra el ángulo de elongación solar, el frente de onda plano que proviene de una fuente de radio estelar, y el patrón de difracción que se observa en la Tierra.

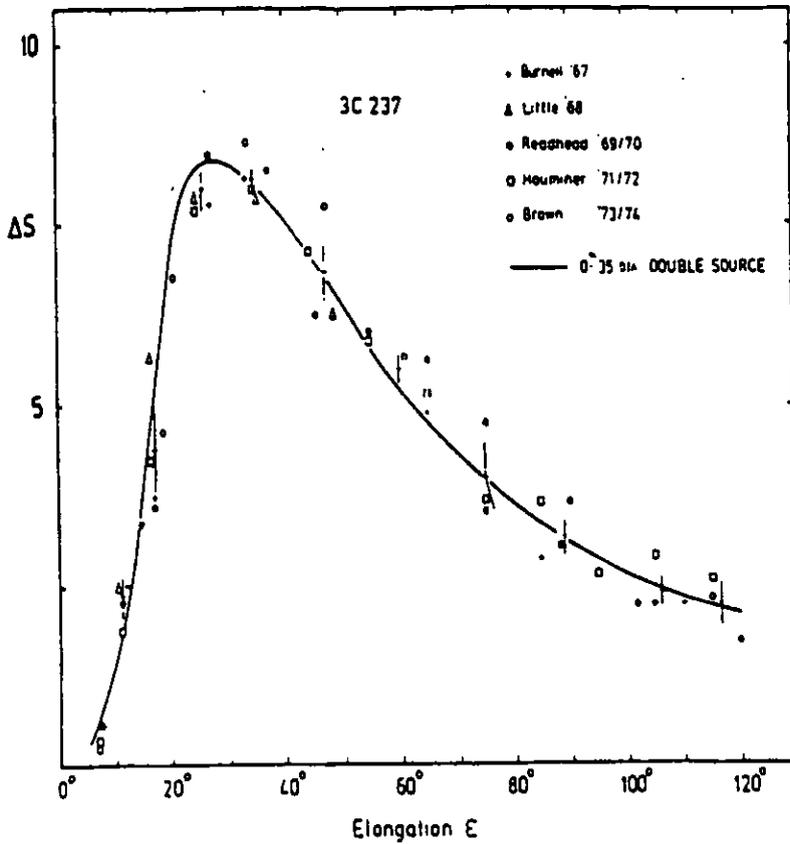


Fig. 1.4 Determinación del centelleo normal para una fuente de radio estelar (3C237) como función de la elongación solar (ϵ) tomando un período de observaciones de 8 años. Como se puede observar el máximo del centelleo se da a una elongación de $\sim 25^\circ$ para una frecuencia de observación de 81.5 MHz. Tomada de Readhead et al, 1978.

1.5.2 El centelleo interestelar.

Durante las observaciones en las que se descubrieron los pulsares en 1967, también se observaron fluctuaciones en intensidad de la señal captada por los radiotelescopios, dicha fluctuación se denominó *centelleo interestelar*. El centelleo interestelar se asoció con la dispersión de las ondas de radio del pulsar al atravesar las irregularidades de densidad del plasma interestelar. En este caso las fluctuaciones de intensidad presentaban una escala de tiempo del orden de 10 minutos y una escala espacial del orden de 10^5 km, por lo que no había manera de asociarlo con el centelleo ionosférico o interplanetario. De las fuentes de radio estelares, solo los pulsares presentan un tamaño angular muy pequeño, de tal manera que emiten radiación con suficiente coherencia para propiciar el fenómeno del centelleo, y su tiempo de escala se determinó por medio del movimiento transversal del pulsar más que por la rapidez de deriva del medio. El uso del centelleo para estimar la velocidad del medio interestelar ha sido de particular significado cuando, por ejemplo, la fuente se haya en una órbita binaria. La naturaleza de la fuente binaria se deriva del cambio Doppler del período del pulso el cual da la componente de la velocidad orbital sobre la línea de visión. La escala de tiempo mostró una variación periódica de la cual la velocidad transversal podía ser estimada y luego llevar a una estimación única de la inclinación del plano de la órbita binaria [Lyne, 1984].

1.6 Otras Aplicación del Centelleo.

El diámetro de una fuente de radio estelar se determinó originalmente por medio de interferometría de base muy larga (Resch, 1974; Vanderburg, 1974), pero la determinación de diámetros angulares menores a 1 segundo de arco presenta muchos problemas si se observa en longitudes de onda métricas ya que la resolución angular disminuye con el incremento de la longitud de onda. La técnica del centelleo interplanetario estuvo, en sus inicios directamente relacionada con un método para determinar la estructura angular de las fuentes de radio estelares con rangos entre 0.1 y 1 segundo de arco (Cohen et. al, 1967; Little y Hewish, 1966; Armstrong et al, 1973). Existen al menos dos métodos para determinar la estructura angular de las fuentes de radio empleando las

observaciones sistemáticas del centelleo de las fuentes. El método se encuentra limitado a las fuentes de radio que presentan una razón señal a ruido suficientemente grande, pero es muy útil para ser usado con fuentes que presentan densidad de flujo muy baja, las cuales están fuera del límite de detección de los métodos interferométricos. El uso de la técnica de centelleo para derivar la estructura angular de fuentes de radio compactas fue empleado para realizar varios estudios en un rango de frecuencia de 178 a 611 MHz, (Little y Hewish 1968; Cohen et al., 1967; Harris y Hardebeck, 1969). En los análisis de las observaciones de centelleo de los primeros estudios se emplearon dos diferentes métodos. El método empleado por Little y Hewish se apoyaba en la obtención del índice de centelleo que varía con la elongación solar, lo cual implicaba largos periodos de observaciones de las fuentes estudiadas, el cual es contrastado con el índice de centelleo para una fuente puntual ideal, la cual se asume que está en la mismas condiciones que la fuente en observación. El método de Cohen se basó en el estudio de los espectros temporales de las fluctuaciones de intensidad junto con una serie de suposiciones para el viento solar. Este método requería obtener una serie de datos de buena calidad de las fuentes, lo cual requería en muchos casos realizar solo una observación de la fuente.

1.7 Centelleo Interplanetario Usando Fuentes Artificiales de Radio.

Desde las primeras operaciones de las sondas espaciales se observó, durante la recepción, una fluctuación de la intensidad y fase de la señal transmitida por los vehículos durante su comunicación con las bases receptoras terrestres. Durante mucho tiempo se diseñaron filtros específicos para limpiar las señales captadas de la interferencia generada por el centelleo. Actualmente, el análisis de esas interferencias se emplea para realizar mediciones de centelleo en la amplitud de las señales que proviene de una fuente de radio artificial, con la gran ventaja de que las señales que envían los vehículos espaciales son señales calibradas. Las señales de radio que envían las sondas espaciales son frecuentemente usadas en la banda de longitudes de onda centimétricas las cuales son ideales para realizar estudios y monitoreo del viento solar en regiones relativamente cercanas al Sol. Una gran ventaja de esta variante de la técnica de centelleo es que

son más fáciles de interpretar, no se tiene el problema intrínseco del tamaño de la fuente y la frecuencia de emisión se halla calibrada. De manera más específica, las principales ventajas de las señales de radio artificiales radica en el hecho de que son coherentes, de tal manera que el ensanchamiento espectral y de fase (o el Doppler) correspondiente que puede ser obtenido analizando las diferencias de fase de las series de tiempo de las señales del centelleo son mediciones de dispersión que se pueden hacer fácilmente, (Woo R., 1975; 1978 y Woo R., et al, 1976). En la figura 1.6 se puede observar una gráfica del valor rms normalizado del centelleo de la intensidad, el índice de centelleo g como función de la distancia heliocéntrica, el cual ha sido observado en las señales de radio transmitidas por los vehículos espaciales Vikingo y el Helios en la banda de 13 cm. Como se observa, cerca de 10 Rs, el centelleo alcanza un valor máximo, mientras que más allá de 40 Rs, la pobre razón de la señal a ruido limita la detección del centelleo. De estudios similares se ha verificado que para observar regiones más cercanas de la corona solar, es necesario subir la frecuencia de observación.

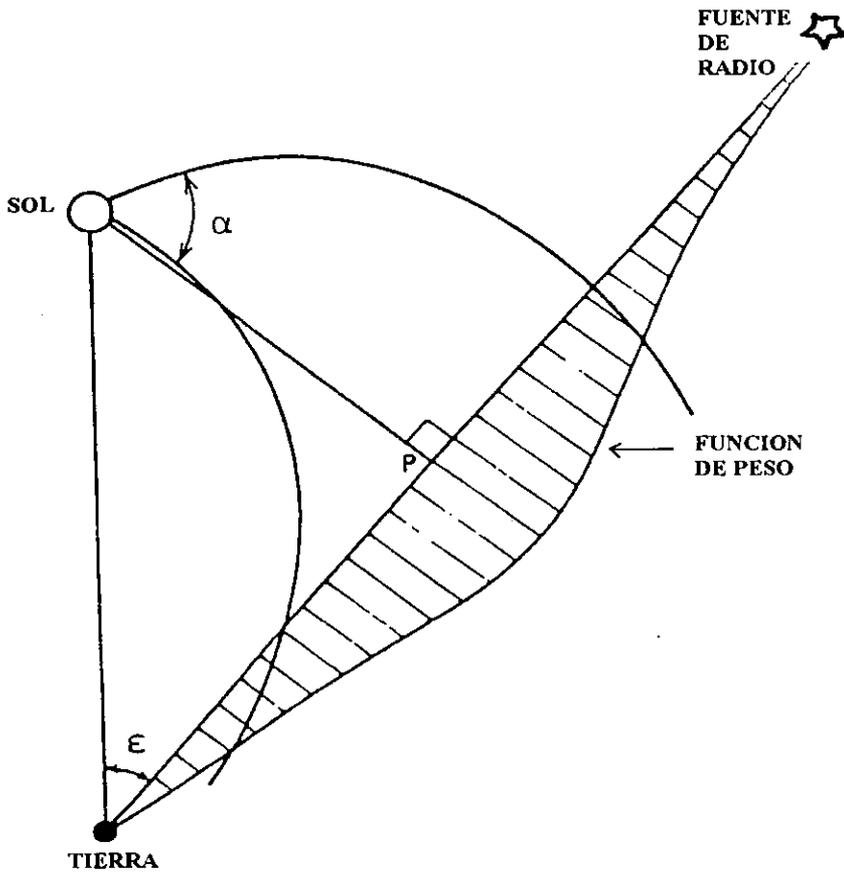


Fig. 1.5 En la representación se muestra la elongación solar, el punto de máxima aproximación (P) y una función de peso para el fenómeno de dispersión a lo largo de la línea de visión para una observación típica de centelleo. En una primer aproximación, las mediciones del centelleo se consideran asociadas a la delgada capa dispersora ubicada en la posición de máxima aproximación a la línea de visión en el punto P que corresponde al máximo de la función de peso para la potencia de dispersión.

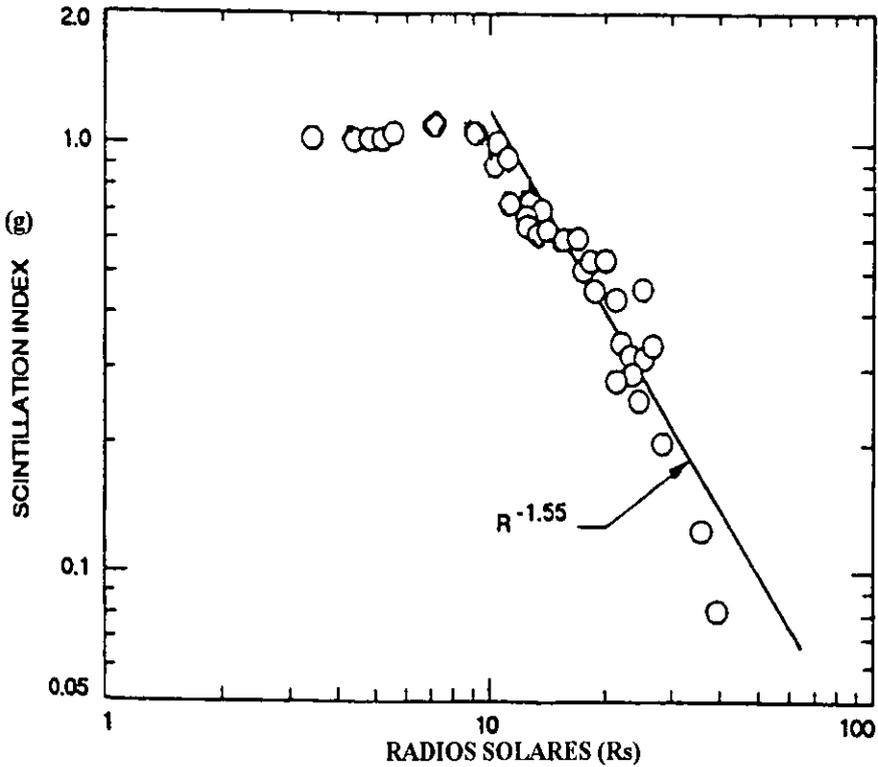


Fig. 1.6 Variación del índice de centelleo (g) como función de la distancia heliocéntrica, en la banda S empleando como fuente de radio un emisor de radio a bordo de una sonda espacial ubicada a 2 UA de la Tierra. como se puede observar el punto de saturación para el índice de centelleo para esta frecuencia se presenta ~10 Rs, (tomada de Woo R., 1992)

CAPITULO 2

ESTUDIOS DEL VIENTO SOLAR CON LA TÉCNICA DEL CIP

2.1 Introducción.

Desde las primeras observaciones del viento solar realizadas empleando la técnica del centelleo interplanetario (CIP), durante la década de los 60's, se demostró que esta técnica es una herramienta valiosa para realizar observaciones continuas del viento solar. Fue hasta la década de los 70's que algunos de los parámetros del viento solar (densidad, velocidad, tamaño de escala de las irregularidades en la densidad electrónica, etc.) inferidos con la técnica del centelleo interplanetario se lograron contrastar cuantitativamente, en algunos casos usando datos obtenidos por sondas espaciales y satélites, y en otros casos con observaciones obtenidas por radiointerferometría de base muy larga. Los primeros estudios con centelleo se concentraron en observaciones del viento solar en regiones entre 5-200 Rs, (1 UA = 215 Rs), empleando diferentes frecuencias en el espectro de radio, pero preferentemente en longitudes de onda métricas dado que en estas frecuencias de operación los radiotelescopios son poco costosos y la electrónica asociada con los receptores es más sencilla. Siguiendo esta filosofía de diseño y con el objetivo principal de ampliar los estudios del viento solar una nueva generación de telescopios se construyeron a inicios de la década de los 70's.

Los primeros estudios realizados para determinar la velocidad del viento solar empleando la técnica del centelleo fueron hechos casi simultáneamente en Cambridge, Inglaterra por Denison y Hewish (1967), Moscú, Rusia (Vitkevitch y Vlasov, 1970) y en Toyokawa, Japón (Watanabe y Kakinuma, 1972). Desde las primeras observaciones se infirieron velocidades del viento solar con valores comparables a las velocidades medidas *in situ* en el medio interplanetario por sondas espaciales (ver Armstrong y Coles, 1972; Houminer y Hewish, 1974; Coles et al., 1978), pero estas primeras

observaciones no se lograron comparar cuantitativa y detalladamente, debido, probablemente, al problema de que los datos obtenidos por medio del centelleo no fueron por lo general suficientes o no coincidían con los períodos de detección de las sondas espaciales, ver la figura 2.1. Para 1973 se dispuso de nuevos radiotelescopios, lo cual permitió que se ampliaran los estudios del viento solar, integrándose a estos nuevos estudios el grupo de la Universidad de California en San Diego (UCSD), EEUU, y el grupo del National Centre for Radio Astrophysics (NCRA), India.

En la actualidad se siguen realizando observaciones del viento solar mediante la técnica del CIP con los radiotelescopios de Ooty y GMRT en la India, el radiotelescopio de EISCAT y el radiotelescopio de Toyokawa en Japón. El radiotelescopio de Cambridge esta en posibilidades de operar pero actualmente se presenta una significativa interferencia que afecta la operación de éste. En México se está construyendo un arreglo dipolar de gran área que se empleará para estudiar el viento solar mediante la técnica del centelleo interplanetario.

2.2 El viento solar quieto.

El *viento solar quieto* se define como el viento solar en estado cuasi estacionario o no perturbado por fenómenos transitorios. El viento solar quieto muestra una gran variedad en sus parámetros, lo cual no es de extrañar ya que su fuente, el Sol, esta variando continuamente. En el análisis de las observaciones obtenidas mediante la técnica del CIP el viento solar quieto se caracteriza por presentar pequeños cambios en el nivel de centelleo comparado con el intenso centelleo que se obtiene en presencia de masas transitorias eyectadas por el Sol durante eventos energético. Algunas de las propiedades generales del viento solar quieto se presentan a continuación.

La densidad electrónica en el plasma solar cubre un rango de 10^8 cm^{-3} en la base de la corona a una densidad promedio para electrones y protones de $N_e = N_p \sim 10 \text{ cm}^{-3}$ a la altura de la Tierra (1 UA), variando por lo general como R^{-2} , donde R es la distancia heliocéntrica. La fluctuación de la densidad de los electrones (ΔN_e) disminuye como R^{-2} . Por lo tanto la razón $\Delta N_e / N_e$ no cambia con R, (Coles et al., 1974). El campo magnético en el viento solar tiene una dependencia con el ciclo solar. El valor promedio de la componente radial del campo magnético es $\approx 5 \times 10^{-5}$ Gauss a

1UA y varía como R^{-2} hasta 5 UA. La componente azimutal es $\approx 5 \times 10^{-5}$ Gauss a 1 UA y varía como R^{-1} . La temperatura típica de los electrones observada a 1 UA es de $\sim 10^5$ K. La temperatura de los electrones decrece al incrementares la distancia heliocéntrica, el rango de disminución depende de la conductividad térmica del plasma del viento solar. Múltiples observaciones han mostrado que el viento solar quieto presenta una bimodalidad en su velocidad, por lo general se encuentran haces con viento solar lento y haces con viento solar rápido, las características de ambos son muy diferentes. El viento solar lento presenta velocidades por debajo de los 400 km/s, es más denso y frío. Por otra parte el viento solar rápido presenta velocidades superiores a los 600 km/s, es caliente y más tenue. La rapidez promedio para el viento solar quieto es de 400 km/s.

2.2.1 Estudios del viento solar quieto empleando CIP.

Los estudios del viento solar quieto empleando la técnica del CIP se iniciaron con los trabajos de Denison y Hewish (1967), quienes propusieron el uso del centelleo de fuentes de radio compactas para estudiar el viento solar en regiones de la heliosfera fuera de la eclíptica, lugar que está fuera del alcance de la mayoría de los vehículos espaciales. El objetivo de las primeras observaciones fue estudiar la estructura del viento solar a pequeña escala, pero pronto la técnica del CIP mostró su utilidad para rastrear las perturbaciones transitorias y recurrentes de gran escala en el medio interplanetario y también las propiedades generales del viento solar quieto.

Casi al mismo tiempo el equipo de investigadores soviéticos del P.N. Lebedev Physics Institute, encabezados por Vitkevich y Vlasov establecieron un programa para estudiar el viento solar mediante la técnica del CIP. El período de observación comprendió los años de 1966 y 1967. De sus observaciones Vitkevich y Vlasov (1970) derivaron que la velocidad promedio del viento solar era de 300 km/s y la dirección de propagación alejándose del Sol no era radial. Hicieron notar que las velocidades del viento solar derivadas para diferentes latitudes mostraba que la dirección de propagación del viento solar se apartaba de la dirección radial. Para el caso de bajas latitudes la dirección del viento solar se desviaba hacia el plano de la eclíptica y para el caso de altas latitudes el viento solar se desviaba de la dirección radial inclinándose hacia la vertical del polo solar, aunque

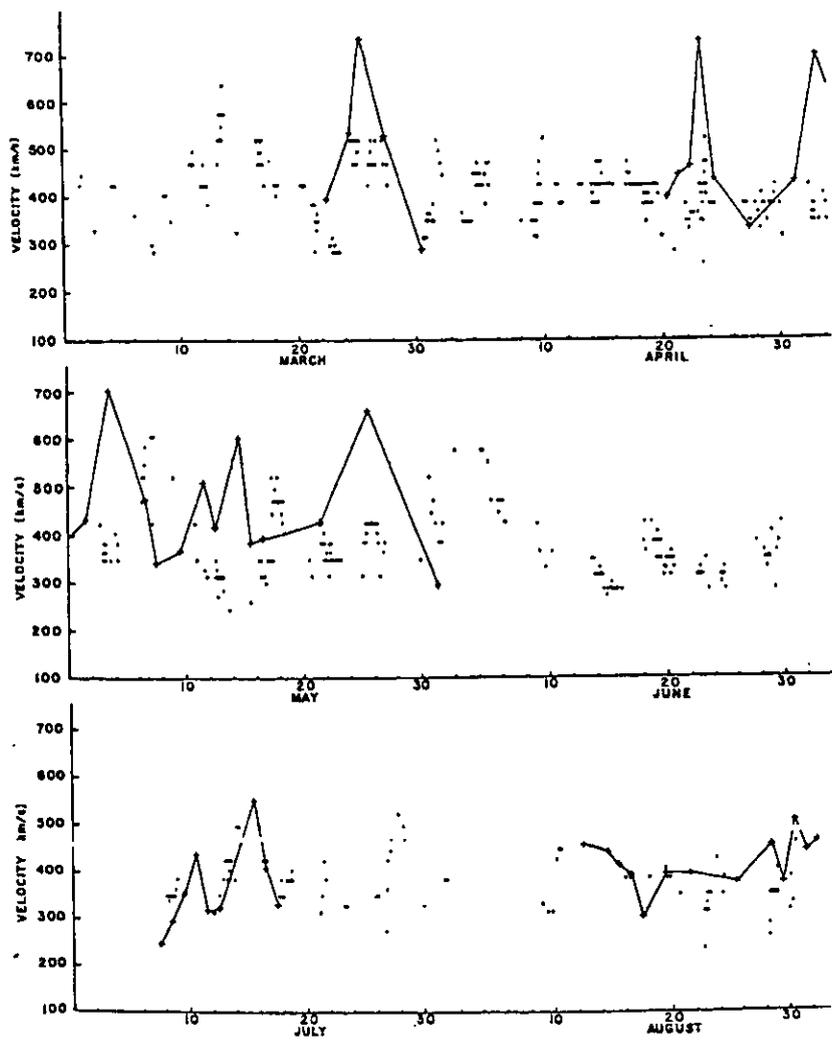


Fig. 2.1 La rapidez del viento solar inferida del CIP y la rapidez medida por las sondas Vela 3, 5, durante el periodo de marzo a agosto de 1971. Los datos de Vela son puntos. Los datos inferidos con CIP son cruces conectadas por una línea sólida. Tomada de Armstrong y Coles, 1972.

muy cerca del Sol la desviación era muy ligera, concluyendo en una primera aproximación que el flujo del viento solar alejándose del Sol no era estrictamente radial. También derivaron que el tamaño de la escala de las irregularidades en la densidad del plasma en el medio interplanetario era de ~210 km.

El equipo de investigadores del Radio Astronomy Centre, India, encabezados por G. Swarup y A. Pramesh realizaron observaciones del viento solar durante el período de febrero a julio de 1971 empleando una frecuencia de 327 MHz. (Bhandari et al., 1974). Las observaciones cubrieron un rango de $0.1 \leq p \leq 1.0$ UA (donde p es la distancia del punto de aproximación más cercano de la línea de visión al Sol). De sus observaciones derivaron que el tamaño de escala de las irregularidades de la densidad del plasma en el medio interplanetario en el rango de $0.3 < p < 0.7$ UA no presentaban una dependencia de p y el tamaño de la escala de las irregularidades en el plasma eran del orden de 100 km. Erskine y sus colaboradores (1978) concluyeron que irregularidades en la densidad del plasma en el régimen de microescala (≤ 500 km) son las responsables del centelleo interplanetario. Observaciones de dispersión de ondas de radio hechas con arreglos de antenas han mostrado que microestructuras a escalas del orden de 10 km están muy alineadas al campo magnético a una distancia ~6 Rs (Armstrong et al., 1990). Las más recientes observaciones han confirmado que las microestructuras están fuertemente alineadas con el campo magnético cerca del Sol, y presentan una simetría elíptica, además se ha encontrado que las estructuras presentan una anisotropía para rango de escala entre 1-30 km y 200-3000 km, observadas a 9 Rs. Una significativa anisotropía se observó para las escalas más pequeñas pero no para las escalas mayores (Grall y Coles, 1997). Como se puede notar de lo dicho en el párrafo anterior, durante varias observaciones realizadas por diferentes grupos se ha encontrado que el tamaño de la escala de las irregularidades de densidad observadas en un mismo rango de distancias heliocéntricas difieren entre sí, pero esto no es contradictorio, lo que sucede es que las observaciones se han realizado empleando diferentes frecuencias de observación en el rango de MHz, como son: 74, 81, 158, 327, 1658. Lo cual implica que el tamaño de la escala de las irregularidades sondeadas es diferente. Y debe quedar claro que el tamaño de la escala de las

irregularidades que generan el centelleo interplanetario presentan un amplio rango, desde la decena de kilómetros hasta centenas de kilómetros.

Para 1971, un equipo de investigadores de la Universidad de California en San Diego (UCSD) encabezados por Armstrong y Coles iniciaron sus observaciones del viento solar empleando un arreglo dipolar de gran área, operando en una frecuencia de 74 MHz. Las primeras observaciones cubrieron un periodo de marzo a agosto de 1971. Las velocidades del viento solar derivadas mediante la técnica del CIP fueron contrastadas con las observaciones de la sonda espacial Vela y se encontró un buen ajuste entre ellas, permitiendo con esto hacer una primera calibración de las velocidades derivadas con CIP.

Continuando con su programa de observación del viento solar, Hewish y su equipo realizaron observaciones en la frecuencia de 81.5 MHz durante el periodo de agosto a octubre de 1970 cubriendo un amplio número de fuentes de radio para alcanzar una gran cobertura tanto en latitud eclíptica como en distancias radiales al Sol. Un detallado análisis de las variaciones diarias del CIP de las fuentes de radio y de la velocidad del viento solar derivada, sugirió la presencia de haces de plasma los cuales presentaban una velocidad considerablemente mayor que la velocidad del plasma ambiente. El promedio de las observaciones de la velocidad mostró que el viento solar no presentaba una desviación considerable respecto de un flujo radial y además presentaba una velocidad promedio constante. La comparación de estas observaciones con mediciones realizadas *in situ* por los vehículos Pionero 6 y Vela, mostraron que las velocidades del viento solar inferidas con el CIP estaban un poco por debajo de las detectadas *in situ* en el medio interplanetario (Hewish, 1972). Kojima y colaboradores realizaron observaciones con el radiotelescopio EISCAT y lograron observar la región de la corona solar entre 0.1 y 0.3 UA. Con base en estas observaciones lograron inferir que el viento solar presentaba una aceleración hasta más de 0.1 UA, (20 Rs), tanto para el viento solar lento como para el rápido, además lograron observar viento solar muy lento a distancias entre 0.18 y 0.27 UA., (Kojima et al., 1992).

Para esta misma época Rickett (1992) presentó los estudios realizados con el radiotelescopio MERLIN (The Multiple Element Radio-Linked Interferometer). Las observaciones se realizaron con el fin de determinar la velocidad y las irregularidades de la densidad a microescala en el viento solar. El periodo de estudio comprendió de abril a mayo de 1989 y se observó en una frecuencia de 1658 MHz, el rango de distancia cubierto fue de 10-100 Rs y en latitud solar se cubrió de -80° a $+50^{\circ}$. De sus observaciones Rickett infirió que no existía una aceleración significativa del viento solar para un rango de distancia entre 10 y 100 Rs.

Houminer y Gallagher (1993), reportaron que en las observaciones del viento solar realizadas de agosto de 1978 a septiembre de 1979 mediante la técnica del CIP, se habían logrado detectar *cascos coronales* que son grandes estructuras brillantes en la corona solar que se extienden radialmente hacia afuera del Sol, las cuales tienen una apariencia como de casco prusiano. Los cascos coronales comúnmente se asocian con la localización de la línea neutra la cual separa regiones de diferente polaridad del campo magnético de la superficie fuente, (Feldman et al., 1981) que incrementa el centelleo de las fuentes cuando estos estaban sobre la línea de visión a las fuentes de radio estelares. De su estudio Houminer y Gallagher concluyeron:

a) Los incrementos de densidad no compresivos detectados por medio del CIP se habían logrado asociar sin confusión con cascos coronales.

b) De los mapas del CIP derivados para los eventos observados se logró determinar que el incremento del centelleo asociado con los cascos coronales era mucho menor que el asociado con otras estructuras tales como haces corrotantes o haces eruptivos. Además sugirieron que una época idónea para estudiar los cascos coronales mediante CIP es el mínimo de actividad ya que en este periodo la hoja de corriente presenta una configuración más regular y la probabilidad de que se presenten transientes que afecten las observaciones es mínima.

2.2.2 Variaciones latitudinales del viento solar.

Las observaciones del viento solar que Dennison y Hewish (1967) realizaron de febrero a julio de 1966 dieron una primer evidencia de que la velocidad promedio del viento solar en regiones polares de la atmósfera solar era significativamente mayor que la velocidad promedio del viento solar sobre el plano de la eclíptica. Las velocidades derivadas por ellos fueron de 300 km/s para el caso en que la línea de visión pasó a una distancia del Sol de 0.8 UA y para el caso en que la línea de visión cruza la región polar de la atmósfera solar a una distancia de 0.36 UA la velocidad derivada fue de 490 km/s.

El equipo de la UCSD realizó observaciones continuas durante 1971-1975 lo cual les permitió cubrir varias decenas de fuentes de radio compactas, las cuales en estudios previos habían mostrado un centelleo intenso y además permitían cubrir un amplio rango en declinación. De sus estudios concluyeron que:

- a) La velocidad del viento solar presentaba variaciones con la latitud, variando típicamente entre 400 km/s en el ecuador a 550 km/s para una declinación de $\pm 70^\circ$.
- b) El viento solar promedio se comportaba como un flujo radial con una desviación máxima de $\pm 0.5^\circ$ para un rango de 0.3-1.3 UA.

Para comprobar sus resultados, ampliaron sus estudios y consideraron observaciones obtenidas hasta abril de 1975. Coles y Rickett (1976), reportaron que de las observaciones realizadas durante 1971-1975 se infería que el viento solar incrementaba su rapidez promedio al aumentar la latitud presentando un gradiente de 2.1 km/s por grado de latitud, presentándose este efecto en ambos lados del ecuador solar y además encontraron que la rapidez promedio del viento solar como función de la distancia se presentaba constante de ~ 400 km/s en un rango de 0.4 - 1.1 UA, ver la figura 2.2, (tomada de Coles y Rickett, 1976).

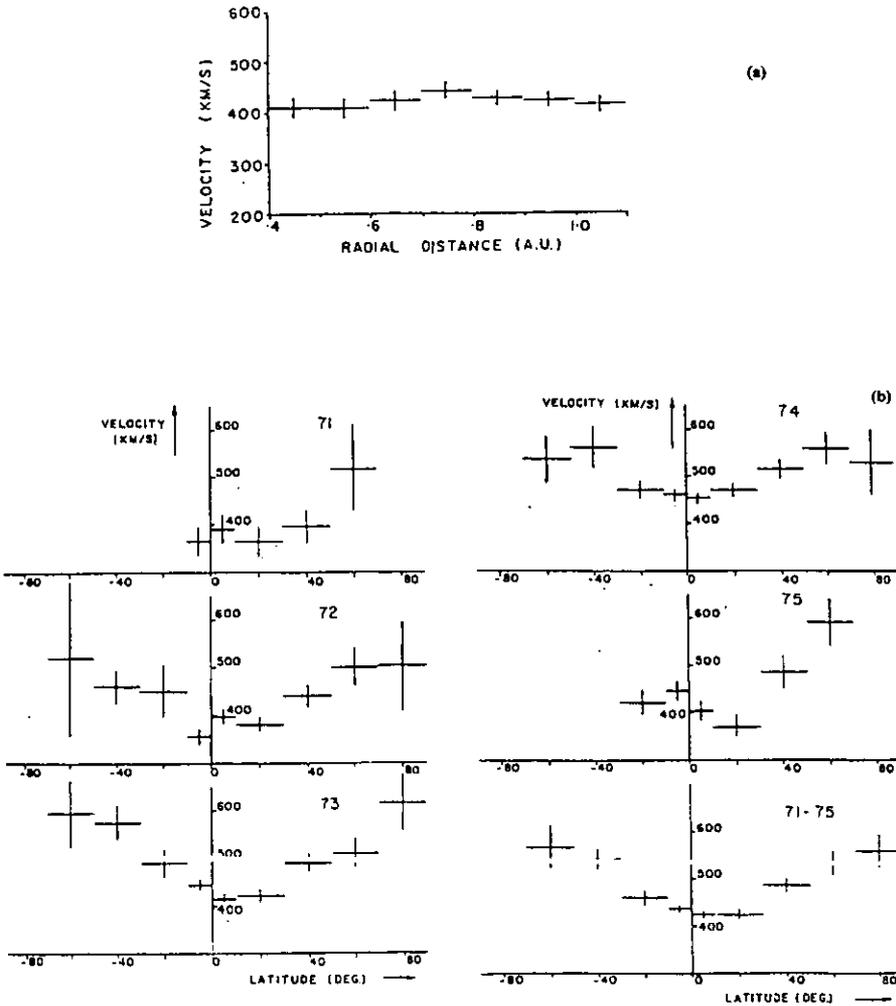


Fig. 2.2 a) Rapidez promedio del viento solar medida durante 1971 a 1975 en la región ecuatorial solar ($\pm 10^\circ$), promediada a intervalos de 0.1 UA de distancia radial. b) La rapidez promedio del viento solar de 1971 a 1975 promediada a intervalos de 10° de latitud. La última gráfica a la derecha es el promedio sobre los 5 años.

2.2.3 Variaciones del gradiente latitudinal de velocidad con el ciclo de actividad solar.

Para la década de los 80's ya se había logrado acumular una buena cantidad de observaciones producto de los múltiples estudios del viento solar mediante diversas técnicas. Con base en estas observaciones colectadas por más de dos décadas se desarrollaron nuevos programas con el ánimo de conocer la evolución y estructura del viento solar con el ciclo de actividad del Sol.

Para mediados de la década de los 80's se sabía que la rapidez promedio del viento solar variaba con la latitud heliográfica (Coles y Rickett, 1976; Rickett y Coles, 1977). Además se tenía conocimiento de que los haces corrotantes de viento solar podían generar actividad geomagnética recurrente y se había logrado identificar a los *hoyos coronales* (HC) como fuentes del viento solar rápido y se les reconocía como regiones de baja densidad, baja temperatura y de líneas de campo magnético abierto. Con esta asociación se incrementó el interés en la evolución de los HC con el ciclo de actividad solar.

