



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO
POSGRADO EN CIENCIAS DE LA TIERRA

**ESTUDIO DE ESTRUCTURAS EN EL VIENTO SOLAR
UTILIZANDO OBSERVACIONES DE CENTELLEO
INTERPLANETARIO**

TESIS

**QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:
DOCTORA EN CIENCIAS DE LA TIERRA**

PRESENTA:

M. EN C. TANIA OYUKI CHANG MARTÍNEZ

JURADO EXAMINADOR

Dr. Juan Américo González Esparza
IGUM, UNAM
Dr. Mario Rodríguez Martínez
ENES Morelia, UNAM
Dr. Stanley Kurtz
IRyA, UNAM
Dr. Solai Jayakumar
Departamento de Astronomía, UG
Dr. Román Pérez Enríquez
Centro de Geociencias, UNAM

COMITÉ TUTORAL

Dr. Juan Américo González Esparza
IGUM, UNAM
Dr. Ernesto Aguilar Rodríguez
IGUM, UNAM
Dra. Verónica Zola Ontiveros Hernández
ENES Morelia, UNAM

Morelia, Michoacán, México, Agosto 2017



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

*A mis padres.
En memoria de mi tía Nina.*

Agradecimientos

Agradezco principalmente a mis padres, Alfonso Chang Moreno y Martha E. Martínez Fernández, por su apoyo incondicional en todas las etapas de mi vida. A mis hermanos, Laura, Bibi y Poncho, por su compañía y amistad a lo largo de este camino.

Agradezco a mi asesor, el Dr. Américo González, por su amistad, confianza y apoyo a lo largo de estos años de doctorado. A los miembros del comité tutorial, el Dr. Ernesto Aguilar y la Dra. Verónica Ontiveros por todos sus comentarios y revisiones en este proceso de aprendizaje.

Al jurado evaluador de esta tesis, los Doctores Mario Rodríguez, Román Pérez, Stan Kurtz y Solai Jeyakumar, por dedicar parte de su tiempo a la revisión este trabajo y los comentarios que de él se derivaron.

Agradezco a todo el equipo del SCiESMEX, María, Pedro, Julio, Víctor y Xavier, por su amistad en este proceso y todo lo que aprendí de ellos. Al equipo de del MEXART, Pablo Villanueva y Ernesto Andrade, por su gran apoyo en la parte técnica de este trabajo.

A los miembros de la comunidad internacional de centelleo interplanetario, Hsyu-San, Andy Buffington, R. Fallows, Tokumar, Sergei, Manoharan, John Morgan, Chashey, Liu Lijia, por compartir su conocimiento y las enriquecedoras pláticas sobre distintos temas científicos. A Bernie Jackson, Maki y Aki, por su apoyo para realizar la estancia en la Universidad de California, San Diego y a Mario Bisi por su amistad, apoyo y colaboración en este trabajo de doctorado.

A CONACYT por el financiamiento otorgado durante estos años, al instituto de Geofísica por su apoyo en conferencias, a las personas que ahí trabajan, Adriana Briseño, Made y Araceli Chamán por su gran apoyo en el área administrativa.

Finalmente quiero agradecer a mis amigos de siempre, Maya, Pipo, David, Toño, Beto, Angel, Rafa y Erandi. A mis tíos Guillermo y Angelina, que siempre estuvieron al pendiente. A las personas que conocí durante el doctorado y que se convirtieron en grandes amistades, Kuk (Yesenia), Shaday, Dianita, Roxana, Samantha, Angelica, Judith, Vicky, Paty, Paola, Mau y Katy, por haberme brindado la mejor de las distracciones cuando el trabajo fue abrumador.

Resumen

El fenómeno del centelleo interplanetario (CIP) se produce por la dispersión de ondas de radio provenientes de radiofuentes extragalácticas que al ser detectadas por un radiotelescopio presentan fluctuaciones en la intensidad de flujo. Estas fluctuaciones son provocadas por las estructuras con distintas densidades de electrones presentes en el medio interplanetario. Mediante el análisis de las señales captadas por un radiotelescopio es posible obtener información como velocidad y cambios en densidad del viento solar. Las observaciones de CIP proporcionan información del viento solar en regiones donde ninguna otra técnica puede, razón por la cual tiene una gran relevancia para estudiar las corrientes del viento solar que se aproximan al entorno terrestre.

El Mexican Array RadioTelescope (MEXART) es un instrumento de tránsito dedicado a estudios de CIP inaugurado en 2005, tiene una frecuencia de observación de 140 MHz. Este es el instrumento principal del Laboratorio Nacional de Clima Espacial, ubicado en Coeneo, Michoacán. El arreglo del MEXART está compuesto por 64 líneas de 64 dipolos cada una, dando un total de 4096 dipolos. Desde su construcción el instrumento ha operado con diferentes configuraciones, 16 líneas ($64 \times 16 = 1024$ dipolos), 32 líneas ($64 \times 32 = 2048$ dipolos) y 64 líneas ($64 \times 64 = 4096$ dipolos). En esta tesis, se continúan los estudios de CIP y el desarrollo de las metodologías del grupo de trabajo del MEXART. Se incluyen los datos del MEXART a un modelo cinético de reconstrucción de estructuras del viento solar. Este primer paso busca probar la calidad de los datos del instrumentos para formar parte de una colaboración internacional con observatorios de CIP, con el fin de estudiar las corrientes de viento solar en tiempo real. En esta tesis se reportan, bajo la configuración del 2014 del MEXART (1/2 antena), las primeras observaciones de 4 radiofuentes (3C273, 3C283, 3C286 y 3C298) que hasta entonces no habían sido registradas por el MEXART, observando por primera vez el tránsito de una radiofuente (3C298) de la región de dispersión fuerte a la débil, y confirmando lo que teóricamente se había estimado como el límite entre estas dos regiones a $\approx 21^\circ$ de elongación (0.32 UA) (Ambriz, 2012). Con estas observaciones, se reportan los primeros mapas de velocidad e índice g del viento solar a 140 MHz, logrando identificar el tránsito de una Eyección de Masa Coronal (EMC) en el medio interplanetario (Chang et al., 2016). Posteriormente, en 2015 se reporta el primer trabajo de calibración para conectar la antena completa (4096 dipolos). Se desarrolló una metodología que permite aproximar el patrón de radiación de la antena de manera más eficiente. Se presentan los diferentes resultados de la respuesta de la antena y se comparan las diferentes configuraciones.

Existe una distribución geográfica de observatorios de CIP alrededor del mundo que proporcionan datos del viento solar. Sin embargo, cada observatorio tiene características y metodologías distintas para analizar sus datos. Recientemente se puso en marcha la iniciativa de unificar las observaciones de CIP para el monitoreo continuo del viento solar

(WIPSS-Worldwide Interplanetary Scintillation Stations). Es necesario entonces, validar y comparar los valores del viento solar que se obtienen de cada observatorio. Existen dos técnicas de análisis de datos de CIP para determinar velocidades del viento solar: 1) la Función de Correlación Cruzada (CCF) también conocido como análisis multi-estación y 2) utilizando una sola estación (SSA) ajustando el espectro de potencia observado al modelo teórico. La primera (CCF) es empleada por los sistemas de ISEES (Institute for Space-Earth Environmental Research) en Japón y por EISCAT (European Incoherent Scatter) y MERLIN (Multi-Element Radio-Linked Interferometer Network) en Europa; mientras que la segunda (SSA) es empleada por los radiotelescopios ORT (Ooty Radio Telescope) en India, BSA (Big Scanning Array) en Rusia y MEXART en México. En esta tesis se presenta un trabajo de investigación dedicado a la validación de los resultados de los datos de CIP y la descripción de eventos del medio interplanetario utilizando las dos técnicas. Se compararon los resultados de las dos técnicas utilizando datos de EISCAT y MERLIN. También se compararon los resultados de observaciones de los instrumentos: MEXART, ISEE y BSA. Todo el análisis se realizó aplicando las rutinas que se han desarrollado en MEXART. Los resultados muestran las condiciones bajo las cuales los valores obtenidos de las técnicas son equivalentes, se encuentra que es posible describir estructuras del viento solar con los parámetros de turbulencia del modelo de una sola estación.

Con motivo de aplicar los datos de CIP para el estudio de la dinámica del viento solar, el grupo del centro de astrofísica y ciencias espaciales (CASS) de la universidad de San Diego, California desarrolló un programa en 3D para reconstruir a partir de datos de CIP, tomografías de corrientes y estructuras de gran escala en el medio interplanetario. Actualmente este programa corre en tiempo real con datos de CIP del instrumento ISEE para estudiar la evolución de las estructuras de gran escala en el medio interplanetario. En esta tesis se presentan las primeras tomografías utilizando sólo datos del MEXART de velocidad y densidad de flujo de electrones del viento solar durante la rotación de Carrington número 2156.7, se analizan dos eventos durante este periodo y se comparan con los datos *in situ* de naves espaciales. Se describe la nueva metodología para la adquisición e implementación de datos de CIP en la iniciativa de formar una red mundial de CIP (WIPSS - Worldwide IPS Stations) para integrar los observatorios de CIP en el programa de tomografías.

En este trabajo se encontró una serie de resultados importantes para mejorar las observaciones de CIP y la técnica de una sola estación utilizada en MEXART. Se presentan las primeras tomografías utilizando únicamente datos del MEXART, mostrando que los datos cuentan con la calidad necesaria para ser parte del modelo cinético de tomografías y adicionalmente, que la inclusión de datos de más estaciones de CIP mejoran significativamente la resolución del modelo. También se encontró que al aplicar las rutinas del MEXART a datos de EISCAT y MERLIN (técnica multi-estaciones) se pueden describir eventos del medio interplanetario y estudiar los parámetros de la técnica de CIP de una sola estación, mostrando que estos parámetros guardan una relación con las estructuras del viento solar que se están observando.

Abstract

The phenomenon of interplanetary scintillation (IPS) is produced by the dispersion of radio waves from extragalactic radio sources that are detected by a radio telescope showing fluctuations in the intensity. These fluctuations are caused by structures with different electron densities present in the interplanetary medium. By analyzing the signals captured by a radio telescope it is possible to obtain information such as speed and changes in solar wind density. IPS observations provide information on the solar wind in regions where no other technique can, that is why it has a great relevance to study solar wind currents approaching the terrestrial environment.

The Mexican Array RadioTelescope (MEXART) is a transit instrument dedicated to IPS studies, it was inaugurated in 2005, it has an operational frequency of 140 MHz. This is the main instrument of the National Space Weather Laboratory, located in Coeneo, Michoacán. The arrangement of the MEXART consists of 64 lines of 64 dipoles each, giving a total of 4096 dipoles. Since its construction the instrument has operated in different configurations, 16 lines ($64 \times 16 = 1024$ dipoles), 32 lines ($64 \times 32 = 2048$ dipoles) and 64 lines ($64 \times 64 = 4096$ dipoles). In this thesis, the IPS studies and the development of the methodologies of the MEXART working group are continued. MEXART data are included in a kinetic model of reconstruction of solar wind structures. This first step seeks to test the quality of the instrument data to form part of an international collaboration with IPS observatories, in order to study solar wind currents in real time. In this thesis, it is reported the first observations of 4 radio sources (3C273, 3C283, 3C286 and 3C298) that had not been registered by the MEXART before, this observations were reported under the 2014 MEXART configuration (1/2 antenna), observing for the first time one radiosource (3C298) passing from the strong-to-weak dispersion region, and confirming what was theoretically estimated as the boundary between these two regions at $\approx 21^\circ$ elongation (0.32 UA) (Ambriz, 2012). With these observations, the first velocity maps and g index of the solar wind are reported at 140 MHz, thus identifying the transit of a Coronal Mass Ejection (CME) in the interplanetary medium (Chang et al., 2016). Subsequently, in 2015 the first calibration to connect the complete antenna (4096 dipoles) is reported. A methodology was developed that allows to approximate the radiation pattern of the antenna more efficiently. The different results of the antenna response are presented and the different configurations are compared.

There is a geographical distribution of IPS observatories around the world that provide solar wind information. However, each observatory has different characteristics and methodologies to analyze its data. The initiative to unify IPS observations for continuous solar wind monitoring (WIPSS-Worldwide Interplanetary Scintillation Stations) was recently started. It is necessary, then, to validate and compare the solar wind values obtained from each observatory. There are two techniques of IPS data analysis to determine solar wind

velocities: 1) Cross-correlation Function (CCF) also known as multi-station analysis and 2) using a single station (SSA) by fitting the observed power spectrum to theoretical model. The first one (CCF) is used by the ISEES (Institute for Space-Earth Environmental Research) systems in Japan and by EISCAT (European Incoherent Scatter) and MERLIN (Multi-Element Radio-Linked Interferometer Network) in Europe; While the second (SSA) is used by Ooty (Ooty Radio Telescope) in India, LPI BSA (Big Scanning Array) in Russia and MEXART in Mexico. This thesis presents a research work dedicated to the validation of the results of the IPS data and the description of events of the interplanetary medium using the two techniques. The results of the two techniques were compared using data from EISCAT and MERLIN instruments. We also compared the results of observations of the instruments: MEXART, ISEE and LPI BSA. All the analysis were carried out applying the routines that have been developed in MEXART. The results show the conditions under which the obtained values of the techniques are equivalent, and how it is possible to describe solar wind structures with the turbulence parameters of the single station model.

In order to apply the IPS data for the study of the solar wind dynamics, the group of the Center of Astrophysics and Space Sciences (CASS) of the University of San Diego, California developed a program in 3D to reconstruct from IPS data, the large scale structures in the interplanetary medium. Currently this program runs in real time with IPS data from the ISEE instrument to study the evolution of large-scale structures in the interplanetary environment. In this thesis the first tomographies using only MEXART data of velocity and flux of electrons of the solar wind are presented, observations during the rotation of Carrington number 2156.7 were used, two events are analyzed during this period and they are compared with the in situ data of spacecraft. It is presented the new methodology for the acquisition and implementation of IPS data in the initiative WIPSS to integrate the CIP observatories into the tomography program. In this work we found a series of important results to improve the observations of IPS and the technique of a single station used in MEXART. The first tomographies are presented using only MEXART data, showing that the data have the necessary quality to be part of the kinetic model of tomography and additionally that the inclusion of data from more IPS stations significantly improve the resolution of the model. It was also found that by applying the MEXART routines to EISCAT and MERLIN data (multi-station technique) we can describe events of the interplanetary medium and study the parameters of the IPS technique of a single station, showing that these parameters keep a relation With the solar wind structures being observed.

Índice

Agradecimientos	v
Resumen	vii
Abstract	ix
Lista de tablas	xiii
Lista de figuras	xv
1 Introducción	1
1.1 Actividad Solar	1
1.2 Clima espacial	2
1.3 Organización de la tesis	3
2 Centelleo Interplanetario (CIP)	5
2.1 Perspectiva histórica	5
2.2 Radioastronomía	7
2.3 Teoría del CIP	14
2.3.1 Índice de CIP	22
2.3.2 Modelo espectral de velocidades	25
2.4 Observaciones de CIP a 140 MHz para el estudio de velocidades y cambios de densidad electrónica del viento solar usando MEXART	29
2.4.1 Observaciones y metodología	30
2.4.2 Resultados	32
2.4.3 Resumen y conclusiones	34
3 Observatorio de Centelleo Interplanetario. Mexican Array RadioTelescope (MEXART)	37
3.1 Antecedentes	37
3.1.1 Datos técnicos	39
3.2 Determinación del patrón de radiación mediante el escaneo simultáneo de haces de la MB	42
3.2.1 Calibración de la antena para la conexión 1:4 de la MB	50

4	Validación del modelo de velocidades de una estación utilizando rutinas del MEXART en espectros de múltiples estaciones.	55
4.1	Análisis de espectros de potencia de CIP de una estación de MEXART utilizando datos de EISCAT y MERLIN en eventos complejos.	56
4.1.1	Motivación del estudio	56
4.1.2	Observaciones de EISCAT y análisis previos CCF	56
4.1.3	Observaciones de EISCAT, MERLIN y análisis SSA	57
4.2	Rutinas de SSA de MEXART aplicadas a otros instrumentos de la iniciativa WIPSS	73
4.3	Conclusiones	75
5	Implementación de datos de CIP del MEXART en el modelo de tomografía UCSD para modelación del medio interplanetario.	77
5.1	Modelo tomográfico del viento solar UCSD	78
5.2	Red Mundial de Estaciones de CIP (WIPSS)	79
5.3	Observaciones de CIP y análisis de datos.	81
5.4	Resultados de la tomografía	81
5.5	Discusión y conclusiones	87
6	Conclusiones generales	89
6.0.1	Trabajo a futuro	91
A.	Comparación del patrón de radiación del MEXART durante el periodo 2010-2013	95
B.	Ajustes del modelo teórico de CIP de una sola estación a espectros del instrumento MERLIN	111
C.	Tomografía UCSD utilizando datos del MEXART	123
	Referencias	135

Lista de tablas

2.1	Radiofuentes de CIP del MEXART utilizadas para este estudio, observadas durante el periodo de Octubre-Diciembre de 2014. Las columnas indican el nombre de la radiofuente y su flujo aproximado a 140 MHz.	30
3.1	Fuentes de radio utilizadas para aproximar la dirección de los haces de la antena.	44
3.2	Comparación de la razón S/R con las configuraciones de media antena y la antena completa conectada a la matriz de Butler. El estudio de las columnas de las conexiones 2:1 se realizó en 2013, mientras que las correspondientes a las sumas de 4 líneas (últimas dos columnas) se realizaron en 2015. . .	52
4.1	Espectros estudiados de EISCAT son ajustados usando las rutinas desarrolladas en MEXART para CIP con una sola estación, se obtienen ajustes de SSA para cada instrumento de EISCAT: Sodankylä (Sdky), Kiruna (Kirn), y Tromsø (Trms).	66
4.2	Resumen de los mejores ajustes de la Tabla 4.1. (*Región de interacción de corrientes)	67
4.3	Resultados de los ajustes SSA de la campaña del 14 de Mayo de 2005 . .	70
4.4	Tabla de resultados de los ajustes de las observaciones de J0137+331 con ISEE, MEXART y BSA LPI (PRAO), se muestra también el resultado de CCF por ISEE en el mismo periodo.	75
A1	Catálogo de fuentes de calibración utilizadas para la determinación del patrón de radiación del MEXART. En negrito se muestran las radiofuentes que fueron agregadas a la lista en el 2013.	97
C 1	Densidades obtenidas con el programa de tomografías con corte eclíptico.	129
C 2	Velocidades obtenidas con el programa de tomografías con corte eclíptico.	133

Lista de figuras

2.1	Las ondas del espectro electromagnético tienen distintas propiedades de transparencia hacia la atmósfera terrestre. Las ondas de radio atraviesan la atmósfera sin ser absorbidas por los gases de la atmósfera (obtenido de NASA (2010), https://science.nasa.gov/ems/01_intro).	7
2.2	a) Grote Reber, fotografía de 1937, cuando construyó el primer radiotelescopio reflector. b) Radiotelescopio de Reber construido en Weathon, IL. c) Mapa del radiocielo a 160 MHz desarrollado por Reber. Este mapa de contorno, publicado en 1944 muestra la intensidad de las ondas de radio concentradas en una banda del cielo a lo largo de la Vía Láctea (imagen obtenida de Graham-Smith (2013)).	10
2.3	Relación del patrón de radiación de la antena con una esfera celeste con coordenadas asociadas (modificado de Kraus (1950)).	12
2.4	Diagrama de la técnica de centelleo interplanetario (imagen obtenida de Bisoi et al. (2014)).	15
2.5	Gráfica log-log del índice de centelleo contra la distancia desde el Sol. Se comparan tres frecuencias de observación distintas: 8085 MHz, 1410 MHz y 195 MHz. Como se puede ver, a mayor frecuencia de observación, el pico del máximo está más cerca del Sol (imagen obtenida de Coles (1978)). El máximo del valor de m determina el límite donde pasa de la región de dispersión fuerte al débil.	16
2.6	El modelo de CIP considera una capa dispersora de tamaño ΔZ situada en el punto P sobre la línea de visión (obtenida de Ambriz (2012)). Las ondas viajan desde la radiofuente e interactúan con el medio interplanetario hasta llegar a la Tierra, el punto P representa la mínima distancia al Sol y es donde se tiene la mayor contribución de dispersión de las ondas.	19
2.7	La Figura muestra el tránsito de una fuente de centelleo en el MEXART. La forma clásica de calcular el índice m es midiendo la razón de la media cuadrática de las fluctuaciones de intensidad y la amplitud del tránsito de la radiofuente (obtenida de Ambriz (2012)).	23
2.8	Índice de CIP de una radiofuente captada por el radiotelescopio Ooty. La línea continua es la curva calibrada del índice m y los círculos son las mediciones obtenidas a diferentes distancias del Sol (obtenida de Manoharan (1993)).	23