Sime y Rickett (1978) compararon la velocidad promedio del viento solar deducida del CIP con observaciones de HC y encontraron que las haces de viento solar rápido observados cerca de la eclíptica durante el mínimo solar eran extensiones de haces de viento solar polar. La evolución de los HC con el ciclo de actividad solar mostró su directa influencia en la evolución de los haces de viento solar rápido, lo cual se puede apreciar como un lento cambio en el gradiente latitudinal de la velocidad promedio del viento solar con el ciclo solar (Coles et al., 1980). Coles y Rickett presentaron un estudio del viento solar que comparaba observaciones por CIP y observaciones obtenidas por sondas espaciales, las observaciones se tomaron entre los años de 1974 y 1979. De estas observaciones Coles y Rickett (1986) concluyeron que los haces de viento solar polar rápido emanaban de los hoyos coronales polares (durante el mínimo solar) y mostraron que para el máximo del ciclo de actividad solar tanto los hoyos coronales como los haces de viento solar rápido que provenían de los polos del Sol habían desaparecido. Uno de los primeros trabajos de revisión que mostró cual era la dependencia de la distribución de la rapidez del viento solar con el ciclo de actividad del Sol, fue el de Kojima y Kakinuma (1990), en este estudio se mostró que:

a) Los cambios de la estructura tridimensional del viento solar presentaban una relación con la fase de la actividad de las manchas solares.

b) El viento solar lento se encuentra distribuido a lo largo de la línea neutra durante todo el período del ciclo solar; durante el período de baja actividad solar, el viento lento se distribuye a lo largo de una línea neutra ondulante paralela al ecuador solar; durante la fase activa el viento lento tiende a ser distribuido a lo largo de la línea neutra, pero presenta una gran amplitud latitudinal. Al expandirse las regiones de viento polar rápido hacia el ecuador lo cual ocurre durante la fase descendente y el mínimo de actividad, las regiones de viento solar lento disminuyen y el gradiente de rapidez latitudinal se incrementa en las fronteras de las regiones de viento solar lento y rápido. Durante la fase ascendente, las regiones de viento solar rápido se contraen hacia los polos mientras que las regiones de viento solar lento se expanden y el gradiente de rapidez latitudinal tiende a ser menos agudo.

c) El viento solar es acelerado gradualmente en regiones hasta una distancia menor a 0.3 UA y además se detectó que la rapidez del viento solar se incrementó más en los haces de viento rápido que en los haces de viento lento y para distancias mayores a 0.3 UA la rapidez para ambos casos se incrementó casi igual. En promedio, la rapidez del viento solar no mostró una significativa variación para distancias radiales de 0.4 a 1.1 UA (cerca del plano de la eclíptica).

Rickett y Coles habían colectado observaciones del viento solar mediante el método de CIP por un período de 16 años y contaban con múltiples observaciones realizadas por diferentes sondas espaciales para el mismo período, (en particular Pionero 11 y el Viajero 1). Con base en estos datos Rickett y Coles (1991) concluyeron que la técnica de centelleo subestimaba la velocidad del viento solar en los casos de perturbaciones de pequeña escala o que evolucionaban rápidamente y presentaba una buena estimación para las estructuras de gran escala y lenta evolución, ver figura 2.3. Además encontraron que en períodos de baja actividad o la fase declinante del ciclo solar, existía una correlación entre el viento solar rápido y las regiones de campo magnético abiertas que presentaban una baja densidad y una correlación entre el viento solar lento, con una densidad mayor y la proximidad de los éstos a la hoja neutra de corriente. Además hicieron notar que cerca del máximo solar, la velocidad promedio del viento solar era uniformemente baja sobre todo el rango de latitudes heliográficas y que la distribución de la densidad de la corona era más esférica, aunque ésta se mantenía un poco baja en las regiones polares. De todas sus observaciones

concluyeron que el campo magnético coronal presentaba una influencia determinante en el control de la estructura tridimensional del viento solar, ver la figura 2.4 y 2.5.

Manoharan P.K. (1995), reportó que de su estudio entre el viento solar quieto y la fluctuación de la densidad con respecto a la hoja de corriente neutra para el ciclo solar 22 empleando datos CIP obtenidos con el radiotelescopio de Ooty, logró obtener los mapas sinópticos de velocidad y densidad del plasma solar. Los mapas sinópticos se compararon con mapas de densidad coronal y campo magnético de la superficie fuente del viento solar en un modelo potencial del campo coronal. Sus estudios revelaron una asociación entre la rapidez del viento solar y la intensidad del campo magnético coronal y además encontró fluctuaciones significativas de la densidad arriba de las regiones de campo magnético cerrado. Además mostró que la turbulencia compresiva en los haces de viento solar rápido es mayor por un factor de 2 o más que en los haces de viento solar lento.

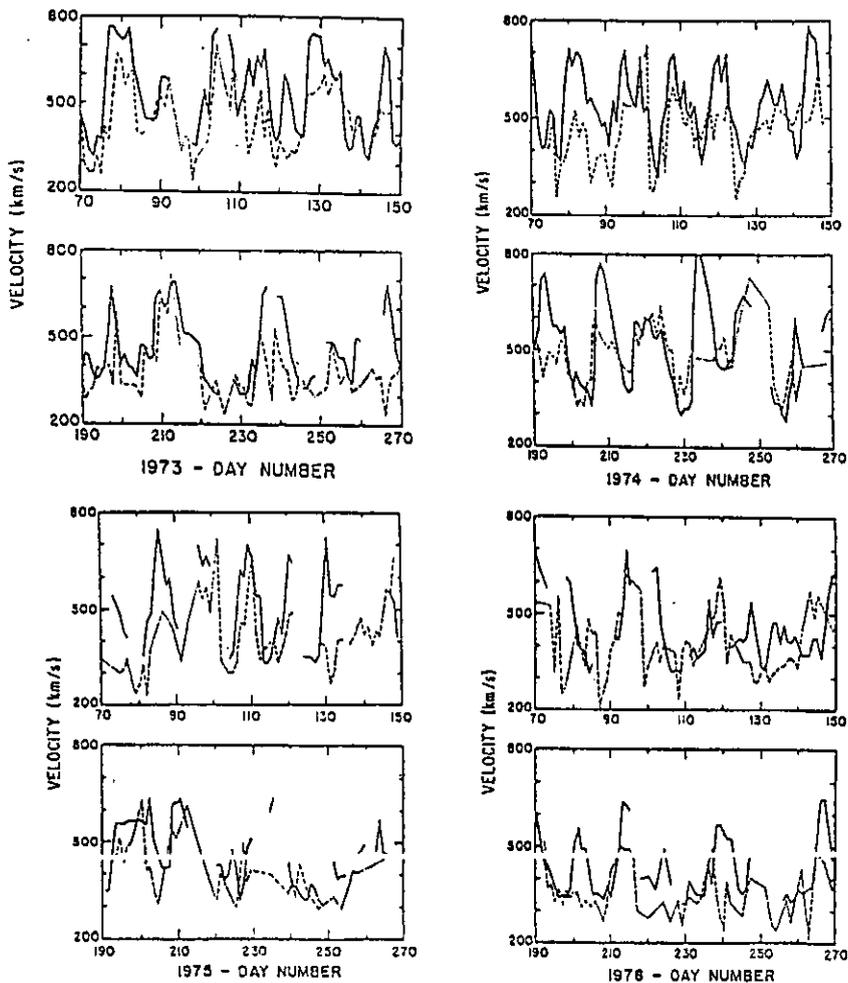


Fig. 2.3 Comparación de la rapidez del viento solar derivada con CIP y las medidas por vehículos espaciales para regiones cercanas a la eclíptica. Las líneas punteadas conectan las observaciones de CIP de la fuente 3C144 para los días 70-150 y 190-270 durante los años 1973 a 1976. las líneas sólidas conectan las observaciones de vehículos espaciales (Pionero 11, Viajero 1). Tomada de Rickett y Coles, 1991.

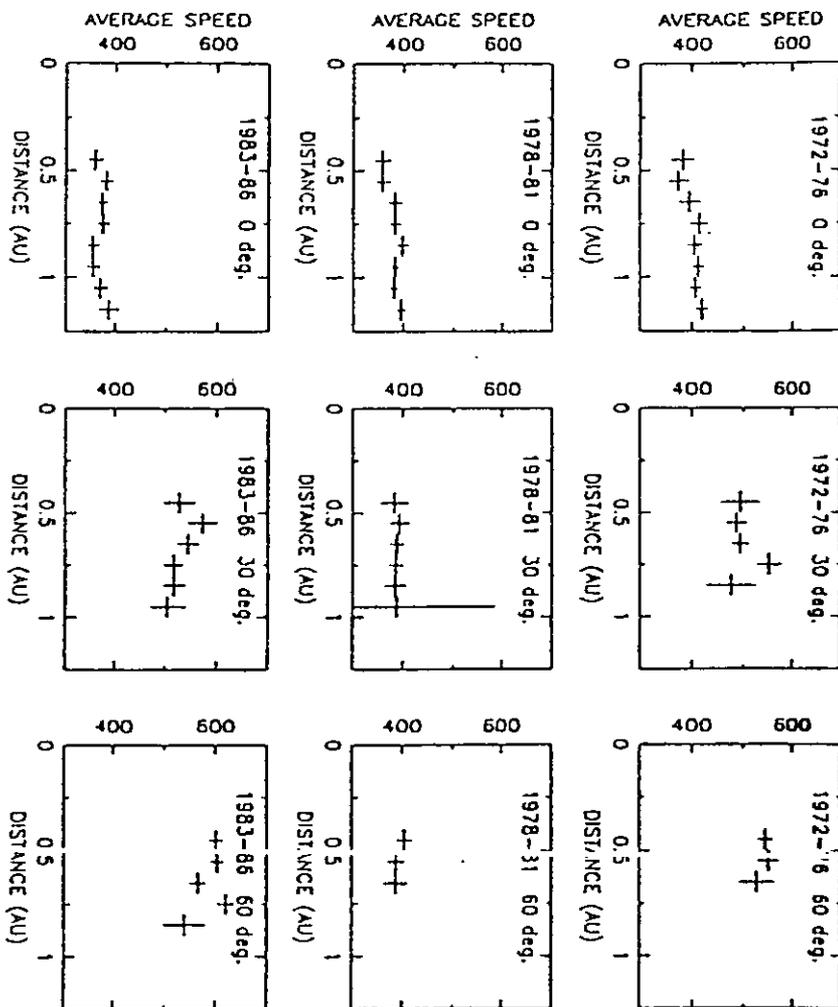


Fig. 2.4 La rapidez del viento solar promediada a intervalos de 0.1 UA en distancia heliocéntrica para tres periodos promediados (1972-1976, 1978-1981, 1983-1986). las barras de error son el doble de la desviación standard en la media. Tomada de Rickett y Coles, 1991.

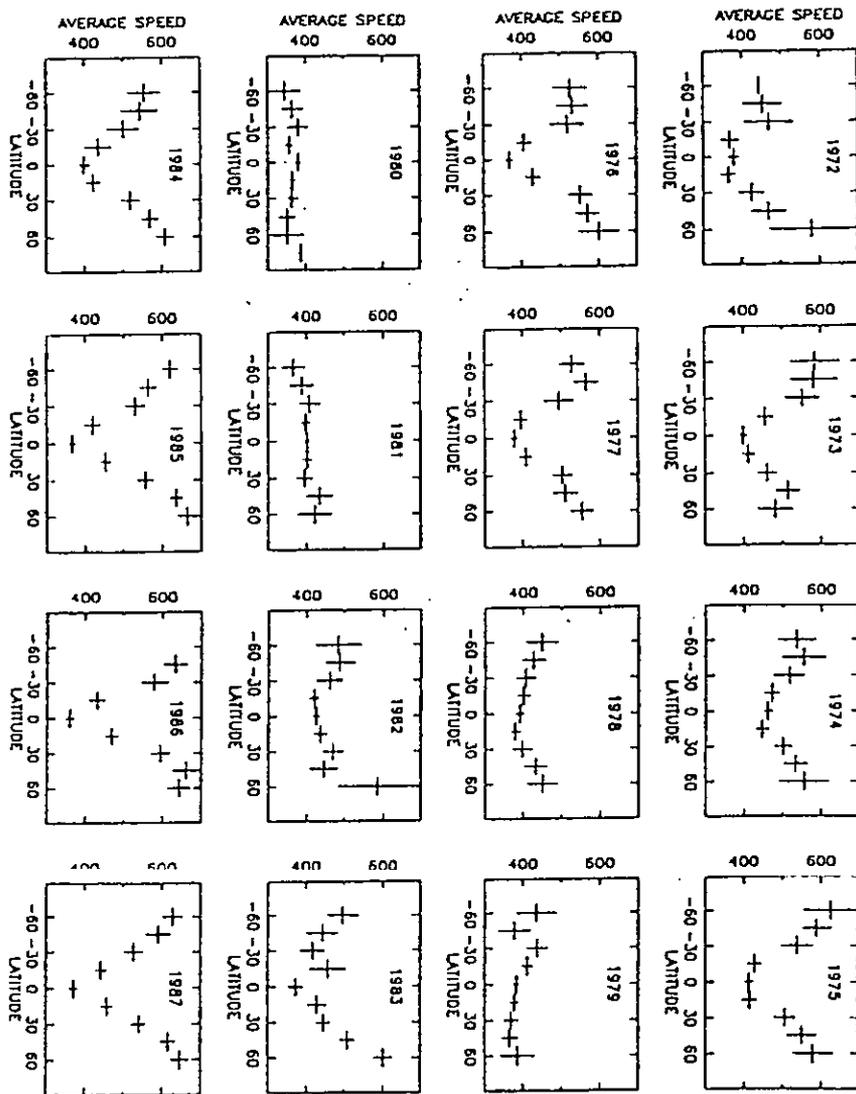


Fig. 2.5 La rapidez del viento solar promediada anualmente contra la latitud heliográfica (grados) para el período 1972 a 1987. Las barras de error son el doble de la desviación standard en la media. Tomada de Rickett y Coles, 1991.

2.3 Perturbaciones de Gran Escala en el Viento Solar.

Por estructuras de gran escala en el viento solar entendemos regiones grandes con mayor densidad que la densidad promedio del plasma asociado al viento solar quieto. Las perturbaciones heliosféricas de gran escala más intensas en el viento solar son los haces corrotantes que se forman como resultado de la interacción entre los flujos de plasma rápido y lento emitidos de ciertas regiones en el Sol, lo cual da lugar a zonas de compresión en las que la densidad del plasma se ve notablemente incrementado y que eventualmente en algunos casos llegan a convertirse en frentes de choque. En particular, el flujo de plasma rápido emitido por un HC interactúa con el plasma más lento que va encontrando frente a él conforme el hoyo coronal rota y el plasma se aleja del Sol. Este tipo de interacciones da lugar a lo que se denomina como una *región de interacción corrotante (RIC)* los cuales son asociados con frentes de choque que corrotan con el Sol. La geometría básica de un haz corrotante se muestra esquemáticamente en la figura 2.6.

Pero existen en el MI otro tipo de frentes de choque, los frentes de choque esféricos, asociados comúnmente 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 alejándose del Sol como se muestra en la figura 2.6, estos frentes de choque esféricos fueron originalmente atribuidos a las ráfagas solares (Hundhausen, 1972), aunque desde las primeras observaciones de los frentes de choque interplanetarios había ya dos posiciones teóricas diferentes. 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 MI. 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 detectados. La asociación selectiva tampoco ha 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 arcadas gigantes de material denso introducido desde la cromosfera en la corona solar, sin embargo, un estudio que comprendió varios cientos de *eyecciones de masa coronal* (EMC), a lo largo de todo un ciclo solar, mostró un porcentaje, no muy variable con la época, de menos del 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 (Jackson y Hildner, 1978), esto conduce necesariamente a admitir que aunque las EMC, y por lo tanto los choques en el medio interplanetario, 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.

En un amplio estudio de casi 100 perturbaciones de gran escala en el viento solar, rastreadas por medio de la técnica de CIP 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 coronal podía producir varias perturbaciones (varias emisiones explosivas de viento solar más rápido) durante su paso frente a la Tierra.

El trabajo de Hewish y Bravo (1986) llevó a la conclusión de que las perturbaciones de gran escala que viajan en el MI y que eventualmente producen perturbaciones en la Tierra son generadas en

HC. Sin embargo, en algunos casos, se observaron ráfagas o erupciones de filamentos tan cercanamente asociados al flujo eruptivo de un HC 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 HC en el sentido de que el flujo del viento solar rápido que de ellos surge puede mantenerse estable durante un período largo y producir una RIC o tener fluctuaciones y producir uno o varios frentes de choque durante su evolución. 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 lo cual se deriva de los perfiles temporales de densidad y velocidad a 1 UA. Houminer y Hewish (1988) mostraron evidencias observacionales derivadas del centelleo las cuales apoyaban el modelo de los HC como fuentes de viento solar rápido los cuales daban origen a las perturbaciones transitorias asociadas con choques en el MI y refutaban el modelo de las ráfagas como origen de tales perturbaciones.

Bravo S. y colaboradores (1991), encontraron una relación espacial entre las EMC asociadas con choques interplanetarios observados con el Helios 1 y HC. Esto dio nuevo apoyo a la asociación previamente encontrada con el método de centelleo interplanetario entre los HC y las perturbaciones en el MI, aunque no necesariamente indican que las fuentes de las EMC y del choque que la acompañó hayan sido estos HC.

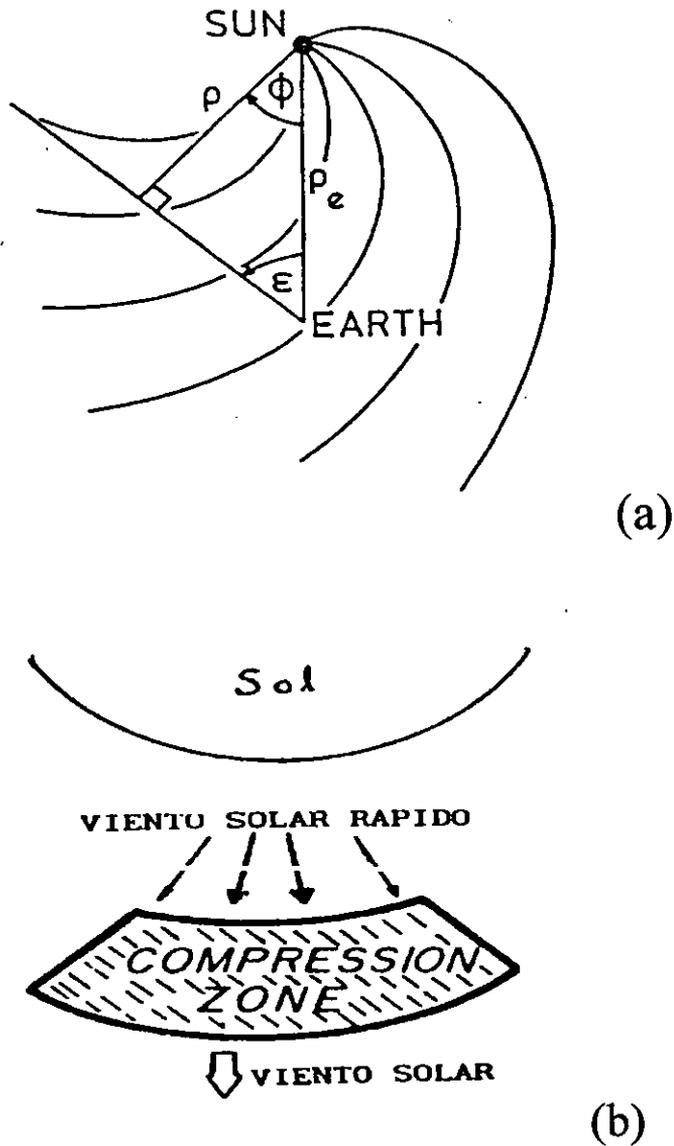


Fig. 2.6 a) Bosquejo de la configuración geométrica de un haz corrotante durante una observación de centelleo. b) Una representación de un frente de choque esférico.

2.3.1 Perturbaciones transitorias de gran escala.

Durante agosto de 1976, los investigadores de las Universidades de Cambridge, California y Nagoya, realizaron varios estudios conjuntos empleando observaciones de viento solar obtenidas con la técnica de CIP en los observatorios correspondientes. El objetivo de este programa conjunto fue el determinar si existía correlación entre los súbitos incrementos en el índice de centelleo registrado para ciertos días y la ocurrencia de cuatro ráfagas intensas ocurridas en el mes de agosto de 1972. Del análisis de las observaciones Kakinuma y Watanabe (1976) encontraron la existencia de cuatro frentes de choque y haces de viento solar rápido para los mismos días en los que se habían presentado las ráfagas intensas, pero el escenario del MI para estos eventos también presentaba la existencia de un HC que podía asociarse como fuente de los haces de viento solar rápidos, lo que les complicó la interpretación de las observaciones.

En la Universidad de Cambridge se desarrollo un ambicioso proyecto con el objetivo de estudiar las perturbaciones transitorias en el viento solar. El proyecto consistió en observar ~900 fuentes de radio empleando un arreglo dipolar de gran área. Las fuentes de radio formaron una rejilla que cubría un amplio rango en elongaciones y declinaciones, cubriendo 24 horas de ascensión recta, las observaciones se realizaron en una frecuencia central de operación de 81.5 MHz. Las fuentes seleccionadas se observaron por un año con el fin de determinar el centelleo de cada fuente como función de su elongación. El período de observación comprendió del 10 al 21 de diciembre de 1978, un período de intensa actividad solar para el cual se tenían observaciones de sondas espaciales y otras observaciones disponibles. Empleando estas observaciones Gapper et al., (1982) generaron mapas diarios del cielo mostrando el índice de centelleo asociado a cada una de las fuentes de radio. Para generar un mapa se requiere observar el cielo 24 horas y las fuentes de radio se observan una sola vez por día al barrer el cielo de Oeste a Este, ya que el radiotelescopio que se empleo para sus observaciones es un instrumento que observa el tránsito de las fuentes por su meridiano central. Además lo que se obtiene es un mapa bidimensional, el cual requiere de una especial interpretación para perturbaciones transitorias de gran escala que evolucionan en el medio interplanetario en tres dimensiones. Del análisis de sus observaciones Gapper y colaboradores

basándose en el hecho de que los incrementos en el índice de centelleo están correlacionados con el incremento en la densidad del plasma, lograron identificar y rastrear grandes regiones de plasma comprimido que se desplazaban alejándose del Sol, las cuales se caracterizaban por tener zonas posteriores a la región de incremento de la densidad con una velocidad más alta que el plasma solar ambiente. De la comparación de sus observaciones con los datos obtenidos por la sonda espacial Pionero lograron corroborar que los incrementos del centelleo sí estaban correlacionados con el incremento en la densidad del plasma solar. Además lograron rastrear perturbaciones en un rango de 0.5-1.5 UA y las correlacionaron con la ocurrencia de tormentas geomagnéticas intensas, dando una posibilidad de hacer pronósticos de perturbaciones geomagnéticas mediante el rastreo de las perturbaciones de gran escala en su camino hacia la Tierra (Gapper et al, 1982).

Desde las primeras observaciones del viento solar empleando CIP realizadas por Hewish, Gapper y Tappin, se habían observado regiones semiesféricas de plasma o conchas de plasma expandiéndose y alejándose del Sol. Dichas regiones presentaban incrementos del centelleo, pero al seguir su evolución éstas presentaban grandes regiones que las seguían asociadas con una disminución del centelleo (Gapper et al., 1982). Estas observaciones se interpretaron en términos de una conchas de plasma muy delgada y turbulenta que se desplazaba radialmente alejándose del Sol la cual era seguida por un viento solar de baja densidad pero muy rápido, que era capaz de generar un centelleo significativo (Tappin, 1987). Después de sus primeras observaciones de las conchas de plasma, la pregunta obligada a responder era ¿cual es el origen de estas perturbaciones transitorias de estructura esférica?. Hewish y colaboradores mantenían la postura de que las conchas eran de distinto origen a las regiones corrotantes y sugirieron que el rastreo hacia atrás sobre el disco solar de tales perturbaciones mostraría el lugar y la posible fuente de origen de tales perturbaciones. Para la década de los 80's, existía un fuerte oposición al modelo de que las perturbaciones transitorias del tipo conchas esféricas eran generadas por ocurrencias de ráfagas intensas (Tappin, 1983; Hewish et al., 1985; Hewish y Bravo, 1986; Bravo et al., 1991), el modelo opuesto proponía que las perturbaciones esféricas estaban asociadas a pequeños hoyos

coronales evolucionando, los cuales repentinamente producían flujos rápidos de viento solar los cuales generaban compresiones de densidad generando posteriormente las conchas de plasma.

Hewish et al., (1985) ampliaron sus observaciones hasta alcanzar a cubrir 2500 fuentes de radio compactas, las cuales formaban una rejilla bien definida, que cubría un amplio rango en declinación y ángulo horario del cielo. Con base en estas observaciones, el equipo de Cambridge logró hacer mapas diarios de centelleo del cielo, lo cual les permitió detectar y rastrear perturbaciones transitorias de gran escala. Tratando de encontrar la fuente en el Sol de las perturbaciones, Hewish y colaboradores rastrearon hacia el Sol las perturbaciones observadas. Hewish et al., (1985) concluyeron que los orígenes de tales perturbaciones transitorias de gran escala eran flujos intermitentes de plasma rápido que emergían de hoyos coronales. Además, mostraron que de sus observaciones se derivaba una fuerte correlación entre el centelleo y la densidad del plasma solar (N). Cuando ésta satisface que $3 < N < 40 \text{ cm}^{-3}$, la relación se expresa matemáticamente como: $g=(N \text{ cm}^{-3}/9)^{0.5}$. Del análisis de varias perturbaciones transitorias tipo concha esférica concluyeron que conchas esféricas de grosores menores a 0.05 UA y moviéndose más rápido que 1000 km/s no podrían ser detectadas mediante centelleo usando radiotelescopios que hacen observaciones de fuentes de radio estelares en tránsito sobre el meridiano local.

2.3.2 Haces corrotantes de viento rápido.

Observando el centelleo de cuatro fuentes de radio estelares durante dos meses y cubriendo diferentes elongaciones, Hourminer (1971) encontró una evidente correlación en la ocurrencia de incrementos significativos en el índice de centelleo de las fuentes y su recurrencia con un período de 27 días, lo que dio la primera evidencia de estructuras de plasma corrotantes que persistían por más de una rotación solar. Esto dio una evidencia convincente de que algunos de los incrementos en el índice de centelleo eran causados por haces de plasma corrotantes con el Sol y además identificó los haces corrotantes con la estructura sectorial magnética del Sol que fue claramente observada por medio de las sondas espaciales. Posteriormente, las imágenes en rayos X proporcionadas por el Skylab mostraron estructuras de los haces de viento solar vinculados a HC,

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 estaban asociados al flujo del viento rápido provenientes de HC en latitudes medias y bajas. Siendo los HC regiones corrotantes con el Sol, las estructuras formadas en el medio interplanetario por el flujo corrotante del viento rápido que de ellos emana es justamente lo que se conoce como una región de interacción corrotante. Ampliando sus estudios Houminer y Hewish (1972) realizaron un estudio de 32 fuentes de radio durante ocho meses y confirmaron los resultados de Houminer (1971) y además encontraron una fuerte correlación entre la velocidad del viento solar y el nivel de centelleo con un retraso de entre 2 y 3 días (el aumento en la velocidad registrada a la altura de la Tierra ocurría después del aumento del centelleo). Estos autores propusieron que el aumento en el centelleo estaba relacionado con el incremento en la densidad del viento solar causado por la interacción de vientos rápido y lento. Ellos ubicaron los sectores alineados a lo largo de las líneas de campo magnético interplanetario sobre un rango de distancias de 0.5 a 1.3 UA. Ésta fue la primera evidencia experimental de la existencia de los frentes de choque alineados con la espiral del campo magnético interplanetario, sugerido por Hundhausen (1971).

Rickett et al., (1976) analizaron los datos correspondientes al período de 1973-1974 tratando de correlacionar los hoyos coronales como fuente de los haces de viento solar rápido. Para su estudio analizaron los datos de ocho fuentes de radio, las cuales daban información de la posición efectiva en un rango de 0.4 a 1.2 UA y dentro de un rango de latitud heliográfica de 60°S a 80°N y procedieron a identificar la fuente de los haces rápidos de viento solar mapeandolos hacia atrás sobre el Sol y posteriormente procedieron a comparar estos posibles lugares fuentes con las imágenes del Sol obtenidas por el Skylab. De su análisis Rickett y Sime concluyeron que existía evidencia suficiente para asociar preferencialmente a los haces rápidos de viento solar con los HC como su fuente de origen. Aunque no encontraron una correlación uno a uno, debido a que se observaron haces de viento rápido sin poderles asociar un HC y además en ocasiones se observaban HC y no se les podían asociar haces de viento rápido.

Nuevas observaciones de centelleo hechas por el grupo de Cambridge cubrieron el período del 17 de julio al 5 de agosto de 1979. Las observaciones se planearon con el objetivo de rastrear la evolución de un haz corrotante, el cual presentó una extensión en latitudes heliográficas altas. El estudio empleó una rejilla de 900 fuentes de radio con el objetivo de permitir una definición más precisa de las estructuras de densidad intensificadas o enrarecidas del viento solar respecto al promedio. El análisis realizado por Gapper et al., (1982) mostró la presencia de estructuras corrotantes de larga vida, las cuales contenían sectores tanto de alta densidad como de baja, los cuales se expandían a altas longitudes y latitudes heliográficas.

Uno de los más amplios estudios de haces corrotantes de larga vida lo realizó Woan (1994). Para este estudio tomó observaciones de CIP con el arreglo de gran área de Cambridge. El período de observación comprendió de marzo de 1990 a septiembre de 1993. En este estudio se incorporó una técnica nueva para generar los mapas de densidad del plasma en el MI a partir de las observaciones del centelleo, lo que permitió obtener una interpretación más clara de los mapas en las ocasiones en que se presentaban varios haces corrotantes de viento solar. Con estas nuevas observaciones y la comparación con los datos de densidad del plasma en el medio interplanetario obtenidos por el IMP-8 se corroboró la relación entre el centelleo detectado y la función de densidad para plasma interplanetario determinada por Tappin (1986).

CAPITULO 3

RADIOTELESCOPIOS EMPLEADOS PARA ESTUDIAR EL VIENTO SOLAR MEDIANTE LA TÉCNICA DEL CIP.

3.1 El Arreglo Dipolar de Gran Área en Cambridge, Inglaterra.

El Observatorio Mullard de la Universidad de Cambridge, Inglaterra inició, a mediados de la década de los 60's, la construcción de un arreglo dipolar de gran área con el objetivo de realizar estudios del viento solar mediante la técnica de centelleo interplanetario. En 1966, el observatorio solar inició sus primeras observaciones estudiando un área del cielo entre $-10^{\circ} < \delta < +44^{\circ}$ en declinación (δ) y un rango entre las 10 y las 16 horas en ascensión recta. El arreglo de gran área en Cambridge, tiene como características principales una área física de 21150 m² y su frecuencia central de operación es de 81.5 MHz con un ancho de banda de 1 MHz. La antena esta constituida por arreglos horizontales de dipolos de onda completa que llenan una superficie física de 470 metros de longitud en la dirección E-O por 45 metros de ancho en la dirección N-S. Los dipolos fueron configurados en 16 líneas paralelas alineadas en la dirección E-O, cada línea se constituyó de 120 dipolos. Para el manejo adecuado de la fase de la señal se formaron unidades de 16 dipolos, cada uno de los cuales se conectó en paralelo sobre una línea de transmisión hecha de alambres paralelos de cobre desnudo. La señal de cada unidad en los arreglos lineales fue sumada vectorialmente por pares, usando un combinador de potencia 2:1, los cuales dan una señal de salida equivalente a la suma vectorial de las señales de entrada en sus puertos. Para integrar la señal de todas las unidades en una red de transmisión del tipo árbol, la línea de transmisión principal fue hecha de cable coaxial para enviar la señal de la antena hasta los puertos de entrada de la matriz de Butler de 16 puertos con la mínima atenuación de la señal. Los 16 puertos de salida de la matriz se

conectaron a 16 receptores superheterodinos independientes, con el fin de tener la posibilidad de observar, simultáneamente, fuentes de radio a diferentes declinaciones sobre el meridiano local. El tiempo de observación promedio de cada fuente al pasar por el lóbulo de detección fue de aproximadamente 2 minutos. Los 16 lóbulos detectores se desplegaron sobre un rango en declinación entre -10° y 70° . Un diagrama del arreglo de la antena y la configuración a bloques de la electrónica en el radiotelescopio de Cambridge se muestra en la figura 3.1.

Un arreglo de antenas dipolares de gran área diseñado para detectar CIP presenta diferentes opciones de operación. Para la operación del radiotelescopio de Cambridge se seleccionó la opción interferométrica, por lo cual el arreglo se dividió eléctricamente en dos partes iguales sobre un eje E-O. Cada sección se manejó en la modalidad de interferómetro de fase N-S produciendo simultáneamente una salida en seno y coseno para cada lóbulo detector. La señal en cada receptor se procesó por medio de un centelleador de potencia total, el cual, primero filtra la señal para eliminar las componentes de baja frecuencia 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 pasa-bajas. El centelleo registrado en cada fuente se promedia cada 10 segundos y se editaron los datos para remover los datos contaminados por interferencia, ruidos de origen solar o centelleo ionosférico. Los datos ya editados se procesaron para obtener el valor "rms" del flujo de centelleo para cada fuente durante el día. Para 1980 los estudios del viento solar aplicando la técnica de CIP realizados en la Universidad de Cambridge utilizaron el índice de centelleo de una red de más de 2500 fuentes de radio generando mapas de centelleo del cielo para cada día, mostrando la existencia de perturbaciones recurrentes y transitorias de gran escala en el medio interplanetario. Cabe mencionar que del estudio original de 2500 fuentes de radio únicamente 900 presentaron un centelleo intenso por lo que fueron posteriormente más útiles en la generación de los mapas de centelleo y en el cálculo de la velocidad del viento solar.