2.9	(Gráfica log-log) Variación del índice de centelleo m con la distancia heliocéntrica ($= \sin \varepsilon$) para 3C273(izquierda) y 3C298 (derecha), en la región de dispersión débil, detectadas por MEXART. Se aplicó un ajuste de mínimos cuadrados a cada gráfica para obtener la función de ley de potencias y su índice [$m = m_0 p^{-b}$].	31
2.10	Análisis de 3C298 (izquierda) y 3C273 (derecha), detectadas por MEXART el 13/11/2014. Espectro de potencia de la serie de tiempo de las fluctuaciones de intensidad (línea negra gruesa). Ajuste del modelo teórico para obtener la velocidad del viento solar de las observaciones de CIP (línea azul punteada). Las gráficas indican los parámetros del ajuste del modelo . . .	32
2.11	Variación del índice de centelleo m con el ángulo de elongación (ε) para la radiofuente 3C298, detectada por MEXART en el periodo de Octubre-Diciembre de 2014. La línea continua es la interpolación de los datos observados. Tránsito de la primera radiofuente de la región de dispersión débil a fuerte a 140 MHz	33
2.12	Mapas de proyección de cielo de los valores de g detectados por MEXART durante cuatro días en Noviembre de 2014 (6, 7, 13 y 19). Los dos mapas consecutivos de arriba muestran las 4 radiofuentes con un incremento importante en sus valores de g , estas condiciones de viento solar perturbado pueden ser asociados al paso de una EMC. Los dos mapas de abajo (no son días consecutivos) son ejemplos de condiciones de viento solar quieto en el máximo solar al que corresponden las fechas.	34
2.13	Mapas de proyección de cielo de las velocidades detectadas por el MEXART durante cuatro días en Noviembre de 2014 (6, 7, 13 y 19). Se usa el mismo formato que la figura anterior. Los dos mapas de arriba se asocian a condiciones de viento solar perturbado. Los dos mapas de abajo son valores de viento solar quieto.	35
3.1	Silvia Bravo (1945-2000)	38
3.2	Arreglo dipolar en Coeneo, Michoacán (MEXART) (Foto tomada por Julio Mejía, 2015).	39
3.3	La antena se subdivide en 4 secciones de 16 dipolos por línea E-O, con un total de 64 líneas. En el plano N-S se despliega una patrón de radiación que cubre un ancho de alrededor 140° de declinación (Imágenes de Ambriz (2012)).	40
3.4	Las líneas E-O de 64 dipolos se dividen en 4 secciones conectadas en paralelo, la señal pasa por una serie de filtros y amplificadores antes de ser conectada a la matriz de Butler (Mejia-Ambriz et al., 2010b).	41
3.5	Una señal captada por la técnica de CIP.	42
3.6	Hércules visto desde todos los haces de la MB. Hércules se observa claramente con mayor intensidad por el haz L6, por lo tanto el haz se encuentra direccionado a aproximadamente 5° de declinación	45

3.7	Virgo observado con los 16 haces de la MB. En esta figura se observa a Virgo con distintos haces. Haciendo un análisis de los mejores haces se obtuvo que L1 es el haz que lo observa con mayor intensidad (Figura 3.11). Virgo se encuentra a 12° de declinación, por lo que L1 se encuentra apuntando aproximadamente en esa dirección, sin embargo los haces L2, L3 y L6 en este caso también observan a Virgo, esto puede ser debido a una suma de lóbulos secundarios.	46
3.8	Nebulosa del Cangrejo observada con los 16 haces de la MB. En este caso el haz que mejor observa a la Nebulosa de Cangrejo es R2. Por lo tanto, este haz tiene una dirección aproximada de 22° de declinación.	47
3.9	Cisne A observada con los 16 haces de la MB. Cisne es una de las fuentes de radio más intensas y es observada claramente con mayor intensidad con el haz R5. Cisne se encuentra a 40° por lo que esta es la declinación aproximada de R5.	48
3.10	Casiopea observada con los 16 haces de la MB. Casiopea es la fuente de radio de calibración más intensa (con un flujo aproximado de 13551 Jy a 140 MHz), en esta figura claramente R5 la observa mejor que cualquier otro haz. Casiopea se encuentra a 58° de declinación, dado que es el mejor haz también para Cisne, entonces su dirección debe estar entre los 40° y 58°	49
3.11	Superposición de los 4 mejores haces para observar Virgo. El haz con el que se presenta con mayor intensidad es L1 (mejor haz para esta radiofuente).	50
3.12	Comparación de las señales del MEXART utilizando sumas 2:1 y 4:1. La leyenda del cuadro indica el número de las líneas (de 64 dipolos) que se están sumando en cada caso. Las sumas 4:1 muestran una mayor resolución (como se espera), que es visible en el tránsito del núcleo galáctico aproximadamente a las 19h.	51
4.1	Espectros individuales de EISCAT, ajuste al modelo SSA y análisis de CCF de los espectros de potencia de Tromsø y Sodankylä con su función de correlación cruzada.	59
4.2	Espectros individuales de los instrumentos de EISCAT, su ajuste al modelo de SSA y CCF de los espectros de Tromsø y Sodankylä.	60
4.3	Espectros individuales de los instrumentos de EISCAT, su ajuste al modelo de SSA y CCF de los radiotelescopios de Sodankylä y Kiruna.	61
4.4	Espectros individuales de los instrumentos de EISCAT, su ajuste al modelo de SSA y CCF de los instrumentos Tromsø -Kiruna y Tromsø -Sodankylä, junto con sus auto-espectros.	62
4.5	Espectros individuales de los instrumentos de EISCAT, su ajuste al modelo de SSA y el análisis de CCF de los instrumentos Kiruna y Tromsø . Como puede verse, una de las funciones de auto-correlación está deformada (ensanchamiento como en el caso anterior).	63
4.6	Espectros individuales de los instrumentos de EISCAT, su ajuste al modelo de SSA y el análisis CCF de Sodankylä y Kiruna, los espectros de potencia junto con sus espectros de auto-correlación se muestran para la misma observación.	64

4.7	Espectros individuales de los instrumentos de EISCAT, su ajuste al modelo de SSA y el análisis CCF del espectro de potencia de los instrumentos Tromsø y Sodankylä, junto con sus espectros de auto-correlación. . . .	65
4.8	J0319+415 12:37 TU	68
4.9	J0319+415 12:52 TU.	68
4.10	Parámetros del ajuste de los espectros de la campaña de 2005. Las franjas rosas indican el paso de la EMC descrita con CCF.	72
4.11	Ajuste del modelo de velocidades en los espectros de los instrumentos ISEE, MEXART y BSA LPI.	74
5.1	Función de peso $W_C(z)$ para MEXART con tamaño de fuente de 0.2 arcsec e ISEE asumiendo un tamaño de fuente de 0.1 arcsec.	80
5.2	Archivo de formato estándar. Este archivo representa la entrada para el uso de los datos de CIP en la tomografía de UCSD.	81
5.3	Correlación de los datos <i>in situ</i> de CELIAS (línea continua) y resultado de la tomografía (línea punteada) usando sólo datos de CIP del MEXART. .	82
5.4	Correlación de los datos <i>in situ</i> de la nave CELIAS (línea continua) y el resultado de la tomografía (línea punteada) usando datos de ISEE y el ajuste de datos <i>in situ</i>	83
5.5	Correlación de los datos <i>in situ</i> de la nave CELIAS (línea continua) y el resultado de la tomografía (línea punteada) usando datos de MEXART e ISEE y el ajuste la tomografía a los datos <i>in situ</i>	83
5.6	Modelo de ENLIL en un corte eclíptico de la predicción de la EMC iniciada el día 07 de Noviembre de 2014 y que arribó a la Tierra el 10 de Noviembre de 2014.	84
5.7	Reconstrucción tomográfica de las densidades de viento solar para la llegada de la EMC el 10/11/2014 (corte plano eclíptico) utilizando datos del MEXART.	85
5.8	Reconstrucción tomográfica de las densidades de viento solar para la llegada de la EMC el 10/11/2014 (corte plano eclíptico) utilizando datos del MEXART.	85
5.9	Reconstrucción tomográfica de las densidades del viento solar del arribo de la EMC el 10/11/2014 usando datos de CIP combinados del MEXART e ISEE.	86
5.10	Tomografía del viento solar de la estructura observadas el 27 de Noviembre de 2014 en el punto L_1 en datos <i>in situ</i> por CELIAS, a la izquierda la tomografía usando datos del MEXART y a la derecha usando las observaciones combinadas de MEXART, ISEE y CELIAS (se indican las dos estructuras que se observan con CELIAS y que son reproducidas en la tomografía). .	87
6.1	Diagrama de flujo de la metodología desarrollada en MEXART para el cálculo de velocidades e índices g del medio interplanetario.	92
6.2	Diagrama de flujo de la estructura que sigue el sistema de adquisición de datos para la automatización del modelo de tomografías UCSD.	93
6.3	Diagrama de flujo de la metodología requerida para la automatización del modelo de tomografías.	94

A1	Observación del haz L1 durante un intervalo de 24 horas el día 14 de diciembre de 2013. En el eje x se muestra el tiempo universal y en el eje y la intensidad del flujo en unidades de voltaje.	95
A2	Distribución de las direcciones de mayor sensibilidad de captación de flujo de los haces R's y el flujo mínimo detectado por cada haz (Ambriz, 2012).	98
A3	Distribución de las direcciones de mayor sensibilidad de captación de flujo de los haces L's y el flujo mínimo detectado por cada haz (Ambriz, 2012).	99
A4	Comparación de la dirección de mayor sensibilidad de los haces R1 y R2 en tres distintos años.	101
A5	Comparación de la dirección de mayor sensibilidad de los haces R3 y R4 en tres distintos años.	102
A6	Comparación de la dirección de mayor sensibilidad de los haces R5 y R6 en tres distintos años.	103
A7	Comparación de la dirección de mayor sensibilidad de los haces R7 y R8 en tres distintos años.	104
A8	Comparación de la dirección de mayor sensibilidad de los haces L1 y L2 en tres distintos años.	105
A9	Comparación de la dirección de mayor sensibilidad de los haces L3 y L4 en tres distintos años.	106
A10	Comparación de la dirección de mayor sensibilidad de los haces L5 y L6 en tres distintos años.	107
A11	Comparación de la dirección de mayor sensibilidad de los haces L7 y L8 en tres distintos años.	108
A12	Comparación del patrón de radiación en coordenadas polares para los años 2011 y 2012. Los grados representan la declinaciones hacia donde apuntan los haces en el plano Norte - Sur, la dirección radial determina el grado de sensibilidad de cada haz. Se puede observar que la diferencia más importante es la disminución en la dispersión de cada uno de los haces.	109
A13	Patrón de radiación observado en el año 2013.	110
B1	J0319+415 13:07 TU.	112
B2	J0319+415 13:22 TU.	112
B3	J0319+415 13:37 TU.	113
B4	J0319+415 13:52 TU.	113
B5	J0319+415 14:07 TU.	114
B6	J0319+415 14:22 TU.	114
B7	J0319+415 14:37 TU.	115
B8	J0319+415 14:52 TU.	115
B9	J0319+415 15:07 TU.	116
B10	J0319+415 15:22 TU.	116
B11	J0319+415 15:37 TU.	117
B12	J0319+415 15:52 TU.	117
B13	J0319+415 16:07 TU.	118
B14	J0319+415 16:22 TU.	118
B15	J0319+415 16:37 TU.	119
B16	J0319+415 16:52 TU.	119
B17	J0319+415 17:07 TU.	120

B18	J0319+41 17:22 TU.	120
B19	J0319+415 17:37 TU.	121
C1	Correlación entre los resultados del programa de tomografías y los datos <i>insitu</i> de la nave CELIAS para densidad.	123
C2	Correlación entre los resultados del programa de tomografías y los datos <i>insitu</i> de la nave CELIAS para velocidad.	124

Introducción

La influencia que tiene la actividad solar en nuestra vida se ve incrementada en la actualidad debido a los sistemas tecnológicos con los que convivimos diariamente y de los que tenemos una fuerte dependencia, estos sistemas son vulnerables a las variaciones de los campos electromagnéticos y partículas provenientes del Sol. Las ciencias espaciales se dedican a explorar el comportamiento del Sol y su influencia en la Tierra. El clima espacial se refiere a las condiciones que varían temporalmente en el Sol, el medio interplanetario, la magnetósfera y la ionosfera, estas condiciones pueden dañar la instrumentación en el espacio y en la Tierra, tales efectos también pueden llegar a amenazar la salud y la vida en nuestro planeta (Denardini et al., 2016).

1.1 Actividad Solar

El Sol es una estrella que se encuentra en constante actividad. La capa más externa de la atmósfera del Sol es el viento solar, que es un plasma que se expande hacia el medio interplanetario a velocidades supersónicas de entre 400-800 Km/s. El viento solar arrastra consigo un campo magnético asociado que permanece unido a su fuente en la superficie del Sol y el cual adquiere una forma espiral en el medio interplanetario (Parker, 1958).

Existen distintos fenómenos de actividad solar, tales como: protuberancias, fulguraciones y Eyecciones de Masa Coronal (EMC). Las EMCs son grandes nubes de plasma que el Sol expulsa al espacio, provocando que el medio interplanetario sufra un cambio espacial y temporal que puede afectar el clima espacial dando lugar a las tormentas geomagnéticas en la Tierra. Las tormentas geomagnéticas muy intensas pueden tener efectos devastadores. La fulguración del 01 de Septiembre de 1859 es la tormenta solar más intensa que se ha registrado en la historia reciente y fue observada por el astrónomo inglés Richard Carrington. Durante el evento se reportaron auroras boreales incluso en latitudes ecuatoriales, así como fallo en los sistemas de telégrafos en toda Europa y Norteamérica. Otros eventos intensos de clima espacial como el ocurrido en Québec fue la tormenta geomagnética de 1989, provocaron fallas en los sistemas de generación de energía eléctrica, afectando a más de 9 millones de personas por varias horas, o el evento de la Bastilla, el 14 de Julio de 2000, donde se registraron intensos bloqueos de señales de radio, y daños

en satélites (Kappenman, 2004).

1.2 Clima espacial

En la actualidad se cuenta con una serie de misiones en el espacio para monitoreo en tiempo real de las condiciones (densidad, campo magnético, temperatura, velocidad) del medio interplanetario y de la actividad solar. Por ejemplo, en el espacio existen naves que recolectan datos del plasma y el campo magnético proveniente del Sol, esto permite conocer las características del viento solar que va a interactuar con la magnetósfera terrestre y por consecuencia el estado del clima espacial. La Tierra también cuenta con instrumentos que permiten monitorear el clima espacial de manera remota y constante. Una de las técnicas utilizadas para dicho propósito es el Centelleo Interplanetario (CIP), técnica de sensor remoto que consiste en el análisis de datos de ondas de radio procedentes de fuentes cósmicas lejanas. La técnica de centelleo interplanetario es utilizada para determinar propiedades del plasma en el medio interplanetario (Hewish et al., 1964; Readhead et al., 1978; Gapper et al., 1982).

México cuenta con un observatorio de centelleo interplanetario llamado MEXART (Mexican Array Radiotelescope), el cual está localizado en Coeneo, Michoacán (Gonzalez-Esparza et al., 2004). El observatorio ha pasado por una serie de etapas de desarrollo desde su inauguración (Mascote, 2000; Vargas, 2007; Villanueva, 2009). Actualmente existen distintos estudios de centelleo interplanetario que se han llevado a cabo utilizando datos del MEXART para determinar propiedades del viento solar, en especial en la detección de eventos de gran escala (Mejia-Ambriz et al., 2010a; Romero Hernandez et al., 2011; Ambriz, 2012; Mejia-Ambriz et al., 2015; Romero-Hernandez et al., 2015; Hernández, 2015; Chang et al., 2016).

La técnica de CIP se desarrolla en distintas partes del mundo, una serie de observatorios localizados alrededor del globo observan constantemente la actividad solar utilizando esta técnica. Ejemplo de algunos de los observatorios son: el BSA (Big Scanning Array), el cual se encuentra en el Observatorio de Radioastronomía de Pushchino (PRAO en inglés) y es administrado por el Instituto de Física de Levedev (LPI en inglés), localizado a 120km de Moscú y que está formado por un arreglo de dipolos en forma matricial; ISEE (Institute for Space-Earth Environmental Research) es un instrumento de la Universidad de Nagoya Japón, compuesto por cuatro grandes radiotelescopios localizados en Toyokawa, Fuji, Sugadaira y Kiso; otro radiotelescopio es el Radiotelescopio de Ooty (ORT en inglés) en el Centro Nacional de Astronomía, administrado por el Instituto Tata de Investigación Fundamental, localizado en la India, es un arreglo de antenas parabólicas. Todos los radiotelescopios, utilizados para la técnica de CIP monitorean el viento solar para determinar cambios en el medio interplanetario que puedan indicar algún evento procedente del Sol.

El grupo del centro de astrofísica y ciencias espaciales (CASS) de la universidad de San Diego, California ha desarrollado un programa de tomografías en 3-D para reconstruir a partir de datos de CIP la dinámica del medio interplanetario reproducir las estructuras de gran escala que cambian las condiciones del clima espacial (Jackson et al., 1998).

Actualmente se desarrolla la iniciativa de una red mundial de estaciones de observación de CIP, WIPSS (Worldwide InterPlanetary Scintillation Stations) por sus siglas en inglés. Dicha iniciativa tiene como propósito conjuntar observaciones de sistemas dedicados a

CIP para ser aplicados para desarrollar predicciones del estado del medio interplanetario que va a interactuar con el campo geomagnético. En esta red mundial se encuentran colaborando principalmente Japón, México, Reino Unido y Estados Unidos.

1.3 Organización de la tesis

Partiendo de que es posible estudiar las estructuras del medio interplanetario usando CIP en un modelo como el de tomografías de UCSD usando los datos del MEXART, es necesario tener en cuenta distintas herramientas. Primeramente, es necesario conocer la base teórica de la técnica de CIP, la cual se explica en el capítulo 2, seguido del análisis y calibración del instrumento principal de observación (MEXART), el cual se presenta en el capítulo 3. Posteriormente se presenta el capítulo 4, en el cual se explora el modelo teórico del capítulo 1 con mayor profundidad para validar y comparar resultados de CIP, usando las rutinas desarrolladas en MEXART en distintos radiotelescopios. Finalmente se presenta en el capítulo 5 el resultado del análisis de estructuras utilizando CIP en el modelo de tomografías utilizando los datos del MEXART y se analiza su potencial para incluir datos de otros radiotelescopios del mundo para el monitoreo continuo del viento solar.