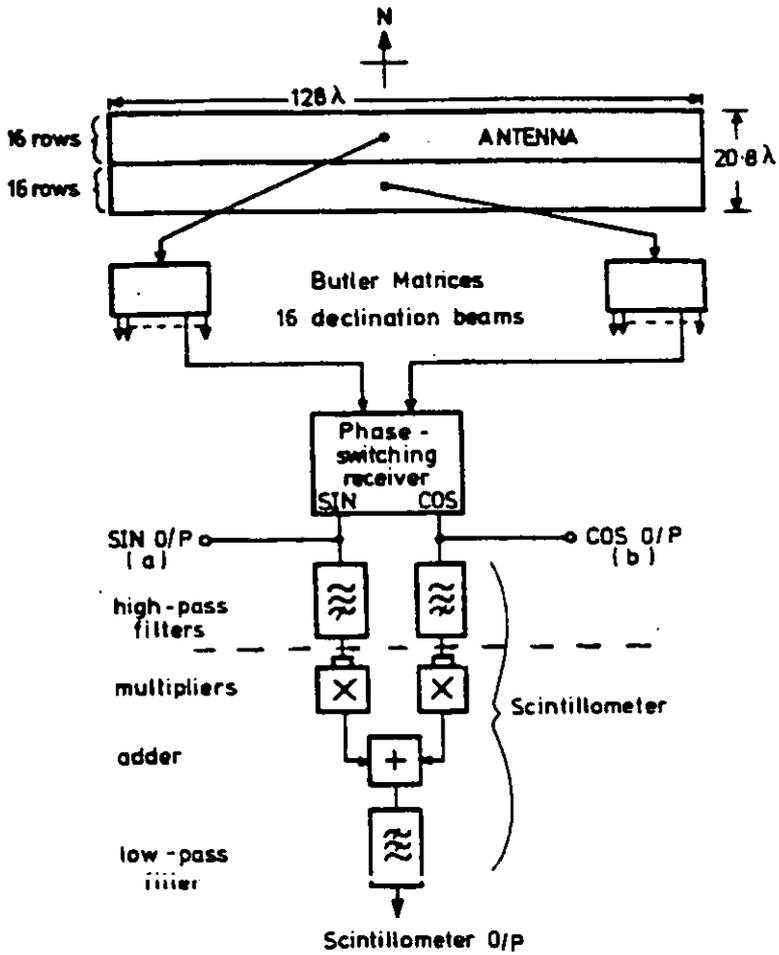


Fig. 3.1 Un diagrama esquemático de la configuración de la antena dipolar de gran superficie y la configuración electrónica a bloques del receptor empleado en Cambridge. Tomada de Purvis et al., 1987.

3.2 El Arreglo de Antenas Dipolares de Thaltej, India.

El primer intento por desarrollar una red de arreglos de gran área en la India se inició a mediados de 1984 y estuvo a cargo de S.K. Alukar del Physical Research Laboratory (PRL) en Ahmedabad. Los objetivos principales por los cuales el PRL planeó la construcción de una red de tres radiotelescopios fueron los siguientes:

- 1) Estudiar las estructuras y la distribución de las inhomogeneidades de la densidad del plasma en el medio interplanetario a distancias comprendidas entre 0.3 y 1 UA.
- 2) Realizar observaciones para catalogar las fuentes de radio estelares que presentasen centelleo interplanetario en la frecuencia de 103 MHz con el fin de derivar la velocidad del viento solar a diferentes distancias radiales y a diferentes latitud y longitud solar.

El proyecto original consistió de tres arreglos de antenas dipolares en una configuración triangular. Uno de los arreglos se construyó en el poblado de Thaltej, Ahmedabad (23°N; 72°E); el segundo arreglo se desarrolló en Rajkot (22°N; 70°E) y el último de los arreglos se ubicó en Surat (21°N; 72°E). El arreglo de Thaltej tuvo inicialmente un área física de $\approx 10,000 \text{ m}^2$; los arreglos de Rajkot y Surat contaron con una área físicas de $\approx 5000 \text{ m}^2$. La separación entre cada par de arreglos fue de aproximadamente 200 Km. En la figura 3.2a se aprecia la configuración del arreglo de los tres radiotelescopios ubicados en el Estado de Gujarat, India

El radiotelescopio de Thaltej es un arreglo de antenas dipolares de gran área, el cual consiste de 2048 dipolos de onda completa y la frecuencia central de operaciones es de 103 MHz con un ancho de banda de 1 MHz. El arreglo está dividido eléctricamente en dos partes iguales, la mitad norte y la mitad sur. El arreglo total se configura por 64 líneas de transmisión en la dirección E-O. Cada mitad está conformada por 32 líneas de transmisión, cada una de ellas con 32 dipolos de onda completa polarizados horizontalmente en la dirección N-S. El arreglo así constituido genera 64 lóbulos detectores por medio de 2 matrices de Butler independientes. Cada una de las dos mitades del arreglo tiene asociada una matriz de Butler la cual genera 32 haces desplegados en diferentes

declinaciones sobre el meridiano local. Cada uno de los lóbulos detectores presentaba una área de detección de 1.8° N-S por 3.6° E-O cubriendo un ángulo en declinación de $\pm 30^{\circ}$ centrado en el zenit. En la figura 3.2 (b) se presenta un diagrama a bloques de la electrónica empleada en el receptor del arreglo de Thaltej. La señal obtenida del arreglo de Thaltej fue muestreada a 20 Hz y digitalizada usando un convertidor A/D de 12 bits para ± 5 volts, (Alukar et al, 1989) y los datos fueron almacenados en una cinta magnética para su análisis posterior.

Durante los años de operación del arreglo de Thaltej el número máximo de fuentes de radio estelares detectadas fue de ≈ 500 , con lo cual se tuvo una cobertura limitada del cielo como para generar buenos mapas de centelleo. Actualmente los trabajos con la red de los tres radiotelescopios en Gujarat no han proseguido y el arreglo de Thaltej es el único con posibilidades técnicas de seguir operando, aunque actualmente sus observaciones se encuentran detenidas.

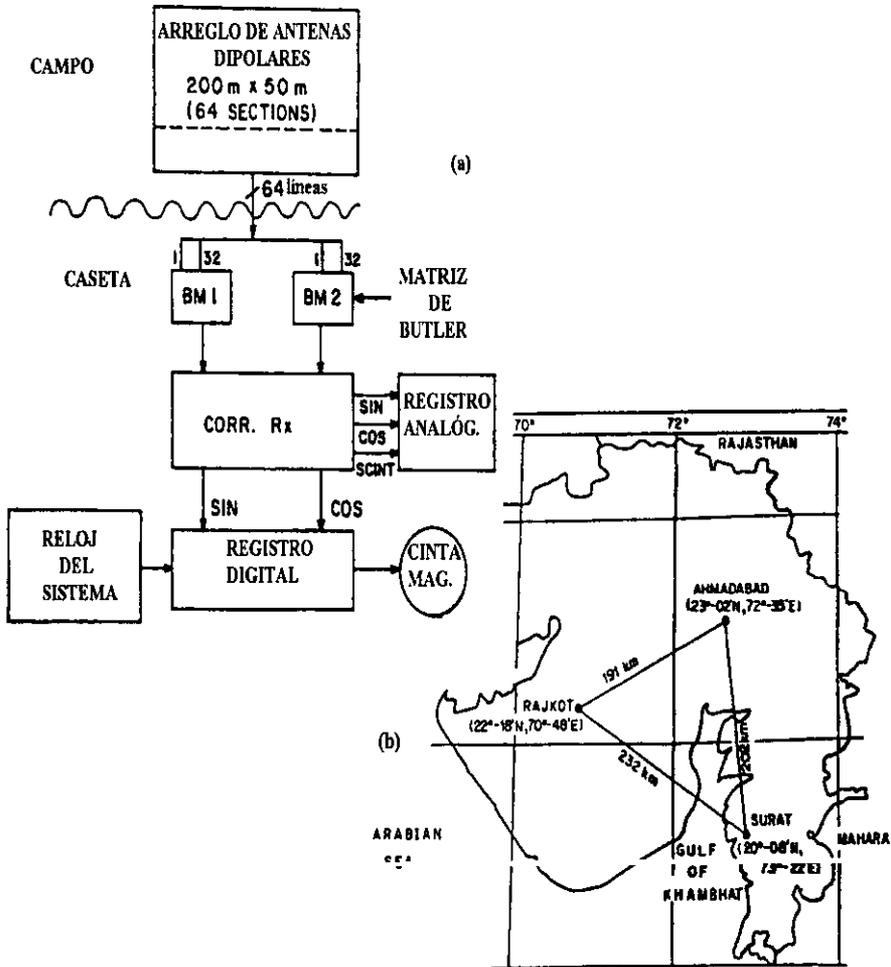


Fig. 3.2 a) Geometría del arreglo de los tres radiotelescopios en Gujarat, India. b) Esquema a bloques de la configuración electrónica del receptor y el arreglo dipolar de cada radiotelescopio.

3.3 El Radiotelescopio de Ootacamund (Ooty), India.

El radiotelescopio de Ooty que pertenece al National Centre for Radio Astrophysics del Tata Institute of Fundamental Research, el cual inició sus observaciones a partir de 1970, fue el primer gran radiotelescopio en la India con la capacidad de poder hacer observaciones continuas del cielo encaminadas a realizar estudios de pulsares, cuasares, galaxias y estudios del viento solar. La frecuencia central de operación del radiotelescopio en Ooty es de 327 MHz con un ancho de banda de 4 MHz. El radiotelescopio esta constituido por un arreglo de 1056 dipolos polarizados en la dirección N-S, instalados a todo lo largo de la línea focal de una estructura cilíndrico parabólica asimétrica. Cada dipolo es seguido de un amplificador de bajo ruido y de un controlador electrónico de fase. Para lograr un manejo adecuado de la señal recibida por los dipolos, la señal en el arreglo lineal es combinada en 22 módulos, cada módulo constituido por 48 dipolos. La señal de los módulos es sumada y llevada hasta el laboratorio donde es captada por el receptor superheterodino en una configuración de potencia total. La ganancia del radiotelescopio en una configuración de potencia total presenta una razón de señal a ruido de 25.5 para un ancho de banda de 4 MHz y un tiempo de integración de 1 segundo. Las dimensiones físicas de la estructura cilíndrico parabólica asimétrica son 530 metros de largo por 30 metros de ancho. La superficie reflectora esta hecha de 11000 cables de acero alineados paralelamente a todo lo largo del eje N-S y está soportada por 24 marcos parabólicos. Los marcos están separados cada 23 metros. Una de las características básicas del radiotelescopio es que su eje se encuentra alineado en la dirección N-S con una inclinación de 11° , para ajustarse a la latitud geográfica de Ootacamund. Esto hace posible que el eje de rotación del radiotelescopio sea paralelo al eje de rotación de la Tierra, permitiendo que el radiotelescopio observe continuamente a las fuentes de radio estelares con una simple rotación mecánica de su eje longitudinal en la dirección E-O por un periodo de ~9.5 horas. Además, el lóbulo detector del radiotelescopio también puede ser direccionado en declinación, introduciendo cambios de fase apropiados entre los 1056 dipolos montados a lo largo de su línea focal. El diseño de este radiotelescopio presenta grandes ventajas para realizar observaciones de fuentes de radio en una amplia área del cielo, permitiendo hacer observaciones del viento solar mediante la técnica del CIP

casi óptima, ya que permite rastrear continuamente una sola fuente o rastrear discretamente varias que presenten una ascensión recta diferente. Diseñado y construido completamente por hindúes, el radiotelescopio de Ooty inició sus operaciones en 1970 y desde entonces no a dejado de operar. En 1992 toda la electrónica de amplificación de la señal fue cambiada, permitiéndole incrementar su sensibilidad y aumentando su tiempo de vida útil hasta por más de 10 años. El grupo del National Centre for Radio Astrophysics encabezado por el Dr. S. Ananthakrishnan, usando los datos obtenidos con el radiotelescopio de Ooty realizó uno de los primeros estudios del viento solar empleando observaciones de una sola estación, logrando catalogar más de 500 fuentes de radio estelares que presentaron un centelleo interplanetario bien definido. Un bosquejo de la antena y la configuración a bloques del arreglo electrónico se muestra en la figura 3.3.

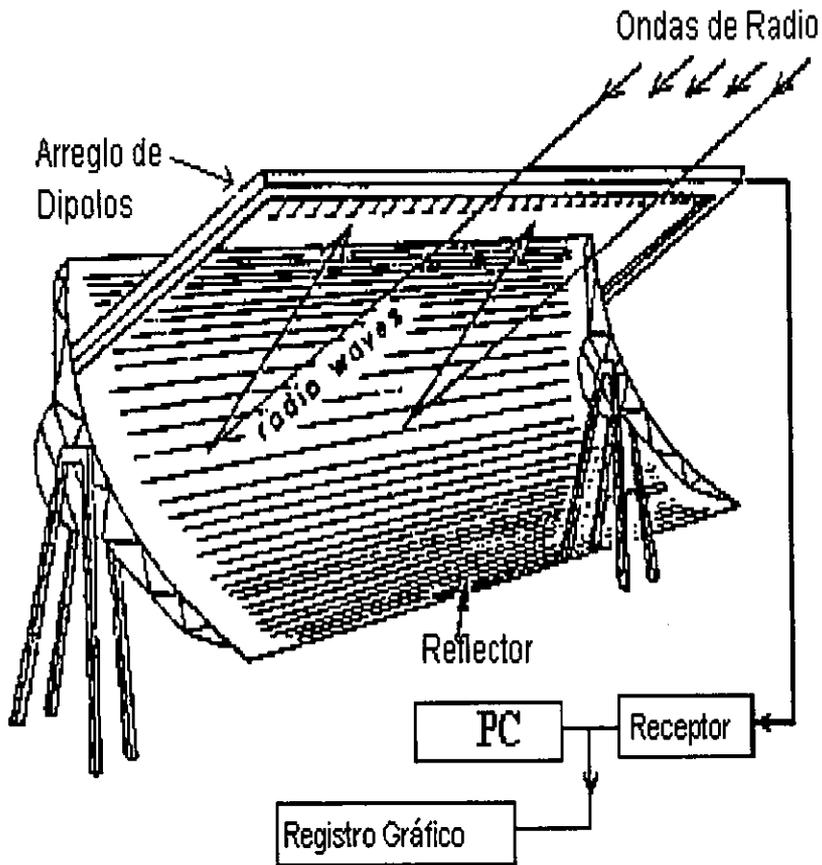


Fig. 3.3 Bosquejo de la antena cilíndrico parabólica con montura ecuatorial. En la línea focal de la antena se encuentra montado el arreglo de 1056 dipolos. La configuración de la electrónica es la empleada en los radiotelescopios para centelleo.

3.4 El Arreglo de Gran Área en San Diego, California.

El radiotelescopio empleado para estudiar el viento solar, ubicado en la Jolla, California pertenece a la University of California, San Diego (UCSD). El radiotelescopio inició su operación en 1972 y está constituido por tres arreglos de antenas periódicas operando en una frecuencia central de 73.8 MHz con un ancho de banda de 2 MHz, el radiotelescopio presenta una configuración triangular, los arreglos de antenas que lo constituyen están situados en cada uno de los vértices de un triángulo casi equilátero cuyos lados miden aproximadamente 94, 94 y 74 km. El radiotelescopio consiste de arreglos cuadrados de antenas periódicas. Cada arreglo de antenas está formado por 256 antenas periódicas con un área física de $\sim 4900\text{m}^2$. Cada arreglo genera una serie de lóbulos detectores con un diámetro de 3.5° , los cuales se desplegaron discretamente en 512 direcciones diferentes usando varias matrices de Butler de 16 puertos. La señal de cada una de las estaciones se transmite al laboratorio para su análisis. En el laboratorio, la señal es recuperada y alimentada a un receptor de potencia total a través de un filtro pasa-bajas, un filtro anti-aliasing (frecuencia de corte de 5 Hz). La señal de salida del receptor es captada por un convertidor analógico/digital con un muestreo de 64 milisegundos. Después, la señal pasa a una graficadora y en paralelo se graba el registro en cinta magnética digital (Armstrong y Coles, 1972). Las primeras fuentes de radio estelares con las que el equipo de la UCSD trabajó fueron: 3C48, 3C144, 3C147, 3C161, 3C237, 3C273, 3C298, 3C459, cada una de las cuales se observó diariamente entre 1 y 3 horas, proporcionando aproximadamente 10 horas de datos. Las observaciones desarrolladas diariamente en la UCSD desde el año de 1972 han cubierto latitudes heliográficas en un rango de -60° a $+80^\circ$ y un rango de distancia radial al Sol de 0.3 a 1.1 UA, permitiendo catalogar más de 500 fuentes de radio estelares para ser usadas en los mapas de centelleo.

3.5 El Radiotelescopio de Toyokawa, Japón.

En 1970, el observatorio solar de Toyokawa, Japón inició sus estudios en una frecuencia central de 70 MHz con el objetivo principal de detectar perturbaciones de gran escala en el viento solar en una región tan cercana al Sol como 0.5 UA. Para la década de los 80's, con el objetivo de mejorar las observaciones, el RT recibió una modificación en la electrónica, la cual fue diseñada para detectar en una frecuencia central de 327 MHz. Logrando ampliar las observaciones a una región más cercana al Sol dentro de un rango mínimo de 0.2 UA . El RT empleado por el grupo japonés en Toyokawa para estudios del viento solar tiene una estructura cilíndrico parabólica asimétrica. El diseño estructural es muy similar al diseño del radiotelescopio de Ooty. El eje principal de la antena tiene una longitud de 100 m en la dirección E-O. El seguimiento de las fuentes de radio se hace por rotación mecánica en la dirección N-S, además de un movimiento del lóbulo detector en la dirección E-O por medio de un control electrónico en la fase de la señal recibida de los dipolos detectores. Dos de las estaciones remotas ubicadas en Fuji y en Sugadaira son conectadas a la estación base en Toyokawa por medio de líneas telefónicas comerciales para la adquisición de datos y para el control automático de las estaciones remotas. El radiotelescopio tiene la capacidad de observar más de 100 fuentes de radio durante un año. Con el objetivo de lograr observaciones óptimas de cada fuente, los japoneses realizaron un programa de rastreo en el cual las fuentes de radio catalogadas representaban un conjunto que presentan un buen centelleo.

3.6 El European Incoherent Scatter Radar (EISCAT).

El EISCAT es un sistema de radar con tres antenas que ha estado trabajando desde 1981. Los objetivos originales del sistema estaban relacionados con estudios ionosféricos, pero debido a su limitado tiempo de trabajo en este campo se decidió abrir su tiempo de observación para otros trabajos de investigación. Uno de los campos de estudio para los que es empleado desde 1985 es el estudio del viento solar en regiones polares. El EISCAT esta conformado por un sistema de

frecuencia ultra alta (UHF) y un sistema de frecuencia muy alta (VHF). El sistema de UHF trabaja en una frecuencia central de 931.5 MHz con un ancho de banda de 8 MHz, el pulso de transmisión puede asignarse en un rango de 1 microsegundo a 10 milisegundos. El sistema de UHF se configura con antenas parabólicas de 32 metros de diámetro ubicadas en Tromsø, Noruega; Sondakylä, Finlandia; y Kiruna, Suecia. El sistema de VHF trabaja en una frecuencia central de 224 MHz y un ancho de banda de 3 MHz. La antena del sistema de VHF está configurado por antenas cilíndricas parabólicas de 40 por 120 metros. La distancia entre las antenas de Tromsø-Kiruna y Kiruna-Sondakylä es de aproximadamente 250 km, mientras que la distancia entre Tromsø-Sondakylä es de aproximadamente 400 km. Los receptores de Kiruna y Sondakylä son enfriados con Helio líquido logrando que el sistema tenga una temperatura de ~30 K. El sistema de Tromsø tiene la capacidad de funcionar como un sistema receptor y transmisor, con la desventaja de que la temperatura del sistema se incrementa hasta ~100 K.

El sistema de radar EISCAT inició las observaciones de fuentes de radio estelares empleando la técnica del centelleo interplanetario desde 1985 (Burgois G., Coles W. A., 1985) y desde de 1990 se han realizado una serie de observaciones, incrementado notablemente su operación para estudiar el viento solar. El sistema de radar EISCAT en UHF emplea un receptor especial para centelleo que muestrea la señal a intervalos de 0.01 segundos. Las observaciones de las fuentes de radio hechas con el sistema EISCAT-UHF se pueden dividir en dos categorías (Breen, et al., 1996):

a) Las fuentes de radio estelares de diámetro pequeño cercanas al Sol se rastrean con una sola antena y las fluctuaciones de la señal en el receptor de potencia total se emplean para determinar el índice de centelleo de las fuentes observadas.

b) Las fuentes se puede observar simultáneamente con dos pares de antenas cuando la línea de visión de las antenas a la fuente intersectan la atmósfera solar en un plano radial (esto es, un plano pasando por el centro del Sol). Bajo estas circunstancias frecuentemente se da un alto grado de correlación entre las fluctuaciones observadas por las dos antenas y la función de correlación

cruzada se emplea para inferir la velocidad del viento solar. Indicando al mismo tiempo cuando uno o más haces de plasma están controlando la correlación.

Con el EISCAT se ha logrado estudiar el viento solar en una región entre 10-120 Rs empleando por lo general un grupo de 20 fuentes de radio estelares (dependiendo de la época del año), teniendo como rango de saturación en la distancia de observación de las fuentes de radio un intervalo entre 18-30 Rs, dependiendo de la latitud solar y de la fase del ciclo de actividad solar. Lo más cerca que se han realizado observaciones es 11 Rs, y el rango típico de observación es de 20-100 Rs. Debido a la gran distancia entre las tres antenas del sistema EISCAT-UHF, éste es muy recomendable para medir la velocidad del viento solar (Bourgois et al., 1985; Coles et al., 1991b). Las mediciones se basan en el hecho de que el centelleo observado en las diferentes estaciones está frecuentemente muy correlacionado cuando la línea de visión de las dos antenas pasa por la atmósfera solar sobre un plano que cruza por el centro del Sol, de tal manera que las dos antenas observan un volumen de la corona a la misma distancia radial.

3.7 El Arreglo Dipolar de Gran Área en México.

A principios de la década de los 90's la comunidad científica que estudia el viento solar mediante la técnica del CIP, mostró gran interés por desarrollar una red mundial de observatorios solares que permitiera estudiar de manera continua la evolución de las perturbaciones de gran escala en el medio interplanetario con el fin de establecer un sistema de alerta o pronóstico de tormentas geomagnéticas intensas. Apoyando este objetivo a mediados de 1992 se inició el proyecto de construcción de un arreglo dipolar de gran área en México con el objetivo principal de estudiar el viento solar, El proyecto se ha desarrollado en el Instituto de Geofísica de la Universidad Nacional Autónoma de México, siendo la responsable científico del proyecto la Dra. Silvia Bravo.

La selección de las características básicas del RT a diseñar se hizo con base en las experiencias y resultados obtenidos con el RT de Cambridge. El equipo de México decidió construir un arreglo de antenas dipolares de gran área con características similares al arreglo de Cambridge, pero aprovechando las ventajas de emplear tecnología moderna y una frecuencia de operación más alta, además de presentar una latitud geográfica más baja que en Cambridge. El diseño prototipo de la antena, sistema de receptores y la matriz de Butler de cuatro puertos estuvo a cargo del Dr. Michael Thursby del Instituto Tecnológico de Florida, la implementación y correcciones hechas por el Dr. M. Thursby al diseño prototipo estuvieron a cargo del equipo de técnicos comisionado a este proyecto, pertenecientes al Departamento de Física Espacial, Instituto de Geofísica del cual el autor de esta tesis es el responsable. El proyecto también ha recibido un apoyo continuo y muy relevante por parte del Programa Universitario de Investigación y Desarrollo Espacial (PUIDE-UNAM).

Debido al ruido electromagnético generado por la creciente actividad de los medios de comunicación, lo cual perjudica peligrosamente los estudios que se realizan en la ventana de radio, y considerando que en México no existe oficialmente una banda dentro del espectro de radio asignada exclusivamente para fines científicos, lo primero que se acordó, antes de iniciar el diseño del arreglo prototipo, fue el obtener oficialmente una frecuencia de operación que estuviera libre de interferencia electromagnética con la garantía oficial de la Secretaría de Comunicaciones y

Transportes (SCT), comprometiéndose oficialmente a mantener libre de interferencia la banda de frecuencia asignada. La banda de frecuencia protegida asignada por la SCT para la operación del arreglo es de 138.9 MHz a 140.4 MHz, esta banda de frecuencia se garantiza que estará libre de cualquier interferencia tanto nacional como extranjera y se reserva exclusivamente para estudios científicos.

El proyecto del arreglo dipolar de gran área se configuró en dos etapas:

- 1) La construcción de un arreglo dipolar prototipo que presentará todas las características de operación del arreglo dipolar final, aunque constituido con un número mucho menor de dipolos, lo cual implica que el área de colección del arreglo prototipo será una fracción de área del arreglo final. Las características y la construcción del arreglo prototipo se describirá en detalle en una sección independiente.
- 2) La construcción del arreglo final se iniciará una vez que el arreglo prototipo muestre su buena operación y el lugar de construcción será en un sitio cercano a la Ciudad de Morelia en Michoacán que presenta un mínimo ruido electromagnético de fondo.

3.7.1 Características del arreglo dipolar de gran área en México.

Las características principales de operación y configuración del arreglo dipolar de gran área que se construirá en México son las siguientes:

- 1) Frecuencia central de operación: 139.65 MHz.
- 2) Ancho de banda: 1.5 MHz.
- 3) Elemento básico: dipolo de onda completa.
- 4) Número de elementos: 4096.
- 5) Número de líneas E-O: 64, cada línea con 64 dipolos de onda completa.
- 6) Número de receptores: 64
- 7) Número de matrices de Butler: 2, de 32 puertos cada una.
- 8) Configuración de la antena: interferométrica de fase N-S.

El elemento básico de detección en arreglo es un dipolo de onda completa ($\lambda = 2.13 \text{ m}$) que está hecho con alambre de cobre desnudo (#14/AGW) conectado a una línea de transmisión paralela, construida del mismo tipo de material que el dipolo detector. La separación entre la base de cada dipolo sobre la línea de transmisión es de 2.13 metros y cada línea de transmisión está constituida por 16 dipolos. Para mantener paralelos los conductores de cobre a una distancia de 2.5 cm. sobre toda la longitud de la línea de transmisión es necesario usar aisladores de plástico distribuidos cada 30 cm., lo cual permite mantener la impedancia de la línea de transmisión constante a un valor de $\approx 800 \Omega$, en la figura 3.4 se muestran las dimensiones y detalles del ensamble de un dipolo a la línea de transmisión. Las líneas de transmisión E-O se dividen en 4 unidades básicas de 16 dipolos cada una, los dipolos en la línea de transmisión se encuentran polarizados horizontalmente en la dirección E-O, la unidad básica tiene una longitud de 34.8 m. El arreglo total se constituye de 256 unidades con un total de 4096 dipolos. Cada unidad se acopla a la línea de transmisión por medio de un *balun*. La función del balun es acoplar la impedancia de la línea de transmisión de 800Ω a la impedancia de la línea de transmisión coaxial con valor de 50Ω . Para compensar las pérdidas de la señal de RF debido a la atenuación en el cable coaxial, impedancia de acoplamiento imperfectas, etc., se determinó establecer dos etapas de amplificación con ganancias típicas de 20 dB. La primer etapa amplificará la señal que sale del balun hacia el primer nivel de los combinadores de potencia 2:1 entre cada dos unidades básicas. El segundo nivel de amplificación se establece en la salida del segundo nivel de combinadores de potencia 2:1 en la línea de transmisión antes de enviar la señal hacia los receptores en el laboratorio vía un cable coaxial (RG/58, 50Ω), (ver diagrama a bloques de la configuración general en la figura 3.5). Con el fin de obtener 64 lóbulos detectores se emplearan dos matrices de Butler de 32 puertos cada una. La matriz de Butler es un dispositivo formado por acopladores híbridos de 3 dB los cuales funcionan como dispositivos combinadores de la fase de la señal recibida, (J. P. Shelton y Hsiao J.K., 1979). El tipo de receptor que se empleará es un receptor superheterodino. Este tipo de receptores trabaja con una frecuencia central y un ancho de banda específico. Para nuestro receptor la frecuencia central es de 139.65 MHz y tiene un ancho de banda de 1.5 MHz. La potencia de la señal en esta banda se acopla al receptor por medio de la antena, la cual ha sido sintonizada previamente. La señal de la

antena al entrar al receptor es amplificada por un amplificador de radiofrecuencia comercial de bajo ruido con una ganancia típica de 20 dB. En la etapa siguiente la señal de radiofrecuencia se mezcla con la señal del oscilador local cuya frecuencia es de 139.65 MHz, obteniendo a la salida del mezclador una señal de frecuencia intermedia de 10.7 MHz. La señal de frecuencia intermedia es pasada por un filtro pasa-banda con frecuencias de trabajo de 8.9 a 12.7 MHz. En la siguiente etapa la señal es amplificada a través de tres amplificadores de frecuencia intermedia con una ganancia característica de 60 dB. Dicha configuración de amplificación incluye un control automático de ganancia para mantener el nivel de salida de la señal estable ante cambios en la temperatura de ruido del sistema. La mayor ganancia recibida por la señal durante su procesamiento en el receptor se obtiene en el amplificador de frecuencia intermedia que comúnmente determina el ancho de banda del predetector. A la etapa de frecuencia intermedia le sigue la sección de detección, en la cual la señal pasa a través de un circuito detector conformado por un diodo para radiofrecuencia (1N4150). Las etapas siguientes de amplificación y filtrado se realizan con un arreglo de amplificadores operacionales 741. La última etapa consiste de un circuito integrador cuya constante de tiempo es de 0.1 segundos, la señal obtenida del circuito integrador es pasada a través de un circuito buffer el cual permite acoplar la impedancia del receptor a un sistema de registro analógico/digital.

ESTE TIPO NO DEBE
SALIR DE LA BIBLIOTECA

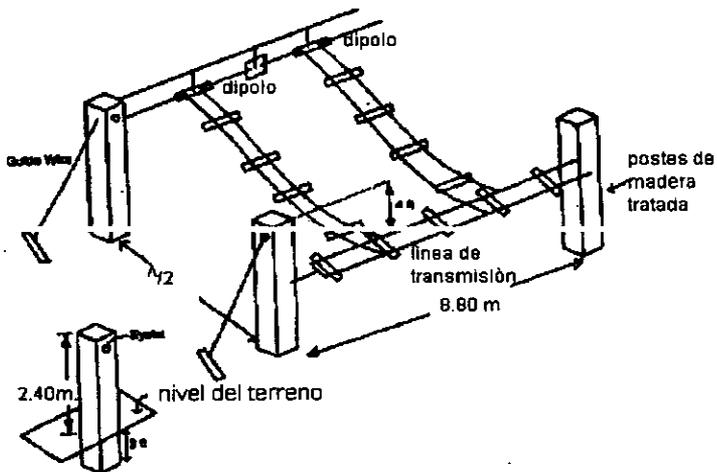
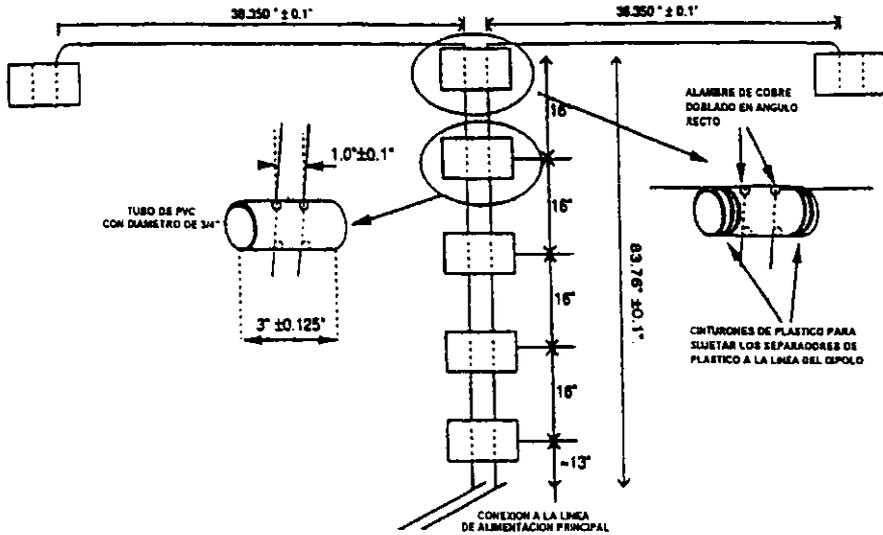


Fig. 3.4 Detalle de la configuración y dimensiones básicas de un dipolo y su acoplamiento a la línea de transmisión paralela.

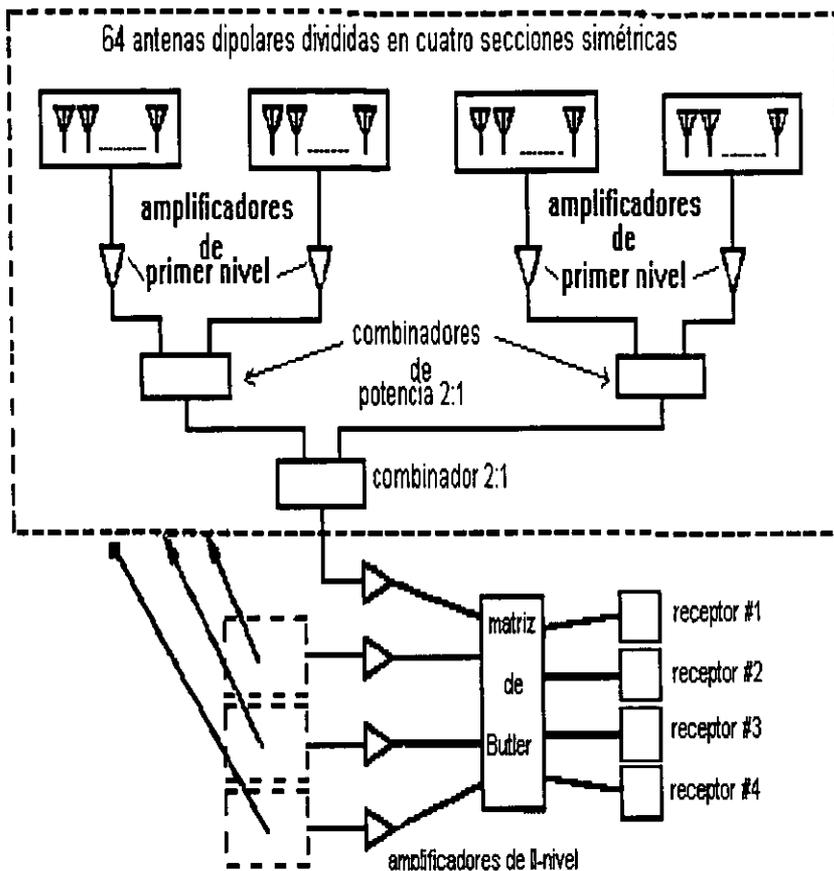


Fig. 3.5 Esquema de la configuración tipo árbol del arreglo dipolar, las etapas de combinación, preamplificación de la señal de RF y la configuración de los cuatro receptores y la matriz de Butler.