En este trabajo se presentan resultados de estudios de centelleo interplanetario que dan seguimiento al desarrollo de una metodología que puede ser implementada y automatizada en distintos instrumentos, principalmente en MEXART. Se presenta el desarrollo de rutinas más eficientes para la futura automatización de las metodologías, las cuales permitirán la obtención de información del viento solar en tiempo quasi-real. En el capítulo 2 se presenta una introducción general de la técnica de CIP, sus bases teóricas y un trabajo de investigación que tiene como resultados: 1) la observación de 4 nuevas radiofuentes en MEXART, 2) el primer tránsito de una radiofuente (3C298) por las regiones de dispersión débil y fuerte, y 3) los primeros mapas de velocidad y cambios de densidad del viento solar. En el capítulo 3 se hizo una revisión del MEXART, sus características y evolución a lo largo del tiempo, se presenta una nueva metodología para aproximar el patrón de radiación del MEXART y se describe el comportamiento de la señal al conectar la mitad de la antena que faltaba (34 líneas de 64 dipolos) comparándolo con 1/2 antena. En el capítulo 4 se presenta un trabajo de investigación en el que se comparó la metodología de CIP de una sola estación y la de estaciones múltiples, se utilizaron las observaciones de los radiotelescopios de EISCAT y MERLIN con las rutinas del MEXART, se analizaron un total de 7 eventos complejos del medio interplanetario estudiados previamente con EISCAT. Se presenta también un breve estudio de aplicación del modelo de una estación a datos de CIP de los instrumentos ISEE, PRAO LPI y la técnica de multiples estaciones. En el capítulo 5 se presentan las primeras tomografías de UCSD utilizando datos del MEXART. También se presenta la primera implementación de datos de CIP de dos instrumentos (ISEE y MEXART) en el programa de tomografías usando un formato estándar establecido por WIPSS. Este representa el primer paso para la unificación de los instrumentos a nivel global para el monitoreo de clima espacial en tiempo quasi-real utilizando CIP.

2

Centelleo Interplanetario (CIP)

En este capítulo se hace una revisión de los antecedentes históricos de la técnica de CIP, se presentan los principios teóricos de la radioastronomía que dan lugar al análisis del fenómeno y se exponen los primeros resultados del trabajo de investigación derivados de esta tesis.

2.1 Perspectiva histórica

La radioastronomía tiene sus orígenes en el desarrollo de la teoría del electromagnetismo y su comportamiento como ondas. Durante los comienzos del siglo XIX, Michael Faraday (1791-1867) realizó grandes descubrimientos experimentales sobre los fenómenos electromagnéticos y en 1831 descubre la ley de inducción que lleva su nombre. Más adelante, en los años 60's James Clerk Maxwell (1831-1879), físico teórico escocés, formaliza matemáticamente los descubrimientos de Faraday, concluyendo que un cambio en el campo eléctrico induce un campo magnético e inversamente, un cambio en el campo magnético induce un campo eléctrico, deduciendo posteriormente que esos campos variables en el tiempo se propagan a través del espacio como una onda, siempre con orientaciones de campo magnético, eléctrico y la dirección propagación perpendiculares entre sí. Maxwell dedujo a partir de sus ecuaciones la velocidad de la luz, demostrando que la luz es una onda electromagnética.

En 1888, Heinrich Hertz produjo ondas electromagnéticas en laboratorio, específicamente ondas de radio, dando validación experimental a la teoría de Maxwell. En su experimento Hertz midió la longitud de la onda electromagnética, obteniendo un valor de 5 metros. No paso mucho tiempo para que científicos de todo el mundo pensaran en detectar ondas de radio del Sol y otros cuerpos celestes, sin embargo, fue hasta cuatro décadas después, cuando Karl Guthe Jansky (1905-1950) detectó por primera vez ruido proveniente del centro de la galaxia (Kraus, 1984).

Jansky fue un ingeniero que trabajaba para Bell Telephone Laboratories y fue asignado para determinar la fuente de interferencia de radio en el sistema de comunicaciones radio-telefónicas de Bell en el transatlántico. Su tarea consistía en investigar las propiedades atmosféricas y ionosféricas frente a las ondas cortas para el radio-teléfono de comunicaciones.

Jansky construyó una antena de 30 m de longitud y 4 m de alto, montada en una plataforma que le permitía girar 360° , la antena operaba a una frecuencia de 20.5 MHz. Todos los días a la misma hora, Jansky detectaba una interferencia que parecía provenir del cielo, la señal duraba dos horas, al analizar los datos se dió cuenta de que el periodo de aparición correspondía la duración del día sideral (23.93 h) y no 24 h geográficas, concluyendo en 1932 que las ondas detectadas provenían de la Vía Láctea, en la constelación de Sagitario, refiriéndose al centro galáctico. Este hecho marcó el inicio de la radioastronomía (Burke and Graham-Smith, 2010).

Tiempo después, Grote Reber (1911- 2002) leyó los trabajos de Jansky, construyó una antena parabólica de 10 metros de diámetro con una montura azimutal que permitía cambiar la declinación de las observaciones, Reber buscaba continuar con el trabajo de Jansky, apuntando su antena en dirección al centro de la galaxia para investigar las ondas que Jansky había recibido tiempo atrás. Suponiendo que la radiación observada obedeciera la ley de cuerpo negro de Planck, la señal debería crecer con la frecuencia, por lo que realizó observaciones para detectar radiación en 3,000 y en 910 MHz; sin embargo, los resultados dieron negativos, lo cual implicaba que no se trataba de radiación térmica. Posteriormente, cuando Reber ajusta su antena a 160 MHz y recibe la emisión en radio de la Vía Láctea, creando el primer mapa del cielo en radio a 160 MHz y más adelante a 480 MHz, mostrando las fronteras de la galaxia, con estos descubrimientos se establece a la radioastronomía como un campo de estudio para los astrónomos de la época.

En 1942, James Stanley Hey (1909 – 2000), afirma la detección de una señal proveniente del Sol, publicándolo en 1946 (Kruger, 1979). En 1945 Joseph L. Pawsey (1908 – 1962), Ruby Payne-Scott y Lindsay McCready, en Sydney, Australia, encuentran que la intensidad promedio de la emisión solar con longitud de onda de 1.5 m se correlaciona muy bien con el área total de manchas solares en su superficie. Un año más tarde encontraron, con observaciones de Sol quieto, que la corona tiene una temperatura de aproximadamente un millón de grados Kelvin, lo cual concordaba con lo deducido en 1941 a partir del espectro de la corona.

La teoría del fenómeno del centelleo de radiofuentes surge en los años 50's, con la detección de centelleo ionosférico de algunas de las fuentes de radio externas. La diferencia entre las fuentes que presentaron centelleo ionosférico y las que no parecía deberse a la influencia del tamaño de la fuente. Debido a que el patrón de difracción depende de la longitud angular de la fuente, el centelleo interplanetario se utilizó como una firma de las fuentes más compactas (diámetros de segundos de arco).

Para ejemplificar el fenómeno de centelleo se describe una pantalla de fase, la cual provee una intuición de los fenómenos de dispersión. El patrón de interferencia en las señales de radio, el cual se observó durante los años 60's, fue reconocido como una variación en la intensidad de las señales provenientes de radiofuentes lejanas cuando viajan a través de la corona solar externa. Posteriormente se interpretó como el efecto de las estructuras existentes en el plasma del viento solar, que fluye en dirección radial fuera del Sol.

El fenómeno conocido como CIP fue identificado por primera vez en 1964 por Margaret Clarke (PhD Thesis, 1964) y posteriormente estudiado de manera rigurosa por Antony Hewish en Cambridge (Hewish, 1975). En los análisis se determinó que los quásares observados que mostraban CIP deberían ser muy compactas a 80 MHz (Hewish et al., 1964; Readhead et al., 1978). En 1974, utilizando el arreglo de 3.6 hectáreas de Cambridge a 81.5 MHz, se publica el primer catálogo de radiofuentes que muestran centelleo inter-

planetario (Readhead and Hewish, 1974), en este catálogo se registran ~ 1500 radiofuentes en declinaciones de -12° a $+90^\circ$.

Hewish fue el primero en considerar la idea de utilizar CIP para estudios de propiedades del viento solar (Readhead et al., 1978; Coles, 1978). Utilizando la técnica de CIP se encontró que mediante el arreglo triangular de antenas es posible medir la velocidad del viento solar en regiones fuera de la eclíptica, y encontraron que el viento solar es más rápido en los polos que en el plano eclíptico (Hewish and Dennison, 1967; Dennison and Hewish, 1967) antes de que este hecho fuera confirmado por datos *in situ* de la nave Ulysses a mediados de los noventa.

2.2 Radioastronomía

La radioastronomía es el estudio de los objetos celestes y fenómenos astrofísicos utilizando la radiación electromagnética en la región del espectro de ondas de radio. Las ondas de radio tienen longitudes de onda mayores que las del espectro visible (Figura 2.1), su rango de frecuencias va de los kHz (10^3 Hz) a los GHz (10^9 Hz). Las radiofrecuencias son relevantes para el estudio del universo, ya que debido a sus longitudes de onda, atraviesan la atmósfera terrestre sin ser absorbidas o reflejadas. En la Figura 2.1 se muestra una gráfica donde se puede ver que para ciertos rangos de longitudes de onda en el espectro del radio, la radiación puede ser captada por las antenas en la superficie de la Tierra, ya que atraviesan la atmósfera sin problema. Por medio de las antenas de radio se ha obtenido una nueva visión del espacio y los cuerpos celestes. Gracias a las observaciones con radioastronomía se han logrado grandes descubrimientos, entre ellos el de los pulsares, los cuales son estrellas de neutrones con una emisión de radiación periódica, esta señal solo puede ser observada por medio de radiotelescopios.

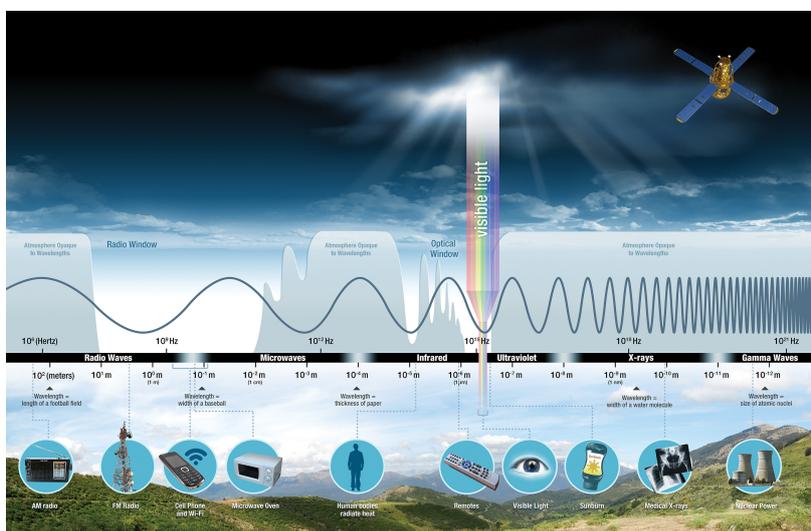


FIGURA 2.1: Las ondas del espectro electromagnético tienen distintas propiedades de transparencia hacia la atmósfera terrestre. Las ondas de radio atraviesan la atmósfera sin ser absorbidas por los gases de la atmósfera (obtenido de NASA (2010), https://science.nasa.gov/ems/01_intro).

Radiofuentes

Una radiofuente es un objeto en el universo que emite ondas de radio de manera natural. Dentro de los cuerpos que emiten en ondas de radio se encuentra el Sol, el cual es una fuente de radiación importante en varias longitudes de onda principalmente debido a su cercanía con la Tierra.

En 1946, James Hey, S. J. Parsons y J. W. Philips detectaron por primera vez la fuente Cygnus A como una fuente de radio, al mismo tiempo Bolton y Stanley utilizan un interferómetro para determinar que Cygnus A tiene menos de 8 minutos de arco de ancho angular y descubrieron otras 3 radiofuentes: Tauro A, identificada como la nebulosa del Cangrejo, remanente de una supernova que explotó en el año 1054; Centauro A, identificada como la galaxia peculiar NGC 5128 y Virgo A como la galaxia elíptica Messier 87. Posteriormente el desarrollo tecnológico permitió la identificación y caracterización de más radiofuentes en el cielo y en el año 1968 se detectó la radiación de los pulsares, descubrimiento que revolucionó la radioastronomía.

Con el descubrimiento de nuevas radiofuentes, se requirió una nomenclatura que permitiera nombrar cada una de las fuentes observadas. Al principio, con los primeros radiotelescopios, cuando sólo eran detectadas las radiofuentes más intensas, las fuentes fueron llamadas por la constelación en la que se encontraban seguidos por una letra del alfabeto, por lo que Cygnus A representa la primer fuente de radio que se descubre en la constelación de Cygnus, otros ejemplos son Centaurus A y Perseus A. Posteriormente, con el descubrimiento de un mayor número de fuentes de radio, fue necesario utilizar una nueva nomenclatura, la mayoría de los nombres de las radiofuentes proviene de estudios del cielo realizados con arreglos interferométricos. Las fuentes se nombran en el orden de aparición del estudio, precedido del identificador del catálogo. Por ejemplo 3C405 (Cygnus A), es la radiofuente número 405 en el Tercer Catálogo de Cambridge (Purvis et al., 1987) .

Muchos de los estudios realizados cubren distintas regiones del cielo o son detectadas en ciertos niveles de emisión de radio, por lo que existen distintos catálogos realizados a diferentes latitudes y frecuencias, por ejemplo las fuentes 3CR (Tercer Catálogo Revisado de Cambridge) fue realizado a una frecuencia de 178 MHz, cubriendo el cielo con declinaciones norte de -5 grados, este catálogo contiene 298 objetos. Otra nomenclatura es la utilizada por el catálogo de Parkes, en el que se nombra la ubicación de la fuente, por ejemplo, la fuente PKS 1413+135 encontrada a 14 horas y 13 minutos en ascensión recta y 13.5 grados de declinación (Young, 2002).

En 1955 se comenzó el primer estudio de radiofuentes de Cambridge, el cual produjo los catálogos de radiofuentes 1C y 2C. Este estudio se extendió hasta finales de la década de 1960 con la publicación de varios catálogos más como 3C, 3CR, 4C, 5C1 y 5C2.

El Tercer catálogo de Cambridge corregido incluye fuentes de radio a 159 y 178 MHz. Contiene todas las fuentes con densidad de flujo mayor a 9 Jy con declinaciones mayores a -9° .

En nuestro universo las radiofuentes existen a distintas distancias, las escalas utilizadas en astronomía son del orden de miles de millones de kilómetros, es por lo mismo que se utiliza un año-luz como el equivalente a 9.46×10^{12} Km, siendo la distancia que recorre la luz en un año, más formalmente, es la distancia recorrida por un fotón en el vacío durante un año juliano (365.25 días) a la velocidad de la luz (3×10^8 m/s). Las radiofuentes más lejanas se encuentran extremadamente lejos. Un importante descubrimiento ha sido que

las radiofuentes pueden servir como un criterio de selección para encontrar galaxias más distantes.

Por otro lado, las radiofuentes pueden cubrir un amplio rango de tamaños. La clasificación de fuentes de radio inicial de *compactas* y *extendidas* se dio con base en la tecnología con la que se contaba en el momento, donde compacta alguna vez fue sinónimo de *no resuelto* o *puntual*, es decir, que no se conocían sus componentes. Conforme la sensibilidad de los instrumentos fue en aumento muchas fuentes inicialmente clasificadas como *compactas* pasaron a ser *extendidas*. Una clasificación más útil e independiente de la tecnología define las fuentes *discretas* como aquellas que pueden ser distinguidas y separadas. Las fuentes *discretas* se dividen en puntuales, localizadas y extendidas. Las fuentes puntuales son las que tienen un tamaño físico infinitesimal por lo que se pueden considerar adimensionales, las fuentes localizadas son las fuentes que tienen un ancho angular menor que un segundo de arco y las extendidas son las que tienen un ancho angular mayor a un segundo de arco. En los estudios de CIP se encontró que las radiofuentes que presentan el fenómeno se encuentran dentro del rango de anchos angulares de 0.1 a 0.5 segundos de arco.

Radiotelescopios

Un radiotelescopio es una antena y un receptor que capta ondas de radio emitidas por radiofuentes. A finales del siglo XIX se llevaron a cabo los primeros intentos por detectar radioemisión celeste. En 1932, en el Bell Laboratories, el ingeniero estadounidense Karl G. Jansky fue el primero en detectar señal proveniente de la región cercana al centro de nuestra galaxia mientras realizaba un experimento para localizar fuentes de interferencias con una frecuencia de 20.5 MHz.

El primer gran radiotelescopio fue una antena de nueve metros construida en 1937 por Grote Reber (Orchiston, 2005). La Figura 2.2 muestra una imagen del instrumento, durante la segunda guerra mundial se impulsó el desarrollo de este tipo de antenas parabólicas para radar. A principios de los 50's se completó el primer mapa del cielo donde se encontraban las fuentes de radio de 2C y 3C.

La resolución angular de los radiotelescopios es una de las características más importantes para obtener buenas observaciones, se define como el ángulo mínimo que se puede resolver entre dos objetos observados. Los radiotelescopios cuentan con una resolución angular que depende de la dimensión física de la antena, esta relación está determinada por la longitud de onda λ y el diámetro de la superficie de la antena d de la siguiente forma (Kruger, 1979):

$$R_{\theta} \propto \frac{\lambda}{d}, \quad (2.1)$$

esto quiere decir que para obtener una mejor resolución (R_{θ} pequeña) a cierta longitud de onda, el diámetro de la antena debe aumentar. Por ejemplo, para el caso de una fuente extragaláctica es necesario una resolución menor que un milisegundo de arco, lo cual requiere una antena de 6000 km para resolver a una longitud de onda de 2.8 cm. Debido a esta limitación física no fue posible, hasta el desarrollo de la radio-interferometría, la construcción de radiotelescopios capaces de observar objetos a dichas longitudes de onda.

Uno de los primeros en utilizar la técnica de interferometría fue Martin Ryle (1918-1984) en Cambridge, cuando empleo un interferómetro compuesto por dos antenas idénticas

conectadas a un receptor de radio. En el interferómetro de Ryle, las dos antenas estaban separadas por una distancia del orden de 100 longitudes de onda (la longitud de onda en uso en ese momento fue de 1.7 metros) (Orchiston, 2005). En esos años, con el interferómetro de Cambridge se realizó un análisis de cielo que dio lugar a los mapas de fuentes de radio 2C y 3C.

La técnica de interferometría se basa en el principio físico de que al cruzarse dos ondas de luz en fase, las ondas se suman resultando en la amplificación de la señal, si las ondas no están en fase, la señal se cancela. La combinación de diferentes antenas para detectar ondas de radio permite obtener imágenes de mayor resolución.