3.7.2 El arreglo dipolar prototipo en Teoloyucán, México.

Considerando que el radiotelescopio está diseñado como un instrumento para observar únicamente fuentes de radio en tránsito sobre el meridiano local, con una polarización de las unidades detectoras en la dirección E-O, se requiere que la orientación geográfica del arreglo esté en un rango de precisión del orden de segundos de grado. Una vez orientado el norte geográfico se procedió a limpiar, nivelar horizontalmente y orientar un área de ~1400 m² para iniciar la construcción del sistema de soporte del arreglo de antenas. En el caso de obtener una orientación incorrecta del norte geográfico e instalar la antena con ésta orientación, los haces detectores del arreglo no se desplegarán sobre el meridiano local y algunas fuentes se observarán antes o después de su tránsito sobre el meridiano y se genera un problema de seguimiento e identificación de las fuentes de radio detectadas.

El elemento básico de detección del arreglo es un dipolo de onda completa ($\lambda=2.13$ m), que está hecho de alambre de cobre desnudo del #14/AGW, el cual se conecta a una línea de transmisión formada por alambres paralelos de cobre desnudo del mismo calibre que el dipolo. Para mantener constante la distancia entre los conductores paralelos de cobre de la línea de transmisión es necesario usar aisladores de plástico, lo cual permite también, mantener constante la impedancia y la capacitancia de la línea de transmisión. En la figura 3.4 se muestran las dimensiones y detalles del ensamble de un dipolo. La separación entre los puntos de ensamble entre los dipolos es de una longitud de onda. Cada unidad básica del arreglo prototipo se compone de 16 dipolos ensamblados a la línea de transmisión paralela, los dipolos se encuentran polarizados en la dirección E-O al igual que la línea de transmisión (ver figura 3.4). La longitud de la unidad básica es de 34.8 metros de largo, para mantener su estructura es necesario distribuir aisladores de plástico sobre toda su longitud. El arreglo de cada línea E-O consta de cuatro unidades básicas, esto es, 64 dipolos de onda completa constituyen una línea E-O. El arreglo prototipo se constituye de 16 unidades básicas, formando cuatro líneas E-O. Cada una de estas unidades se acopla vía un balun toroidal a la línea de transmisión principal (C. L. Ruthroff, 1959; C. Balanis, 1982), la función del balun es acoplar la impedancia de la unidad con la impedancia del cable coaxial (RG/58). La señal obtenida

después del balun es alimentada a un amplificador de bajo ruido con ganancia típica de 20 dB (primer etapa de amplificación). Las señales amplificadas de cada unidad son sumadas vectorialmente por medio de combinadores de potencia 2:1. Las señales son sumadas en pares, esto es, se suman las señales de las unidades 1 y 2 (sección 5), las señales de las unidades 3 y 4 (sección 6). Y en la etapa siguiente se suman las señales de las secciones 5 y 6. Lo cual permite combinar adecuadamente las señales recibidas en las cuatro unidades de cada línea E-O en un esquema electrónico tipo árbol. La señal obtenida de sumar las cuatro unidades se amplifica por medio de un amplificador de bajo ruido con ganancia típica de 20 dB para corregir las atenuaciones de la señal durante su transmisión. La señal de cada línea E-O es transmitida vía un cable coaxial hasta la caseta de registro donde es alimentada a su receptor respectivo.

Con la antena descrita anteriormente se puede trabajar en una configuración de potencia total, esto es, sumando las señales de todas las unidades para alimentar un solo receptor, con lo cual se tiene un solo haz detector mirando hacia el zenit o una configuración para 4 haces, la cual se obtiene al emplear una matriz de Butler de 4 puertos antes de alimentar los 4 receptores. Durante las primeras pruebas hemos estado trabajando en la configuración de potencia total, pero nuestro objetivo es usar la configuración con 4 haces, para lo cual es necesario emplear un dispositivo electrónico especial. La matriz de Butler es un dispositivo formado por acopladores híbridos de 3 dB, los cuales funcionan como dispositivos combinadores de fase. La matriz se caracteriza por estar constituida de 2^N puertos de entrada (N es par) e igual número de puertos de salida. La matriz de Butler diseñada para el arreglo prototipo tiene 4 puertos de entrada. La función de esta matriz es generar mediante combinaciones de las cuatro fase de entrada cuatro lóbulos detectores, desplegados sobre el meridiano local en cuatro direcciones diferentes y fijas (J.P. Shelton y Hsiao J.K., 1979). Estos lóbulos detectores presentan un ancho del haz de $\sim 8^\circ$ permitiendo hacer observaciones del cielo en las declinaciones siguientes: $\pm 90^\circ$ y $\pm 135^\circ$. Es importante mencionar que la matriz de Butler asigna correctamente las señales en sus puertos de salida, sí, las señales en los puertos de entrada son iguales en amplitud y tienen la fase correcta, según se requiera para

direccionar los lóbulos. las pruebas de calibración en esta etapa son de vital importancia para obtener lóbulos correctamente direccionados y con las mismas características de detección.

El receptor diseñado para el arreglo prototipo es el conocido como receptor superheterodino. Este tipo de receptor trabaja con una frecuencia central y un ancho de banda específico, para nuestro receptor la frecuencia central es de 139.65 MHz y un ancho de banda de 1.5 MHz. La potencia de la señal en esta banda se acopla al receptor por medio del arreglo de antenas dipolares, las cuales han sido sintonizadas en el ancho de banda requerido. La señal de radiofrecuencia de la antenas, previamente amplificada, se alimenta a la primer sección del receptor constituida por un mezclador de radiofrecuencia en el cual se mezcla la señal de la antena con una señal calibrada generada en un oscilador local (139.65 MHz), obteniendo a la salida del oscilador local una señal de frecuencia intermedia de 10.7 MHz. La señal de frecuencia intermedia es pasada por un filtro pasa-banda cuyo ancho de banda es de 8.9-12.7 MHz. La señal filtrada es luego alimentada a un amplificador de frecuencia intermedia, con ganancia típica de 90 dB, el amplificador de frecuencia intermedia cuenta con un control automático de ganancia, necesario para mantener estable el nivel de salida del receptor. La parte más grande de la ganancia en un receptor superheterodino se obtiene en el amplificador de frecuencia intermedia que comúnmente determina el ancho de banda del predetector. La etapa siguiente es la de detección, en esta etapa la señal de frecuencia intermedia se pasa a través de un diodo detector (1N4150) para demodular la señal de frecuencia intermedia. Posteriormente la señal es amplificada y filtrada en una serie de amplificadores operacionales 741. En la última etapa se integra la señal y se acopla a un registro analógico/digital por medio de un buffer, ver figura 3.5.

3.8 Observaciones Preliminares con el Arreglo Prototipo.

Una vez terminada la construcción del arreglo dipolar y la electrónica de los receptores (4) se presentó la necesidad de calibrar y ajustar a las mismas condiciones de operación los receptores superheterodinos, por lo que se decidió iniciar las pruebas de calibración bajo las condiciones básicas de operación siguientes:

1) La configuración del arreglo en potencia total. Esto es, emplear un solo haz detector generado por la suma de la señal colectada en cada uno de los 256 dipolos, la cual se envió a un solo receptor y no se empleó la matriz de Butler. El haz detector está direccionado a 20° latitud norte y presenta una sección de detección a potencia media de $\sim 4^\circ$ en la dirección E-O por $\sim 10^\circ$ en la dirección N-S. Lo cual nos permitiría (en potencia) observar todas las fuentes de radio en el rango de declinación $15^\circ \leq \delta \leq 25^\circ$.

2) El tiempo de integración de posdetección es de 0.1 segundo y el tiempo de integración a la salida del receptor es de 1 segundo. Estas especificaciones en los receptores permitieron detectar el flujo total de las fuentes de radio, pero no, resolver el centelleo interplanetario que pudiera estar presente en las observaciones.

Después de varios días de observaciones y de múltiples ajustes en la electrónica se logró realizar la calibración de los receptores hasta dejarlos en iguales condiciones de operación. Lo que permitió que se detectaran con toda certeza varias fuentes de radio. Una lista de las fuentes detectadas y su posición en el cielo se muestra en la Tabla 3.1.

La razón señal a ruido promedio obtenida durante las observaciones preliminares es de ~ 15 . El factor de la razón señal a ruido asociado a las observaciones preliminares ha sido fuertemente afectado por el ruido electromagnético intenso que se presenta durante las horas de actividad cotidiana (06-21 hrs.), y como consecuencia de la ubicación del arreglo dipolar prototipo dentro de una zona muy cerca de la ciudad de México. Esto hace muy difícil el detectar fuentes de radio que emiten débilmente (flujo ≤ 10 Jy). En las observaciones preliminares solo es posible detectar las

fuentes de radio más intensas y en ciertas ocasiones hasta éstas son borradas por el ruido intenso. Un registro típico de las fuentes registradas durante nuestras observaciones se da en la figura 3.7.

Tabla 3.1. Lista de fuentes observadas con el arreglo prototipo

fuelle	posición (AR, DEC)
3C 318 ^a	(15 ^h 21 ^m , 20 ^o 26')
3C 152	(5 ^h 55 ^m , 20 ^o 21')
3C334	(16 ^h 47 ^m , 17 ^o 32')
PSR1937-21	(19 ^h 49 ^m , 22 ^o 00')
3C326	(15 ^h 49 ^m , 20 ^o 16')
3C 465 ^b	(23 ^h 36 ^m , 26 ^o 0')
3C 409 ^a	(20 ^h 06 ^m , 23 ^o 25')
IC 443SNR	(23 ^h 16 ^m , 22 ^o 51')
3C 460	(23 ^h 16 ^m , 23 ^o 32')

En una variante de las observaciones se modificó el tiempo de integración y se logró observar un centelleo en el registro del flujo detectado. La figura 3.6 muestra un registro típico del centelleo detectado. Como se puede observar el centelleo no está bien definido debido a que el tiempo de integración aún no es el correcto.

Actualmente se está trabajando para poder alcanzar los siguientes objetivos:

- 1) Hacer una calibración del flujo recibido en nuestra frecuencia de operación para las fuentes de radio detectadas y que se encuentran calibradas para otras frecuencias, tales como 81.5 MHz, 327 MHz, 108 MHz.
- 2) Determinar el tiempo de integración específico de la señal para poder detectar con toda claridad el centelleo interplanetario.
- 3) El equipo técnico del PUIDE está desarrollando una interfase de 4 canales y control automático de ganancia para poder observar simultáneamente con cuatro lóbulos detectores. Lo cual permitirá calibrar la matriz de Butler prototipo.

Una vez alcanzados los objetivos planeados se espera ampliar significativamente el rango de cobertura de nuestras observaciones con lo cual se logrará observar un número importante de fuentes de radio (~ 20/día) para poder iniciar un análisis preliminar de las fuentes que presentan un centelleo definido.

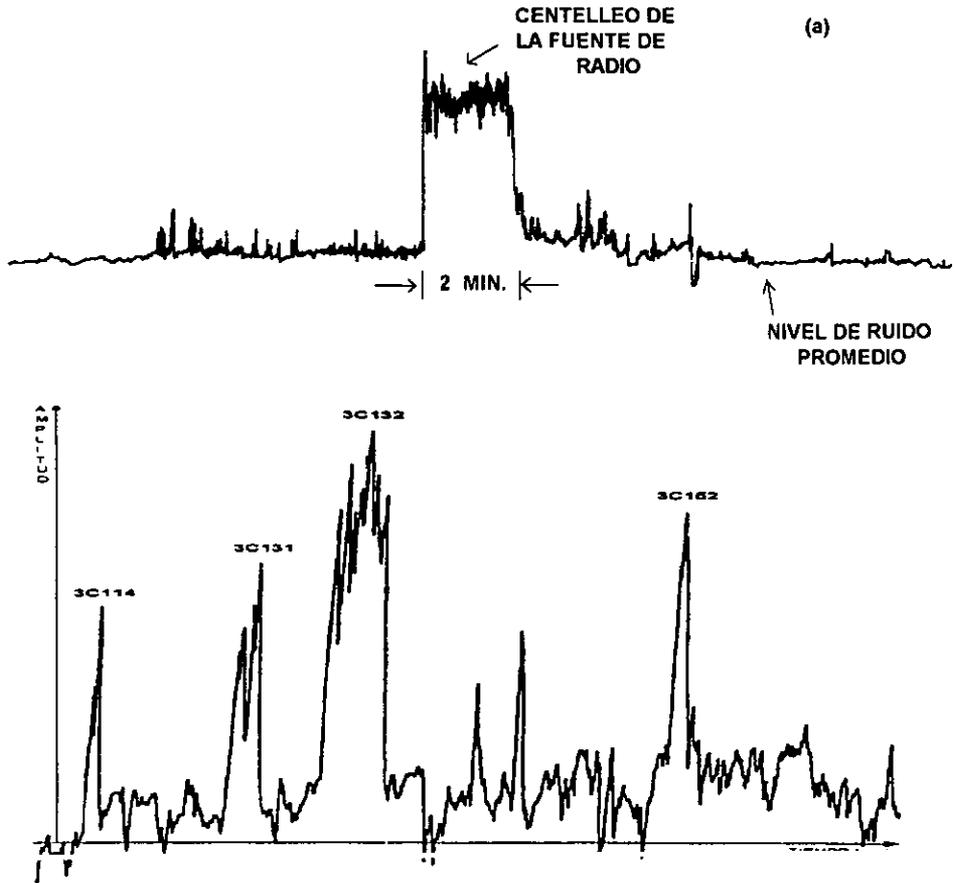


Fig. 3.6 a) Registro de una fuente de radio que presenta un marcado centelleo interplanetario. La observación se tomó con el arreglo dipolar prototipo de Teoloyucan, el período de observación de la fuente de radio es de aproximadamente 2 minutos. b) Registro típico de las fuentes de radio captadas con el arreglo de Teoloyucan. Como se puede observar en el registro la fuente de radio 3C132 presenta un centelleo en el flujo observado, pero éste no presenta la resolución de muestreo adecuado como para que se observe bien definido. El registro fue editado para poder comparar el flujo de varias fuentes de radio en la misma gráfica.

3.9 Análisis del Ruido Electromagnético Ambiental Detectado Durante los Radiomonitoreos Realizados en Tulancingo, Charcas, Coeneo, y Teoloyucán.

Existen una gran cantidad de factores externos al diseño estructural, eléctrico y electrónico que influyen en la eficiencia de operación de los radiotelescopios y que son de vital importancia. Algunos de los factores de más peso (considerando que los radiotelescopios trabajan, por lo general, en una frecuencia central con un ancho de banda específico) son:

- a) El ruido electromagnético ambiental.
- b) Las condiciones atmosféricas ambientales
- c) El sitio geográfico de instalación.

Los factores antes mencionados pueden variar de importancia dependiendo del país en el que se instale el radiotelescopio. Para el caso de México, la importancia de los factores es en el orden mostrado. Una semblanza de las condiciones impuestas en México sobre los tres factores antes mencionados se da a continuación.

a) El factor del ruido electromagnético ambiental en México.

La comunidad científica que trabaja en el campo de la radioastronomía tiene acuerdos oficiales a nivel internacional para usar ciertas bandas del espectro electromagnético en frecuencias de radio con fines científicos. Las bandas en frecuencias de radio protegidas para realizar observación en radioastronomía están dadas en la Tabla 1, ver el apéndice A.

La construcción de un radiotelescopio en México presenta problemas difíciles asociados con la selección de la frecuencia de operación, ya que México es uno de los países que no participa de los acuerdos internacionales para proteger las bandas del espectro electromagnético restringidas exclusivamente para fines científicos y la reglamentación interna para asignar frecuencias de operación es muy relajada.

La asignación y monitoreo de frecuencias de radio en México está a cargo de la Secretaría de Comunicaciones y Transportes , la cual se encarga de administrar la asignación de frecuencias de radio para múltiples servicios y usuarios, como son: telefonía, estaciones de radio y televisión, banda civil, satélites, fuerzas armadas, etc. Uno de los problemas más graves en México es que la SCT carece de programas de monitoreo para detectar usuarios ilegales y poder mantener así el control de las operaciones de comunicación.

Debido a lo mencionado anteriormente, lo primero que se hizo antes de iniciar el diseño del receptor del radiotelescopio fue obtener un certificado oficial de la SCT asignando una frecuencia central y un ancho de banda específico dentro del rango 80 a 170 MHz. El rango de frecuencia propuesto a la SCT se había determinado previamente con base en los criterios científicos del proyecto, considerando que el objetivo principal del radiotelescopio es estudiar el viento solar mediante la técnica del centelleo interplanetario. La frecuencia asignada por la SCT es de 139.65 MHz con un ancho de banda de 1.5 MHz, para recibir las 24 horas del día, y el lugar de asignación es Tulancingo, Hidalgo.

b) Las condiciones atmosféricas ambientales.

Este factor considera la importancia de instalar el radiotelescopio en un sitio que no sea afectado por condiciones atmosféricas ambientales adversas tales como: tormentas eléctricas, tornados, lluvias intensas, nevadas, etc. Para la operación de un radiotelescopio, es muy grave la ocurrencia de tormentas eléctricas ya que éstas generan ruido electromagnético intenso que anula la recepción de las señales. Los tornados, las lluvias o nevadas intensas tienen efectos adversos sobre la estructura de los radiotelescopios y sobre las líneas de transmisión de energía y señales, ya que degradan la estabilidad de las estructuras y favorecen las condiciones de corrosión de los cables y conectores. En México, afortunadamente se pueden encontrar diversos sitios que presentan condiciones atmosféricas muy generosas para la operación de radiotelescopios.

c) El sitio geográfico de instalación.

Este factor es muy importante para determinar el campo de visión del radiotelescopio. Para nuestro arreglo el campo de visión es sobre el meridiano local, por lo que se requiere que en la dirección N-S geográfica el campo de visión sea lo mayor posible. Es por esto que el lugar deberá estar limpio de altas montañas con un ángulo de visión desde el sitio de observación no mayor a 5°. Para desarrollar un arreglo dipolar de gran área, es muy importante que el área de instalación de la antena sea horizontal y plana para poder usar el suelo como pantalla de reflexión natural. En caso de tener un terreno con una ligera pendiente la estructura de soporte de la antena será irregular y esto implica la instalación de una pantalla reflectora artificial, que incrementa los costos de construcción de la antena. También se considera que el sitio no presente núcleos urbanos con un importante desarrollo industrial, debido a que la tecnología empleada en las industrias o la actividad urbana es una fuente potencial de ruido electromagnético ambiental. Como una condición extra se debe ubicar el arreglo de antenas dipolares lejos de las líneas de alta tensión (22 kv.). La distancia mínima a las líneas de transmisión debe ser de 5 km.

3.9.1 Técnica para realizar el radiomonitorio.

3.9.1.1 Equipo y material.

El equipo y material requerido para hacer un monitoreo de ruido electromagnético ambiental se determina con base en la frecuencia de operación y el ancho de banda que se desea monitorear. Con la experiencia de monitores previos, decidimos emplear para estas pruebas tres diferentes antenas detectoras de alta ganancia y un Analizador de Espectros muy sofisticado. El equipo y el material empleado durante las pruebas se listan a continuación:

1) Analizador de Espectros HP-8596E. El analizador de espectros es el instrumento básico para realizar las mediciones de ruido electromagnético. La frecuencia de detección y la amplitud esperada de la señal de recepción determinan la selección del tipo de analizador de espectros a

usarse. El analizador de espectros empleado en estas observaciones presenta las características básicas siguientes:

a) rango de frecuencia: 9 kHz a 12.8 GHz, fraccionado en 4 bandas; 9 kHz a 2.9 GHz, 100 kHz a 2.9 GHz, 2.75 a 6.5 GHz y de 6.0 a 12.8 GHz.

b) rango de la amplitud: de +30 dBm sobre el nivel de ruido promedio mostrado.

c) nivel de ruido electrónico promedio mostrado:

para 400 kHz - 2.9 GHz: ≤ -125 dBm (30 Hz de RBW) y ≤ -115 dBm (1 kHz de RBW).

para 2.75 - 6.5 GHz: ≤ -127 dBm (30 Hz de RBW) y ≤ -112 dBm (1 kHz de RBW).

para 6.0- 12.8 GHz: ≤ -115 dBm (30 Hz de RBW) y ≤ -100 dBm (1 kHz de RBW).

donde: RBW es el ancho de banda mínimo detectable.

d) conectores de acoplamiento tipo N con impedancia de 50 Ω .

2) Convertidor de voltaje, 12 volts/corriente directa a 110 volts/60 Hz corriente alterna, para una carga máxima de 800 Watts.

3) Tres antenas detectoras, diseñadas para trabajar en una frecuencia central de 139.65 MHz y un ancho de banda amplio. Los tipos de antenas utilizados son: una antena dipolar, una antena yagi y una antena omnidireccional. La descripción de la estructura de cada antena se da a continuación.

a) Antena Yagi-Uda de 6 elementos.

El eje principal de la antena tiene una longitud de 1.5 metros. El eje esta hecho de tubular cuadrado de aluminio de 1 pulgada. El elemento detector y los elementos directores están hechos de tubo de cobre de $\frac{1}{4}$ de pulgada de diámetro. La separación entre los elementos de la antena es la siguiente: entre el reflector y el elemento detector se tiene una separación de 0.15λ ; la separación entre el

detector y el primer director es de 0.1λ . La longitud del elemento detector es de 0.476λ y la longitud de los elementos directores es de 0.467λ , donde $\lambda=2.15$ metros. Un esquema de la antena Yagi-Uda y su patrón de radiación se presenta en la figura 3.7.

b) La antena omnidireccional.

La base de esta antena es un conector tipo N/ hembra para montaje de chasis. Sobre las perforaciones de la base del conector se montan los elementos radiales y sobre el conductor central se monta el elemento vertical. La longitud de los cuatro elementos radiales y el elemento vertical es de 0.25λ (0.537m). En la figura 3.8 se muestra la configuración de la antena omnidireccional y su patrón de radiación.

c) La antena dipolar.

La antena dipolar esta hecha de alambre de cobre de calibre 14 (1.63 mm). La base del dipolo es un conector tipo N/hembra para montaje de chasis. La longitud del dipolo es de 0.5λ (1.07 m). Un bosquejo del dipolo y su patrón de radiación se da en la figura 3.9.

4) Un cable coaxial RG 58/ 50Ω con longitud de 50 metros con conectores tipo N en sus terminales.

5) Una batería portátil con voltaje de 12 volts /CD a 30 A.

6) Cables de alimentación, mástil telescópico para fijar la antena y tierra básica.

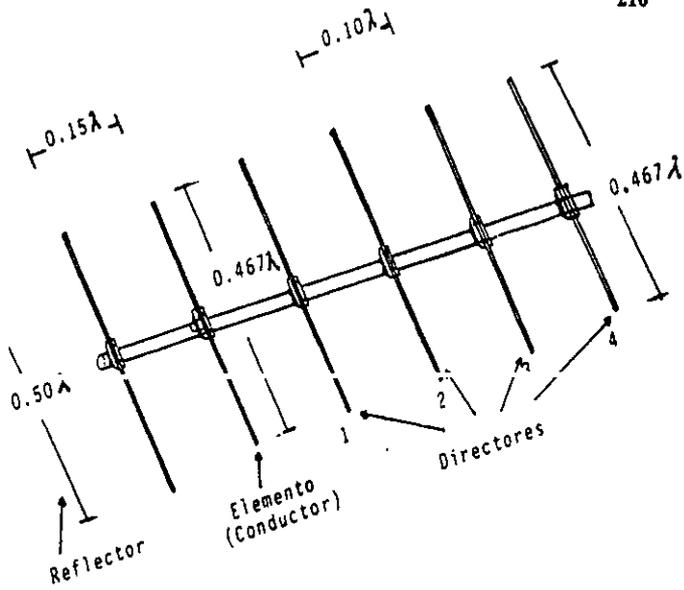
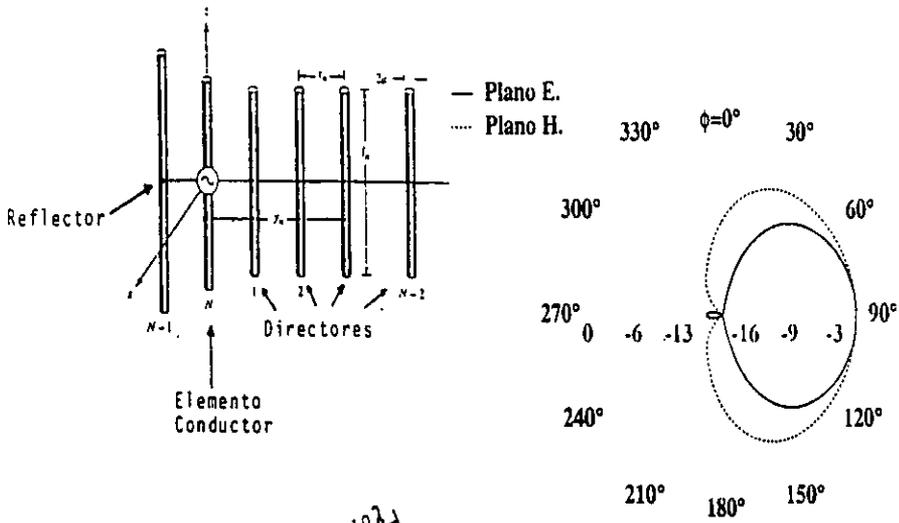


Fig. 3.7 Esquema y dimensiones básicas de la antena Yagi-Uda de 6 elementos, empleada en los radiomonitorios y su patrón de radiación asociado.

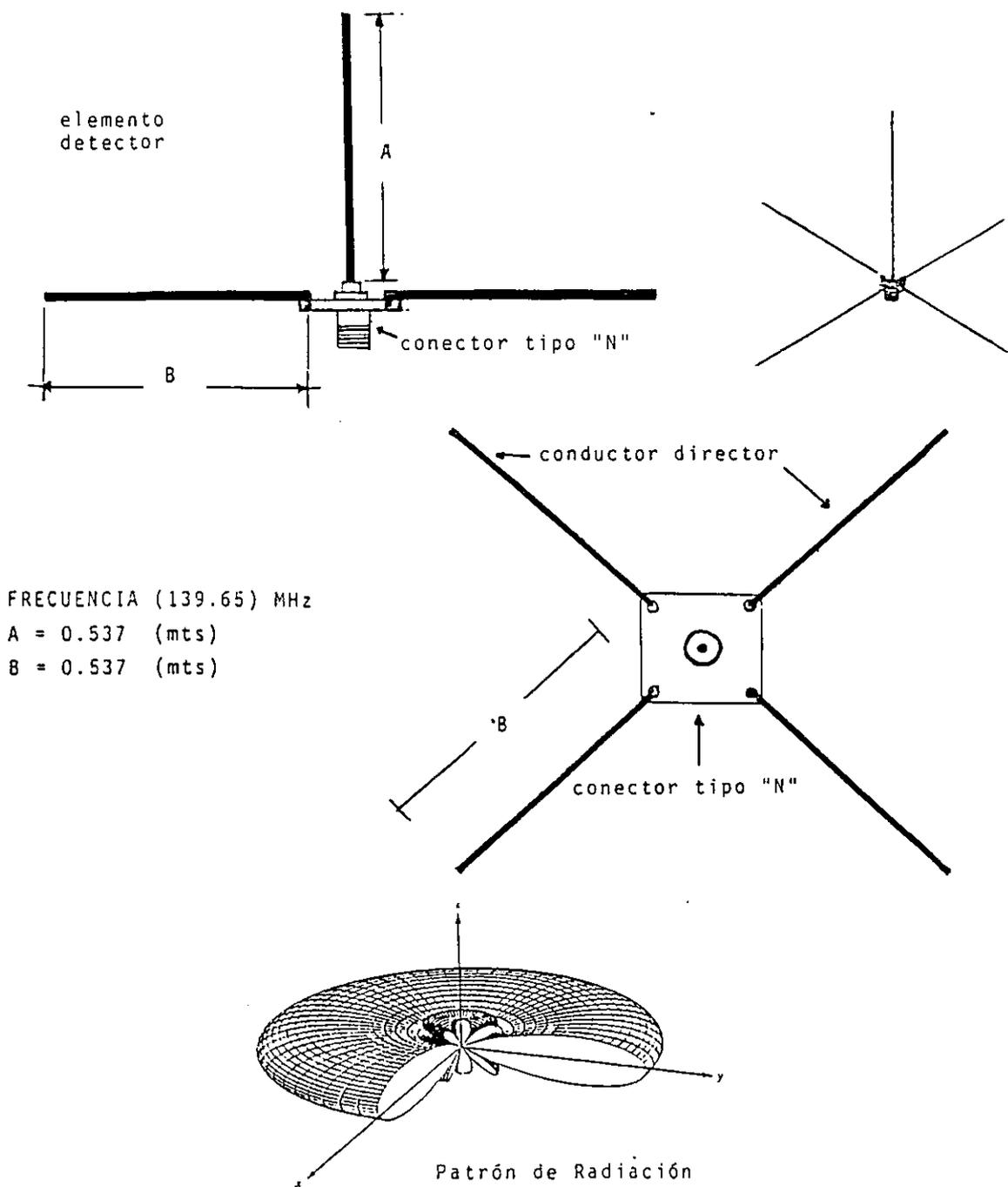


Figura 3.8 Configuración de la antena omnidireccional y su patrón de radiación asociado.

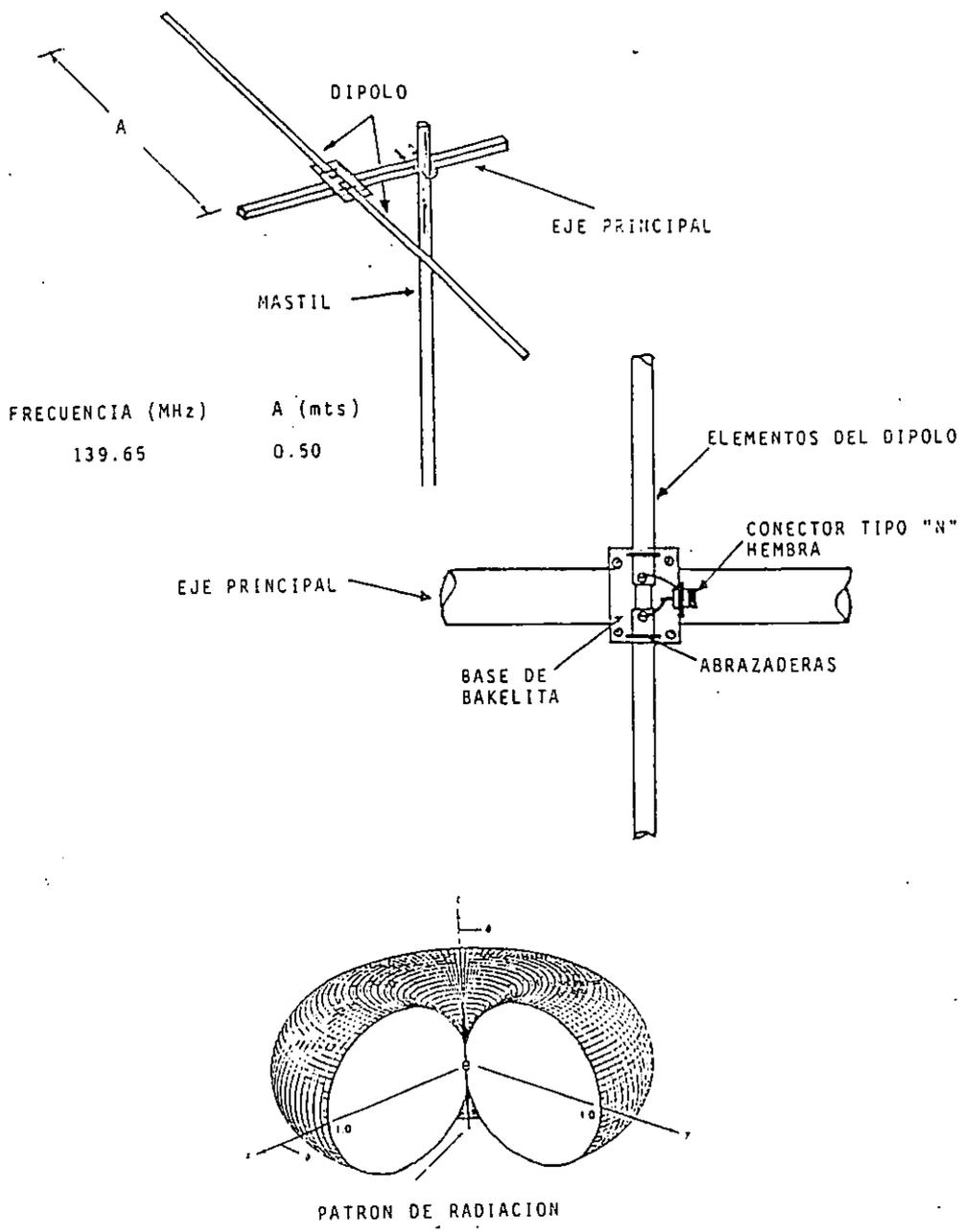


Figura 3.9 Esquema de la antena dipolar y su patrón de radiación asociado.

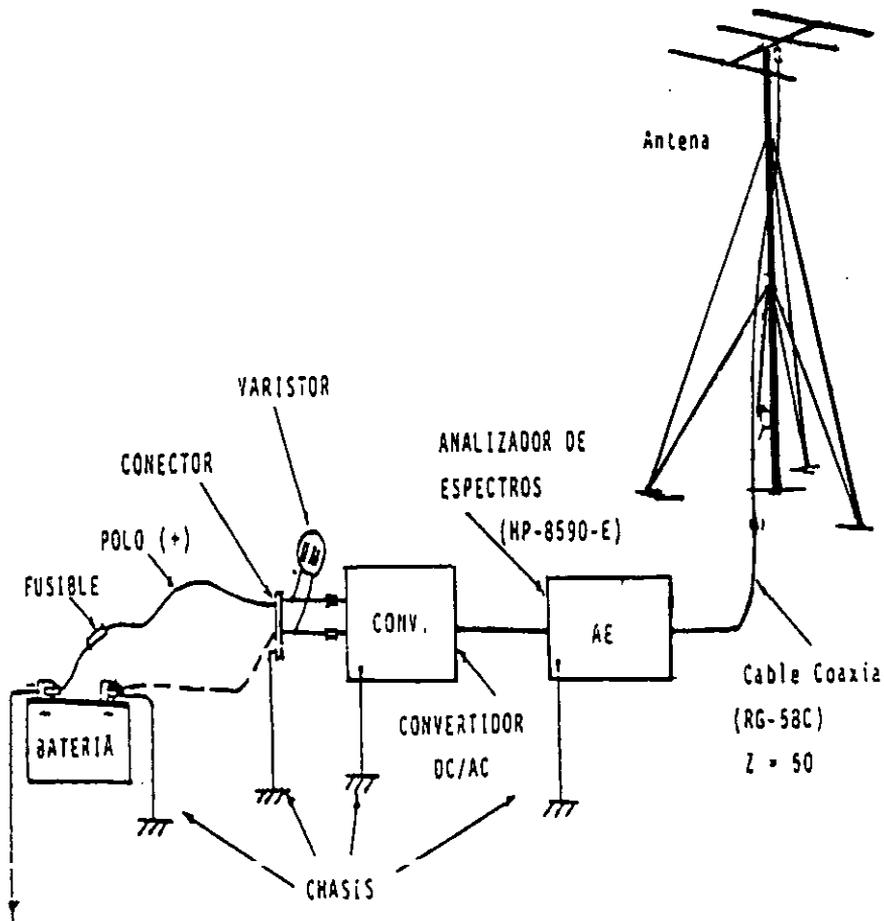


Fig. 3.10 Configuración general de los instrumentos para realizar las pruebas de radiomonitorio.



Figura 3.11 Ubicación de los sitios radiomonitorados: Charcas, SLP; Coeneo, Mich.; Tulancingo, Hgo. y Teoloyacán, Edo. de México.

3.9.1.2 Procedimiento Técnico.

La primera parte del procedimiento técnico consiste en ubicar los lugares que satisfacen por lo general todos los requisitos mencionados. La ubicación de estos lugares se realizó haciendo un estudio de los mapas topográficos y climáticos de los Estados más cercanos al Distrito Federal. La siguiente etapa consiste en realizar trabajo de exploración en las zonas previamente determinadas para seleccionar un lugar adecuado, tratando de satisfacer todos los requisitos necesarios. Una vez ubicado el lugar, el procedimiento técnico de las pruebas es el siguiente:

- 1) La instalación del campamento debe realizarse en un lugar alto y despejado que permita ubicar visualmente las posibles fuentes del ruido electromagnético. La instalación también toma en consideración la instalación de la fuente de voltaje y la protección del analizador de espectros ante el calor excesivo del medio ambiente. Para temperaturas arriba de 40°C la calibración del analizador de espectros se distorsiona, proporcionando valores incorrectos. La figura 3.10 muestra un diagrama a bloques del arreglo técnico empleado para realizar los monitoreos.
- 2) Calibración del analizador de espectros. Para pruebas que se realizan en el campo, la calibración del instrumento es de vital importancia ya que debido a los cambios de temperatura y a la vibración expuesta por el traslado del equipo, éste pierde su calibración.
- 3) Instalación de la antena detectora y acoplamiento de la línea de transmisión al analizador de espectros. La antena y la línea de transmisión deberán permanecer lo más fijas posible, para evitar oscilaciones de la señal inducidas por el movimiento.
- 4) Para el primer monitoreo se considera una frecuencia central de operación de 139.65 MHz con un ancho de banda de 10 MHz. Lo cual permite que tengamos una idea general de las frecuencias que se reciben en ese lugar. Dado que las antenas son de alta ganancia en una dirección específica, el monitoreo se basa en un barrido del ángulo azimutal.
- 5) De la primera observación se identifican las frecuencias y dirección asociadas a las señales con potencia de recepción máxima y a continuación se reduce el ancho de banda del receptor a 2 MHz

y se realiza otra serie de mediciones. Todas las mediciones son grabadas en la memoria del analizador de espectros, anotando: lugar de la prueba, día, hora y las condiciones específicas de las mediciones.

6) La última serie de mediciones se realiza direccionando la antena al sitio que presenta máxima potencia de emisión en la frecuencia más cercana o dentro del ancho de banda de nuestro interés. El ancho de banda del receptor se reduce a 1.5 MHz y la atenuación del analizador se fija en su límite inferior para comparar el ruido electromagnético con el ruido electrónico del analizador de espectros, el cual fija un límite de resolución de las señales que se pueden recibir.

7) El procedimiento mencionado en los puntos 3 al 6 se repiten para cada una de las antenas. En algunos casos las señales de ciertas frecuencias se reciben mejor con alguna de las tres antenas, debido a su sintonía, ancho de banda y ganancia.

3.9.2 Las observaciones realizadas en Tulancingo.

Los monitoreos en Tulancingo, Hidalgo (longitud: 98°22'08"; latitud: 20°04'58"), se realizaron el día 28 de enero de 1997 a diferentes horas del día. Las observaciones mostradas a continuación son observaciones típicas del ruido electromagnético que existe en este lugar.

La gráfica #1, muestra la señal recibida por la antena Yagi acoplada al analizador de espectros con una frecuencia central (FC) de 139.65 MHz, ancho de banda (AB) de 10 MHz, nivel de referencia en -50 dBm, tiempo de barrido de 50 milisegundos, ancho de banda de resolución de 100 kHz. El nivel de ruido de la señal captada es de -87 dBm sin mostrar la recepción preferente de alguna frecuencia.

La gráfica #2, muestra la señal recibida por la antena Yagi para una $F_c = 139.65$ MHz, $AB = 2$ MHz y niveles similares de referencia. El nivel de ruido de la señal captada por la antena es de -100 dBm, sin mostrar la recepción preferente de alguna frecuencia.

La gráfica #3, muestra la señal recibida por la antena dipolar para la misma Fc y un AB = 10 MHz y niveles similares de referencia. El nivel de ruido detectado por la antena es de -85 dBm, sin mostrar la recepción preferente de alguna frecuencia.

La gráfica #4, muestra la señal recibida por la antena dipolar para un ancho de banda de 2 MHz y niveles similares de referencia. El nivel de ruido es de -98 dBm, sin mostrar la recepción preferente de alguna frecuencia.

La gráfica #5, muestra la señal recibida por la antena omnidireccional con la misma Fc y un AB = 10 MHz y niveles similares de referencia. El nivel de ruido de la señal es de -85 dBm, sin mostrar la recepción preferente de alguna frecuencia.

La gráfica #6, muestra la señal recibida por la antena omnidireccional con la misma Fc y un AB = 2 MHz y niveles similares de referencia. El nivel de ruido de la señal es de -100 dBm, sin mostrar la recepción preferente de alguna frecuencia.

3.9.3 Las observaciones realizadas en Charcas.

Los monitoreos en Charcas, San Luis Potosí (longitud: 101°06'37"; latitud: 23°07'47"), se realizaron el día 29 de enero de 1997 a diferentes horas del día. Las observaciones mostradas a continuación son observaciones típicas del ruido electromagnético que existe en este lugar.

La gráfica #7, muestra la señal recibida por la antena Yagi con una Fc = 139.65 MHz y un AB = 10 MHz, nivel de referencia de -50 dBm. El nivel de ruido encontrado es de -90 dBm, y se detectaron tres señales. La señal más potente sobre el nivel de referencia se ubico en 143.8 MHz, con una potencia de -95 dBm. El lugar de origen es la Ciudad de Matehuala.

La gráfica #8, muestra la señal recibida por la antena Yagi en la misma Fc, un AB = 2 MHz y el mismo nivel de referencia. El nivel de ruido es de -92 dBm sin presentar una frecuencia preferente de recepción.

La gráfica #9, muestra la señal recibida por la antena dipolar con F_c y $AB = 10$ MHz, y el mismo nivel de referencia. El nivel de ruido es de -87 dBm, sin presentar detección de alguna frecuencia en específico.

La gráfica #10, muestra la señal recibida por la antena dipolar con la misma F_c y un $AB = 2$ MHz. El nivel de ruido es de -98 dBm, sin presentar detección de picos en la señal.

La gráfica #11, muestra la señal de la antena omnidireccional con la misma F_c y un $AB = 10$ MHz. El nivel de ruido es de -85 dBm, y se detectó una transmisión en la frecuencia de 143.88 MHz con una potencia de -74 dBm. El lugar de transmisión se ubicó en la Ciudad de Matehuala.

La gráfica #12, muestra la señal de la antena omnidireccional detectando en la F_c y un $AB = 2$ MHz. El nivel de ruido detectado por la antena es de -102 dBm, sin detectar transmisiones específicas.

3.9.4 Las observaciones realizadas en Coeneo.

Los monitoreos en Coeneo, Michoacán (longitud: $101^{\circ}43'34''$; latitud: $19^{\circ}49'11''$), se realizaron el día 22, 23, 28 y el 29 de enero de 1997 a diferentes horas del día. Las observaciones mostradas a continuación son observaciones típicas del ruido electromagnético asociado a la banda de observación del radiotelescopio.

La gráfica #13, muestra la señal de la antena Yagi detectando en F_c y un $AB = 200$ MHz. El ancho de banda de esta observación fue muy grande debido a que en las mediciones de calibración no se había detectado señal de transmisión en un $AB = 10$ MHz, lo cual hizo surgir ciertas dudas en la operación del analizador de espectros. EL nivel de referencia para esta observación es de 0 dBm. El nivel de ruido asociado es de -72 dBm. Se lograron detectar dos transmisiones en la frecuencia de 108 MHz (-64 dBm) y en la de 175 MHz (-64 dBm). El lugar de emisión se ubicó en Zacapu, Michoacán.

La gráfica #14, muestra la señal detectada por la antena Yagi con $F_c = 139.65$ MHz y un $AB = 10$ MHz. El nivel de ruido es de -98 dBm, no logrando detectar ninguna transmisión.

La gráfica #15, muestra la señal detectada por la antena omnidireccional, para un AB = 10 MHz. El nivel de ruido es de -85 dBm. Se confirmó la transmisión de señal en la frecuencia de 143.3 y 144.3 MHz, con una potencia de -72 dBm.

La gráfica #16, muestra la señal detectada por la antena omnidireccional con un AB = 2 MHz, El nivel de ruido es de -100 dBm, sin registrar transmisiones.

La gráfica #17, muestra la señal detectada por la antena dipolar con AB = 10 MHz. El nivel de ruido es de -86 dBm, sin detectar transmisiones.

La gráfica #18, muestra la señal detectada por la antena dipolar con AB = 2 MHz. El nivel de ruido es de -101 dBm, sin detectar transmisiones.

3.4.5 Las observaciones realizadas en Teoloyucán.

Las observaciones realizadas en Teoloyucán, Estado de México, incluyen observaciones realizadas con las antenas dipolar, yagi, omnidireccional y el arreglo dipolar prototipo conformado por 256 dipolos. Las observaciones realizadas se analizan con base en las gráficas siguientes.

La gráfica #19, muestra la señal detectada por la antena yagi en una $F_c = 139.65$ MHz y un AB = 50 MHz., nivel de referencia de 0 dBm, tiempo de muestreo de 20 milisegundos, El nivel de ruido es de -75 dBm. Como se puede ver en la gráfica, la antena yagi detecta varias transmisiones en este ancho de banda las cuales se dan a continuación : 126.15 MHz (-66 dBm), 128.65 MHz (-64 dBm), 143.65 MHz (-70 dBm), 150.15 MHz (-50 dBm) , 152.65 MHz (-56 dBm), 154.15 MHz (-66 dBm), 161.15 MHz (-58 dBm), y 162.15 MHz (-54 dBm). La fuente de todas estas transmisiones se ubica en la Ciudad de México.

La gráfica #20, muestra la señal de la antena omnidireccional en F_c y un AB = 1.5 MHz, con tiempo de muestreo de 45 milisegundos, nivel de referencia es de -50 dBm y el nivel de ruido es de -100 dBm. El nivel de ruido es de -100 dBm y se detectó la emisión de calibración del generador de radiofrecuencia en una frecuencia de 139.15 MHz (-62 dBm).

La gráfica #21, muestra la señal de la antena dipolar en la Fc y un AB = 50 MHz, con tiempo de muestreo de 20 milisegundos, nivel de referencia de 0 dBm. El nivel de ruido es de -76 dBm y se detectaron tres transmisiones en las frecuencias siguientes: 150.15 MHz (-60 dBm), 152.65 MHz (-60 dBm) y 161 MHz (-62 dBm). Las fuentes de emisión se ubicaron en la Ciudad de México.

La gráfica #22, muestra la señal captada por el arreglo dipolar de 256 dipolos en la Fc y un AB = 1.5 MHz, nivel de referencia 0 dBm, tiempo de muestreo de 45 milisegundos. El nivel de ruido promedio es de -52 dBm. No se detectó transmisión en este ancho de banda aunque el nivel de ruido aumentó en 20 dBm respecto de la señal captada con la antena yagi.

3. 9:6 Las conclusiones del radiomonitorio.

Los criterios para el análisis de los monitoreos de ruido electromagnético ambiental y los que determinan qué lugares son mejores que otros para la instalación del radiotelescopio son:

- 1) El nivel de ruido promedio detectado y la ausencia de transmisiones transitorias en el ancho de banda de operación.
- 2) Las condiciones atmosféricas, geográficas, etc. establecidas en párrafos anteriores.

Teniendo en mente las condiciones anteriores decidimos centrar el análisis en las observaciones obtenidas con la antena omnidireccional en el ancho de banda de 2 MHz. La antena omnidireccional se eligió con base a la mejor ganancia y el tener un patrón de radiación que cubre todo su entorno, permitiendo obtener un muestreo simultáneo del ruido electromagnético que se recibe de todas direcciones.

Las gráficas #6, #12 y la #16 muestran la señal detectada por la antena omnidireccional, para un ancho de banda de 2 MHz durante los monitoreos realizados en Tulancingo, Charcas y Coeneo, respectivamente. El nivel de ruido promedio detectado en estos lugares es:

Tulancingo: -97 dBm.

Charcas: -102 dBm.

Coeneo: -100 dBm.

Como se puede ver el nivel de ruido promedio presenta sus valores más bajos en Charcas y Coeneo. Durante las observaciones realizadas con las otras antenas se logró detectar en Charcas algunas emisiones esporádicas y además las condiciones geográficas y de infraestructura en este lugar son adversas para el buen desarrollo del proyecto.

En Tulancingo, el crecimiento demográfico e industrial está en continuo aumento por lo que se prevé un aumento en el nivel de ruido.

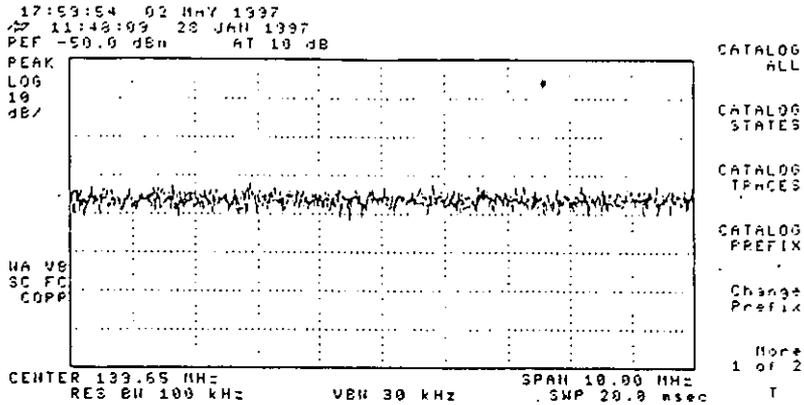
En Coeneo, los núcleos de población son muy pequeños, la actividad principal es la agropecuaria, y la infraestructura está lo suficientemente desarrollada para permitir un desarrollo adecuado del proyecto.

Para tener una idea más clara de como varía en nivel de ruido en lugares cercanos a las grandes ciudades, como en el caso de la Ciudad de México, analizamos las gráficas 20 a 22. Como se puede ver en la gráfica # 19 el arreglo de antenas dipolares detecta varias emisiones alrededor de la frecuencia central de observación. De la gráfica # 22 se deriva un nivel de ruido de -50 dBm. Esto es 50 dBm más sobre el nivel de ruido detectado en Coeneo. Lo que implica que señales con potencia por debajo de -50 dBm quedan sin resolución y por lo tanto no pueden ser detectadas. De lo anterior se concluye que Teoloyucán no es un lugar apropiado para construir un radiotelescopio. Aunque si es un lugar apropiado para desarrollar la electrónica de los receptores y la sintonización de la antena con las señales más intensas que se pueden recibir.

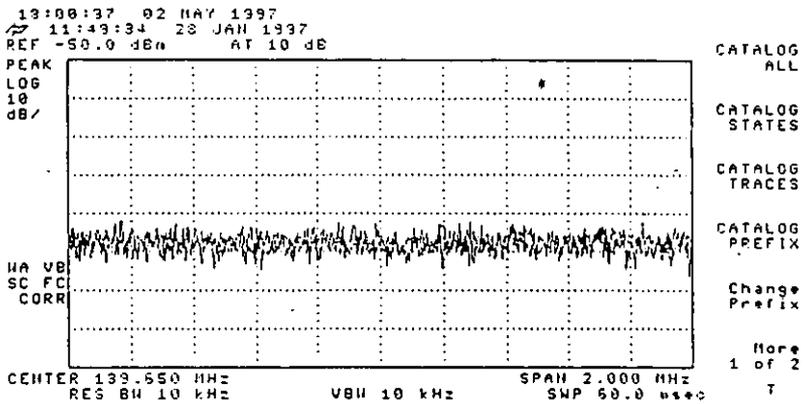
Con base en el análisis anterior se concluye que el mejor lugar para instalar el radiotelescopio es Coeneo, Michoacán.

En la figura 3.11 se muestra un mapa de la república mexicana mostrando la ubicación de los sitios estudiados y la ubicación de Coeneo en el Estado de Michoacán.