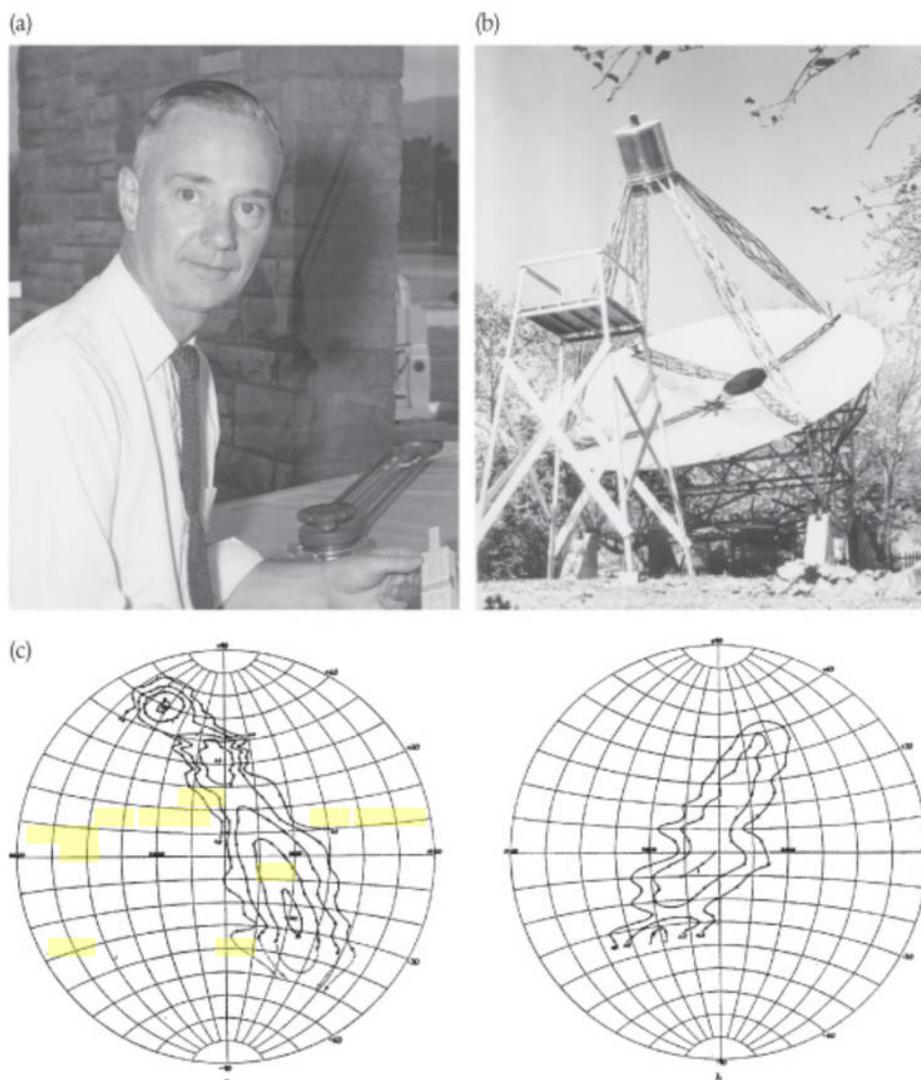


FIGURA 2.2: a) Grote Reber, fotografía de 1937, cuando construyó el primer radiotelescopio reflector. b) Radiotelescopio de Reber construido en Weathon, IL. c) Mapa del radiocielo a 160 MHz desarrollado por Reber. Este mapa de contorno, publicado en 1944 muestra la intensidad de las ondas de radio concentradas en una banda del cielo a lo largo de la Vía Láctea (imagen obtenida de Graham-Smith (2013)).

El elemento principal de un radiotelescopio es su antena. Las antenas deben estar diseñadas para recibir y disponer de altas ganancias y bajo nivel de ruido. Las antenas son traductores de radiación electromagnética la cual se convierte en señales eléctricas analógicas o digitales. El funcionamiento de un radiotelescopio consiste en la recepción de la radiación cósmica, la cual induce un voltaje sobre la antena, finalmente este voltaje es referido como una señal.

La radiación emitida por una radiofuente es medida por las antenas como una potencia incidente, la potencia infinitesimal dada por un ángulo sólido $d\Omega$ en el cielo incidente en una superficie de área dA está dado por

$$dW = B \cos\theta d\Omega dA d\nu, \quad (2.2)$$

donde dW es la potencia infinitesimal (*watts*), B es el brillo del cielo en la posición de $d\Omega$ ($watts \cdot m^{-2} \cdot Hz^{-1} \cdot rad^{-2}$), $d\Omega$ es el ángulo sólido astro en el cielo (rad^2), θ es el ángulo entre $d\Omega$ y el cenit (rad), dA es la superficie infinitesimal (m^2) y $d\nu$ es el elemento de ancho de banda (Hz). El brillo B se define como la medida de la potencia por unidad de área, por unidad de ángulo sólido por unidad de ancho de banda. El brillo es una función de la posición (en el cielo) y de la frecuencia en general. Si integramos la potencia en cierto intervalo de frecuencias se obtendrá la potencia total para dicho intervalo, es decir entre ν y $\nu + \Delta\nu$.

En general es más fácil tratar con una medida de la potencia por unidad de ancho de banda, esta cantidad es llamada potencia espectral, la variación de la potencia espectral con la frecuencia constituye el espectro de potencias, la potencia espectral dw ($watts \cdot Hz^{-1}$) es

$$dw = B(\theta, \phi) \cos\theta d\Omega dA. \quad (2.3)$$

Considerando que la potencia espectral es independiente de la posición de dA sobre la superficie

$$w = A \int \int B(\theta, \phi) \cos\theta d\Omega. \quad (2.4)$$

Patrón de radiación

El patrón de radiación $P_n(\theta, \phi)$ de una antena representa la respuesta de la antena a la llegada de la onda y tiene el mismo diagrama de emisión y absorción, es una cantidad sin dimensiones y está normalizada. El patrón consiste en un lóbulo central y varios lóbulos secundarios. En la Figura 2.3 se muestra la geometría de la recepción de una antena con su patrón de radiación. La antena apunta al cenit y responde a la llegada de radiación según el diagrama. La intensidad que recibe del cielo es por lo general variable con la dirección. El patrón de radiación es una representación gráfica de radiación de la antena en función de las coordenadas espaciales.

Si se considera que la antena tiene un patrón de radiación definido $P_n(\theta, \phi)$, la potencia espectral o potencia por unidad de ancho de banda con un ángulo sólido Ω del cielo (Kraus, 1950)

$$w = 1/2 A_e \int \int_{\Omega} B(\theta, \phi) P_n(\theta, \phi) d\Omega, \quad (2.5)$$

donde w es la potencia espectral, A_e es la apertura efectiva de la antenna, $B(\theta, \phi)$ es el brillo del cielo, P_n es el patrón de radiación de la antenna normalizado, $d\Omega = \sin\theta d\theta d\phi$ es el elemento de ángulo sólido.

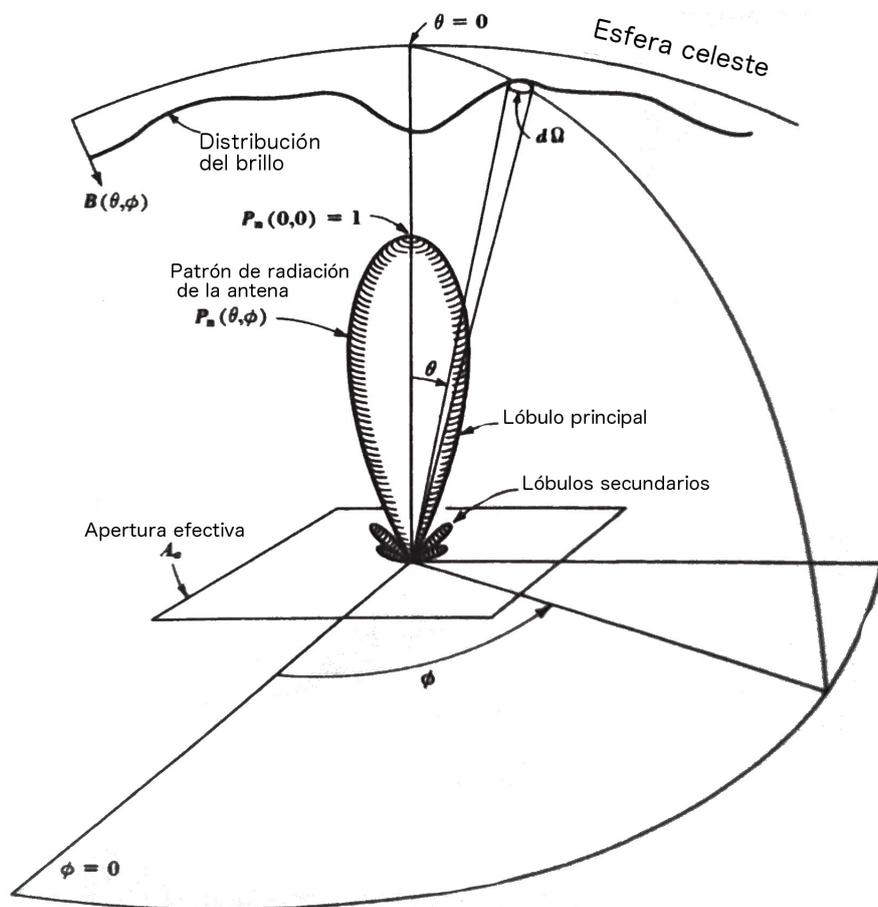


FIGURA 2.3: Relación del patrón de radiación de la antenna con una esfera celeste con coordenadas asociadas (modificado de Kraus (1950)).

Integrando la ecuación 2.5 sobre un ángulo sólido de 4π (todo el espacio), se obtiene el ángulo sólido del haz de la antenna, esto es

$$\Omega_A = \int_{4\pi} \int P_n(\theta, \phi) d\Omega, \quad (2.6)$$

este ángulo sólido también se puede caracterizar por medio del ángulo sólido del haz principal. Integrando la ecuación anterior al ancho angular del lóbulo principal

$$\Omega_M = \int \int_{mainlobe} P_n(\theta, \phi) d\Omega. \quad (2.7)$$

En el caso de una antenna, el patrón de radiación está definido por un lóbulo principal y lóbulos secundarios, como se muestra en la Figura 2.3. En el caso de una antenna ideal, sólo se tiene un lóbulo principal con un ancho infinitesimal.

Eficiencia del haz, directividad y abertura efectiva

Se tiene que el ángulo sólido ocupado por los lóbulos secundarios está dado por la diferencia entre el ángulo sólido total y el ángulo sólido del lóbulo principal

$$\Omega_m = \Omega_A - \Omega_M, \quad (2.8)$$

si la antena no tiene lóbulos secundarios, $\Omega_M = 0$, por lo que en este caso $\Omega_M = \Omega_A$.

Si los lóbulos secundarios son pequeños comparados con el lóbulo principal, el patrón de radiación de la antena se concentra en el lóbulo principal, y la **eficiencia** del haz se define como:

$$\kappa = \frac{\Omega_M}{\Omega_A}, \quad (2.9)$$

si $\Omega_M = \Omega_A$ entonces es un caso ideal y la eficiencia es total. Otro parámetro importante es la **directividad**, que se define como:

$$D = \frac{4\pi}{\Omega_A}. \quad (2.10)$$

La directividad es una cantidad adimensional, entre más estrecho sea el lóbulo principal y más pequeños los secundarios, la directividad es mayor. Una antena muy directiva es útil para determinar de dónde proviene la radiación recibida.

La **apertura efectiva** A_e es el área que tendría una antena de eficiencia perfecta que recibiese la misma radiación que la antena real. La abertura efectiva se mide en m^2 y siempre es menor que la superficie reflectora, su relación con la directividad está dada por:

$$D = \frac{4\pi A_e}{\lambda^2}. \quad (2.11)$$

Finalmente la **ganancia** de una antena es:

$$G = \kappa D = \kappa \frac{4\pi}{\lambda^2} A_e, \quad (2.12)$$

donde κ es la eficiencia de la antena con $\kappa = 1$ para una antena sin pérdida Ohmica.

Parámetros de la radiación

Para cualquier radiofuente discreta, se define la densidad de flujo de energía como la integral del brillo sobre toda la fuente en donde $d\Omega$ es el ángulo sólido que cubre a la misma,

$$S = \int \int_{fuente} B(\theta, \phi) d\Omega. \quad (2.13)$$

La densidad de flujo de energía que se capta de una radiofuente se mide en Janskys ($1Jy = 10^{-26}W/m^2Hz$), esta cantidad de flujo depende de la distancia entre la fuente y el observador, no es una característica de la fuente, sino que se refiere a la energía recibida por el observador. En la mayoría de los estudios de radio se analizan fuentes discretas o compactas, ya que su ancho angular es bien definido.

Debido a que, en general, las antenas tienen patrones distintos de radiación $P_n(\theta, \phi)$, el flujo observado con una antena está dado de manera más general por:

$$S = \int \int_{fuente} B(\theta, \phi) P_n(\theta, \phi) d\Omega. \quad (2.14)$$

Sin embargo un amplio régimen de radiofrecuencias cumple con la relación de Rayleigh-Jeans, la cual es una aproximación de la ley de Max Planck para la emisión de radiación de un cuerpo negro. En el caso de ondas de radio se puede aplicar para calcular la emisión en radio de fuentes con la aproximación de la ecuación

$$B = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} = \frac{2kT\nu^2}{c^2} d\nu = \frac{2kT}{\lambda^2}, \quad (2.15)$$

donde $h\nu \ll kT$ y entonces $e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1 \approx h\nu/kT$.

Entonces, si una fuente irradia con una temperatura constante y tiene un ángulo sólido Ω_s , la densidad de flujo será calculada por la ley de radiación de la ecuación anterior como

$$S = \frac{2k}{\lambda^2} T\Omega_s. \quad (2.16)$$

Esta relación permite utilizar la **temperatura de brillo** en lugar del brillo mismo, ya que nos dice que son proporcionales. Si el objeto observado se comporta aproximadamente como cuerpo negro, la temperatura de brillo permanece constante con la frecuencia, mientras que el brillo será variable a distintas frecuencias.

Si la fuente no tiene una temperatura uniforme, entonces la densidad del flujo de radiación es:

$$S = \frac{2k}{\lambda^2} \int \int T(\theta, \phi) d\Omega. \quad (2.17)$$

2.3 Teoría del CIP

El modelo que describe el fenómeno del CIP se desarrolló con base en la física de dispersión de ondas al atravesar un medio con propiedades físicas variables. En esta sección se deriva el modelo teórico de CIP y las relaciones físicas que llevan a describir las propiedades del viento solar.

El centelleo interplanetario es un fenómeno físico asociado a las variaciones que presenta la intensidad de la señal de radio proveniente de una fuente de radio extra-galáctica al ser captada por un radiotelescopio. Dichas variaciones se deben a la interacción de las ondas de radio con el viento solar al aproximarse a la Tierra.

En la Figura 2.4 se muestra un diagrama de la técnica de CIP. Las fuentes extra-galácticas emiten ondas de radio que al llegar al medio interplanetario se consideran frentes de onda planas. Dichas ondas al pasar por un medio dispersor como lo es el viento solar, son difractadas, creando un patrón de interferencia que es captado por la antena en la Tierra. A la línea formada por la Tierra y la radiofuente se le conoce como línea de visión (LV), la distancia mínima (r), entre el Sol y la LV está en el punto P (Figura 2.4). El ángulo ϵ formado por los puntos S , E y P es el ángulo de elongación.

Supongamos entonces, que mientras se observa una radiofuente, las ondas de radio se encuentran con una capa de irregularidades de ancho ΔZ localizada a una distancia Z del

punto de observación y a una distancia P del Sol como se muestra en la Figura 2.4. El ángulo de elongación determina el grado de dispersión en las ondas de radio, cuando ϵ es pequeño, la dispersión es más intensa. Esta relación se debe a cómo varía la densidad del MIP, pues en las cercanías del Sol, la densidad del viento solar es mayor. Para cada ángulo ϵ existe una zona de dispersión efectiva y se da principalmente donde P es perpendicular a la línea de visión. En la Figura 2.4 la distancia r se calcula como

$$r = \text{sinc}\epsilon \quad (2.18)$$

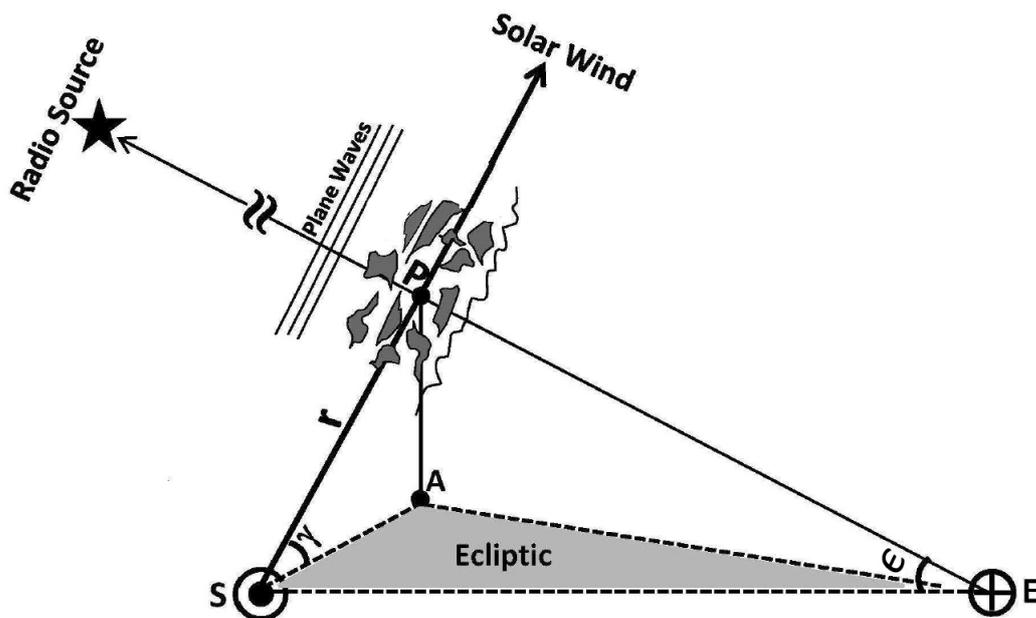


FIGURA 2.4: Diagrama de la técnica de centelleo interplanetario (imagen obtenida de Bisoi et al. (2014)).

Utilizando la técnica del CIP, es posible cuantificar los cambios de densidad y la velocidad de las irregularidades que conforman el medio dispersor (viento solar) a lo largo de la línea de visión.

La técnica de CIP tiene sus bases en la dispersión de ondas por las irregularidades del medio por donde viajan. Las ondas de radio provenientes de fuentes lejanas presentan fluctuaciones en su intensidad causadas por el cambio de las propiedades del medio interplanetario (MIP). Sin embargo, es necesario tomar en cuenta también las fluctuaciones provocadas por la ionósfera. Al hacer los análisis de difracción se encuentra que el centelleo debido al MIP es intenso sólo en el caso de fuentes con diámetros angulares $\leq 0.5''$ y para observaciones con longitudes de onda ≥ 1 m (frecuencias ~ 300 MHz). En el caso del MEXART a 140 MHz la longitud de onda es de 2.14 m, por lo que se puede observar el CIP de las fuentes compactas.

Cambios irregulares del MIP ocasionan interferencia de las ondas en diferentes direcciones, por lo que un observador detecta un patrón de interferencia de ondas. Las ondas dispersadas se combinan con las ondas no dispersadas de manera que se forman

interferencias destructivas y constructivas provocando variaciones en la intensidad de flujo de la señal recibida. La periodicidad de las variaciones en la intensidad depende de la velocidad relativa de la Tierra respecto al viento solar. La escala de tiempo resultante para estas fluctuaciones es de aproximadamente 0.5 s. El diámetro angular de las fuentes no debe exceder el valor l/d para que no se presente disminución en la intensidad del centelleo, siendo l es el tamaño de las irregularidades y d es la distancia del observador a la pantalla difractora .

En el medio interplanetario, existen dos regiones asociadas a su nivel de dispersión. La frontera de ambas zonas es definida por algunas propiedades como la densidad del medio, la frecuencia de observación y la configuración geométrica de la observación (Figura 2.5). La zona de dispersión débil, en la cual las variaciones entre los cambios de fase es mucho menor que un radian, se puede considerar que el centelleo es una suma lineal de las ondas dispersadas a lo largo del camino libre medio de la LV. Pensando el proceso de esta manera, se puede considerar que la difracción de ondas ocurre a través de una serie de pantallas delgadas, donde cada pantalla induce variación en amplitud que depende de las irregularidades en la densidad. En el caso de la región de dispersión fuerte, el análisis es limitado debido a la geometría y las propiedades físicas del sistema.