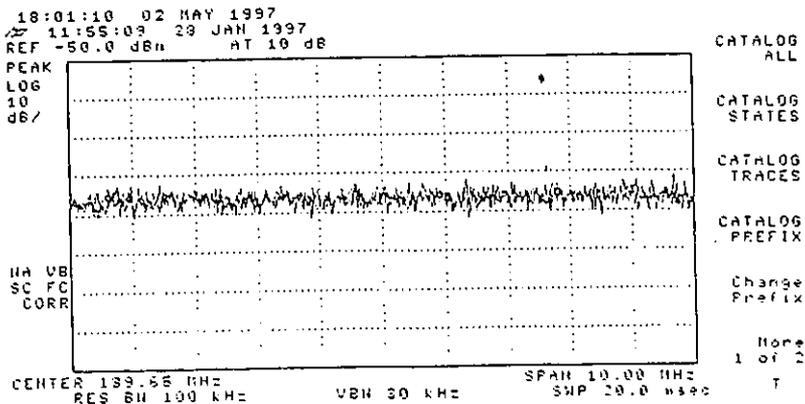
TULANCINGO HIDALGO



Grafica 1

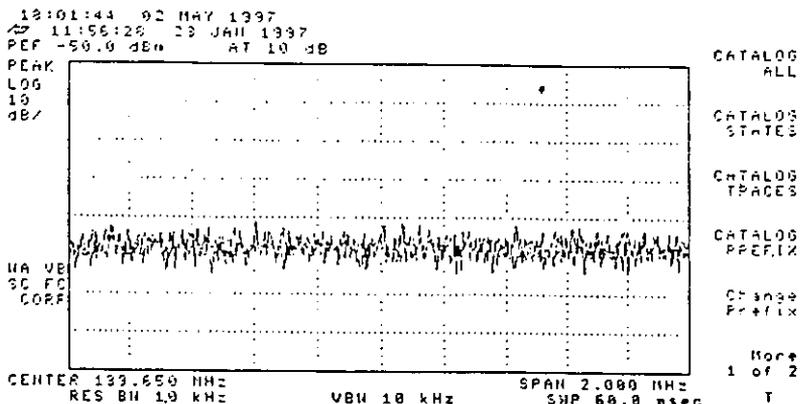


Grafica 2

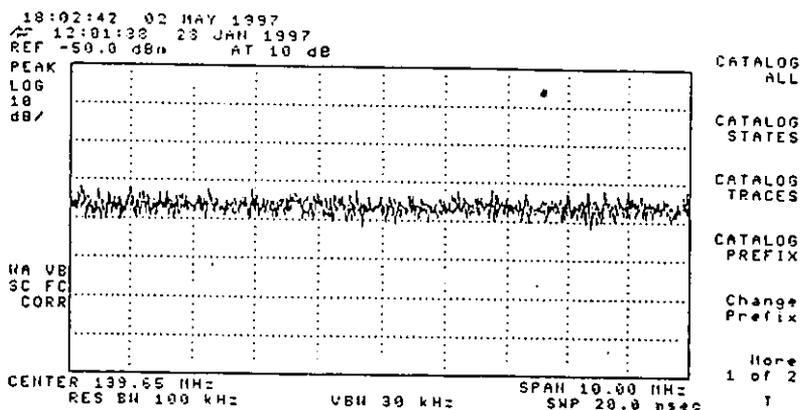


Grafica 3

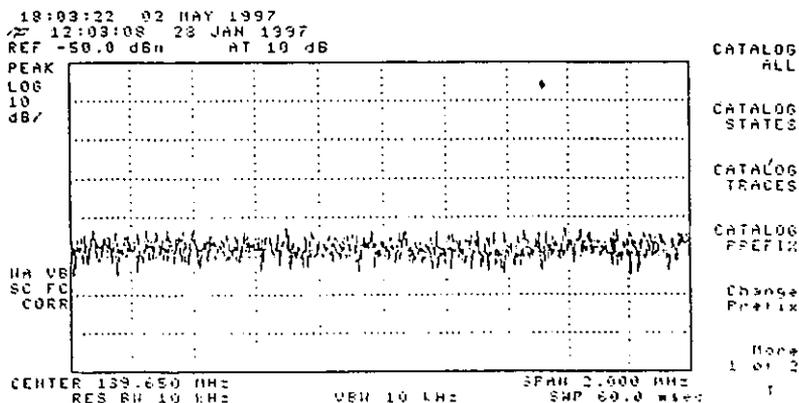
TULANCINGO HIDALGO



Gráfica 4

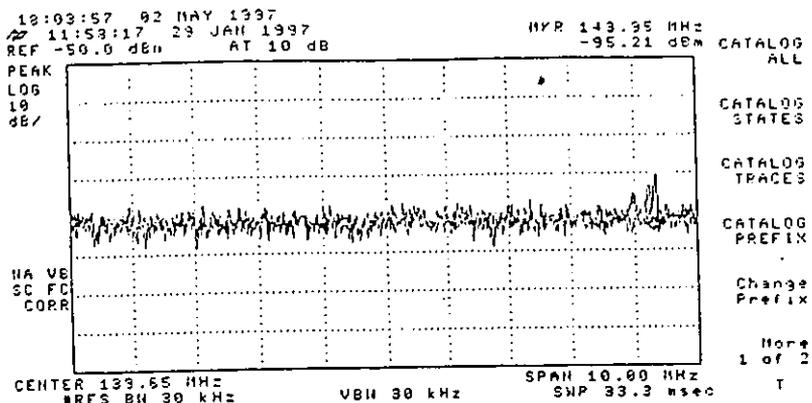


Gráfica 5

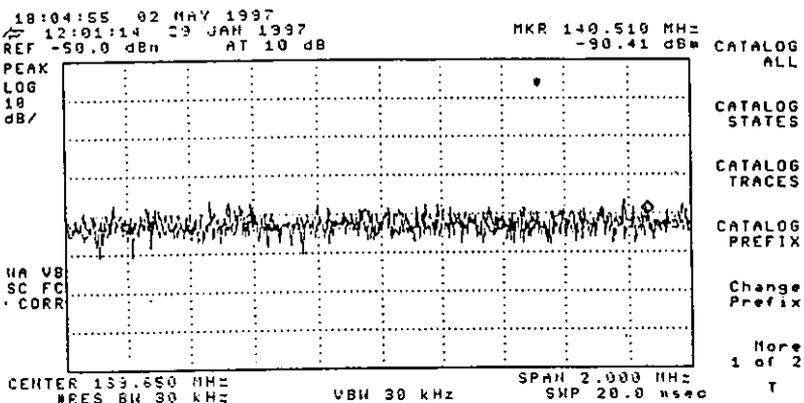


Gráfica 6

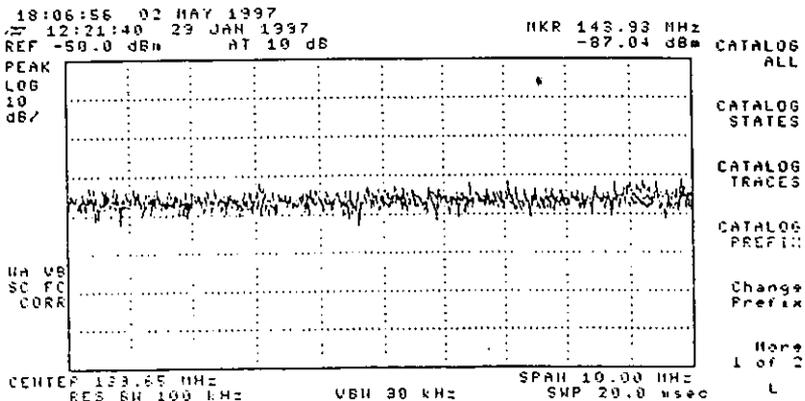
CHARCAS SAN LUIS POTOSI



Gráfica 7

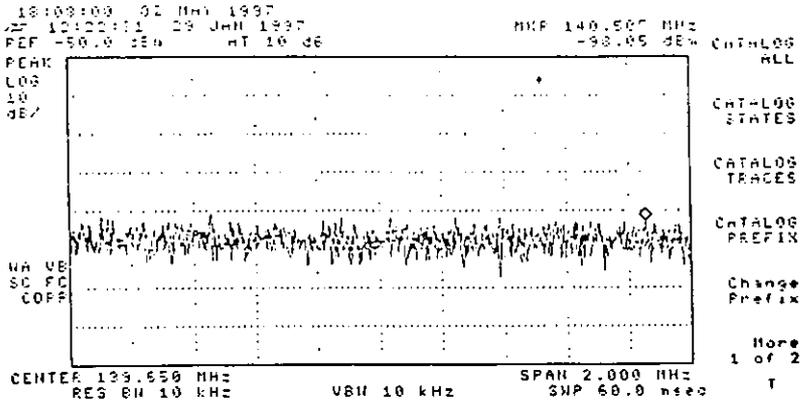


Gráfica 8

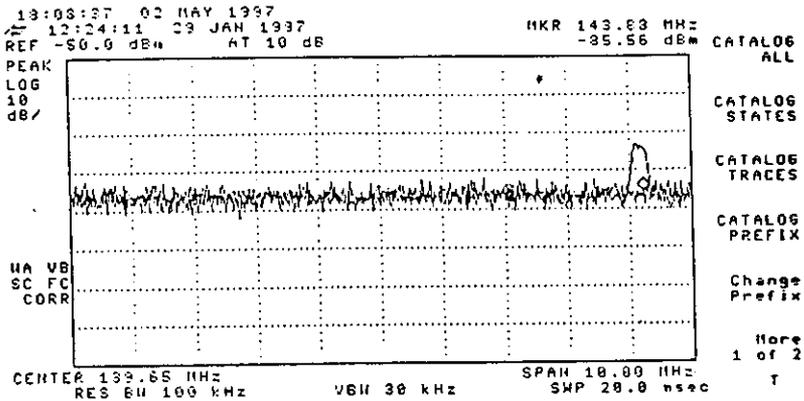


Gráfica 9

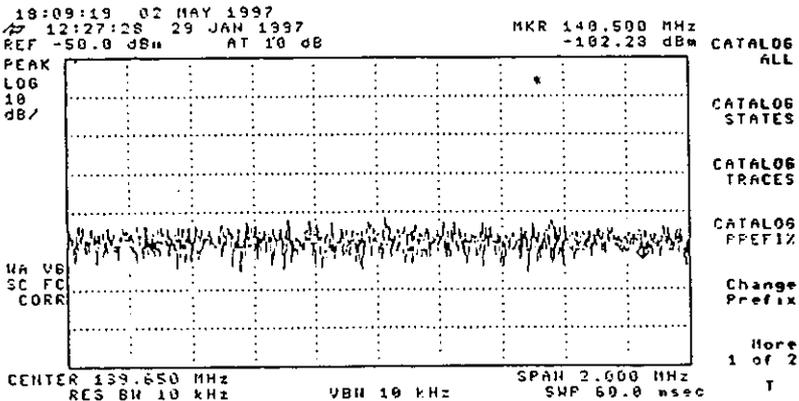
CHARCAS SAN LUIS POTOSI



Gráfica 10

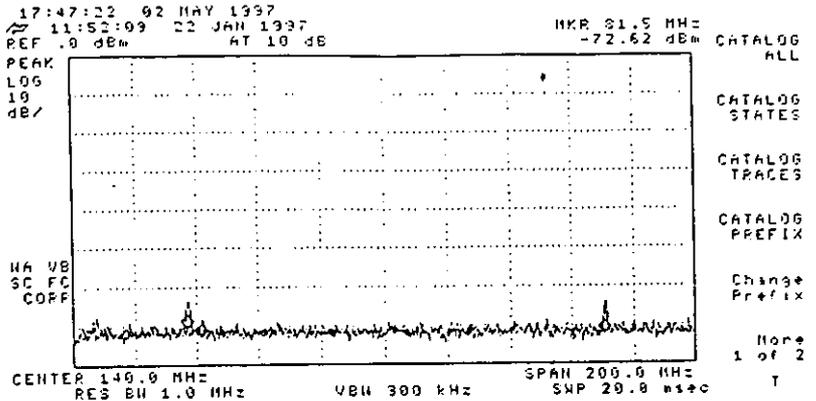


Gráfica 11

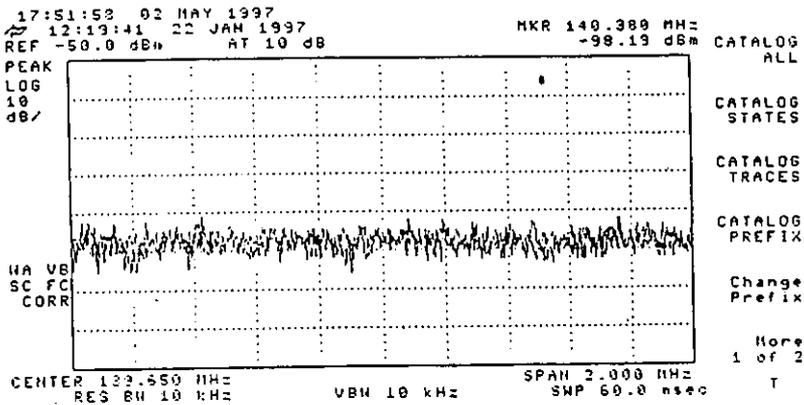


Gráfica 12

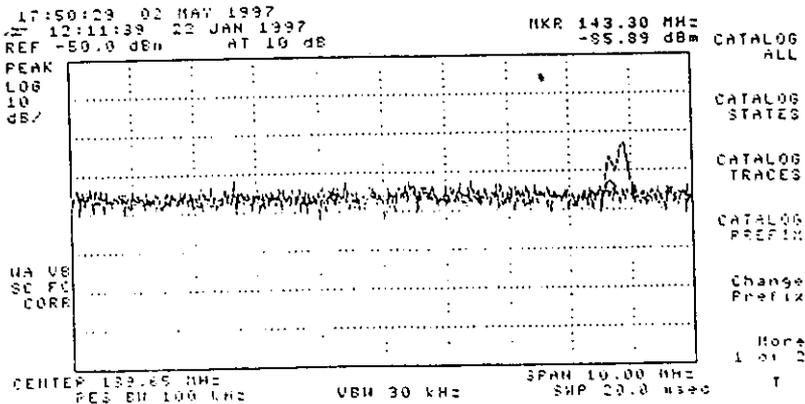
COENEO MICHOACAN



Gráfica 13,

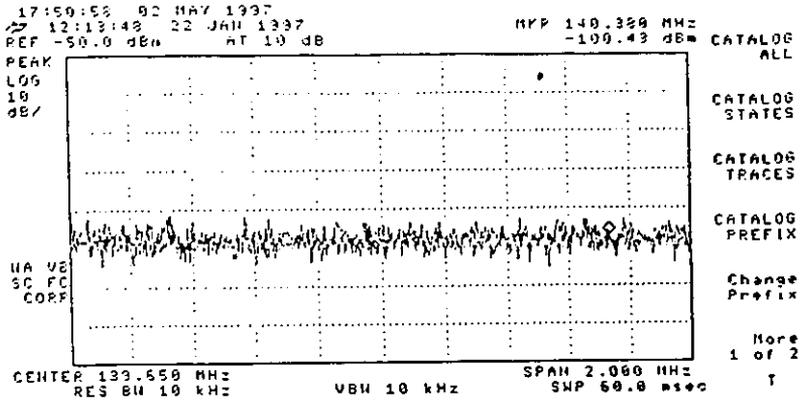


Gráfica 14

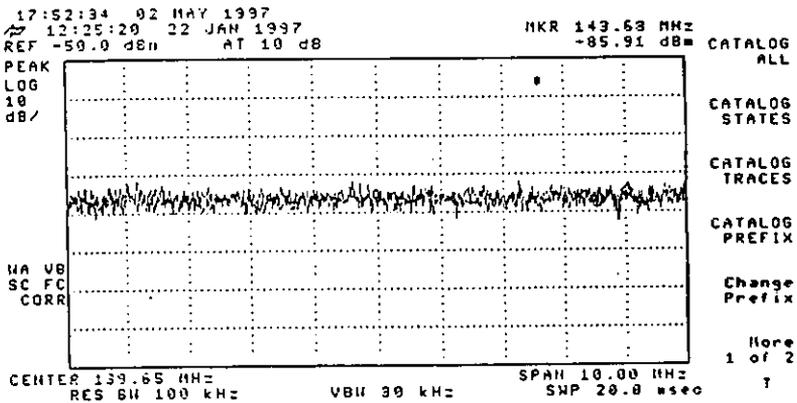


Gráfica 15

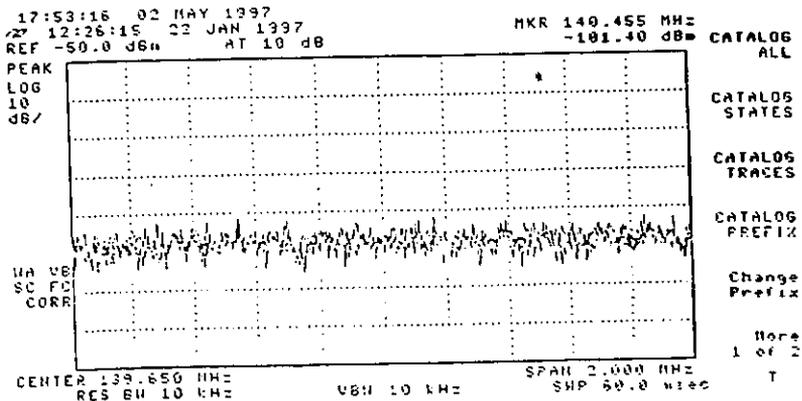
COENEO MICHOACAN



Gráfica 16

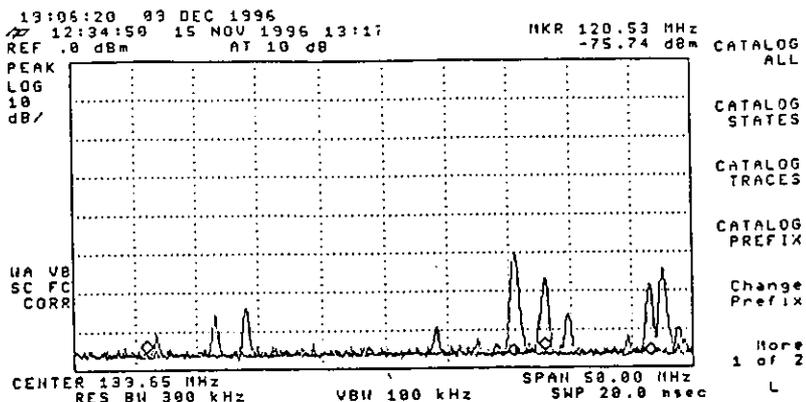


Gráfica 17

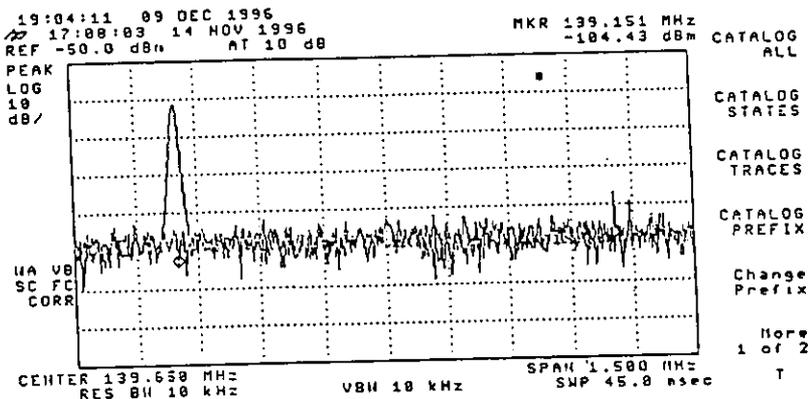


Gráfica 18

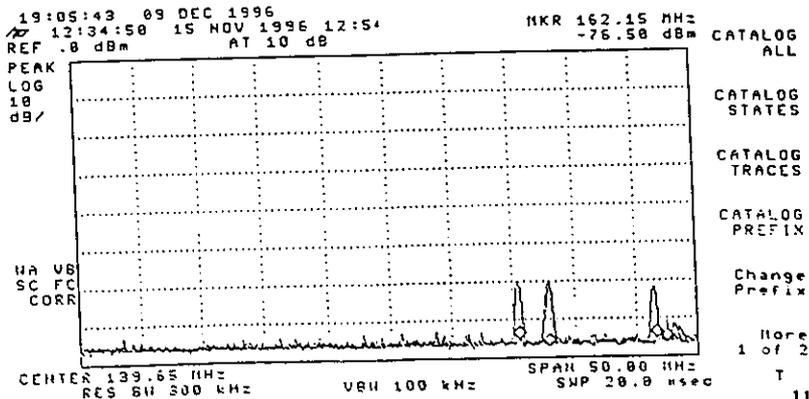
TEOLOYUCAN ESTADO DE MEXICO



Gráfica 19

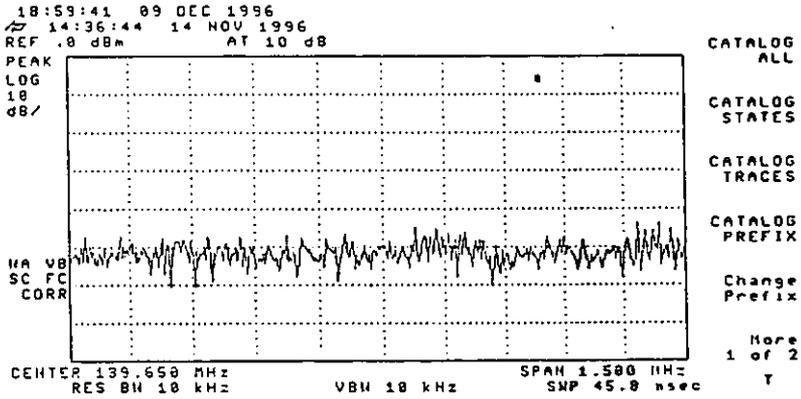


Gráfica 20



Gráfica 21

TEOLOYUCAN ESTADO DE MEXICO



Gráfica 22

CAPITULO 4

DETERMINACIÓN DE LA VELOCIDAD DEL VIENTO SOLAR EMPLEANDO OBSERVACIONES DE UNA SOLA ESTACIÓN

4.1 Introducción.

En varias secciones de los capítulos anteriores se hizo una presentación detallada de los resultados alcanzados al estudiar el viento solar mediante la técnica del centelleo interplanetario durante los últimos 30 años. La técnica clásica del centelleo emplea básicamente observaciones del centelleo de fuentes de radio desde tres o más estaciones para determinar la velocidad y otras propiedades del viento solar. Hace poco menos de 10 años surgió una variante de la técnica la cual emplea una metodología que analiza observaciones cotidianas de las fuentes de radio estelares, realizadas desde una sola estación. La comparación de resultados entre las dos variantes de la técnica del CIP han mostrado una buena correlación. En términos cuantitativos, los resultados derivados de ambas metodología difieren hasta en un 10%; los valores de la rapidez del viento solar determinados por una sola estación generalmente están por debajo de los valores para la rapidez del viento solar derivados con el método que emplea tres o más estaciones.

En este capítulo presentaré de manera general la metodología empleada para determinar la rapidez del viento solar mediante observaciones de una sola estación, (desarrollada en el National Centre for Radio Astrophysics, NCRA, India). El método se basa en un análisis espectral, para lo cual se determina el espectro de potencia del centelleo observado y se ajusta a un espectro de potencia teórico derivado de un modelo.

Durante la estancia que realice en el Observatorio de Ooty, (el cual pertenece al NCRA) participé en el programa de observación de fuentes de radio estelares y en el análisis preliminar de las observaciones realizadas entre diciembre de 1995 y febrero de 1996. El programa de observación

realizado en Ooty tiene como objetivo el estudiar de forma global qué fuentes de radio en el hemisferio sur se pueden usar para formar una rejilla con una buena definición que permita obtener buenos mapas de centelleo. Al final de mi estancia el equipo de trabajo del NCRA me cedió 30 días de observaciones y los programas de centelleo, desarrollado por ellos, con el fin de iniciar un análisis preliminar de las fuentes de radio del hemisferio sur y formar una base de fuentes de radio que pueden ser empleadas para confrontar las observaciones que próximamente se realizarán con el observatorio mexicano.

4.2 El Espectro de Potencia de las Fluctuaciones de la Intensidad.

El método de análisis de los datos de centelleo, o más precisamente de las series de tiempo que contienen la información de las fluctuaciones de intensidad, se realiza con base en un análisis espectral. El procedimiento empleado actualmente es el descrito por Rao, Bhandhari y Ananthkrishnan (1974) con algunas modificaciones importantes implementadas posteriormente por S. Ananthkrishnan y P.K. Manoharan (1990). Los espectros de potencia son empleados para determinar algunos parámetros del viento solar y el índice de centelleo, mediante el procedimiento de ajuste del espectro de potencia del centelleo observado al espectro de potencia teórico derivado del modelo que emplea un método iterativo para obtener el espectro de potencia modelo, (Ananthkrishnan y Manoharan 1990)

4.3 Las Características Generales del Procedimiento de Observación.

Las observaciones de centelleo analizadas en esta tesis fueron tomadas con el lóbulo detector central del radiotelescopio de Ooty, el cual presenta una constante de tiempo de integración en la etapa de posdetección de 50 milisegundos. La salida del receptor del lóbulo central se alimenta a un convertidor analógico/digital de 12 bits que sirve de interfase para transmitir la información a una

estación de trabajo en la que se monitorea el estado de operación del radiotelescopio y la señal de las fuentes de radio observadas. Para información detallada del radiotelescopio de Ooty ver el capítulo 3, sección 3.4. La señal del lóbulo central se registra en formato digital y en registro analógico, el cual se emplea como un monitor visual de la señal captada por el RT. En ambos registros también se incluye la señal de un lóbulo detector asociado que observa continuamente una cierta región de cielo frío seleccionada aleatoriamente. Este lóbulo asociado tiene como objetivo principal monitorear la interferencia o el nivel de ruido asociado a la señal. El registro del nivel de ruido es muy útil en el análisis y procesamiento de los datos ya que permite editar y remover con seguridad los registros contaminados por interferencia.

La señal del lóbulo central es muestreada y grabada en cinta magnética cada 20 milisegundos. Las observaciones se dividen en registros de 2600 muestras, lo cual representa 52 segundos de datos. Durante todo el tiempo de detección se hace una evaluación preliminar de las observaciones, para lo cual se calcula la media y el valor rms de cada uno de los registros y se despliega en la pantalla del monitor del radiotelescopio, lo cual permite evaluar al momento el funcionamiento y estabilidad del sistema. Cada una de las fuentes de radio se observa por lo general durante un promedio de 3 minutos, aunque el telescopio tiene la capacidad de observar continuamente una sola fuente de radio por hasta 5 horas. Para fijar el nivel cero de referencia al iniciar las observaciones, se hizo una observación con el lóbulo detector principal a cielo frío. El nivel de la señal captada durante esta observación incluye el ruido del sistema electrónico (que inducen un voltaje de offset a la salida del sistema) y el efecto de radiación de fondo asociada al cielo frío. La diferencia entre el nivel de referencia determinado por la intensidad promedio de la señal de la fuente y el nivel de referencia determinado por la intensidad promedio asociada a cielo frío, da una deflexión de la señal proporcional a la densidad de flujo asociada a la fuente observada. (Para las observaciones de centelleo, la calibración de esta deflexión es innecesaria ya que no se requiere durante la aplicación del método). Para obtener una correcta evaluación del índice de centelleo es muy importante contar con un buen registro de cielo frío como se puede observar de la ecuación siguiente:

$$g = \left(\frac{\langle \Delta I(t)^2 \rangle}{\langle I \rangle} \right)^{1/2}$$

donde: g es el índice de centelleo, $I(t)$ es la intensidad de la fuente en un tiempo dado y presenta una fluctuación $\Delta I(t)$ alrededor de su media. La fluctuación se define como: $\Delta I(t) = I(t) - \langle I(t) \rangle$, donde los paréntesis triangulares representan el promedio de un conjunto de valores.

4.4 Procedimiento para Obtener el Espectro de Potencia del Centelleo.

La reducción de la serie de tiempo de las fluctuaciones de las intensidades se realiza para cada una de las fuentes de radio al finalizar el tiempo de observación diario. Cuando las fuentes son observadas en el rango de elongación de 4° a 7° , la señal del Sol es captada por los lóbulos detectores menores asociados al lóbulo detector principal causando oscilaciones de baja frecuencia (<0.1 Hz) en el registro de la señal. Para las observaciones de fuentes de radio a elongaciones menores a 4° la señal del Sol en los lóbulos menores es tan grande que prácticamente inhibe la señal de la fuente de radio registrada por el lóbulo principal, cabe mencionar que la señal procesada en el receptor del radiotelescopio es la suma de las señales captadas por el lóbulo detector principal y por sus lóbulos laterales asociados. Para observaciones a una frecuencia de 327 MHz, el límite de detección práctico es. $\epsilon \sim 1\%$. Con el fin de remover frecuencias asociadas al centelleo ionosférico de baja frecuencia, a cada registro de 512 datos se le obtiene la media, la cual es sustraída posteriormente a cada uno de los datos del registro. Después de haber sustraído la media se obtiene un registro con 2048 puntos, el cual será el registro base en todo el procedimiento siguiente.

Antes de tomar la transformada de Fourier de los 2048 puntos en cada registro, los puntos en los extremos del registro son disminuidos suavemente con una función de peso coseno para minimizar los efectos de truncamiento de los datos. Para mantener la estabilidad del proceso, se calcula la varianza antes y después del ajuste y su razón se usa para corregir el espectro de potencia final.

La transformada de Fourier se obtiene aplicando un algoritmo standard de la transformada de Fourier rápida para una serie de 2^n puntos, donde: n es un entero. El espectro de potencia se obtiene de los cuadrados de las amplitudes de los coeficientes de Fourier. Dado que los puntos fueron muestreados a 50 Hz, la transformada de Fourier contiene todas las frecuencias en el rango de ± 25 Hz y el espectro de potencia tendrá una resolución en frecuencia de $50/2048 \text{ Hz} \approx 0.025 \text{ Hz}$. Considerando que el espectro de potencia es simétrico alrededor de la frecuencia cero, para el análisis solo se retendrá la parte positiva del espectro conteniendo 1024 puntos en un rango de frecuencia de 0 a 25 Hz. Dependiendo del tiempo de observación programado para cada fuente de radio se obtienen varios registros. Típicamente se obtienen de 3 a 4 registros por fuente. Los espectros de potencia asociados a cada fuente de radio y a un mismo intervalo de tiempo de observación se suman punto a punto para obtener un solo espectro de potencia integrado de 1024 puntos.

El siguiente paso en el procedimiento consiste en corregir el espectro de potencia integrado del efecto que genera la constante de tiempo del receptor. Dicha corrección se logra dividiendo el espectro de potencia entre la frecuencia de respuesta asociada con la constante de tiempo ($\tau = 1/f$) del receptor. Es importante mencionar que al sustraerse la media a los datos obtenidos antes de aplicarse la transformada de Fourier, se aplica sobre los datos un filtro pasa-altas, afectando principalmente la parte de las bajas frecuencias del espectro de potencia.

La figura 4.1 muestra un espectro de potencia típico de una fuente de radio centelleando. El espectro es graficado con una resolución en la frecuencia de $\approx 0.025 \text{ Hz}$ en una escala semilogarítmica después de haber sido corregido tanto por el filtro pasa-altas como por el efecto de la constante de tiempo. Como se puede observar de la gráfica 4.1, la potencia del centelleo cae al nivel del ruido promedio para frecuencias mayores a 5 Hz. El espectro de potencia de los datos observados contiene la contribución debida a las fluctuaciones asociadas al centelleo, $P(f)_{\text{dip}}$, y la del ruido del sistema, $P(f)_{\text{sis}}$. El espectro de potencia de las observaciones, $P(f)_o$, se puede escribir como: $P(f)_o = P(f)_{\text{dip}} + P(f)_{\text{sis}}$. La amplitud del espectro del ruido del sistema es mucho mayor que la del espectro de potencia de las fluctuaciones asociadas al centelleo, aunque esencialmente es

ruido blanco. Luego entonces, $P(f)_{\text{dB}}$ es efectivamente constante con la frecuencia y se puede estimar de las observaciones de cielo frío. La figura 4.2 muestra la gráfica del espectro de potencia asociado a cielo frío, el cual, fue analizado de la misma manera que el espectro asociado a la fuente de radio. El espectro de potencia mostrado en la figura 4.2 es esencialmente el espectro de potencia del ruido del sistema. El aplanamiento característico del espectro del ruido del sistema muestra que el ruido del sistema es blanco. Como el ruido del sistema es blanco, éste puede ser extrapolado para frecuencias bajas, con lo cual se puede sustraer el espectro del ruido del sistema del espectro de potencia integrado para obtener únicamente el espectro de potencia del centelleo. La figura 4.3 muestra una gráfica del espectro de potencia de la figura 4.1 después de haberle sustraído la contribución del ruido del sistema.

Del análisis del espectro de potencia del centelleo y de las condiciones para lograr un espectro de potencia del centelleo suavizado con una estabilidad estadística a lo largo de todas las frecuencias se requiere:

- 1) promediar un número de puntos adyacentes, teniendo cuidado de no borrar las características asociadas al filtro de Fresnel a frecuencias bajas.
- 2) obtener suficiente resolución en la región de frecuencias bajas (~0.1 Hz en la región de 1 Hz)
- 3) adecuada resolución en la región de frecuencias altas (~1 Hz de resolución en la región de frecuencia de 10 Hz)
- 4) puntos espectrales igualmente espaciados a lo largo del eje logarítmico de las frecuencias.
- 5) estabilidad estadística uniforme sobre todo el espectro.

Para alcanzar las condiciones mencionadas en (1), los puntos espectrales adyacentes pueden ser promediados de tal manera que se obtenga un espectro de potencia distribuido uniformemente a lo largo del eje de las frecuencias que dará una resolución alta, a bajas frecuencias y resolución baja, a altas frecuencias. La condición (2) es para asegurar que las características del filtro de Fresnel en la región de frecuencias bajas no sean suavizadas en extremo. Las condiciones (3) y (4) aseguran que se apliquen las mismas condiciones estadísticas a los espectros durante el proceso de ajuste

al modelo. Para alcanzar las condiciones mencionadas, el método adopta un proceso de promediamiento en el cual el número de puntos promediados (N) a cualquier frecuencia es directamente proporcional a la frecuencia, esto es: $N = s \times f$, donde s es constante. Luego entonces el número de puntos promediados se incrementa linealmente con la frecuencia. Con este proceso se consigue:

- 1) una resolución de ~ 0.1 Hz a una frecuencia de 1 Hz.
- 2) una resolución de ~ 1 Hz a una frecuencia de 10 Hz.
- 3) un espectro final conteniendo solo 40 puntos distribuidos uniformemente a lo largo del eje logarítmico de las frecuencias.
- 4) El error fraccional asociado a la región donde cae la potencia del centelleo al nivel del ruido permanece aproximadamente constante. En la figura 4.4 se puede apreciar el espectro de potencia del centelleo después de haber aplicado el método de promedio estadístico uniforme.

4.5 El Espectro de Potencia Teórico.

El objetivo principal de esta sección es mostrar de manera detallada el método para derivar el espectro de potencia teórico que es empleado en el ajuste del espectro de potencia del centelleo observado. Es conveniente examinar en detalle los cambios en la forma del espectro de potencia modelado al cambiar los parámetros involucrados en el modelo. De la teoría del centelleo desarrollada para el caso de dispersión débil se sabe que la intensidad observada esta directamente relacionada con el espectro de densidad electrónica del medio. Luego entonces, la forma del espectro de intensidad en la región de dispersión débil es determinada por el espectro de la densidad de electrones. Aunque también el filtro de propagación de Fresnel, la distribución de la velocidad, la función de visibilidad de la fuente, modifican la forma del espectro de potencia observado. En las siguientes secciones se mostrará la manera en que la forma del espectro de potencia modelo es sensible a estos parámetros.

4.5.1 Los parámetros del modelo.

La forma del espectro de las fluctuaciones de la densidad de los electrones derivada por varios experimentos predice que el espectro de potencia del centelleo es una ley de potencia. Esto puede ser visto claramente de la parte del espectro de potencia correspondiente a altas frecuencias (la porción de las bajas frecuencias es fuertemente atenuada por la función filtro de Fresnel, ver figura 4.1 y 4.3). Desde las primeras observaciones y análisis realizados (Readhead, 1971; Rao et al., 1974; Coles, 1978; Armstrong y Coles, 1978) y de los experimentos realizados con sondas espaciales (Woo y Armstrong, 1979) se logró obtener un modelo para la potencia de dispersión o intensidad de la turbulencia, como función de la distancia radial al Sol, y la cual se aproximaba a una simple ley de potencia de la forma R^{β} . Entonces para una fuente de radio de diámetro finito el espectro de potencia del centelleo (Manoharan, 1991), se puede evaluar numéricamente a partir de la ecuación 6, donde: f es la frecuencia temporal, r_e es el radio clásico del electrón, λ es la longitud de onda de observación, z es la distancia desde la Tierra hasta el punto más cercano de aproximación de la línea de visión Sol-Tierra, $V_p(z)$ es la componente de la velocidad radial del

viento solar proyectada sobre el plano ortogonal a la línea de visión, z es la distancia a la pantalla, $q = (q_x^2 + q_y^2)^{1/2}$ es el número de onda espacial, R es la distancia entre el Sol y la pantalla situada a lo largo de la línea de visión (esto es la distancia heliocéntrica a la capa dispersora), y $|V(q, z, \theta_0)|$ es la función de visibilidad de la fuente. Para una derivación detallada de la ecuación 6 ver Manoharan, 1991.

Ecuación 6

$$P(f) = (2\pi r_e \lambda)^2 \int_{-\infty}^z \frac{dz}{|V_p(z)|} \int_{-\infty}^{\infty} dq_y 4 \text{sen}^2\left(q^2 z / 2k\right) |V(q, z, \theta_0)|^2 R^{-\beta} q^{-\alpha}$$

Como se puede observar en la ecuación anterior, el modelo del espectro de potencia del centelleo está en función de la longitud de observación (λ), la longitud de la trayectoria de propagación (z), la intensidad de la turbulencia R^β , la pendiente de la ley de potencia que se asume para el espectro de potencia (α), la velocidad del viento solar $V_p(z)$, y del tamaño de la fuente de radio (θ_0). Es importante recalcar que la evaluación del espectro modelo se realiza integrando sobre la línea de visión y bajo la aproximación de dispersión débil.

4.5.2 La geometría de la proyección de la velocidad.

El patrón de difracción espacial (producido por el plasma en el medio interplanetario) se convierte en una serie de tiempo de la intensidad de la fuente observada debido al movimiento de las irregularidades a la velocidad del viento solar. Para evaluar el espectro de potencia teórico del centelleo, se deberá considerar la rapidez a la cual se mueve el medio al cruzar la línea de visión y de capa a capa. Por lo tanto, es importante considerar la proyección geométrica de la velocidad. Considerando que el número de onda espacial está relacionado con la velocidad del viento solar en la forma $q_x = 2\pi f / V_p(z)$, entonces, diferentes valores de la frecuencia espacial q , contribuirán a generar una frecuencia temporal f para diferentes puntos sobre la línea de visión, y consecuentemente la velocidad proyectada cambiará de capa a capa. Además se debe considerar

que la velocidad proyectada sobre el plano ortogonal a la línea de visión es pesada por la función filtro de Fresnel, la función de visibilidad de la fuente, el nivel local de turbulencia y por el espectro de turbulencia de la densidad de los electrones. En el modelo desarrollado por el grupo de NCRA la proyección de la velocidad no es considerada, pero se han realizado calibraciones que muestran que la velocidad derivada por el modelo puede subestimar la velocidad del viento solar en un fracción del 15 al 20 %, cuando se considera una distribución esférica simétrica del viento solar.

4.5.3 La función de peso de la línea de visión.

Observaciones de centelleo en varias frecuencias (Readhead, 1971; Rao, et. al., 1974; Coles, 1978; Armstrong y Coles, 1978) y experimentos realizados por sondas espaciales (Woo y Armstrong, 1979) han mostrado que $\beta = 4$, o sea que la potencia de dispersión varía como R^4 . Luego entonces, para una distribución del viento solar esférica simétricamente, las capas dispersoras a diferentes distancias del Sol presentan diferentes potencias dispersoras. El centelleo observado en la Tierra considera el efecto dispersor del medio interplanetario integrado a todo lo largo de toda la línea de visión. En la figura 4.5 se muestran varias funciones de peso de la potencia dispersora para varias elongaciones, considerando una fuente de radio puntual y una frecuencia de observación de 327 MHz. Las líneas verticales punteadas en la gráfica indican la posición de máxima aproximación a la línea de visión, como se puede observar la máxima contribución del centelleo proviene de las capas ubicadas en la región de máxima aproximación a la línea de visión. Como la fuente se acerca al Sol, la mayor parte de la dispersión ocurre en una delgada capa del medio. Para cuando la fuente se aleja del Sol ($\epsilon \approx 60^\circ$), la función de peso se ensancha y entonces el medio se deberá considerar como la suma de capas dispersoras delgadas.

4.5.4 El efecto de los parámetros del viento solar sobre el espectro de potencia.

Para simplificar y comprender mejor como se modifica la forma del espectro de potencia modelo al variar los parámetros del viento solar, se considera que la fuente de radio es de tamaño puntual, y que el viento solar tiene una distribución esférica simétrica. Los espectros se calculan a partir de la ecuación 6 y con el fin de comparar los cambios en la forma del espectro modelo al variar los

parámetros; éstos son normalizados a un nivel de potencia arbitrario. Un análisis de los parámetros involucrados se da a continuación.

a) El índice de la ley de potencia.

Para analizar cualitativamente los cambios en la forma del espectro al variar el índice de la ley de potencia es necesario fijar los parámetros siguientes: elongación solar constante ($\epsilon = 20^\circ$), velocidad del viento solar de 400 km/s. Los cambios en la forma del espectro de potencia al variar el índice de la ley de potencia se muestran en la figura 4.6. Como se puede ver de la figura el espectro de potencia se escalona hacia abajo en la región de alta frecuencia cuando el valor del índice aumenta. Esto significa que la potencia de dispersión cae más rápidamente con la frecuencia temporal para un medio con un índice de valor más grande.

En general, el espectro de potencia para una fuente puntual ideal presenta una porción plana a bajas frecuencias, $f < f_F$, causada por la función del filtro de Fresnel al actuar sobre el espectro de potencia, (el filtro de Fresnel actúa como un filtro pasa-altas). En la región determinada por la frecuencia del primer mínimo de la función filtro de Fresnel (f_F), ocurre una región de transición que se conoce como la rodilla de Fresnel, las otras oscilaciones generadas por el filtro de Fresnel son suavizadas por el efecto de integración a lo largo de la línea de visión. Para frecuencias mayores a f_F el espectro tiene la forma de una ley de potencia, apareciendo como una línea recta en una gráfica logarítmica con una pendiente (α).

b) La rapidez del viento solar.

En la figura 4.6 se puede observar que los cambios del índice de la ley de potencia en un rango entre 3.0 y 3.9 no afecta la frecuencia de la rodilla de Fresnel. Aunque se aprecia un pequeño desplazamiento hacia adelante o hacia atrás en la frecuencia dependiendo de α . Para nuestro interés tiene mucho mayor significado el saber que la frecuencia de la rodilla de Fresnel es proporcional a la velocidad del viento solar. Lo anterior se debe a que el espectro de potencia

temporal como función de la frecuencia f está relacionado con el número de onda espacial q_x por la relación,

$$q_x = 2 \pi f / V_p(z)$$

donde $V_p(z)$ es la velocidad del viento solar proyectada, en una capa a una distancia z , y a lo largo de la dirección x perpendicular a la línea de visión. Entonces, los cambios en la velocidad escalan el espectro en frecuencia y éste se expande o se contrae dependiendo de si la velocidad aumenta o disminuye respectivamente. La figura 4.7 muestra el efecto sobre el espectro de potencia al variar la rapidez del viento solar considerando una fuente puntual ideal, un índice $\alpha = 3.3$, una elongación de $\epsilon = 20^\circ$, graficados en una escala logarítmica.

c) La razón axial.

Varios estudios realizados con la técnica de centelleo para múltiples estaciones (Blessing y Dennison, 1972; Coles y Kaufman, 1978; Kojima, 1979; Coles y Burgois, 1983) han mostrado que el patrón de las irregularidades no es isotrópico, y además se ha encontrado que las irregularidades en el viento solar responsables del centelleo parecen estar elongadas a lo largo de las líneas del campo magnético interplanetario o sobre la velocidad del viento solar. La estructura espacial del patrón de las irregularidades se puede aproximar por una elipse, con el patrón alineado en la dirección radial desde el Sol. La razón del eje mayor al eje menor de la elipse, se denomina razón axial (RA). Para el caso en que $RA = 1$, se dice que el patrón es isotrópico, mientras que para el caso en que RA adquiere otros valores se dice que el patrón es anisotrópico. Coles y Kaufman (1978) mostraron que en la región de dispersión débil ($r > 40 R_\odot$) el patrón es esencialmente isotrópico. En la figura 4.8 se muestra como la anisotropía afecta la forma del espectro. Para la evaluación se considera que la velocidad del viento solar es de 400 Km/s, el índice de 3,3 y una elongación de 20° . De la gráfica se aprecia como al incrementarse la razón axial afecta la rodilla de Fresnel haciéndola más suave y tendiendo a borrar los otros mínimos de la función filtro de Fresnel.

d) La velocidad aleatoria.

La presencia de un rango de velocidades en el viento solar (componentes de la velocidad aleatoria) tiene una contribución en el centelleo. El ensanchamiento de las velocidades se puede deber a la naturaleza física del medio dispersor y se puede expresar como una distribución de probabilidad de la velocidad en el plano X-Y sobre el cual se pesa cada una de las pantallas para las diferentes velocidades. El efecto de la velocidad aleatoria sobre la forma del espectro de potencia es análogo al efecto de considerar un medio extenso. Y se puede apreciar que afecta a la forma del espectro en la misma manera en que lo afecta el efecto de la razón axial. Una dispersión de la velocidad de $(\Delta v / v) \approx 25\%$ suaviza la rodilla de Fresnel en la manera que lo hace una razón axial de $RA = 1.1$.

e) El tamaño de la fuente de radio.

El tamaño angular de la fuente de radio bajo observación tiene un importante efecto sobre la forma del espectro de potencia del centelleo. El espectro de potencia de una fuente extendida es el mismo que el de una fuente puntual pero filtrada por el cuadrado de la función de visibilidad. Para una distribución de brillo Gaussiana y simétrica $B(\theta) = \exp(-\theta^2/2 \theta_0^2)$ el cuadrado de la visibilidad está dado por $|V(q, z, \theta_0)|^2 = \exp(-q^2 z^2 \theta_0^2)$, donde: θ_0 es el radio de la fuente a un nivel de $e^{-1/2}$. El ancho completo a mitad del máximo medio es de $\theta_s = 2.35 \theta_0$. Luego entonces, el efecto del tamaño de la fuente es insertar una función de filtro, atenuando las frecuencias por arriba de $q_s = 1/z\theta_0$. La figura 4.9 muestra el efecto del tamaño de la fuente sobre la forma del espectro de potencia para una $\epsilon = 20^\circ$, velocidad de 400 Km/s, índice de $\alpha = 3.3$, y $RA = 1.0$. Se puede observar que la ley de potencia del espectro a frecuencias altas es atenuada por la función de visibilidad de la fuente. Cuando el tamaño de la fuente es menor a 150 milisegundos de arco, solo la parte de la ley de potencia de las frecuencias altas es afectada y la visibilidad de la fuente tiene poco efecto sobre la rodilla de Fresnel del espectro. Para el caso en que el tamaño de la fuente es mayor a 150 milisegundos de arco, entonces, la rodilla de Fresnel se ve afectada. Es muy importante mencionar que durante el proceso de ajuste del espectro de potencia observado al espectro de potencia teórico se puede cometer un error sistemático si se observan fuentes de diámetro grande y de las cuales se desconoce su tamaño las cuales coinciden con los espectros de potencia observacionales que presentan una razón señal a ruido baja (≤ 15 dB). Por lo tanto, para fuentes de radio de tamaño mayor a 150 milisegundos de arco, se deberá de contar con el conocimiento anticipado del tamaño de la fuente antes de proceder a realizar el ajuste de los espectros para prevenir errores sistemáticos en la estimación de los parámetros.

Fuente: 3C273

fecha: 88/09/08, elongación = 20

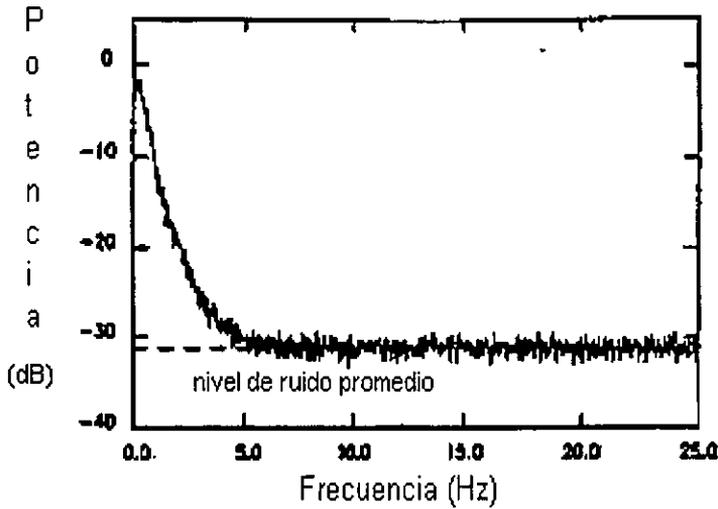


Figura 4.1 Espectro de potencia típico de una fuente de radio que presenta un centelleo definido.

Fuente: cielo frío

fecha: 88/09/08

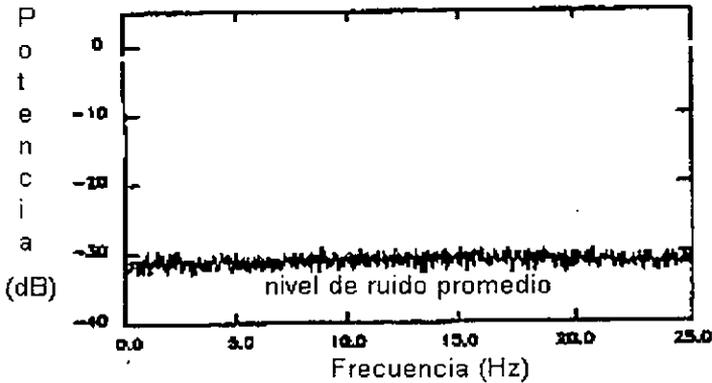


Figura 4.2 Espectro de potencia del ruido asociado a las observaciones, que contiene la contribución de una región de cielo frío y la del sistema electrónico.

Fuente: 3C273
fecha: 88/09/08, elongación = 20

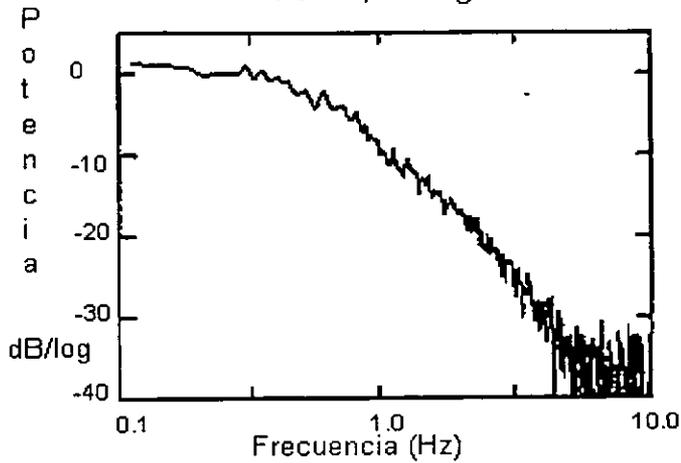


Figura 4.3 Espectro de potencia del centelleo después de haberle sustraído la contribución del ruido del sistema.