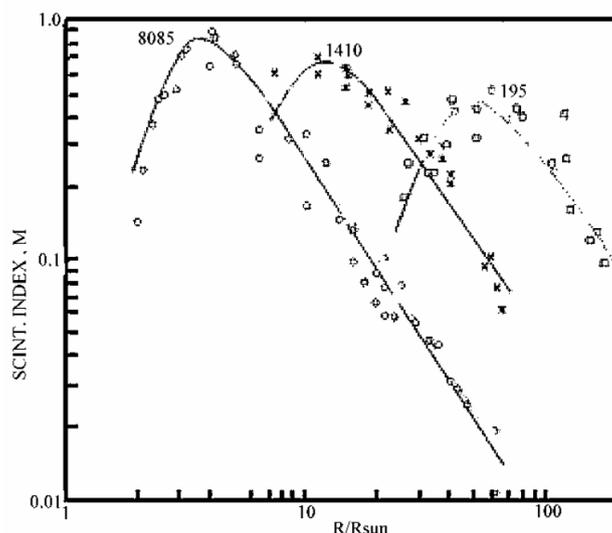


FIGURA 2.5: Gráfica log-log del índice de centelleo contra la distancia desde el Sol. Se comparan tres frecuencias de observación distintas: 8085 MHz, 1410 MHz y 195 MHz. Como se puede ver, a mayor frecuencia de observación, el pico del máximo está más cerca del Sol (imagen obtenida de Coles (1978)). El máximo del valor de m determina el límite donde pasa de la región de dispersión fuerte al débil.

La derivación del modelo teórico de la técnica de CIP fue desarrollada por Manoharan (1991) y se presenta a continuación en este trabajo.

En la región de dispersión débil, las variaciones en el índice de refracción local son directamente proporcionales a la densidad electrónica (si estas variaciones en densidad son suficientemente pequeñas). De esta forma el índice de refracción puede ser expresado como:

$$n(x, y, z) = n_0 + n'(x, y, z), \quad (2.19)$$

donde

$$n'(x, y, z) = \mu n_1(x, y, z), \quad (2.20)$$

n_0 es la media del índice de refracción, $n'(x, y, z)$ es la variación del índice de refracción con respecto a la media, μ es la desviación estándar de $n'(x, y, z)$ y $n_1(x, y, z)$ es la forma escalada de $n'(x, y, z)$ tal que la desviación estándar es 1.0.

La variación en el índice de refracción está determinada por la permitividad electrónica del medio (ε), en este caso el viento solar. Para un plasma colisional con campo magnético independiente del medio, la permitividad electrónica es:

$$\varepsilon = n^2 = 1 - \frac{f_p^2}{f^2}, \quad (2.21)$$

donde $f = 2\pi\nu_0$, con ν_0 la frecuencia de observación y

$$f_p^2 = \frac{N_e e^2}{\varepsilon_0 m_e}, \quad (2.22)$$

f_p es la frecuencia del plasma, N_e la densidad electrónica, ε_0 la permitividad en el vacío, m_e la masa del electrón y f la frecuencia angular de la señal.

En el caso del MIP donde la frecuencia del plasma (f_p) y la velocidad térmica de los electrones ($V_{T_e} = \sqrt{k_B T_e m_e}$) son mucho menores a la frecuencia angular de la señal f , el índice de refracción puede ser expresado como:

$$n^2 = 1 - \frac{N_e e^2}{\varepsilon_0 m_e f^2}. \quad (2.23)$$

Considerando que el radio del electrón es $r_e = \frac{e^2}{4\pi\varepsilon_0 m_e c^2} = 2.82 \times 10^{-15}$ m y aproximando a primer término se obtiene que:

$$n^2 = 1 - \frac{N_e r_e \lambda^2}{2\pi}. \quad (2.24)$$

Por lo tanto, utilizando la ecuación 2.19 para la variación en el índice de refracción:

$$n'(x, y, z) = n(x, y, z) - n_0 = \delta N_e \frac{r_e \lambda^2}{2\pi} = \delta N_e \frac{e^2 \lambda^2}{8\pi^2 \varepsilon_0 m_e c^2}, \quad (2.25)$$

y entonces,

$$n' = \delta N_e \frac{e^2}{8\pi^2 \varepsilon_0 m_e \nu_0^2}, \quad (2.26)$$

se puede ver que para observaciones cercanas al Sol, cuando N_e se incrementa, δN_e también, por lo tanto n' debe aumentar a medida que nos acercamos a la zona de dispersión fuerte. De la ecuación 2.26 se tiene que n' es inversamente proporcional al cuadrado de la frecuencia de observación, por lo tanto, a mayor frecuencia de observación la zona de dispersión débil tiene su límite a distancias más cercanas del Sol. En contraste, a medida que n' disminuye con la distancia al Sol, también lo hace el nivel de centelleo (amplitud) y se alcanza un punto en que la señal de centelleo interplanetario queda “ahogada” por el ruido del sistema de observación.

La ecuación de onda

Debido a que las variaciones temporales del índice de refracción son lentas, se asume que el patrón de irregularidades se encuentra congelado en el medio, por lo que se puede considerar como la propagación de una onda monocromática en un medio dispersor estacionario. La ecuación de onda será entonces:

$$\nabla^2 E + k^2(1 + \Delta n)E - \nabla(\nabla \cdot E) = 0, \quad (2.27)$$

el último término de la ecuación representa los efectos de polarización, los cuales pueden ser despreciados para el medio interplanetario, por lo tanto, la ecuación de onda queda como:

$$\nabla^2 E + k^2(1 + \Delta n) E = 0, \quad (2.28)$$

esta ecuación contiene los efectos de difracción y refracción. Como en este caso el campo eléctrico se propaga en un medio con fluctuaciones aleatorias de su índice de refracción, entonces la variable $F(x, y, z)$ es:

$$E(x, y, z) = F(x, y, z)e^{ikz}, \quad (2.29)$$

donde $F(x, y, z)$ contiene las características aleatorias del medio, es decir $F(x, y, z) = e^{i(k'_x x + k'_y y + \Delta n k z - \xi^2/2k)}$ donde $\xi = \psi_s k'$ y $k' = (1 + \Delta n)k$, la cual se obtiene utilizando la condición de dispersión pequeña (Manoharan, 1993) y ψ_s es la desviación angular del camino de propagación. Si utilizamos esta ecuación de campo eléctrico para la ecuación anterior, considerando que las fluctuaciones son pequeñas, entonces $(1 + \Delta n)^2 = 1 + 2\Delta n$ y se obtiene que:

$$2ik \frac{\partial F}{\partial z} + \nabla^2 F + 2k^2 \Delta n F = 0, \quad (2.30)$$

se puede demostrar que $\frac{\partial F}{\partial z} = i(\Delta n k - \xi/2k) F$ y $\frac{\partial^2 F}{\partial z^2} = -(\Delta n^2 k^2 - \xi^2 \Delta n + \xi^4/4k^2)$. Sin embargo, el término $\frac{\partial^2 F}{\partial z^2}$ puede ser ignorado al compararlo con $\frac{\partial F}{\partial z}$. Finalmente, la ecuación de onda para un medio dispersor queda (Manoharan, 1993):

$$2ik \frac{\partial F}{\partial z} + \frac{\partial^2 F}{\partial x^2} + \frac{\partial^2 F}{\partial y^2} + 2k^2 \Delta n F = 0. \quad (2.31)$$

Cambio de fase e índice de refracción

Cuando una onda plana pasa a través de una capa dispersora, la fase sufre una desviación. Se asume que la media cuadrática(RMS) de las fluctuaciones de fase, al pasar por la capa dispersora, es pequeña ($\phi_{rms} \ll 1rad$). El objetivo de este cálculo es estimar las propiedades estadísticas de $F(x, y, z)$ en términos de las propiedades del medio. Es decir, relacionar las modulaciones de fase impuestas por la onda incidente a las características del medio. Asumiendo que la onda plana pasa por una capa de ancho Δz como se muestra en la Figura 2.6, entonces la onda emergente de la capa tiene una modulación de fase $\phi(\mathbf{r}, z)$, donde $\mathbf{r} = (x, y)$.

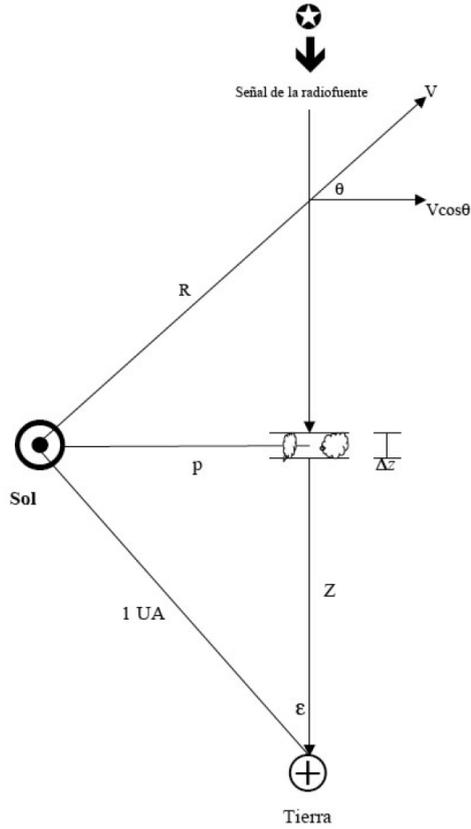


FIGURA 2.6: El modelo de CIP considera una capa dispersora de tamaño ΔZ situada en el punto P sobre la línea de visión (obtenida de Ambriz (2012)). Las ondas viajan desde la radiofuente e interactúan con el medio interplanetario hasta llegar a la Tierra, el punto P representa la mínima distancia al Sol y es donde se tiene la mayor contribución de dispersión de las ondas.

Si el campo incidente es F_{in} , entonces el campo emergente (F_{em}) al final de la capa dispersora es:

$$F_{em} = F_{in} e^{i\phi(\mathbf{r},z)} = F_{in} (1 + i\phi(\mathbf{r},z) - \frac{1}{2}\phi(\mathbf{r},z)^2 + \dots), \quad (2.32)$$

como $\phi(\mathbf{r},z)$ es pequeña, se pueden despreciar los términos de mayor orden, por lo tanto:

$$F_{em} = F_{in}(1 + i\phi(\mathbf{r},z)). \quad (2.33)$$

Ahora consideramos el caso de una onda plana de amplitud la unidad ($F_{in} = 1$), sustituyendo la ecuación anterior en 2.31 y asumiendo $\phi \ll 1$ y $\Delta n \ll 1$ se obtiene entonces una relación general entre la fase y las fluctuaciones del índice de refracción:

$$\phi = k \int_{\Delta z} \Delta n(x,y,z,k) dz, \quad (2.34)$$

donde la integración va a lo largo del ancho de la capa Δz . Si tomamos la capa de ancho Δz con variación constante en el índice de refracción, la desviación de la fase va a estar dada por:

$$\phi = k \Delta n \Delta z. \quad (2.35)$$

Los valores típicos encontrados para la desviación del índice de refracción Δn de su media en el medio interplanetario es de 10^{-6} a 10^{-12} . Aplicando esta condición para el régimen de dispersión débil ($\phi \ll 1$ rad) :

$$\phi = k \Delta n \Delta z \ll 1. \quad (2.36)$$

Sin embargo, el medio solo puede ser considerado de dispersión débil cuando las fluctuaciones en el índice de refracción son pequeñas comparadas con el valor medio ($\Delta n \ll 10^{-7}$).

Fluctuaciones de densidad y cambios de fase

La ecuación 2.26 describe la relación entre la densidad electrónica y el índice de refracción:

$$n' = \frac{\delta N r_e \lambda^2}{2\pi}, \quad (2.37)$$

donde $r_e = (e^2/4\pi \epsilon_0 m_e c^2) = 2.82 \times 10^{-15}$ es el radio clásico del electrón. Expresando la ecuación 2.34 en términos de las fluctuaciones de densidad electrónica:

$$\phi(x, y) = r_e \lambda \int_{\Delta z} \Delta N(x, y, z) dz, \quad (2.38)$$

donde $\Delta N(x, y, z)$ es la desviación de la densidad electrónica de la media. Las fluctuaciones aleatorias de fase $\phi(x, y)$ se caracterizan por medio de la función de auto-correlación $C_\phi(x, y)$ de tal manera que:

$$C_\phi(x_0, y_0) = \langle \phi(x, y) \phi(x + x_0, y + y_0) \rangle \quad (2.39)$$

$$= \int_x \int_y \phi(x, y) \phi(x + x_0, y + y_0) dx dy \quad (2.40)$$

$$= (r_e \lambda)^2 \Delta z \int_{\Delta z} \langle \Delta N(x, y, z) \Delta N(x + x_0, y + y_0, z) \rangle dz. \quad (2.41)$$

De la ecuación anterior, la relación entre las funciones de correlación de fase y densidad electrónica es:

$$C_\phi(x, y) = (r_e \lambda)^2 \Delta z \int C_{\Delta N}(x, y, z) dz. \quad (2.42)$$

Calculando la transformada de Fourier de la función de auto-correlación, se obtiene el espectro de potencias de las fluctuaciones de fase $\Phi_\phi(q_x, q_y)$ tal que,

$$\Phi_\phi(q_x, q_y) = \frac{1}{(2\pi)^2} \int_x \int_y C_\phi(x, y) e^{i(q_x x + q_y y)} dx dy, \quad (2.43)$$

donde q_x y q_y son las componentes del número de onda asociado a las irregularidades. El espectro tridimensional de las fluctuaciones de densidad queda como:

$$\Phi_{\Delta N}(\mathbf{q}) = \frac{1}{(2\pi)^3} \int C_{\Delta N}(\mathbf{r}) e^{i\mathbf{q}\cdot\mathbf{r}} d\mathbf{r}. \quad (2.44)$$

De las ecuaciones 2.42, 2.43 y 2.44 se puede deducir que los espectros de fase y fluctuaciones de densidad tienen la siguiente relación:

$$\Phi_\phi(q_x, q_y, z) = 2\pi(r_e\lambda)^2 \Delta z \Phi_{\Delta N}(q_x, q_y, q_z = 0, z). \quad (2.45)$$

Espectro de intensidades

Si consideramos nuevamente el modelo de la capa delgada, donde la turbulencia se concentra en $z = 0$, y tenemos una onda propagándose en el espacio libre a través de distancias $z > 0$; entonces cuando la onda pasa a través de la capa delgada no existen fluctuaciones importantes en el índice de refracción, por lo que la ecuación de onda queda:

$$2ik \frac{\partial F}{\partial z} + \frac{\partial^2 F}{\partial x^2} + \frac{\partial^2 F}{\partial y^2} = 0. \quad (2.46)$$

Sustituyendo la ecuación 2.33, para el campo emergente (F_{em}) en la ecuación anterior, obteniendo la transformada de Fourier y resolviendo:

$$F(q, z) = F(q, 0) e^{\frac{-iq^2 z}{2k}}, \quad (2.47)$$

donde $F(q, 0)$ es el campo en $z = 0$. El término $e^{\frac{-iq^2 z}{2k}}$ describe las propiedades de propagación y oscila cuando la onda se propaga a distancias $z > 0$.

Es importante discutir el espectro de las fluctuaciones de intensidad, o espectro de intensidad como es medido por un observador a una distancia z de la capa delgada. Se define el espectro de intensidades como:

$$\Phi_I(q_x, q_y, z) = \frac{1}{(2\pi)^2} \int \int \langle I^2 \rangle C_I(\mathbf{r}, z) e^{i\mathbf{q}\cdot\mathbf{r}} d\mathbf{r}, \quad (2.48)$$

donde \mathbf{q} es la frecuencia espacial bidimensional y C_I es la función de correlación de la intensidad normalizada:

$$\langle I^2 \rangle C_I(\mathbf{r}) = \langle I(r_0)I(r_0 + r) \rangle, \quad (2.49)$$

donde $I(r_0)$ y $I(r_0 + r)$ son las intensidades medidas en dos puntos del plano z , y $\langle I^2 \rangle$ es la media cuadrática de la intensidad, la cual es la misma para cualquier medida en el plano z .

En el plano de observación, las fluctuaciones de intensidad son causadas por la interferencia entre las ondas dispersadas y las no dispersadas. En este caso el espectro de las fluctuaciones espaciales de intensidad se definen como:

$$\Phi_{\Delta I}(\mathbf{q}) = \frac{1}{(2\pi)^2} \int \int \langle (I(r_0) - \langle I \rangle)(I(r_0 + r) - \langle I \rangle) \rangle e^{i\mathbf{q}\cdot\mathbf{r}} d\mathbf{r} \quad (2.50)$$

$$= \frac{1}{(2\pi)^2} \int \int \{ \langle I(r_0)I(r_0 + r) \rangle - \langle I \rangle^2 \} e^{i\mathbf{q}\cdot\mathbf{r}} d\mathbf{r}. \quad (2.51)$$

Utilizando las ecuaciones 2.48 y 2.49 se obtiene que el espectro de las fluctuaciones de intensidad es:

$$\Phi_{\Delta I}(\mathbf{q}) = \Phi_I(\mathbf{q}) - 4\pi\langle I \rangle^2 \delta(\mathbf{q}). \quad (2.52)$$

De la ecuación de un campo eléctrico para una onda monocromática bajo las condiciones de dispersión débil (ecuación 2.47) el espectro de intensidad a una distancia z de la capa delgada está dada por:

$$\Phi_I(\mathbf{q}, z) = 4\pi^2\langle I \rangle^2 \delta(\mathbf{q}) + 4\sin^2\left(\frac{q^2 z}{2k}\right) \Phi_\phi(\mathbf{q}). \quad (2.53)$$

Sustituyendo esta última ecuación en 2.52 obtenemos el espectro de las fluctuaciones de la intensidad en función del espectro de las fluctuaciones de fase $\Phi_\phi(\mathbf{q})$:

$$\Phi_{\Delta I}(\mathbf{q}, z) = 4\sin^2\left(\frac{q^2 z}{2k}\right) \Phi_\phi(\mathbf{q}). \quad (2.54)$$

Para tener una relación entre los espectros de potencia espacial y temporal de la intensidad es necesario considerar el movimiento de las irregularidades en el medio interplanetario. Como las irregularidades se mueven con el viento solar, se toma el eje x en esa dirección (radial). En este caso, las variaciones temporales pueden ser transformadas directamente en variaciones espaciales a lo largo de la dirección del movimiento de las irregularidades. Considerando que la variación temporal del patrón de irregularidades es grande comparado con el tiempo de la correlación temporal, el espectro temporal es:

$$P(f) = \frac{2\pi}{V_p(z)} \int \Phi_{\Delta I}(q_x = \frac{2\pi f}{V_p(z)}, q_y) dq_y, \quad (2.55)$$

donde $f = q_x V/2\pi$ es la frecuencia temporal y V es la proyección de la velocidad del viento solar a lo largo del eje x .

2.3.1 Índice de CIP

Una medición importante en la técnica CIP es el índice de centelleo (m), el cual se define como la razón entre el rms (root mean square) de las fluctuaciones en intensidad y la intensidad media de la fuente (Figura 2.7):

$$m = \left(\frac{\text{rms de las fluctuaciones en intensidad}}{\text{intensidad media de la fuente}} \right). \quad (2.56)$$

El índice m es una herramienta para la medición de las variaciones de la densidad del viento solar y para el estudio de la estructura de fuentes compactas.

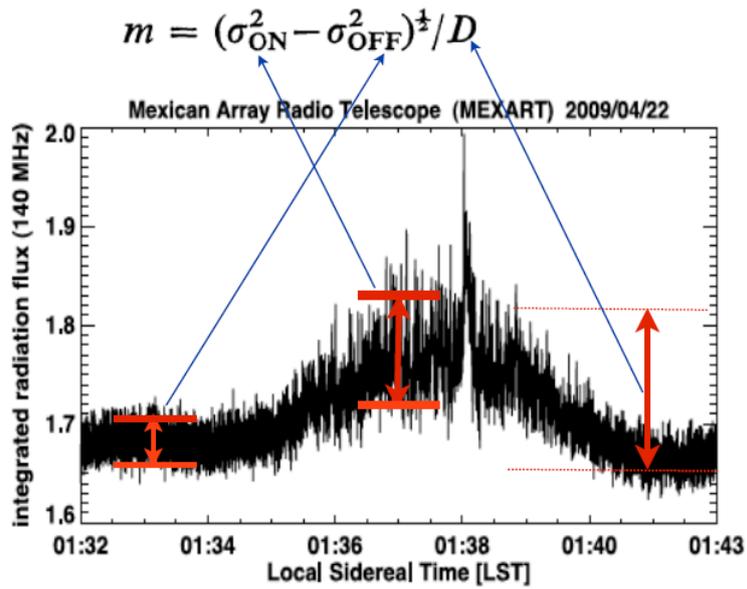


FIGURA 2.7: La Figura muestra el tránsito de una fuente de centelleo en el MEXART. La forma clásica de calcular el índice m es midiendo la razón de la media cuadrática de las fluctuaciones de intensidad y la amplitud del tránsito de la radiofuente (obtenida de Ambriz (2012)).

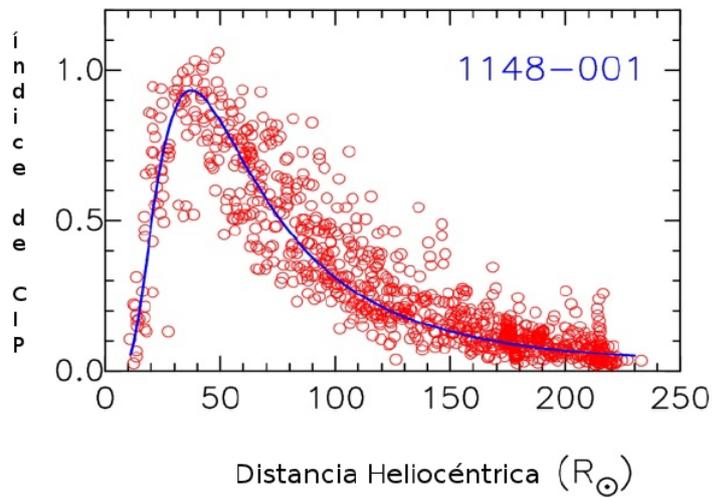


FIGURA 2.8: Índice de CIP de una radiofuente captada por el radiotelescopio Ooty. La línea continua es la curva calibrada del índice m y los círculos son las mediciones obtenidas a diferentes distancias del Sol (obtenida de Manoharan (1993)).

El índice m ha sido estudiado ampliamente y se conoce en gran medida su comportamiento. El índice m es proporcional (en la zona de dispersión débil) a la densidad electrónica en el medio. La Figura 2.8 muestra la medición del índice m a lo largo del

año para distintas distancias heliocéntricas o ángulos de elongación. Promediando los datos de m (línea de ajuste en la Figura 2.8) es posible determinar el valor esperado de m para cada elongación y con ello calcular el nivel de perturbación de las variaciones de la densidad del viento solar utilizando el índice g , el cual es forma normalizada de m con respecto al valor esperado:

$$g = \frac{m(p)}{\langle m(p) \rangle}, \quad (2.57)$$

si el índice $g > 1$, representa un incremento en densidad electrónica del medio. Si $g < 1$ entonces hay un enrarecimiento del viento solar. El índice g se utiliza para determinar si existen perturbaciones en el viento solar y cambios de densidad ($g \approx 1$).

Considerando el caso continuo, en un intervalo de tiempo ΔT , se puede expresar m como:

$$m = \frac{\sqrt{\Delta T \int_{-\Delta T/2}^{\Delta T/2} \Delta I(t)^2 dt}}{\int_{-\Delta T/2}^{\Delta T/2} I(t) dt} = \left[\frac{\langle \Delta I(t)^2 \rangle}{\langle I(t) \rangle^2} \right]. \quad (2.58)$$

Suponiendo que en el medio la dispersión de la señal ocurre en una capa delgada a lo largo de la línea de visión como en la Figura 2.6 y las capas no tienen un patrón repetitivo, entonces las fluctuaciones en intensidad del flujo de la señal varían en cada instante. Utilizando una ecuación de auto-correlación se puede establecer una relación entre los flujos de la intensidad medido en dos tiempos distintos:

$$C(\tau) = \langle \Delta I(t + \tau) \Delta I(t) \rangle. \quad (2.59)$$

Si aplicamos una transformada de Fourier a la función de correlación obtenemos un espectro de potencias de la intensidad de fluctuaciones $P_I(\nu)$,

$$P_I(\nu) = \frac{1}{2\pi} \int C(\tau) e^{-i2\pi\nu\tau} d\tau, \quad (2.60)$$

calculando la transformada inversa para $\tau = 0$, la función de auto-correlación en ese tiempo será:

$$C(0) = \int P_I(\nu) d\nu. \quad (2.61)$$

Utilizando ahora la ecuación 2.59:

$$C(0) = \langle \Delta I(t)^2 \rangle, \quad (2.62)$$

por lo tanto el índice m se puede obtener mediante:

$$m = \frac{\sqrt{\int P_I(\nu) d\nu}}{I_0}, \quad (2.63)$$

esto implica que es posible determinar el índice de centelleo calculando el área bajo la curva del espectro de potencias de las fluctuaciones en la intensidad.

2.3.2 Modelo espectral de velocidades

El modelo espectral de velocidades se deduce del espectro de potencia temporal (ecuación 2.55). A continuación se deriva un modelo más completo añadiendo variables físicas importantes del sistema (Manoharan, 1993; Manoharan et al., 1994).

Filtro de propagación de Fresnel

El filtro de propagación de Fresnel transforma el espectro de las fluctuaciones de fase (a una distancia dada desde la pantalla de irregularidades) en el espectro de Fourier de las fluctuaciones de amplitud. Este filtro es el que produce las fluctuaciones en el espectro de potencia de la intensidad debido a los máximos y mínimos de la función.

Al factor $4\sin^2\left(\frac{q^2z}{2k}\right)$ en el espectro de las fluctuaciones de intensidad (ecuación 2.54), se le conoce como la función de propagación de Fresnel, la cual produce máximos y mínimos que causan oscilaciones en el espectro de potencias de la intensidad. Esta propiedad es característica del viento solar en la región de dispersión débil.

La frecuencia de Fresnel se define como $q_f = (2k/z)^{1/2}$ y el radio de Fresnel $r_f = (\lambda z)^{1/2}$. Entonces:

$$\text{sen}\left(\frac{q^2z}{2k}\right) = \text{sen}\left(\frac{q^2z}{q_f^2}\right) = \text{sen}\left(\frac{q^2r_f^2}{4\pi}\right). \quad (2.64)$$

Hay que notar que el factor $\sin(q^2/q_f^2)$ se aproxima a (q^2/q_f^2) cuando $q^2 \ll q_f^2$ y en este caso no hay fluctuaciones de intensidad. Los efectos de interferencia también están relacionados con la escala de las irregularidades del viento solar (l), según la definición de frecuencia espacial ($q_x = 2\pi/l$), las irregularidades mayores al radio de Fresnel r_f no contribuyen al patrón de interferencia. Esto quiere decir que el filtro de Fresnel atenúa las fluctuaciones de intensidad provenientes de irregularidades mucho más grandes que el radio de Fresnel o para frecuencias menores que q_f . Es por eso que las mediciones de centelleo son sensibles a aquellas fluctuaciones que surgen de escalas del orden o menores que el radio de Fresnel y estas no pueden ser usadas para obtener información acerca de estructuras de mayor escala en el medio interplanetario.

Partiendo de la ecuación de la función de propagación de Fresnel, para una z dada, el primer máximo se presenta cuando:

$$\frac{q^2z}{2k} = \frac{\pi}{2} \quad (2.65)$$

$$q_{m0}^2 = \frac{\pi k}{z}. \quad (2.66)$$

Para la frecuencia de observación que del MEXART con un viento solar con velocidad de 400 km/s y un ángulo de elongación $\epsilon = 20^\circ$, el valor de la escala es $q_{m0} \approx 8.089 \times 10^{-3} \text{ km}^{-1}$. En frecuencia temporal corresponde a $f = 0.51 \text{ Hz}$. Partiendo de la ecuación anterior es posible definir una distancia de Fresnel Z_f dada por:

$$Z_f = \frac{\pi k}{q_{m0}^2}. \quad (2.67)$$

Para una frecuencia espacial q dada, las fluctuaciones de intensidad de flujo más allá de esta distancia se encuentran plenamente desarrolladas, . De la ecuación anterior se infiere que para frecuencias espaciales más altas, las fluctuaciones de intensidad se desarrollan a distancias menores. De la misma forma, para frecuencias espaciales muy grandes tales que $q \gg q_{m0}, q_f$, la función de Fresnel se aproxima a un valor promedio:

$$4\sin^2\left(\frac{q^2 z}{2k}\right) = 2. \quad (2.68)$$

Esta aproximación resulta útil para la integración del espectro de las fluctuaciones de intensidad de la ecuación 2.55 sobre un intervalo de frecuencias espaciales, ya que el valor promedio de $\sin^2(q^2 z/2k)$ se aproxima a $\frac{1}{2}$ para q suficientemente grande.

Notamos que para una distancia de pantalla fija z , el espectro por debajo de la frecuencia $q_{m0} = (\pi k/z)^{\frac{1}{2}}$ es atenuado por el filtro de Fresnel. Después del primer máximo de las oscilaciones de Fresnel, el espectro de las fluctuaciones de intensidad muestran una fuerte caída en potencia., este efecto es conocido como la rodilla de Fresnel. La frecuencia temporal de la rodilla, f_f , es proporcional a la velocidad del medio debido a que la frecuencia de observación temporal f , esta relacionada a la frecuencia q_x como $q_x = 2\pi f/V$ donde V es la velocidad del medio. Por lo tanto, un cambio en la velocidad implicaría una contracción o expansión en el espectro de frecuencias o en todo el espectro dependiendo de si la velocidad incrementa o disminuye.

Medio extendido y su espectro de intensidad

En las secciones anteriores se ha venido manejando el modelo de la capa delgada dispersora, sin embargo, en el medio interplanetario esta aproximación no necesariamente es buena. En el caso de una capa dispersora gruesa o un medio dispersor extendido, la onda electromagnética es dispersada de manera aleatoria a lo largo del camino de la señal. Considerando un régimen de dispersión débil, es posible aplicar la aproximación de Born, la cual es aceptada cuando la dispersión del campo incidente es suficientemente pequeña.

El modelo de Born, descompone la capa dispersora en una serie de capas delgadas de ancho Δz , en las cuales solo ocurre una dispersión. Debido a que las fluctuaciones de fase impuestas por las capas no están correlacionadas, es posible considerar que las capas son independientes. Según las secciones anteriores, el cambio de fase generado por una sola capa es:

$$\phi = k \Delta n \Delta z. \quad (2.69)$$

En la aproximación del régimen de dispersión débil $\langle \phi^2 \rangle \ll 1$, por lo que se pueden ignorar los efectos de las capas múltiples. Para obtener un espectro de intensidad más preciso se deben sumar las contribuciones de cada capa a lo largo de la línea de visión desde la fuente hasta la Tierra (eje x):

$$\Phi_{\Delta I}(\mathbf{q}) = \int_{-\infty}^Z 4\sin^2\left(\frac{q^2 z}{2k}\right) \Phi_{\phi}(\mathbf{q}, z) dz. \quad (2.70)$$

Entonces el espectro total de intensidades es la integración sobre q_y :

$$P(f) = 2\pi \int_{-\infty}^Z \frac{dz}{V(z)} \int_{-\infty}^{\infty} dq_y 4\sin^2\left(\frac{q^2 z}{2k}\right) \Phi_{\phi}(\mathbf{q}, z), \quad (2.71)$$

donde $V(z)$ es la componente de la velocidad del viento solar perpendicular a la LV, $f = (V_p(z)q_x/2\pi)$ y $q^2 = (q_x^2 + q_y^2)$. Sustituyendo en la ecuación anterior la relación 2.45, se obtiene el espectro en función de las fluctuaciones de densidad:

$$P(f) = (2\pi r_e \lambda)^2 \int_{-\infty}^Z \frac{dz}{V(z)} \int_{-\infty}^{\infty} dq_y 4 \sin^2 \left(\frac{q^2 z}{2k} \right) \Phi_{\Delta N}(q_x, q_y, q_z = 0, z). \quad (2.72)$$

A pesar de que esta ecuación puede ser algebraicamente complicada, es posible evaluarla numéricamente una vez que $\Phi_{\Delta N_e(q)}$ o $\Phi_\phi(q)$ es conocida. La integración sobre la coordenada q_y y la dispersión de la velocidad en el medio a lo largo de la línea de visión, disminuye las oscilaciones causadas por la función del filtro de Fresnel. La forma del espectro temporal de las observaciones está relacionado con $\Phi_{\Delta N_e}$ para $f > f_f$ y es posible recuperar el espectro de las fluctuaciones de densidad electrónica del espectro de las observaciones de CIP de una fuente puntual. Sin embargo, para $f < f_f$ el espectro es fuertemente atenuado por el filtro de Fresnel.

Fuente extendida

Para el análisis de los datos del centelleo interplanetario se considera que la fuente es puntual y que su frente de onda incide en una pantalla dispersora que provoca un cambio de fase. Sin embargo, a pesar de que las fuentes se encuentran a una gran distancia del sistema solar, estas subtenden un ángulo finito en el plano del medio y esto modifica el centelleo. Ya que el espectro de potencias medido está determinado por los parámetros del medio interplanetario y la estructura de la fuente, entonces el método de CIP es útil también para estudiar la estructura de la fuente.

Una fuente extendida se puede considerar como un conjunto de puntos que irradian, todos emiten radiación con una longitud de onda igual pero de manera independiente. Partiendo de esto, el campo incidente en la capa dispersora estará compuesto entonces, de un espectro angular de ondas planas, con ondas normales esparcidas sobre un rango pequeño de ángulos y con fases aleatorias e independientes. Esto es, que las ondas son espacialmente incoherentes y se esparcen sobre un pequeño rango angular, donde este rango depende de la extensión angular de la fuente.

El efecto que da el esparcimiento angular es que el centelleo recibido se reduce. El promedio de la intensidad recibida de una fuente extendida es la suma de las intensidades debidas a cada punto que compone la fuente. Consideremos entonces, una fuente de este tipo situada a una distancia infinita, cada punto que irradia en la fuente produce una onda plana. El campo eléctrico incidente en el medio dispersor es la suma de todas las ondas planas de la forma:

$$F = \int d\theta N(\theta) e^{[ik(\mathbf{r}\cdot\theta)]}, \quad (2.73)$$

donde $\theta = (\theta_x, \theta_y) \ll 1$ rad, es la posición angular del punto radiador y $\mathbf{r} = (x, y)$ es la posición de la capa dispersora. El número complejo $N(\theta)$ representa la amplitud y fase de la onda plana proveniente del punto radiador. La naturaleza estadística de la fuente extendida puede ser representada considerando $N(\theta)$ como una función aleatoria normal. Entonces el promedio de la intensidad estará dada por:

$$\langle I \rangle = \int d\theta B(\theta), \quad (2.74)$$

la función $B(\theta)$ se escoge de tal manera que es normalizada y se cumple que $\int d\theta B(\theta) = 1$, entonces:

$$B(\theta) = \frac{1}{\theta_0 \sqrt{2\pi}} e^{-\frac{\theta^2}{2\theta_0^2}}. \quad (2.75)$$

Cuando el campo eléctrico debido a cada punto pasa a través del medio dispersor, la intensidad de la radiación dispersada en el plano del observador está dado por:

$$I_{scat} = \int d\theta B(\theta) I(\mathbf{r} \cdot \theta), \quad (2.76)$$

donde $I(\mathbf{r} \cdot \theta)$ es la intensidad en la posición \mathbf{r} en el plano de observación debido a un punto radiador a un ángulo θ visto a través del medio dispersor. I_{scat} y $I(\mathbf{r} \cdot \theta)$ son variables aleatorias generadas por el medio dispersor.

Si sacamos la transformada de Fourier de la distribución de brillo se obtiene la función de visibilidad de la fuente:

$$\int B(\theta) e^{iz\theta \cdot \mathbf{q}} d\theta = V(q, z, \theta). \quad (2.77)$$

Por otro lado, el espectro de intensidades para la fuente extendida es:

$$\Phi_{I_{est}}(q, z, \theta) = \Phi_{I_{point}}(q, z) |\tilde{V}(q, z, \theta)|^2. \quad (2.78)$$

Entonces el espectro temporal para una fuente extendida es:

$$P(f) = (2\pi r_e \lambda)^2 \int_{-\infty}^Z \frac{dz}{V(z)} \int_{-\infty}^{\infty} dq_y 4 \sin^2 \left(\frac{q^2 z}{2k} \right) |\tilde{V}(q, z, \theta)|^2 \Phi_{\Delta N}(\mathbf{q}, z), \quad (2.79)$$

se tiene entonces que el cuadrado de la función de visibilidad en este caso es:

$$|\tilde{V}(q, z, \theta)|^2 = e^{-(qz\theta_0)^2}. \quad (2.80)$$

Partiendo de la ecuación anterior, para valores $qz\theta_0 > 1$, la intensidad del espectro total se atenúa de forma significativa, esto es, para frecuencias $q > \frac{1}{z\theta_0}$, a este valor se le conoce como frecuencia de corte asociada al tamaño de la fuente. Típicamente, en la región de dispersión débil, la potencia del espectro del centelleo apenas alcanza los 6 Hz.

La porción del espectro entre $q = (\pi k/z)^{1/2}$ y $q = (2\pi k/z)^{1/2}$ representa la contribución más importante del filtro de propagación de Fresnel. Esta región es la llamada **rodilla de Fresnel**, se identifica principalmente para la estimación de la velocidad del viento solar para mediciones de CIP. Cuando la fuente tiene una frecuencia de corte $q_s < (2\pi k/z)^{1/2}$ entonces el filtro en la función de visibilidad afectará a la rodilla de Fresnel y por consecuencia, afecta la determinación de la velocidad del viento solar. La condición para que el tamaño de la fuente no afecte la rodilla de Fresnel es que:

$$\Theta < 0.374 \sqrt{\frac{\lambda}{z}}, \quad (2.81)$$

donde Θ está en radianes y es el tamaño de la fuente. Por lo tanto, el tamaño límite de la fuente está determinado por la longitud de observación y la distancia z . Esto significa que si la longitud de onda con la que observamos crece, el ancho angular máximo permitido para no afectar la rodilla también será mayor. Para una frecuencia de 140 MHz con una elongación $\epsilon = 20^\circ$ el ancho angular en este caso debe ser $\Theta < 300$ msa. Si el modelo de velocidades se aplica para una fuente mayor que ese valor, es necesario entonces conocer con precisión el tamaño de la componente, o la velocidad será mal determinada.

Espectro de turbulencia

El nivel de turbulencia en el medio está relacionado con el espectro de fluctuaciones de densidad electrónica $\Phi_{\Delta N}(\mathbf{q}, z)$, el cual depende del número de onda e involucra dos propiedades del espectro. La primera es la contribución de cada una de las capas de irregularidades, la cual decrece aproximadamente como $R^{-\beta}$, donde R es la distancia heliocéntrica a la capa. Se ha demostrado que en la región de dispersión débil, esta decrece como R^{-4} , con lo que se define que las mediciones de centelleo interplanetario están asociadas en su mayoría con la dinámica del viento solar a distancias $R = p$ (ver Figura 2.6).

Por otra parte, se ha determinado que el espectro de potencias y el número de onda se comportan como (Ambriz, 2012):

$$p(\mathbf{q}) \propto \mathbf{q}^{-\alpha}, \quad (2.82)$$

donde $q = \frac{2\pi}{l}$ con l la escala de irregularidades (100 a 900 km en el régimen de dispersión débil), esto demuestra que el espectro de irregularidades en el medio interplanetario sigue una ley de potencias.