Fuente: 3C273
fecha: 88/09/08, elongación = 20.2

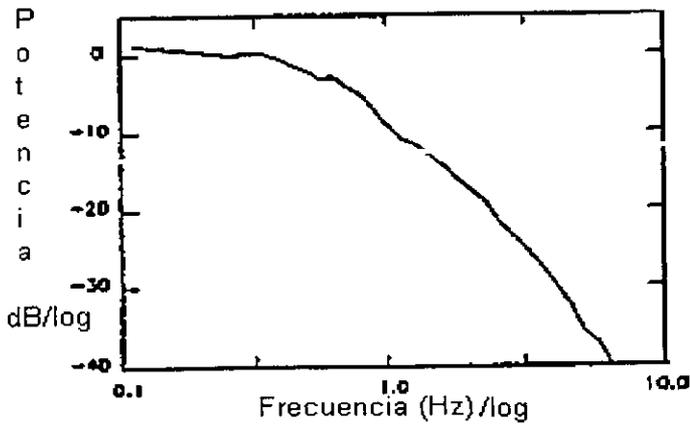


Figura 4.4 Espectro de potencia después de haber aplicado el método de promedio estadístico uniforme.

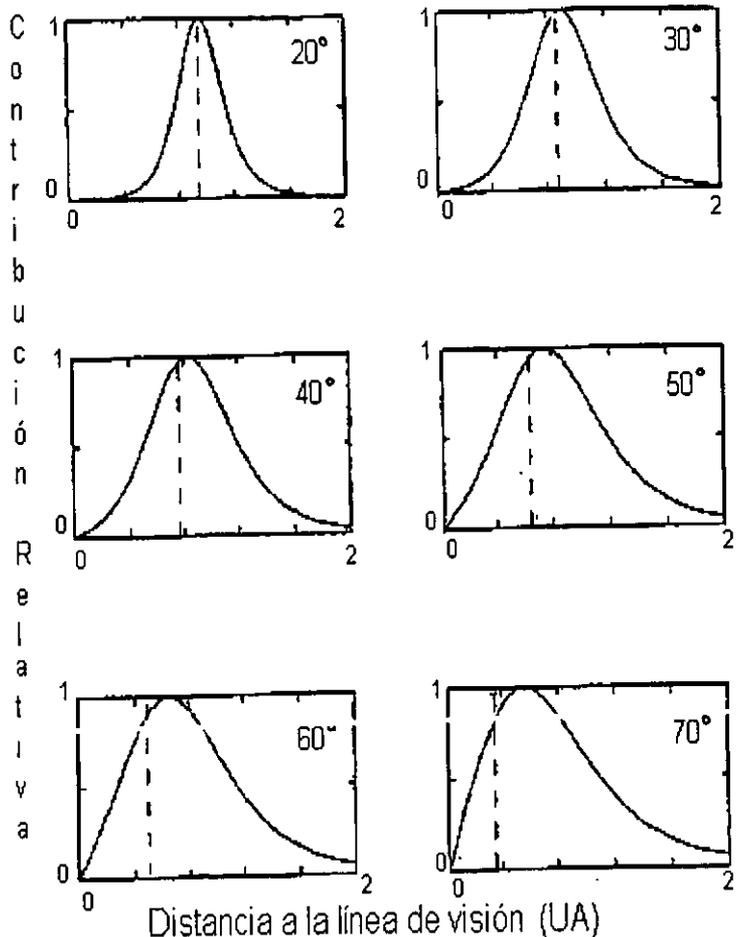


Figura 4.5 Las funciones de peso de la potencia dispersora para varias elongaciones, considerando una fuente de radio puntual y una frecuencia de observación de 327 MHz.

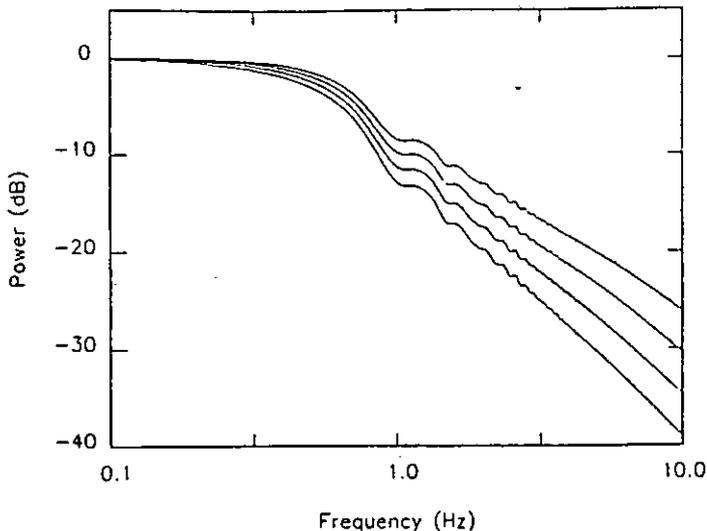


Figura 4.6 En la gráfica se puede observar como el espectro de potencia del centelleo para una fuente de radio puntual se modifica al variar el índice de la ley de potencia. El índice de la ley de potencia para el espectro de la parte superior es de $\alpha = 3$ y se incrementa en 0.3 para los espectros siguientes. El espectro de la parte inferior presenta un índice de $\alpha = 3.9$. El espectro se calculo para $\epsilon = 20$ y una rapidez de 400 km/s.

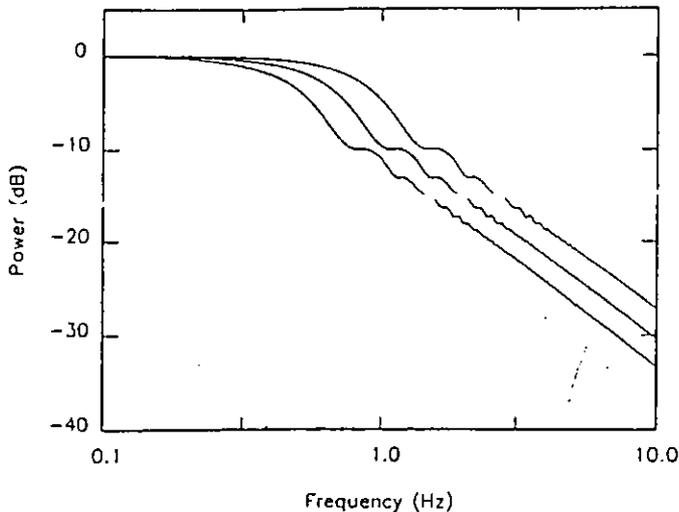


Figura 4.7 El espectro de potencia modelo para una fuente de radio puntual mostrando el efecto de la rapidez del viento solar. El espectro en la parte inferior presenta una velocidad de 300 km/s, el espectro superior presenta una velocidad de 550 km/s. Y se derivó empleando una $\epsilon = 20^\circ$ y una ley de potencia de $\alpha = 3.3$

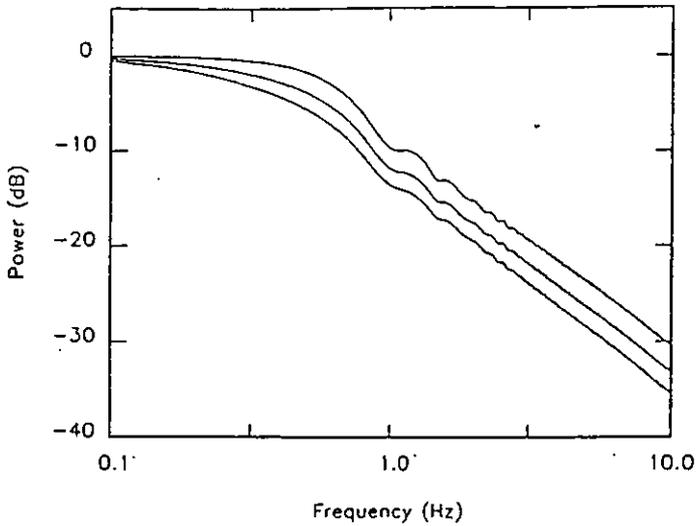


Figura 4.8 Espectro de potencia modelo para una fuente de radio puntual mostrando el efecto de la razón axial. El espectro en la parte superior presenta un $RA = 1.0$ y el espectro de la parte inferior presenta una $RA = 1.6$. El espectro se derivó empleando una $\epsilon = 20^\circ$ y $\alpha = 3.3$.

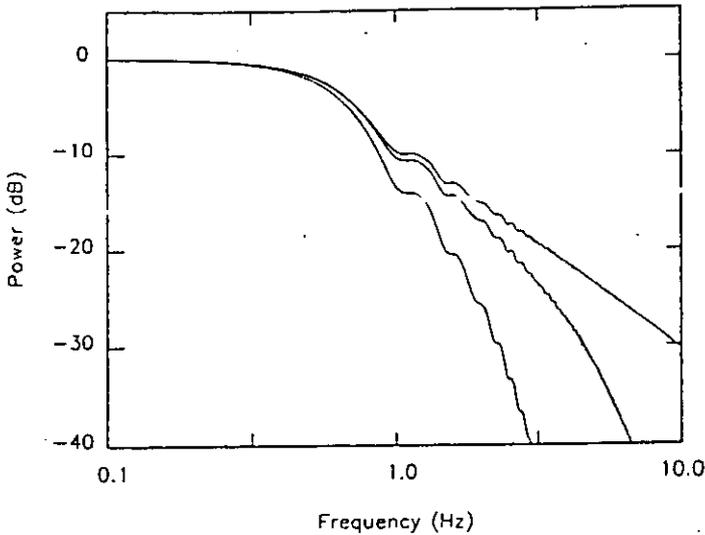


Figura 4.9 Espectro de potencia modelo mostrando el efecto del tamaño de la fuente de radio. El espectro de la parte superior es para una fuente con un tamaño de $\theta = 0$ (fuente puntual ideal), y el de la parte inferior presenta $\theta = 150$ msa. Y se consideró que $V = 400$ km/s.

4.6 La Estimación de los Parámetros del Viento Solar y el Ajuste del Modelo.

En secciones anteriores se ha mostrado la manera de estimar la velocidad del viento solar mediante observaciones de centelleo rutinarias de una sola estación mediante el modelamiento detallado del medio interplanetario. Con el fin de evaluar el espectro modelo de manera realista se requiere del conocimiento de las propiedades siguientes:

- 1) La naturaleza de la distribución del viento solar (generalmente, los modelos asumen una distribución esférica simétrica).
- 2) El índice de la ley de potencia (α).
- 3) La rapidez del viento solar (v).
- 4) La razón axial (RA) del patrón de las irregularidades.
- 5) La componente de la velocidad aleatoria.
- 6) El tamaño de la escala interna (S_i).
- 7) La distancia a la pantalla (z) o la elongación solar (ϵ).
- 8) El tamaño de la fuente de radio (θ_s).

El espectro temporal de las observaciones del centelleo contienen información sobre estas propiedades y un modelo de múltiples parámetros puede ser ajustado a él para derivar los parámetros del viento solar.

4.6.1 Suposiciones necesarias.

Del análisis de la variación de la forma del espectro de potencia teórico al variar los parámetros se puede notar que varios parámetros afectan de igual manera la misma región del espectro de potencia. Por ejemplo, la rodilla de Fresnel del espectro es usada como una referencia durante el procedimiento para determinar la rapidez del viento solar, pero la frecuencia de la rodilla de Fresnel es afectada tanto por la rapidez como por la anisotropía del medio. Además un incremento en el valor de la razón axial suaviza la rodilla de Fresnel y la desplaza hacia bajas frecuencias. Luego entonces, si se trata de ajustar el espectro variando tanto la velocidad como la razón axial, se

puede dificultar el poder arribar a una solución única. Entonces, una estimación más realista de la velocidad se puede obtener si se restringe el valor de la razón axial a un rango de valores realista. lo anterior se presenta para otros parámetros del modelo. Con el objetivo de obtener una estimación realista de la velocidad estimada, se ha supuesto las siguientes condiciones:

- a) Una distribución esférica simétrica para el viento solar.
- b) Un índice de la ley de potencia $\alpha = 3.3 \pm 0.5$
- c) Un medio isotrópico ($RA = 1$)
- d) Una velocidad aleatoria cero.

La validez de las suposiciones se discute a continuación:

A) La potencia de dispersión.

Como ya mencionamos la potencia de dispersión o el nivel local de turbulencia, varia con la distancia heliocéntrica como R^{β} . De las observaciones realizadas en Ooty se ha logrado derivar un valor de $\beta=4.4\pm 0.2$, (Manoharan P.K., 1991). Observaciones realizadas con sondas espaciales han mostrado que $\beta \approx 4$ (Readhead, 1971; Coles, 1978; Armstrong y Coles, 1978; Woo y Armstrong, 1979). En la práctica el espectro de potencia no depende críticamente del parámetro β , aunque al incrementarse o disminuir el valor de β tiene el efecto de escalar hacia arriba o hacia abajo el espectro. En el cómputo del modelo se consideró una la ley de potencia que varía como R^{-4} para la turbulencia local.

B) Criterios para fijar el rango del índice de la ley de potencia.

Uno de los parámetros más importantes para calcular un espectro de potencia correcto es el índice de la ley de potencia α , del espectro de la densidad de electrones. La forma de la ley de potencia afecta la forma del espectro, principalmente en la región de frecuencias mayores a la frecuencia de la rodilla de Fresnel. Desde el punto de vista cuantitativo, la pendiente del espectro de potencia cae con una pendiente de $(-\alpha)$ para frecuencias de $f > F$. Luego entonces, al variar libremente el índice de la ley de potencia se puede lograr ajustar la parte del espectro correspondiente a las altas

frecuencias. Para propósitos del ajuste, se ha restringido la variación del índice de la ley de potencia dentro de un rango determinado de las observaciones disponibles.

Los estudios de centelleo de fase (Woo y Armstrong, 1979) indican una ley de potencia con un índice de $\alpha \approx 11/3$ para distancias $> 15 R_s$, lo cual también fue derivado de las observaciones realizadas por la sonda Venera 10 (Yakovlev et al., 1980). Aunque cabe mencionar que las observaciones del satélite ISEE 1 y 2 han sugerido un modelo con una ley de potencia con un doble índice; 3.65 y 3.0, para la región por arriba de la frecuencia de transición y por abajo de la misma, respectivamente (Celnikier, et al., 1987). De las observaciones con centelleo realizadas por Coles (1978), Coles y Burgois (1983) y Scott B. et al., (1983) se ha derivado un índice para la ley de potencia de $\alpha \approx 3$, para el rango de número espacial de 0.002 a 0.010 km^{-1} y $\alpha \approx 3.6$ para el rango del número espacial entre 0.016 a 0.05 km^{-1} . Tomando en cuenta las anteriores observaciones, el valor adoptado durante el procedimiento de ajuste para el índice de la ley de potencia es $\alpha = 3.3 \pm 0.5$.

C) El rango para la razón axial.

Otro de los parámetros relevantes en la razón axial la cual representa el grado de anisotropía del patrón de las irregularidades de la densidad electrónica. La anisotropía surge como resultado de la elongación de las irregularidades a lo largo de las líneas de flujo o de las líneas de campo magnético. Dependiendo de la distancia al Sol, la RA puede tomar valores mayores o menores a la unidad. Un valor de la razón axial mayor que 1, se interpreta como que las irregularidades están elongadas en la dirección del viento solar. Al incrementarse la razón axial, la rodilla de Fresnel tiende a redondearse y las oscilaciones de Fresnel tienden a atenuarse hasta desaparecer. Este efecto es similar al inducido por el incremento de la velocidad aleatoria. Durante el proceso de ajuste se debe de cuidar el no dar valores extremos a la razón axial, lo cual se puede derivar en una estimación errónea de la rapidez, ya sea sobreestimándola o subestimándola.

Observaciones realizadas con múltiples estaciones (Coles y Kaufman, 1978; Scott, Coles y Burgois, 1983) han mostrado que para regiones $R > 40 R_s$ el valor de la razón axial está entre 1.0 y 1.3.

Estudios de centelleo realizados con el Very Large Array radiotelescopio (VLA) han mostrado un decremento rápido para la razón axial en rangos de 1 a 4 para distancias de 2 a 13 radios solares, (Armstrong et al., 1986). De experimentos de propagación realizados entre los vehículos ISEE 1 y 2 (Celnikier et al., 1987) se confirmó el comportamiento isotrópico del medio interplanetario a la altura de la Tierra. Aunque, Kojima (1979) obtuvo un valor promedio de la razón axial de 1.7 y la distribución de la razón axial presentó un pico en $RA = 1.2$.

Los resultados mencionados sugieren que para la región del medio interplanetario donde $r > 40 R_s$, el patrón de las irregularidades se puede considerar como isotrópico ($RA = 1$). Pero para el caso en que se pretenda ajustar observaciones dentro de un rango de distancia $40 R_s < r < 60 R_s$, algunas ocasiones es recomendable tratar con valores de la razón axial dentro de un rango de 1.1 a 1.3 hasta lograr el mejor ajuste de los espectros.

D) El rango para las velocidades aleatorias.

El medio interplanetario es turbulento y su campo de velocidades puede ser muy complicado a causa de la dispersión de la velocidad o de las componentes aleatorias de la velocidad. Las componentes aleatorias de la velocidad se deben a :

- 1) diferentes velocidades asociadas a diferentes haces a lo largo de la línea de visión (lo cual implica que la velocidad entre capa y capa puede ser significativamente diferente)
- 2) Los movimientos turbulentos de las irregularidades.

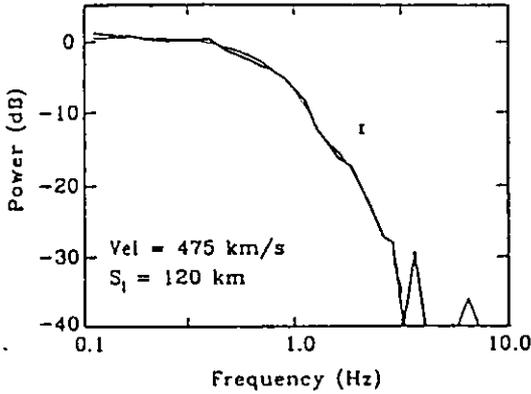
Las observaciones de centelleo registradas a la altura de la Tierra son el producto de la integración de todos los efectos, incluyendo el efecto de las componentes de las velocidades aleatorias a lo largo de la línea de visión. De las observaciones de centelleo con multiestaciones (Vitkevich y Vlasov, 1970; Erker y Little, 1971; Scott, et al., 1983) se ha derivado que las velocidades aleatorias disminuyen al alejarse del Sol, y el efecto es poco considerable para distancias mayores a $40 R_s$. Como ya se ha mencionado el procedimiento de ajuste para observaciones a distancias menores a

40 R_s es más complicado. Por lo general durante el análisis se considera una velocidad aleatoria cero.

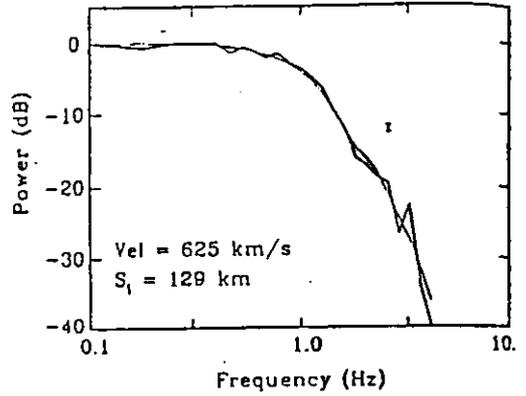
4.7 El Procedimiento de Ajuste.

El procedimiento de ajuste del espectro de potencia modelo al espectro de potencia del centelleo se alcanza por medio de un método iterativo desarrollado por S. Ananthkrishnan y Manoharan (1990) y programado por P. K. Manoharan (1991), el cual muestra gráficamente tanto al espectro observado y el espectro modelo. El programa usa la ecuación 11 para calcular el espectro modelo y el conjunto de parámetros asociados. El programa presenta los espectros de potencia en una escala logarítmica y permite variar dinámicamente los parámetros permitiendo deslizar el espectro de potencia teórico hasta lograr ajustarlo al espectro de potencia del centelleo observado. Cuando se inicia el procedimiento de ajuste el parámetro de la elongación solar es fijo para cada observación, y el diámetro de la fuente se puede fijar con base en las observaciones de las fuentes realizadas con el telescopio VLA (observaciones de alta resolución en longitudes de onda métricas). Generalmente el índice de la ley de potencia se fijan en $\alpha = 3.3$, y la razón axial toma el valor de $RA = 1.0$, y la velocidad aleatoria toma el valor de cero. En los casos en los que se desconoce el tamaño de la fuente de radio, aún se puede aplicar el algoritmo, pero se estará restringido a observaciones que presentan una razón señal a ruido mayor a 25 dB. Con una razón señal a ruido mayor a 25 dB se puede, por lo general, realizar un fácil ajuste de los espectros de potencia. En las figuras 4.10 se muestra un par de ejemplos del ajuste de los espectros de potencia teóricos a los espectros de potencia del centelleo observado para las fuentes de radio CTA21 y 3C287, los cuales muestran ligeras variantes en los valores de los parámetros.

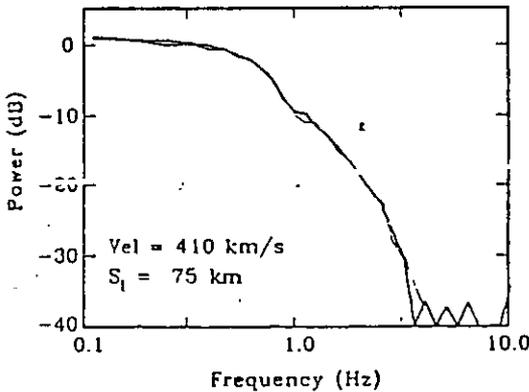
Source : CTA21
 Date : 880402 $\epsilon = 39^\circ$
 $\theta_s = 45 \text{ mas}$ $\alpha = 3.3$ $AR = 1.0$



Source : CTA21
 Date : 880405 $\epsilon = 36^\circ$
 $\theta_s = 45 \text{ mas}$ $\alpha = 3.3$ $AR = 1.0$



Source : CTA21
 Date : 880417 $\epsilon = 24^\circ$
 $\theta_s = 45 \text{ mas}$ $\alpha = 3.2$ $AR = 1.0$



Source : CTA21
 Date : 880421 $\epsilon = 20^\circ$
 $\theta_s = 45 \text{ mas}$ $\alpha = 3.2$ $AR = 1.0$

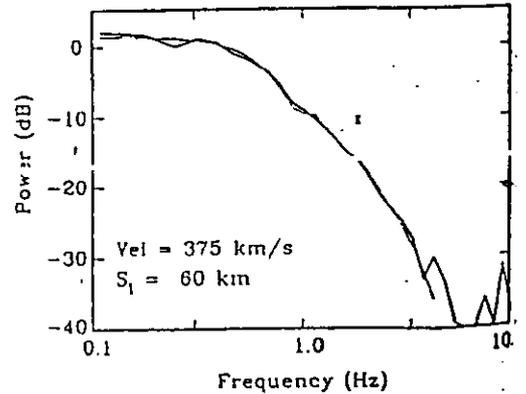
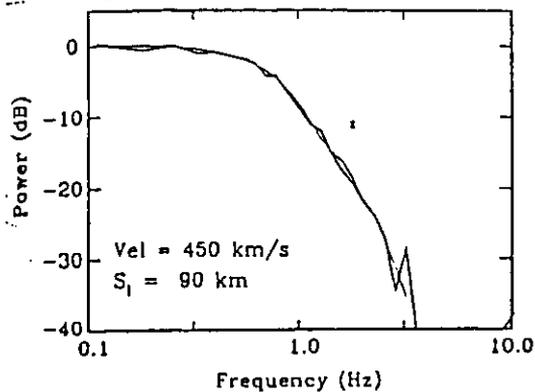
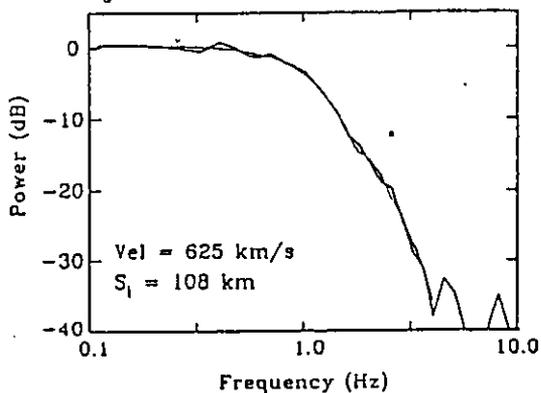


Figura 4.10 A) Ejemplos de ajustes. Los espectros de potencia del CIP de la fuente de radio CTA21 (1988) se muestran con línea gruesa y los modelos se muestran con línea delgada. El ajuste se realizó para la misma fuente en diferentes elongaciones. La barra vertical ubicada a la altura de la línea de -10 dB es la barra de error que corresponde a $2\sigma_r$

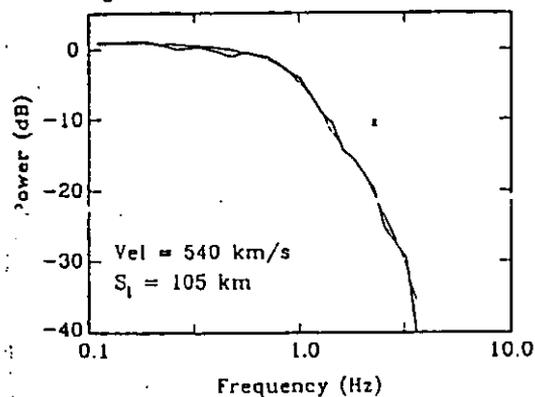
Source : 3C287
Date : 880911 $\epsilon = 38^\circ$
 $\theta_s = 100$ mas $\alpha = 3.3$ AR = 1.0



Source : 3C287
Date : 881009 $\epsilon = 32^\circ$
 $\theta_s = 100$ mas $\alpha = 3.3$ AR = 1.0



Source : 3C287
Date : 881020 $\epsilon = 36^\circ$
 $\theta_s = 100$ mas $\alpha = 3.3$ AR = 1.0



Source : 3C287
Date : 881125 $\epsilon = 59^\circ$
 $\theta_s = 100$ mas $\alpha = 3.3$ AR = 1.0

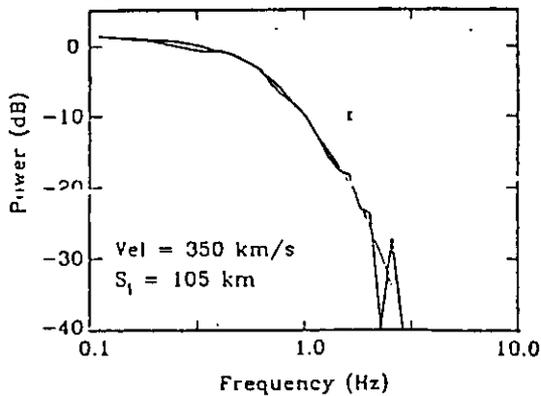


Figura 4.10 B) Lo mismo que en la figura 4.10 A, pero para la fuente de radio 3C287 (1988).

4.8 Observaciones y el Análisis de Datos.

Para mostrar cómo se puede derivar la rapidez del viento solar empleando observaciones del centelleo de las fuentes de radio con un radiotelescopio, se emplearon los registros obtenidos por el radiotelescopio de Ooty durante el mes de enero (1996) y el software desarrollado en el NCRA, los cuales me fueron cedidos gentilmente por el Dr. S. Ananthakrishnan durante mi estancia en el NCRA. A continuación presentaré los detalles de las observaciones, la reducción de los datos y el estudio realizado.

La escala de tiempo que presenta el centelleo interplanetario a 327 MHz es de ~ 0.1 s. Para registrar el centelleo se hace necesario que el sistema de receptores utilice al menos un tiempo de integración para la señal de 50 milisegundos. El tiempo de muestreo fue a intervalos de 20 milisegundos y se almacenaron en la computadora en bloques de 2600 datos, lo cual corresponde a series de tiempo de 52 segundos. Cada fuente fue observada por ~ 3 minutos y el espectro de cada uno de los bloques de 52 segundos se integró y promedió con los otros espectros derivados para los otros bloques asociados a la misma observación. Durante las observaciones se tuvo cuidado de monitorear cada media hora una región de cielo frío con el fin de tener una buena calibración de la sensibilidad del radiotelescopio o la posible interferencia sobre las observaciones.

El programa de observación de fuentes de radio asignado al radiotelescopio de Ooty para el mes de enero de 1996 comprendió un estudio general de todas las fuentes que se lograron detectar dentro de un rango de elongación de $10^\circ \leq \epsilon \leq 55^\circ$, lo cual permite monitorear el medio interplanetario en una región entre 0.2 y 0.8 UA. Para el estudio se consideró como base El Catálogo Molongio y Texas de fuentes de radio estelares (Large et al, 1981; Ghingo & Owen, 1978), el cual contiene ~ 12000 fuentes de radio. Del catálogo solo se programaron para observarse ~ 5000 , las cuales presentan una densidad de flujo mayor que 1.5 Jy. Considerando que la capacidad del radiotelescopio para observar es de 150 a 200 fuentes por día fue necesario optimizar el método de observación para lo cual se decidió estacionar al radiotelescopio en una cierta ascensión recta y mover el lóbulo barriendo el meridiano local, de tal manera que fuentes de radio con ascensión

recta grande fueron observadas progresivamente en épocas posteriores. Del total de fuentes de radio programadas para observación durante enero se logró observar en 27 días aproximadamente a 1500. La mayoría de las fuentes se observaron una sola vez por un tiempo promedio de 3 minutos y solo algunas que se emplean para calibrar el telescopio se observaron repetidamente. La posición de las fuentes de radio en el cielo se localizaron en un rango de ascensión recta entre las 14 y las 24 horas y el rango en declinación cubrió de $+20^{\circ} \leq \delta \leq -45$, y una elongación de $7^{\circ} \leq \epsilon \leq 60^{\circ}$, (ver figura 4.11).

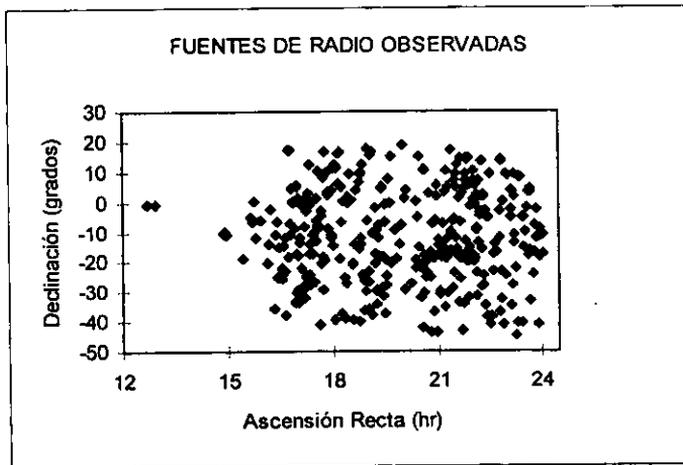


Figura 4.11 Mapa de las fuentes de radio observadas durante el mes de enero de 1996 con el radiotelescopio de Ooty. La mayoría de las fuentes caen en una región de $15 \text{ hrs} \leq \text{AR} \leq 24 \text{ hrs}$, y un intervalo en declinación de $20^{\circ} \leq \delta \leq 45^{\circ}$. Las fuentes fueron seleccionadas de tal manera que se pudiera cubrir con un misma cantidad de observaciones todo un rango de distancias heliocéntricas comprendido entre $0.1 \text{ UA} \leq r \leq 1 \text{ UA}$.

A un total de ~1500 fuentes de radio observadas durante el mes de enero se les obtuvo su espectro de potencia de centelleo para determinar si las observaciones presentaban la calidad requerida para proceder a estimar una rapidez del viento solar asociada a dicha fuente. Las condiciones de calidad con base en la necesidad de mostrar de manera sencilla como trabaja el método comprenden:

- 1) Una razón señal a ruido mayor a 15 dB.
- 2) Un espectro de potencia del centelleo de forma suave.

Considerando estos factores solo el 37 %, esto es ~ 560 fuentes de radio observadas conformaron el banco de datos que se analizó finalmente. Una lista de estas fuentes con sus parámetros asociados de posición, elongación, rapidez de viento solar estimada, se da en el Apéndice B. En una revisión preliminar se logró observar que el 32% de las observaciones estaban influenciadas por eventos transitorios en el viento solar. Como los mejores resultados del ajuste de los espectros de potencia de centelleo se obtienen para el caso de viento solar quieto, se decidió descartar todas las velocidades estimadas de viento solar mayores a 600 km/s. El banco de datos de fuentes de radio se redujo a 379 fuentes, las cuales se emplearon para estimar el comportamiento del viento solar quieto como función de la distancia heliocéntrica. Una lista de las fuentes de radio asociadas con velocidades de viento solar menores que 600 km/s y otros parámetros relevantes se dan en el Apéndice B. Como producto de la gran dispersión de las observaciones y con el interés de obtener una estimación del comportamiento de la rapidez del viento solar quieto al variar la distancia heliocéntrica, fue necesario hacer un promedio de observaciones por intervalos de clase de 0.1 UA en distancia heliocéntrica y asignando el valor promedio al valor mínimo del intervalo de clase.

La figura 4.12 muestra un histograma de frecuencias para las observaciones promediadas, asociadas a viento solar quieto, que se realizaron a diferentes distancias heliocéntricas cubriendo un rango de $0.1 \text{ UA} \leq r \leq 0.8 \text{ UA}$. Como se puede observar en el histograma de frecuencias todo el intervalo de distancia se cubrió de manera uniforme, aunque la región comprendida entre $0.5 \text{ UA} \leq r \leq 0.7 \text{ UA}$ presentó un ligero incremento en la frecuencia de observación. Después de haber promediado la rapidez estimada para intervalos de 0.01 UA, se graficó el comportamiento del viento solar quieto como función de la distancia heliográfica estimada. Como se puede observar en la figura 4.13, el viento solar quieto promedio presenta un valor de 400 km/s para el intervalo de $0.1 \text{ UA} \leq r \leq 0.8 \text{ UA}$, esto es $\approx (20 R_s - 170 R_s)$, aunque presenta su característica variabilidad. La región de aceleración del viento solar, $\sim (r < 20 R_s)$ quedó fuera de estas observaciones ya que las fuentes de radio programadas no se acercaron lo bastante, lo más cerca que se observó fue $\sim 0.12 \text{ UA} \approx 25.8 R_s$.

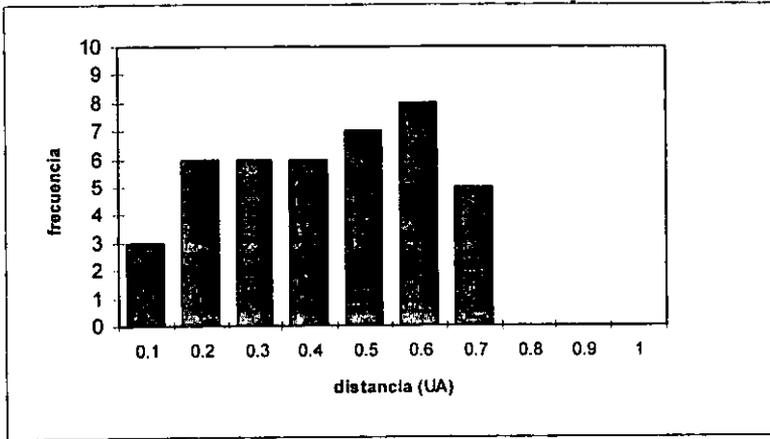


Figura 4.12 Histograma de frecuencias para las observaciones promediadas, asociadas a viento solar quieto, que se realizaron a diferentes distancias heliocéntricas cubriendo un rango de $0.1 \text{ UA} \leq r \leq 0.8 \text{ UA}$.

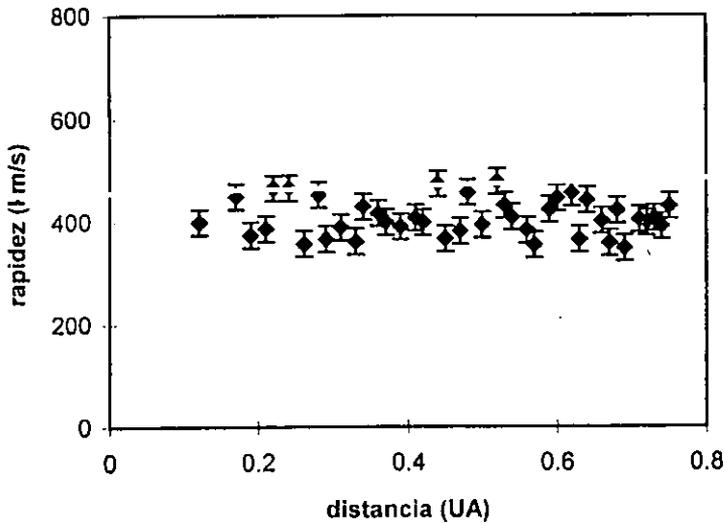


Figura 4.13 La gráfica muestra los valores de la rapidez promedio del viento solar estimados para intervalos de clase de 0.01 UA , para un rango en distancia heliocéntrica de $0.1 \text{ UA} \leq r \leq 0.8 \text{ UA}$. El valor promedio obtenido para la rapidez del viento solar es de 400 km/s .

CONCLUSIONES GENERALES.

El trabajo desarrollado en esta tesis ha permitido mostrar de una manera detallada el desarrollo y estado actual de los estudios del viento solar quieto y las perturbaciones transitorias de gran escala que en él se presentan empleando principalmente la técnica del centelleo interplanetario. Además se presentó el desarrollo tecnológico y las variantes de radiotelescopios que se emplean para realizar estudios del viento solar. En la parte final se presentó el arreglo dipolar prototipo de Teoloyucán y las observaciones preliminares obtenidas con él. Para finalizar se aplicó el método de análisis espectral a las observaciones realizadas en Ooty para dar un ejemplo concreto de como se estima la rapidez del viento solar.

Con base en este trabajo se pueden concluir los puntos relevantes siguientes:

1) Actualmente se tiene una gran variedad de técnicas para estudiar el viento solar, algunas de ellas desarrolladas para hacer observaciones en la banda óptica, banda ultravioleta, Rayos X, banda de radio y otras para realizar mediciones in situ empleando satélites y sondas espaciales. Pero la mayoría de técnicas empleadas para realizar observaciones presentan serias limitaciones tanto en el rango espacial de detección como en el tiempo de observación. Por ejemplo, los satélites y sondas espaciales están limitados, en su mayoría, a realizar observaciones sobre regiones cercanas al plano de la eclíptica ($\sim \pm 10^\circ$) y por el tipo de detectores no pueden detectar de manera global perturbaciones transitorias de gran escala. En el caso de los coronógrafos más sofisticados, como es el caso de los tres coronógrafos del SOHO los cuales cubren un rango de visión de 1.1 hasta 32 radios solares, lo cual deja un amplio margen del medio interplanetario sin cubrir.

2) La técnica del centelleo interplanetario ha mostrado ser una herramienta muy útil para estudiar de manera sistemática y continua el viento solar en un amplio rango de distancias heliocéntricas y un amplio rango en declinación. Además, el costo económico de las observaciones está muy por debajo de los costos de los satélites. Durante los últimos 30 años se ha desarrollado un programa

mundial de observación del viento solar mediante la técnica del centelleo interplanetario que permitió hacer un estudio detallado de la evolución del viento solar con el ciclo de actividad solar y una identificación clara de las perturbaciones transitorias de gran escala que se presentan en el viento solar.

3) Actualmente, se está desarrollando un programa mundial de pronóstico de tormentas geomagnéticas con base en las observaciones y rastreo de perturbaciones transitorias de gran escala en el viento solar obtenidas por varios radiotelescopio en el mundo que emplean la técnica del centelleo interplanetario. Motivada por estos trabajos, la Dra. Silvia Bravo inició el proyecto de construcción de un arreglo dipolar de gran área en México. Actualmente la primer etapa del proyecto que consistió en construir un arreglo dipolar prototipo se ha concluido. Como se puede apreciar de los registros de detección de fuentes de radio el diseño del radiotelescopio está en óptimas condiciones y la gente involucrada en el proyecto de construcción ha adquirido la experiencia necesaria para iniciar la construcción del radiotelescopio final que se construirá en Coeneo, Michoacán.

4) La técnica de centelleo interplanetario que emplea observaciones de una sola estación para estimar la rapidez del viento solar ha mostrado los mismos resultados que si se empleara un arreglo de tres radiotelescopios. Además presenta ventajas importantes sobre la técnica standard. Una de ellas, tal vez la más importante es de carácter económico. Debido a los recortes presupuestales en la ciencia (a nivel mundial) se ha iniciado una política para optimizar los recursos destinados a los nuevos proyectos de investigación, por lo cual es más viable construir un solo radiotelescopio que un arreglo de tres o más. Y pensando a largo plazo es mucho más barato dar mantenimiento a un solo radiotelescopio. Por otra parte el procesamiento de los datos se hace más fácil debido a que se tiene una calibración única y se puede realizar un análisis preliminar automático de las observaciones para monitorear la estabilidad del sistema electrónico del radiotelescopio.

Apéndice A.

Las Bandas en Frecuencias de Radio Protegidas por Acuerdos Internacionales, previos a la Word Administrative Radio Conference de 1979.

Tabla 1*

Banda de Frecuencia	Protección	Usos
21850-21870 kHz	Exclusivo-Primario	Continuo
37.75 - 38.28 MHz	Secundario	"
73 - 74.6 MHz	Exclusivo-Primario (2&3)	"
150.05 - 153 MHz	Traslapado-Primario (solo en 1)	"
322-328.6 MHz	Notificación de uso	"
406.1-410 MHz	Primario traslapado con activo	"
608 - 610 MHz	Exclusivo-Primario (2)	"
1350 - 1400 MHz	Notificación de uso	Corrimiento al rojo del hidrógeno"
1400 - 1427 MHz	Exclusivo-Primario	Hidrógeno
1611.5 - 1612.5 MHz	Notificación de uso	Hydroxyl
1660 - 1670 MHz	Primario traslapado con activo	Hydroxyl
1720 - 1721 MHz	Notificación de uso	Hydroxyl
2670 - 2690 MHz	Notificación de uso	Continuo
2690 - 2700 MHz	Exclusivo-Primario	Continuo
4825 - 4835 MHz	Notificación de uso	H ₂ CO
4950 - 4990 MHz	Notificación de uso	Continuo
4990 - 5000 MHz	Exclusivo- Primario (2), traslapado con activo en regiones 1&3	Continuo
5750 - 5770 MHz	Notificación de uso	Continuo
10.6 - 10.68 GHz	Primario traslapado con activo	Continuo
10.68 - 10.7 GHz	Exclusivo-Primario	Continuo
14.485 - 14.515 GHz	Notificación de uso	H ₂ CO
15.35 - 15.4 GHz	Exclusivo-Primario	Continuo
22.21 - 22.26 GHz	Primario traslapado con activo	H ₂ O
23.6 - 24 GHz	Exclusivo-Primario	Continuo & Ammonia
31.2 - 31.3 GHz	Notificación de uso	Continuo
31.3 - 31.5 GHz	Exclusivo-Primario	Continuo
36.458 - 36.488 GHz	Notificación de uso	H ⁺
52 - 54.25 Ghz 58.2 - 59 " 64 - 65 "	Bandas pasivas pero sin notificación de uso para radioastronomía	Continuo
86 - 92 GHz	Primario traslapada con activo	Líneas numerosas
101 - 102 GHz	Banda pasiva pero sin notificación de uso para radioastronomía	Continuo
115.16 - 115.38 GHz	Notificación de uso	CO
130 - 140 GHz	Primario traslapado con activo	Continuo
182 - 185 GHz	Banda pasiva pero sin notificación de uso para radioastronomía	H ₂ O
230 - 240 GHz	Primario traslapada con pasivo	CO

En las regulación de radio internacional, el mundo está dividido en tres regiones. La región 1 comprende Europa y Africa, la región 2 es el Hemisferio Occidental, y la región 3 es Asia y Australia.

* Tomada de Krauss J. D., Radio astronomy, McGraw-Hill, 1986.

Apéndice A'.

Las Bandas en Frecuencias de Radio Protegidas por Acuerdos Internacionales en la Word Administrative Radio Conference de 1979, (WARC-79).

Tabla 2*

Banda de Frecuencia	Protección (nota)	Uso
13360 - 13410 kHz	Primario traslapado con activo (2)	Continuo
25550 - 25670 kHz	Exclusivo- primario (especial)	"
37.5 - 38.25 MHz	secundario (2)	"
73 - 74.6 MHz	Exclusivo-primario en región 2, Notificación de uso en región 1&3 (2)	"
150.05 - 153 MHz	Primario traslapado con activo sólo en la Región 1, Australia e India (2)	"
322 - 328.6 MHz	Primario Traslapado con Activo (2)	Continuo & Deuterio
406.1 - 410 MHz	Primario Traslapado con Activo (2)	Continuo
608 - 614 MHz	Primario en Región 2, En africa se permite para estaciones comerciales. secundario en regiones 1&3 (2)	Continuo
1330 - 1400 MHz	Notificación de uso (2)	Hidrógeno
1400 - 1427 MHz	Primario-banda pasiva (1)	Hidrógeno
1610.6 - 1613.8 MHz	secundario (2)	Hydroxyl
1660 - 11660.5 MHz	Primario traslapado con activo (2)	Hydroxyl
1660.5 - 1668.4 MHz	Primario (secundario activo) (2)	Hydroxyl
1668.4 - 1670 MHz	Primario traslapado con activo (2)	Hydroxyl
1718.8 - 1722.2 MHz	Secundario (2)	Hydroxyl
2655 - 2690 MHz	Secundario (2)	Continuo
2690 - 2700 MHz	Primario-banda pasiva (1)	Continuo
3200 - 3207 MHz 3332 - 3339 " 3345.8 - 3352.5 "	notificacion de uso (2)	CH
4800 - 4990 MHz	Secundario (2)	Continuo & H ₂ CO
4990 - 5000 MHz	Primario traslapado con activo (2)	Continuo
10.6 10.68 GHz	Primario traslapado con activo (2)	Continuo
10.68 - 10.7 GHz	Primario-banda pasiva (1)	Continuo
14.47 - 14.5 GHz	Secundario (2)	H ₂ CO
15.35 - 15.4 GHz	Primario-banda pasiva (1)	Continuo
22.01 - 22.21 GHz	Notificación de Uso (2)	H ₂ O
22.21 - 22.5 GHz	Primario traslapado con activo (2)	H ₂ O
22.81 - 22. 86 GHz 23.07 - 23.12 "	Notificación de Uso (2)	NH ₃
23.6 - 24 GHz	Primario-banda pasiva (1)	Continuo & Ammonia
31.2 - 31.3 GHz	Notificación de uso (2)	Continuo
31.3 - 31.5 GHz	Primario-banda pasiva (1)	Continuo

31.5 - 31.8 GHz	Primario-banda pasiva en región 2(1) Primario (secundaria activa) en región 1&3 (2)	Continuo
36.43 - 36.5 GHz	Notificación de uso	H ⁺
42.5 - 43.5 GHz	Primario traslapado con activa (2)	Continuo & SiO
48.94 - 49.04 GHz	Primario traslapado con activa (2)	CS
51.4 - 54.25 Ghz 58.2 - 59 * 64 - 65 *	Notificación de uso y banda pasiva (1)	Continuo
72.77 - 72.91 GHz	Notificación de uso (2)	H ₂ CO
86 - 92 GHz	Primario-banda pasiva (1)	Líneas numerosas
93.07 - 93.27 GHz	Notificación de uso (2)	HNN ⁺
97.88 - 98.08 GHz	Primario traslapado con activa (2)	CS
105 - 116 GHz	Primario-banda pasiva (1)	CO
140.69 - 140.98 Ghz 144.68 - 144.98 * 145.45 - 145.75 * 146.82 - 147.12 *	Primario traslapado con activa (2)	H ₂ CO DCN H ₂ CO CS
150 - 151 GHz	Secundario (2)	NO, H ₂ CO
164 - 168 GHz	Primario-banda pasiva	Continuo
174.42 - 175.02 Ghz 177 - 177.4 * 178.2 - 178.6 * 181 - 181.6 *	Secundario (2)	C ₂ H HCN HCO ⁺ HNC
182 - 185 GHz	Primario-banda pasiva (1)	H ₂ O
186.2 - 186.6 GHz	Secundario (2)	HNN ⁺
217 - 231 GHz	Primario-banda pasiva (1)	CO
250 - 251 GHz	Primario-banda pasiva (2)	NO
257.5 - 258 GHz	Secundario (2)	NO
262.24 - 262.76 GHz	Primario traslapado con activa (2)	C ₂ H
265 - 275 GHz	Primario traslapado con activa (2)	HCN, HCO ⁺ , HNC
278 - 280 GHz	Notificación de uso (no permitida)	HNN ⁺
343 - 348 GHz	Notificación de uso (no permitida)	CO

Notas:

(1) Todas las emisiones en la banda entre frecuencias listadas están prohibidas.

(2) Se hace un llamado urgente a los administradores para tomar decisiones prácticas para proteger el servicio de radioastronomía de las interferencias perjudiciales. Emisiones del espacio y de estaciones aéreas pueden ser fuentes de interferencia particularmente serias para el servicio de radioastronomía.

* Tomada de Krauss J. D., Radio astronomy, McGraw-Hill, 1986.

Apéndice B.

Parámetros relevantes de las observaciones realizadas con el radiotelescopio de Ooty, India, destacando la rapidez estimada para el viento solar empleando el método de análisis espectral.

Elongación Solar (grados)	Distancia heliocéntrica (UA)	No. de observaciones Promediadas	Rapidez Promedio del viento Solar (km/s)	Desviación Standard de la Rapidez Promedio (km/s)
7	0.122	1	400	50
10	0.174	1	450	50
11	0.191	3	375	75
12	0.208	4	387	80
13	0.225	6	466	65
14	0.242	6	466	50
15	0.259	3	358	60
16	0.275	8	453	55
17	0.293	7	367	40
18	0.309	5	390	90
19	0.326	4	362	80
20	0.342	5	430	35
21	0.358	7	417	50
22	0.374	6	400	50
23	0.391	6	391	44
24	0.407	4	408	70
25	0.423	4	400	75
26	0.438	10	474	60
27	0.454	12	368	60
28	0.469	6	383	25
29	0.485	8	458	50
30	0.5	15	395	55
31	0.515	15	479	50
32	0.53	6	433	70
33	0.545	7	410	70
34	0.56	7	385	60
35	0.574	11	350	65
36	0.588	7	425	60
37	0.602	13	447	45
38	0.616	16	457	65
39	0.629	9	367	45
40	0.643	22	443	70
41	0.656	15	403	70
42	0.669	20	360	65
43	0.682	16	423	35
44	0.695	11	350	45
45	0.707	14	405	60
46	0.719	11	399	70
47	0.731	17	408	60
48	0.743	7	392	70
49	0.755	4	431	70
51	0.777	4	450	45
53	0.799	1	400	50

REFERENCIAS

- Aarons J., "Global morphology of ionospheric scintillations", *Proc. IEEE*, **70**,360, 1982.
- Alukar S.K., Bobra A.D., Nirman N.S., Venat P., y Janardhan P, "Three-site solar wind observatory", *Indian Journal of Pure & Applied Physics*, **27**, 322-330, 1989.
- Ananthkrishnan S., Coles W.A. y Kaufman J.J., "Microturbulence in solar wind streams", *J. Geophys. Res.* **85**, 6025, 1980.
- Armstrong J.W. y Coles W.A., *J. Geophys. Res.*, **77**, 4602, 1972.
- Armstrong J.W., Coles W.A., y Harmon J.K., "Observations of colliding stream regions using IPS", *Eos Trans. AGU*, **54**, 1190, 1973.
- Armstrong J.W. y Coles W.A., *Astrophys. J.*, **220**, 346, 1978.
- Armstrong J.W., Coles W.A., Kojima M., y Rickett B.J., "The Sun and the Heliosphere in Three Dimensions", p59, de. R.G. Marsden, Reidel, Dordrecht, 1986.
- Armstrong J.W., Coles W.A., Kojima M., y Rickett B.J., *Astrophys. J.* **358**, 685-692, 1990.
- Armand N. A., Efimov A. Y., y Yakovlev O. Y., " A model of the solar wind turbulence from radio occultations experiments", *Astr. Astrophys.*, **183**, 135-141, 1987.
- Armstrong J. , Coles W. A., Kojima M., y Rickett B. J., "Solar wind observations near the sun"; in the sun and heliosphere in three dimensions, of Marsden and Reidel, 59-64, 1971.
- Backer D., Kulkarni S., Heiles C., Davis M., y Goss W. M., *Nature*, **300**,615,1982.
- Balanis C.A., "Antenna Theory - Analysis and Design", John Wiley & Sons, 1982.
- Beegs D.W. y Blackwell D.E., *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **127**, 329, 1964.
- Benr A. y Siedentopf H., *Z. Astrophys.* **54**, 200, 1962.
- Bhandari S.M., Ananthkrishnan S., y Rao A. Pramesh, *Aust. J. Phys.*, **27**, 121, 1974.
- Blessing R.G., y Dennison P.A., *Proc. Astr. Soc. Australia*, **2**, 84, 1972.
- Bourgois G., Coles W.A., Daigne G., Silen T., Turunen T., y Williams P.J., "Measurements of the solar wind velocity with EISCAT", *Astron. Astrophys.*, **144**, 452-462, 1985.
- Bravo S., Mendoza B., y Pérez-Enríquez R., "Coronal holes as source of large-scale solar wind disturbances and geomagnetic perturbations", *J. Geophys. Res.*, **96**, 5387, 1991.
- Breen A.R., Coles W.A., Grall R., Lovhaug U-P., Markkanen J., Misawa H., y Williams P.J.S., "EISCAT measurements of interplanetary scintillation", *Journal of Atmospheric and Terrestrial Physics*, **58**, No. 1, 507-519, 1996.
- Callahan P. S., "Columnar content measurements of the solar wind turbulence near the sun", *Astrophys. J.*, **199**, 227-236, 1975.

- Celnikier L.M., Muschietti L., y Goldman M.V., *Astr. Astrophys.*, **181**, 138, **1987**.
- Cohen M.H., Gundermann E.J., Hardbeck H.C. y Sharp L.C., *Astrophys. J.*, **147**, 449, **1967**.
- Cohen M.H. y Gudermand E.J., *Astrophys. J.*, **155**, 645, **1969**.
- Coles W.A., Rickett B.J. y Rumsey V.H., *Solar Wind Three*, 351-367, ed. Russell, C.T., **1974**.
- Coles W.A. y Rickett B.J., "Solar wind speed from IPS measurements at U.C., San Diego, *Solar Geophysical Data: Explanation of data reports*, Rep. 366, suppl., Feb., **1975**.
- Coles W.A. y Rickett B.J., "IPS observations of the solar wind speed out of ecliptic", *J. Geophys. Res.*, **81**, 4797, **1976**.
- Coles W.A., "Interplanetary Scintillation", *Space Sci. Rev.*, **21**, 411-425, **1978**.
- Coles W.A., y Harmon J.K., "Comparison of 74 Mhz Interplanetary Scintillation and IMP 7 Observations of the Solar Wind During 1973", *Journal of Geophysical Research*, **83**, No. A7, 3337-3341, **1978**.
- Coles W.A., y Kaufman J.J., *Radio Sci.*, **13**, 591, **1978**.
- Coles W.A., Rickett B.J., Rumsey V.H., Kaufman J., Turley D.G., Ananthakrishnan S., Armstrong J.W., Harmon J.K., Scott S.L., y Sime D.G., "Solar cycle changes in the polar solar wind", *Nature*, **286**, 239, **1980**.
- Coles W. A., Esser R., Lovhaug P., y Markkanen J., "Comparison of solar wind velocity measurements with a theoretical acceleration model", *J. Geophys. Res.*, **96**, 13849-13859, **1991**.
- Coles W. A., Liu W., Harmon J. K., Martin C. L., "The solar wind density spectrum near the sun: Results from Voyager radio measurements", *J. Geophys. Res.*, **96**, 1745-1755, **1991b**.
- Cronyn W. M., "Density fluctuations in the interplanetary plasma; Agreement between space probe and radio scattering observations", *Astrophys. J.*, **171**, L101-L105, **1972**.
- Dennison P.A. y Hewish A., *Nature*, Lond., **213**, 343, **1967**.
- Eker R. y Little L., "The motion of the solar wind close to the sun", *Astro. Astrophys.*, **10**, 310-316, **1971**.
- Erickson W., "The radio-wave scattering properties of the solar corona", *Astrophys. J.*, **139**, 1290-1311, **1964**.
- Erskine F.T., Cronyn W.N., Shawhan S.D., Roelof E.C. y Gotwols B.L., "Interplanetary scintillations at large elongation angles: response to solar wind density structure", *J. Geophys. Res.*, **83**, 4153, **1978**.
- Feldman W.C., Asbridge S.J., Bame S.J., Fenimore E.E. y Gosling J.T., "The solar origins of solar wind interstreams flows: near-equatorial coronal streamers", *J. Geophys. Res.*, **86**, 5408-5416, **1981**.
- Gapper G.R., Hewish A., Purvis A. y Duffett-Smith P.J., *Nature*, **296**, 633, **1982**.

- Ghingo F.D., y Owen F.N., "Second of Arc Positions and Flux densities of 1583 Radio Sources at 365 MHz", Preprint No. 6, Univ. of Texas Radio Astronomy Observatoty, **1978**.
- Gold T., "Gas dynamic of cosmic clouds", de. North-Holland, Amsterdam, **103, 1955**.
- Gringauz K.I., "Some results of experiments in interplanetary space by means of charged particle traps an soviet space probes", *Space Res.* **2**, 539-553, **1961**.
- Grall R.R., Coles W.A., Klingsmith M.T., Breen A.R., Williams P., Jussi Markkanen y Ruth Esser, "Rapid acceleration of the polar solar wind", *Nature*, **379**, 429-431, **1996**.
- Grall R.R., Coles W.A., Spangler S.R., Sakurai T., y Harmon J.K., "Observations of field-aligned density microstructure", *J. Geophys. Res.*, **102**, NO. 1, 263-273, **1997**.
- Harmon J.K., "Scintillation studies of density microstructure in the solar wind plasma", Ph.D Tesis, University of California, San Diego, **1975**.
- Harris D.E. y Hardebeck E.G., *Astrophys. J. Suppl.*, No. 170, **1969**.
- Hewish A., "The scattering of radio waves in the solar corona", *Mon. Not. E. Astro. Soc.*, **118**, 534-546, **1958**.
- Hewish A., Scott P. F., y Wills D., " Interplanetary Scintillation of small diameter radio sources", *Nature*, **203**, 1214-1217, **1964**.
- Hewish A., *Astrophys. J.*, **163**, 645, **1971**.
- Hewish A., "Observations of the solar plasma using radio scattering and scintillation methods", *Solar Wind, NASA Spec. Publ.*, SP-308, 477, **1972**.
- Hewish A., Tappin S.J. y Gapper G.R., *Nature*, **314**, 137, **1985**.
- Hewish A. y Bravo S., *Solar Physics*, **106**, 185, **1986**.
- Hollweg J. V., y Harrington J. V., " Properties of solar wind turbulence deduced by radio astronomical measurements", *J. Geophys. Res.*, **75**, 7221-7320, **1968**.
- Houminer Z., *Nature Phys. Sci.*, **231**, 165, **1971**.
- Houminer Z. y Hewish A., "Long-lived sectors of enhanced density irregularities in the solar wind", *Planet. Space Sci.*, **20**, 1703, **1972**.
- Houminer Z. y Hewish A., "Correlation of interplanetary scintillation and spacecraft plasma density measurements", *Planet. Space Sci.*, **22**, 1041, **1974**.
- Houminer Z. y Gallagher F., "A search for coronal streamers near 1 UA using interplanetary scintillation", *Solar Physics*, **145**, 359-375, **1993**.
- Hundhausen A.J., *Asimolar Solar Wind Conference*, **1971**.
- Hundhausen A.J., "Coronal expansion and Solar wind", Springer-Verlag, Berlin, **201, 1972**.
- Intriligator D.S. y Wolfe J.H., *Astrophys. J.*, **162**, L187, **1970**.

- Ishimaru A., "Wave propagation and scattering in random media", 2, Academic Press, New York, 1978.
- Jackson B.V., y Hildner E., Forerunners: Outer rims of solar coronal transients, *Sol. Phys.*, 60, 155, 1978.
- Jokipii J. R., "Turbulence and scintillation in the interplanetary plasma", *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 11, 1-28, 1973.
- Joselyn J.A. y McIntosh P.S., "Disappearing solar filaments: a usefull predictor of geomagnetic activity", *J. Geophys. Res.*, 86, 4555, 1981.
- Kojima M., *Publ. Astron. Soc. Japan*, 31, 231, 1979.
- Kojima M., y Kakinuma T., "Three-station observations of interplanetary scintillation at 327 MHz", *Proc. Res. Inst. of Atmosph., Nagoya Univ.* 33, 1, 1986.
- Kojima M. y Kakinuma T., *Sp. Sci. Rev.*, 53, 173, 1990.
- Kojima M., Washimi H., Misawa H., y Hakamada K., "Solar wind observed within 0.3 AU with interplanetary scintillation, in *Solar Wind Seven*, eds. E. Marsch and R. Schwenn, 201-204, Pergamon Press, Oxford, 1992.
- Kokima M. y Kakinuma T., "Solar cycle evolution of solar wind speed structure between 1973 and 1985 observed with the interplanetary scintillation method", *J. Geophys. Res.*, 92, 7269, 1987.
- Kokima M. y Kakinimua T., "Solar cycle dependence of global distribution of solar wind speed", *Space Sci. Rev.*, 53, 173-222, 1990.
- Kakinuma T. y Watanabe T., "Interplanetary scintillation os radio sources during august 1972", *Space. Sci. Rev.*, 19, 611-627, 1976.
- Kraus J.D., "Radio Astronomy", McGraw-Hill, 1986.
- Lee R.W. y Harp J.C., *Proc. IEEE*, 57, 375-394, 1969.
- Little L.T. y Hewish A., *Mon. Not. R. astr. Soc.*, 134, 221, 1966.
- Little L.T., y Hewish A., *Mon. Not. R. astr. Soc.*, 138, 393, 1968.
- Lotova N. A., "Current idea concerning the spectrum of the irregularities in the interplanetary plasma", *Sov. Phys.-Usp.*, 18, 292-300, 1975.
- Lyne A. G., *Nature*, 310,300, 1984.
- Manoharan P.K. y Ananthkrishnan S., "Determination of solar -wind velocities using single-station measurements of interplanetary scintillation", *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, 244, 691-695, 1990.
- Manoharan P.K., "Study of Solar Wind Using Single-Station Interplanetary Scintillation", Ph.D. thesis University of Bombay, India, 1991.

- Manoharan P.K., "Solar-cycle changes of the solar wind in the inner heliosphere", *Bull. Astr. Soc. India*, **23**, 399-410, 1995.
- Matheson D.N. y Little L.T., *Planet. Space Sci.*, **19**, 1615, 1971.
- Neugebauer M. y Synder C. W., "Mariner 2 observations of the solar wind", *J. Geophys. Res.*, **71**, 4469-4484, 1966.
- Parker E.N., *Planetary Space Sci.*, **12**, 451, 1964.
- Purvis A., Tappin S.J., Rees W.G., Hewish A., y Duffett-Smith P.J., "The Cambridge IPS survey at 81.5 Mhz", *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **229**, 589-619, 1987.
- Rao A.P., Bhandari S.M., y Ananthakrishnan S., "Observations of interplanetary scintillation at 327 MHz", *Aust. J. Phys.*, **27**, 105, 1974.
- Readhead A.C.S., *Mon. Not. R. astro. Soc.*, **155**, 185, 1971.
- Readhead A. C. S. y Hewish A., *Mem. R. astr. Soc.*, **78**,1, 1974.
- Readhead A.C.S., Kemp M.C., y Hewish A., "The spectrum of small-scale density fluctuations in the solar wind", *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **185**, 207-225, 1978.
- Resch G.M., "Low-frequency spectra of compact radio sources", Rpt. X-693-74-324. Goddard Space Center., 1974.
- Rickett B.J., *J. Geophys. Res.*, **78**, 1543, 1973.
- Rickett B. J., "Disturbances in the solar wind from IPS measurements in August 1972", *Sol. Phys.* **43**, 237-247, 1975.
- Rickett B.J., Sime D.G., Sheeley N.r., Crockett W.R. y Tousey R., "High-latitude observations of solar wind streams and coronal holes", *J. Geophys. Res.*, **81**, 22, 1976.
- Rickett B.J., "Interstellar scattering and scintillation of radio waves", *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, **15**, 479, 1977.
- Rickett B. J. y Coles W. A., "Evolution of the solar wind structure over a solar cycle: Interplanetary scintillation velocity measurements compared with coronal observations", *J. Geophys. Res.*, **96**, 1717-1736, 1991.
- Rickett B.J., "IPS observations of the solar wind velocity and micro scale density irregularities in the inner solar wind", *Solar Wind Seven*, de. E. Marsh and R. Schwenn, Pergamond Press, 1992.
- Rumsey V. H., "Scintillation due to a concentrated layer with a power-law turbulence spectrum", *Radio Sci.*, **10**, 107-114, 1975.
- Ruthroff C.L., "Some broad band transformers", *Proc. IRE.*, **47**, pp 1337-1342, 1959.
- Salpeter E.E., *Astrophys. J.*, **147**, 433, 1967.
- Scout B. J, Coles W. A. y Burgois G., "Solar wind observations near the sun using interplanetary scintillation", *Astron. Astrophys.*, **123**, 207-215, 1983.

- Scout B.J., Rickett B.J., y Armstrong J.W., *Astr. Astrophys.*, **123**, 191, **1983**.
- Shelton J.P., y Hsiao J.K., "Reflective Butler Matrices", *IEEE Transactions on antennas and propagation*, **AP27**, No. 5, **1979**.
- Sime D.G. y Rickett B.J., "The latitude and longitude structure of the solar wind speed from IPS observations", *J. Geophys. Res.*, **83**, 5757, **1978**.
- Smith E. K., Wentzel K. y Page D., "Ulysses at Jupiter: an overview of the solar encounter", *Science*, **257**, 1503-1507, **1992**.
- Tappin S. J., Hewish A. y Gapper G. R., "Tracking a major interplanetary disturbance", *Planet Space Sci.*, **31**, 1171-1176, **1983**.
- Tappin S. J., "Interplanetary Scintillation and plasma density", *Planet Space Sci.*, **34**, 93, **1986**.
- Tappin S.J., "Interplanetary scintillation and plasma density", *Planet. Space Sci.*, **34**, 93, **1986**.
- Tappin S.J., "Numerical modelling of scintillation variations from interplanetary disturbances", *Planet. Space Sci.*, **35**, 3, 271, **1987**.
- Tartaskii V., "The effect of the turbulence atmosphere on wave propagation", National Technical Information Service, Springfield, Va., **1971**.
- Unti T.W., Neugebauer M. y Golstein B.E., *Astrophys. J.*, **180**, 59, **1973**.
- Uscinski B. J., "The Elements of Wave Propagation in Random Media", McGraw-Hill, New York, **1977**.
- Vanderbeg N.R., "Meter-wavelength observations of pulsar using very-long-baseline interferometry", thesis, Univ. of Md., College Park, **1974**.
- Vitkevich V., "Radio astronomical observations of moving plasma clouds in the solar supercorona", *Sov. Astron.*, **4**, 897-903, **1961**.
- Vitkevich V.V. v Vlasov V.I., "Radioastronomical investigation of the drift of the inhomogeneous interplanetary plasma", *Sov. Astron. AJ. Engl. Transl.*, **13**, 669, **1970**.
- Wagner W.J., y Wagner J.J., *Astron. Astrophys.*, **133**, 288, **1984**.
- Watanabe T. y Schwenn R., "Large-scale propagation properties of interplanetary disturbances revealed from IPS and spacecraft observations", *Space Sci. Rev.*, **51**, 147-173, **1989**.
- Watanabe T. y Kakinuma T., "The recurrent solar wind streams observed by interplanetary scintillation of 3C48", *Publ. Astron. Soc. Japan*, **24**, 459-467, **1972**.
- Woam G., "Observations of long-lived solar wind streams during 1990-1993", *Ann Geophys.*, **1994**.
- Woo R., "Multifrequency techniques for studying IPS", *Astrophys. J.*, **201**, 238-248, **1975**.

- Woo R., Yang F. C., y Ishimaru A., "Structure of density fluctuations near the sun deduced from Pionner-6 spectral broadening measurements", *Astrophys. J.*, **210**, 593-602, **1976**.
- Woo R., Yang F. C., Yip K. W. y Kendall W. A., "Measurements of large-scale density fluctuations in the solar wind using dual-frecuency phase scintillations", *Astrophys. J.*, **210**, 568-574, **1976**.
- Woo R., "Radio dependence of solar wind properties deduced from Helios $\frac{1}{2}$ and Pionner 10/11 radio scattering observations", *Astrophys. J.*, **219**, 727-739, **1978**.
- Woo R. y Armstrong J.W., *J. Geophys. Res.*, **84**, 7288, **1979**.
- Woo R. "Observations of large-scale structure in the inner heliosphere with Doppler scintillation measurements, in *Solar Wind Seven*, eds. E. March and R. Schwenn, pp 319-322, Pergamon Press, Oxford, **1992**.
- Yakovlev O.I., Efimov A.I., Razmanov V.M., y Shtrykov V. K., *Sov. Astronomy*, **24**, 454, **1980**.