En el caso de un medio anisotrópico:

$$q \rightarrow \tilde{q} = \left(q_x^2 + \frac{q_y^2}{RA^2} \right)^{\frac{1}{2}} \quad (2.83)$$

donde RA es la razón axial y aparece por que las irregularidades que provocan el CIP tienen una elongación a lo largo del campo magnético interplanetario y de la velocidad del viento solar, para $RA = 1$ el medio es isotrópico. Considerando estos parámetros en el espectro de turbulencia, se tiene que el espectro de fluctuaciones de densidad electrónica es de la forma:

$$\Phi_{\Delta N}(q, R) = R^{-\beta} q^{-\alpha} = R^{-4} q^{-\alpha}. \quad (2.84)$$

2.4 Observaciones de CIP a 140 MHz para el estudio de velocidades y cambios de densidad electrónica del viento solar usando MEXART

Las observaciones obtenidas por medio de CIP proveen información de las condiciones del viento solar en rangos de la heliosfera que ninguna otra técnica puede proveer. El MEXART es un instrumento de una sola estación que opera a 140 MHz, el único en América dedicado a estudios de viento solar empleando CIP. En este trabajo se presentan los parámetros del viento solar (índices de centelleo y velocidades del viento solar) obtenidas de radiofuentes

(3C273, 3C283, 3C286, 3C298) detectadas por primera vez con el instrumento durante el periodo de Octubre a Diciembre de 2014. Se reporta el tránsito de una radiofuente de CIP (3C298), observada a 140 MHz, de la región de dispersión débil a la fuerte, marcando el límite de ambas regiones alrededor de 0.36 UA. También se presenta la proyección de mapas de las condiciones del viento solar asociadas con una o más Eyecciones de Masa Coronal (EMCs). Estos resultados muestran el progreso del funcionamiento del arreglo completo en el futuro. Las observaciones del MEXART serán complemento de los estudios de CIP a otras frecuencias, así como el seguimiento de estructuras del viento solar detectadas por instrumentos a diferentes latitudes. Estas mediciones del viento solar, en tiempo real, pueden tener aplicaciones para la predicción de eventos de clima espacial.

2.4.1 Observaciones y metodología

En la tabla 2.1 se muestra la campaña de observación para este estudio. Esta fue la primera vez que se realizaron observaciones continuas durante la segunda mitad del año. En el pasado, debido básicamente a trabajos de mantenimiento y calibración posteriores a la temporada de lluvias de la región (Junio-Octubre), no se había podido operar de manera ininterrumpida. Se encontró que el arreglo detectó cuatro radiofuentes (3C273, 3C283, 3C286, 3C298) que no habían sido registradas anteriormente, presentando fuerte centelleo con una buena razón señal/ruido (RSR). Se utilizaron estas radiofuentes para inferir los parámetros del viento solar utilizando el método descrito en Mejia-Ambriz et al. (2010a).

radiosource	flux (140 MHz) [Jy]
J1229+0203 (3C273)	104
J1311-2216 (3C283)	46
J1331+3030 (3C286)	26
J1419+0628 (3C298)	71

Tabla 2.1: Radiofuentes de CIP del MEXART utilizadas para este estudio, observadas durante el periodo de Octubre-Diciembre de 2014. Las columnas indican el nombre de la radiofuente y su flujo aproximado a 140 MHz.

Cálculo del índice de centelleo m

El índice de centelleo se calculó usando el área bajo la curva del espectro de potencia de la serie de tiempo, dividido por la intensidad de la radiofuente, como se explica en las secciones anteriores:

$$m^2 = \frac{\int_0^{f_c} P(f)_{scint} df}{\langle I \rangle^2}. \quad (2.85)$$

En la Figura 2.9 se muestra la variación del índice de centelleo con la distancia heliocéntrica ($p = \sin \epsilon$) para 3C273 y 3C298 en la región de dispersión débil. Se puede notar, en las dos gráficas, la tendencia esperada y la dispersión de m al disminuir con la distancia heliocéntrica. La línea punteada en ambos casos representa el ajuste de mínimos cuadrados para obtener la función en ley de potencia [$m_* = m_0 p^{-b}$]. El índice

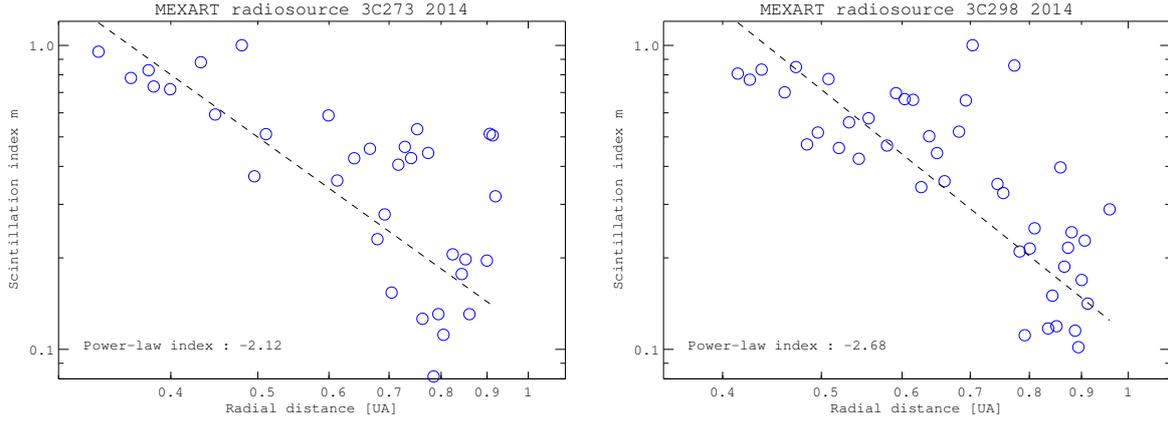


FIGURA 2.9: (Gráfica log-log) Variación del índice de centelleo m con la distancia heliocéntrica ($= \sin \varepsilon$) para 3C273(izquierda) y 3C298 (derecha), en la región de dispersión débil, detectadas por MEXART. Se aplicó un ajuste de mínimos cuadrados a cada gráfica para obtener la función de ley de potencias y su índice [$m = m_0 p^{-b}$].

exponencial b para 3C273 fue de -2.12 , para 3C298 fue -2.68 , para 3C286 fue -2.41 y para 3C283 fue -1.09 . Estos valores son similares a los calculados previamente con otras fuentes usando los datos del MEXART (Romero-Hernandez et al., 2015), para 3C48 fue de -1.88 en 2013 y -2.02 para 2014, mientras que para 3C147 fue de -1.88 en 2014. Estas variaciones en el índice de potencia esta relacionado a la disminución de las fluctuaciones de densidad electrónica (ΔN_e) con la distancia heliocéntrica (R) y la latitud heliocéntrica; por ejemplo, Manoharan (1993) encontró que (ΔN_e) es proporcional a $R^{-b-0.5}$, donde $b = 1.7 \pm 0.2$ en el plano eclíptico. Este estudio con datos del MEXART no se enfocó en el entendimiento de b bajos condiciones específicas del viento solar, se requiere un mayor número de observaciones usando diferentes líneas de visión y tiempo para resolver este problema.

Estos valores en el índice de potencia b representan el promedio en las fluctuaciones de densidad en la heliosfera interna (i.e. nivel de turbulencia en el viento solar quieto (perturbado) Tokumaru et al. (2006)). Usando este ajuste, se puede estimar el valor de g , el cual es la normalización del índice de centelleo con respecto al valor promedio a un ángulo de elongación dado ((Gapper et al., 1982; Manoharan et al., 1995)):

$$g = \frac{m}{m_*} . \quad (2.86)$$

Cálculo de la velocidad del viento solar

Para obtener la velocidad del viento solar de las series de tiempo del MEXART, se aplico la metodología de CIP de una sola estación, como se explica en Mejia-Ambriz et al. (2015). Esta técnica se basa en la metodología desarrollada por Manoharan and Ananthkrishnan (1990) para el radiotelescopio Ooty (ORT). La Figura 2.10 muestra un ejemplo de dos ajustes para estimar la velocidad del viento solar. Las gráficas muestran el espectro de potencias (líneas negras) del registro de las observaciones de fluctuaciones de intensidad de 3C298 y 3C273 del MEXART el 13/11/2014. El modelo de una estación se ajusta al espectro observado usando los parámetros de ángulo de elongación, ancho angular de la

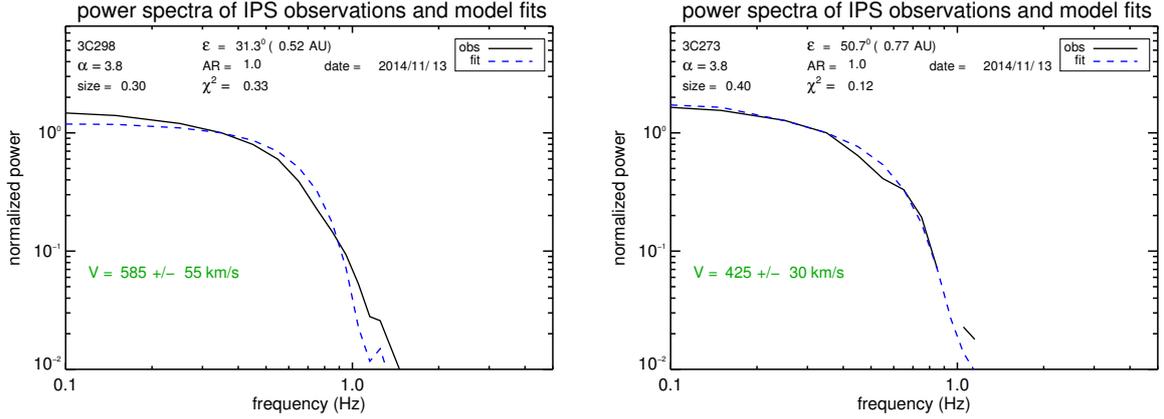


FIGURA 2.10: Analisis de 3C298 (izquierda) y 3C273 (derecha), detectadas por MEXART el 13/11/2014. Espectro de potencia de la serie de tiempo de las fluctuaciones de intensidad (línea negra gruesa). Ajuste del modelo teórico para obtener la velocidad del viento solar de las observaciones de CIP (línea azul punteada). Las gráficas indican los parámetros del ajuste del modelo

radiofuente (θ), índice de potencia del espectro de turbulencia (α) y la razón axial (RA) de las irregularidades del viento solar. Para este análisis, se asume $RA = 1$ y α en un rango de 3.3 a 3.8. La línea azul representa el ajuste del modelo teórico, dando unas velocidades de 585 ± 55 km/s para 3C298 y 425 ± 30 km/s para 3C273. Para estas observaciones, 3C298 tiene un ángulo de elongación de 50.7° ($p = 0.77$ UA). Es importante notar que estas curvas pueden ser mejoradas cambiando los valores de AR y α , pero en este caso se ha decidido utilizar estos valores para simplificar el primer análisis.

2.4.2 Resultados

Transición de la región de dispersión débil a fuerte detectada a 140 MHz

La Figura 2.11 muestra el índice de centelleo, usando la radiofuente 3C298, detectada por MEXART durante el periodo de Octubre-Diciembre de 2014. Para 140 MHz, se espera que el límite de la transición entre las regiones de dispersión débil y fuerte se encuentre alrededor de $\epsilon = 21^\circ$ (0.36 UA) (Ambriz, 2012). La Figura muestra una curva de interpolación de los datos mostrando que la transición ocurre como se esperaba. Esta es la primer radiofuente en MEXART con este registro. Para nuestro conocimiento, esta es la primer observación publicada de una transición de la región de dispersión débil a fuerte a 140 MHz. Las observaciones corresponden a un intervalo de tiempo durante una fase de máximo de ciclo solar. Futuras mediciones hechas por MEXART deberán confirmar este resultado con radiofuentes de CIP adicionales.

Primeros mapas de proyección de cielo de las condiciones del viento solar.

Se analizaron observaciones de CIP de datos del MEXART con el objetivo de calcular los valores de g y la velocidad del viento solar para cada una de las radiofuentes detectadas. Una manera común de representar datos de CIP es usando los mapas de proyección de cielo de los valores de g y velocidad del viento solar. Así como Tokumaru et al. (2003, 2006), en la Figura 2.12 se presentan los primero mapas de índice g hechos con datos de

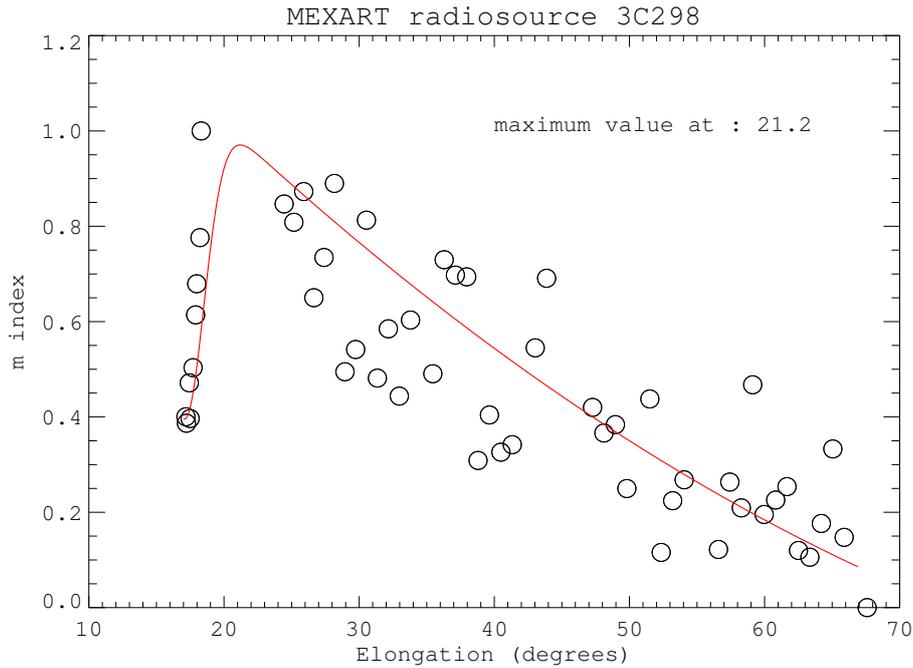


FIGURA 2.11: Variación del índice de centelleo m con el ángulo de elongación (ε) para la radiofuente 3C298, detectada por MEXART en el periodo de Octubre-Diciembre de 2014. La línea continua es la interpolación de los datos observados. Tránsito de la primera radiofuente de la región de dispersión débil a fuerte a 140 MHz

CIP del MEXART, basados en el análisis de las cuatro radiofuentes de este estudio. El Sol está en el centro de las gráficas, y la línea Sol-Tierra corresponde al eje que apunta fuera de la página. Las circunferencias alrededor del Sol indican el ángulo de elongación (distancias heliocéntricas de las líneas de visión al punto P). Los símbolos de los índices g siguen el mismo código (tamaño y color para identificar la intensidad del centelleo) que utiliza ISEE. Las gráficas corresponden a cuatro días distintos. Los dos mapas de arriba corresponden a dos días consecutivos (6-7 de Noviembre de 2014) asociados con un intervalo de perturbación en las condiciones del viento solar. Las cuatro radiofuentes de CIP presentan alto nivel de centelleo. Estos eventos pueden estar asociados a una serie de EMCs propagándose en el limbo Este que fueron detectadas por SOHO-LASCO y reportadas en el catálogo de CACTUS (http://sidc.oma.be/cactus/catalog/LASCO/2_5_0/qk1/2014/11/latestCMEs.html). Durante ese periodo hubo una EMC lenta el día 04/11/2014 a las 20:48 TU, seguida por dos o tres EMCs durante el día siguiente. Estos eventos interactuaron en el medio interplanetario causando incrementos en la densidad del viento solar a lo largo de las líneas de visión de las radiofuentes. Los dos mapas de abajo en la Figura 2.12, corresponden a dos distintos días con condiciones de viento solar quieto.

En la Figura 2.13 se muestran los mapas correspondientes a las condiciones de velocidad del viento solar. Los mapas tienen un formato similar y utilizan un mismo código (tamaño y color para identificar distintas velocidades), como lo hace ISEE. Los valores de velocidad se encuentran en valores normales esperados (250-700 km/s). Los mapas muestran las capacidades que tendría el instrumento en el futuro, cuando la antena se encuentre completamente conectada (4096 dipolos) para observaciones de CIP, mejorando la razón

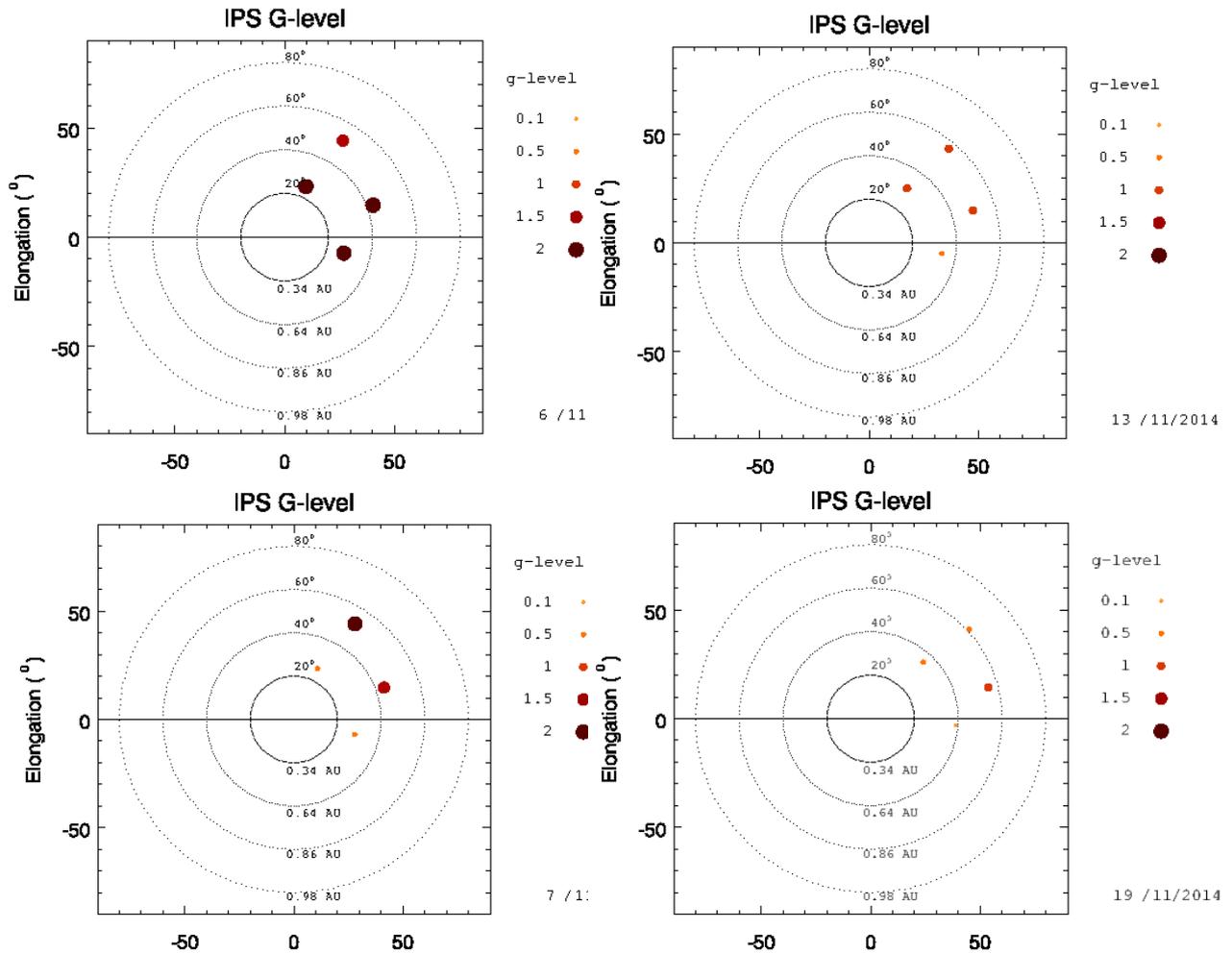


FIGURA 2.12: Mapas de proyección de cielo de los valores de g detectados por MEXART durante cuatro días en Noviembre de 2014 (6, 7, 13 y 19). Los dos mapas consecutivos de arriba muestran las 4 radiofuentes con un incremento importante en sus valores de g , estas condiciones de viento solar perturbado pueden ser asociados al paso de una EMC. Los dos mapas de abajo (no son días consecutivos) son ejemplos de condiciones de viento solar quieto en el máximo solar al que corresponden las fechas.

señal-ruido de las observaciones e incrementando el número de fuentes de centelleo que se detectan diario. Se espera la observación de un número mayor de radiofuentes para aumentar la densidad de puntos en el mapa de velocidades.

2.4.3 Resumen y conclusiones

Se reporta la continuación del proceso que ha seguido el MEXART, de detección de fuentes extragalácticas para conocer los parámetros que describen el viento solar, con la técnica de una estación de CIP, aplicando el modelo teórico. El radiotelescopio ha sido actualizado gradualmente con observaciones iniciales implementando 1/4 de antena (1024 dipolos)(Mejia-Ambriz et al., 2010a), seguido de estudios con 1/2 antena (2048 dipolos)(Romero-Hernandez et al., 2015). Se desarrolló una metodología para estimar los parámetros del viento solar usando estos datos. Los resultados más importantes son:

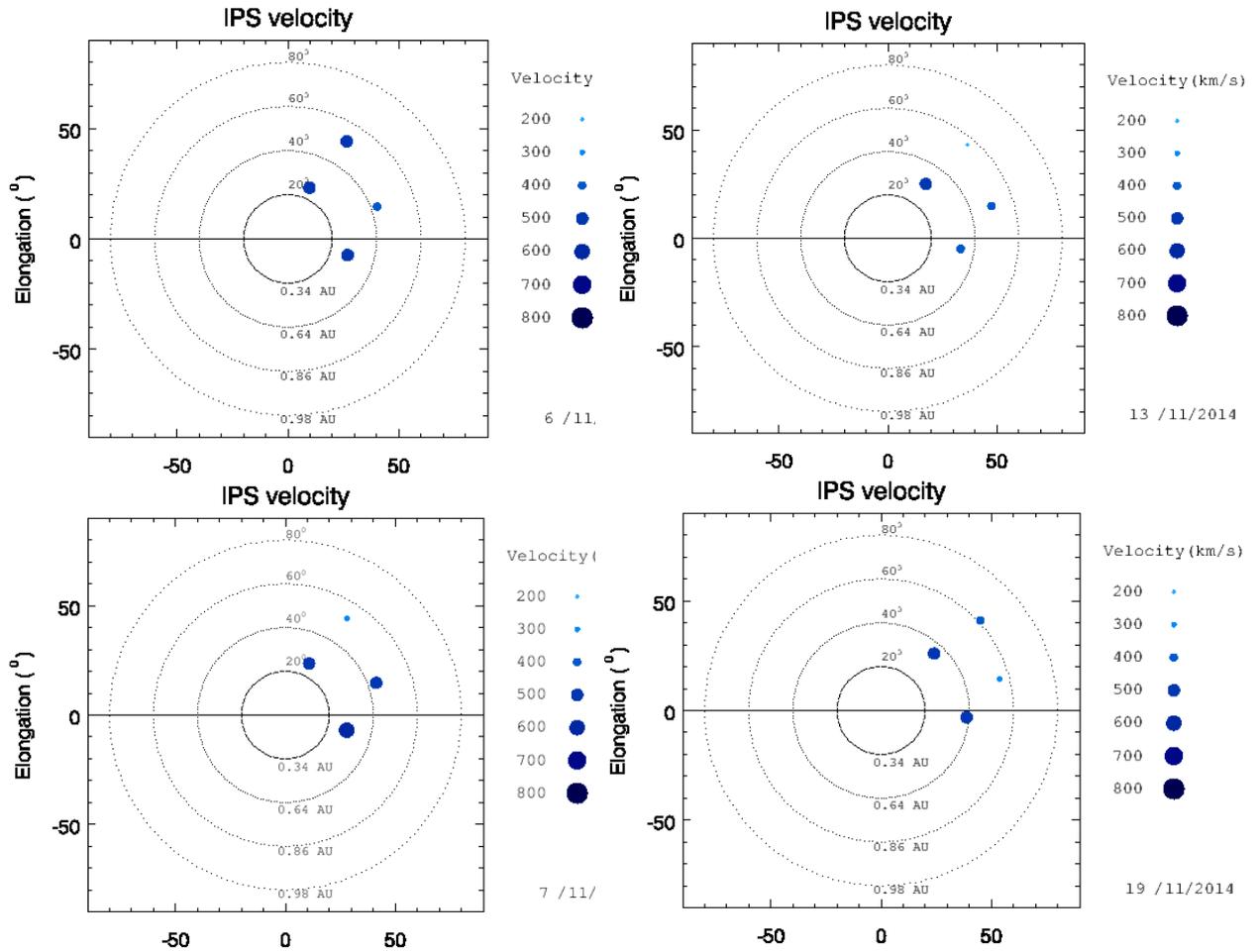


FIGURA 2.13: Mapas de proyección de cielo de las velocidades detectadas por el MEXART durante cuatro días en Noviembre de 2014 (6, 7, 13 y 19). Se usa el mismo formato que la figura anterior. Los dos mapas de arriba se asocian a condiciones de viento solar perturbado. Los dos mapas de abajo son valores de viento solar quieto.

- Se reportaron las observaciones de cuatro radiofuentes (3C273, 3C283, 3C286, 3C298) por primera vez captadas por el instrumento durante el periodo de Octubre-Noviembre de 2014. Se calcularon los parámetros del viento solar con estos datos de CIP.
- Se mostró la primer observación a 140 MHz del tránsito de una radiofuente de CIP de la región de transición débil a fuerte.
- Se presentan los primeros mapas de proyección de cielo de las condiciones del viento solar (velocidad y densidad).

Los resultados aquí descritos han sido publicados de manera oficial en Chang et al. (2016).

Observatorio de Centelleo Interplanetario. Mexican Array RadioTelescope (MEXART)

La antena del MEXART es un instrumento dedicado a observaciones de Centelleo Interplanetario (CIP), siendo el principal instrumento del Laboratorio Nacional de Clima Espacial (LANCE). Desde la inauguración del MEXART, la antena ha sufrido distintos cambios en su configuración. En este capítulo se hace una revisión de la historia de la antena del MEXART, se analizan las propiedades del instrumento y se presentan los resultados correspondientes a una nueva metodología para determinación del patrón de radiación, también se muestra el primer trabajo de calibración de la conexión de la antena completa a la matriz de Butler.

3.1 Antecedentes

El proyecto de construir un radiotelescopio para hacer observaciones de centelleo interplanetario en México, fue impulsado por la Dra. Silvia Bravo quien a partir de 1992 gestionó recursos del Programa Universitario de Desarrollo Espacial (PUIDE) para construir un prototipo. La iniciativa tiene como objetivo tener un observatorio propio para desarrollar estudios de viento solar. El proyecto del radiotelescopio se empieza a desarrollar en 1992 a raíz de un convenio entre la UNAM y el Instituto Tecnológico de Florida (FIT). Silvia Bravo (1945-2000) (Figura 3.1), quien realizó estudios de CIP en el observatorio de Cambridge con Antony Hewish, fue la fundadora y líder del proyecto en México, el cual termina su primera etapa con la construcción de un prototipo de 4 líneas de 64 dipolos en la instalaciones del Observatorio magnético de Teoloyucan (Mascote, 2000).



FIGURA 3.1: Silvia Bravo (1945-2000)

A finales de los 90's se elige el sitio para construir el arreglo final en Coeneo, Michoacán y en 2001 se comienza la construcción del observatorio y en 2005 se reportan los primeros avances de la calibración del instrumento (González-Esparza et al., 2005; Gonzalez-Esparza et al., 2006). Posteriormente en 2007 se obtienen las primeras observaciones de las fuentes de radio intensas: Casiopea, Nebulosa del Cangrejo, Cygnus, Virgo y el Sol (Villanueva Hernandez et al., 2007). En 2008 se comienza la observación de radiofuentes de centelleo interplanetario (Mejia-Ambriz et al., 2008) y en 2009 se publica el primer catálogo de radiofuentes de CIP captadas por el instrumento (Mejia Ambriz et al., 2009). Desde el 2010 se comienza la obtención de valores de índices m con datos del MEXART y se desarrolla también la metodología del modelo de velocidades adaptada de Manoharan and Ananthakrishnan (1990) (Mejia-Ambriz et al., 2010b).

A partir de 2011 se publican trabajos de medición de velocidad del viento solar en el medio interplanetario (Mejia-Ambriz et al., 2012, 2013) y en 2014 se realizan las primeras detecciones de eventos de gran escala como EMC y regiones de interacción de corrientes con datos del MEXART (Gonzalez-Esparza et al., 2014; Romero-Hernandez et al., 2015).



FIGURA 3.2: Arreglo dipolar en Coeneo, Michoacán (MEXART) (Foto tomada por Julio Mejía, 2015).

Durante 2014 se observan por primera vez cuatro radiofuentes en el MEXART (3C273, 3C283, 3C286 y 3C298) de manera continua durante el periodo de Octubre a Diciembre y usando media antena. La radiofuente 3C298 en su proximidad al Sol pasó de la región de dispersión fuerte a la débil mostrando por primera vez el tránsito de una radiofuente por estas regiones en MEXART, esto demostró que el límite entre estas regiones se encuentra a aproximadamente 21° de elongación, valor que había sido calculado teóricamente. Estas observaciones también permitieron que se realizaran los primeros mapas de velocidad v e índice g del viento solar (Chang et al., 2016).

Utilizando el MEXART también se publicaron trabajos de análisis de señales de radiofuentes del MEXART y se realizaron estudios de ionósfera como los de Rodríguez-Martínez et al. (2011), Carrillo-Vargas et al. (2012) y Rodríguez-Martínez et al. (2014).

3.1.1 Datos técnicos

El sitio del observatorio se encuentra en la comunidad de Coeneo, Michoacán, a una latitud de $19^\circ 48'$ Norte y una longitud de $101^\circ 41'$ Oeste. El elemento básico del arreglo del MEXART es un dipolo de onda completa (2.13m) que está construido con alambre de cobre desnudo. El alambre se conecta a una línea de transmisión paralela. La separación entre la base de cada dipolo sobre la línea de transmisión es de 2.13 m con cada línea de transmisión formada por 16 dipolos. El MEXART fue construido en un terreno de 4 hectáreas, cuenta con infraestructura de construcciones como laboratorios, cuarto de

control y cubículos, los cuales tienen un área asignada de aproximadamente $12,000 m^2$ (Gonzalez-Esparza et al., 2004).

Las líneas de transmisión E-O se dividen en cuatro unidades básicas de 16 dipolos cada una. El arreglo tiene un total de 4096 dipolos (el área física del arreglo de dipolos es de $69 m \times 140 m$ ($9660m^2$)). En la Figura 3.3 se muestra la configuración geométrica del arreglo de dipolos que conforma la antena. El instrumento tiene una frecuencia de operación de 140 MHz, lo que corresponde a una longitud de onda de 2.14 m y un ancho de banda de 2 MHz. El arreglo dipolar lineal tiene una configuración colineal, es decir, los brazos de los dipolos se encuentran desplegados a lo largo de una línea E-O.

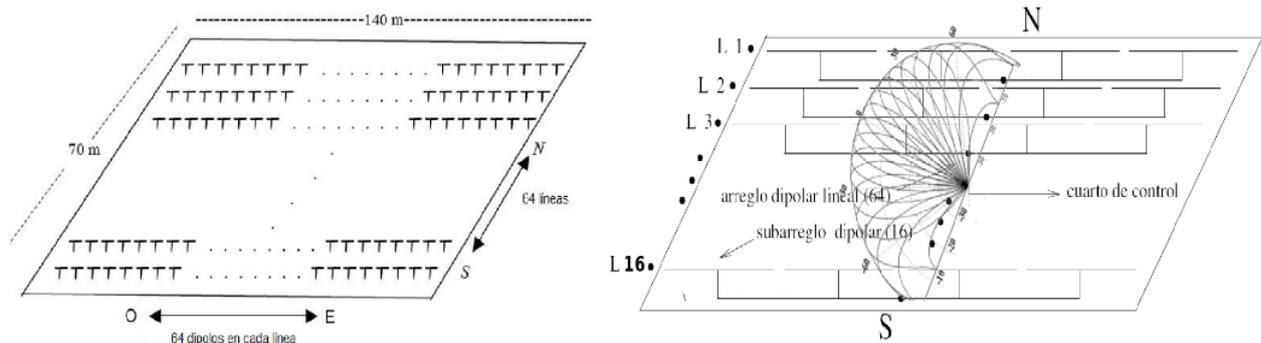


FIGURA 3.3: La antena se subdivide en 4 secciones de 16 dipolos por línea E-O, con un total de 64 líneas. En el plano N-S se despliega una patrón de radiación que cubre un ancho de alrededor 140° de declinación (Imágenes de Ambriz (2012)).

Los subsistemas básicos del radiotelescopio son las líneas de dipolos, el sistema de amplificación de bajo ruido, el sistema de filtros, los combinadores, el dispositivo de generación y control del patrón de radiación (Figura 3.4), el sistema de receptores y un adquisidor de datos.

Si consideramos la antena como un arreglo geométrico bidimensional de elementos contenidos en un plano, la dirección de máxima radiación será perpendicular al mismo plano. Una línea con 64 dipolos (E-O) a potencia total, genera un haz principal apuntando hacia el cenit (Figura 3.5). Sin embargo, es posible implementar dispositivos permutadores de fase que declinen el haz principal en cualquier dirección Norte-Sur. En MEXART se utiliza una matriz de Butler (MB) con 16 puertos de entrada, que da como resultado 16 haces desplegados en diferentes declinaciones. Para una configuración de 1/4 de antena (16 líneas de 64 dipolos c/u), cada línea de 64 dipolos se conecta directamente a una de las entradas de la MB. La salida de los 16 puertos produce haces con declinaciones de -48 a $+88$ grados en dirección N-S (Villanueva, 2009).

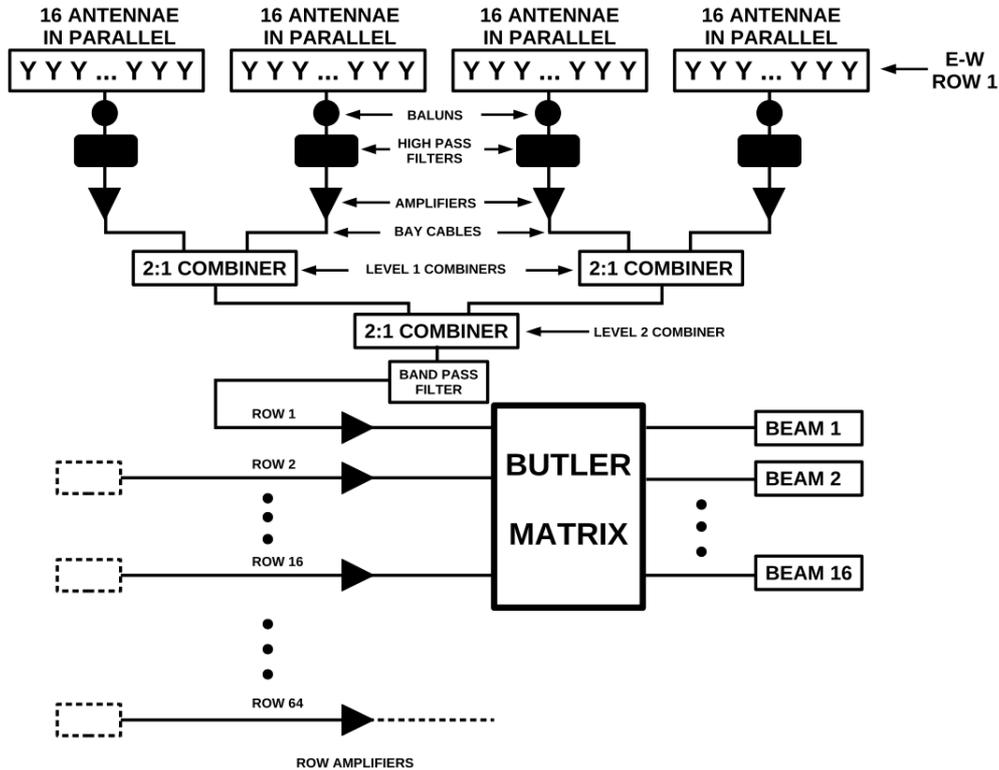


FIGURA 3.4: Las líneas E-O de 64 dipolos se dividen en 4 secciones conectadas en paralelo, la señal pasa por una serie de filtros y amplificadores antes de ser conectada a la matriz de Butler (Mejia-Ambriz et al., 2010b).

Hasta las primeras etapas de observación del MEXART (2007-2009), se trabajó usando esta configuración con 1/4 de antena (16 líneas de 64 dipolos), lo que daba un haz con un ancho angular de $\sim 1^\circ$ E-O y un abanico de 16 haces desplegados en la dirección N-S. A partir de noviembre de 2010 se comenzó a operar con media antena, es decir 32 líneas de 64 dipolos cada una, en este caso se desplegaron los mismos 16 haces de la MB, pero tomando las señales de 32 líneas de 64 dipolos c/u sumando sus señales 2:1 para poder conectar 16 señales a la MB. La diferencia entre estas dos configuraciones (1/4 y 1/2 antena) es el área física del arreglo que aumenta la sensibilidad y mejora la respuesta del instrumento. En 2015 se comenzaron las calibraciones para conectar la antena completa a la MB (64 líneas de 64 dipolos), es decir que se hicieron 16 sumas de 4 líneas cada una (4:1), como resultado el instrumento aumentó su sensibilidad. En la Figura 3.2 se muestra un diagrama de cómo se espera el abanico de 16 haces a diferentes declinaciones producidos por la MB.

Los haces de la MB desplegados en el MEXART se codifican en conjuntos de 8 haces como R1, R2, R3, ..., R8 y L1, L2, L3, ..., L8, sus declinaciones esperadas son: 4, 11, 18, 26, 34, 43, 53, 68, -4, -11, -18, -26, -34, -43, -53 y -68 grados respectivamente y a partir del cenit del MEXART. Es importante recordar que la latitud geográfica del sitio es aproximadamente 20 grados norte.

El arreglo detecta (con los 2,048 dipolos) la señal proveniente de una radiofuente; para ello, cada sección de 16 dipolos se acopla en una línea de transmisión coaxial mediante

un transformador de impedancias o balun. Esta señal pasa por una serie de etapas de filtraje, amplificación y combinación. Las señales se combinan en varias etapas dando como resultado 16 salidas que son conectadas a los puertos de la matriz de Butler, la cual se encarga combinar y sumar señales para finalmente desplegar 16 haces y las envía a la tarjeta adquisidora de datos y a la computadora.

Una vez que se obtienen los datos de radiofuentes de CIP se hace un análisis del ruido para limpiar la señal. Se toman los datos de cielo frío antes y después del tránsito para obtener la desviación estándar promedio $\langle \sigma \rangle_{off}$. La razón señal a ruido (RSR) es proporcional al flujo recibido de la fuente y está dado por:

$$RSR = \frac{A}{\langle \sigma \rangle_{off}} \quad (3.1)$$

donde $\langle \sigma \rangle_{off}$ es la desviación estándar de las fluctuaciones del cielo de fondo.

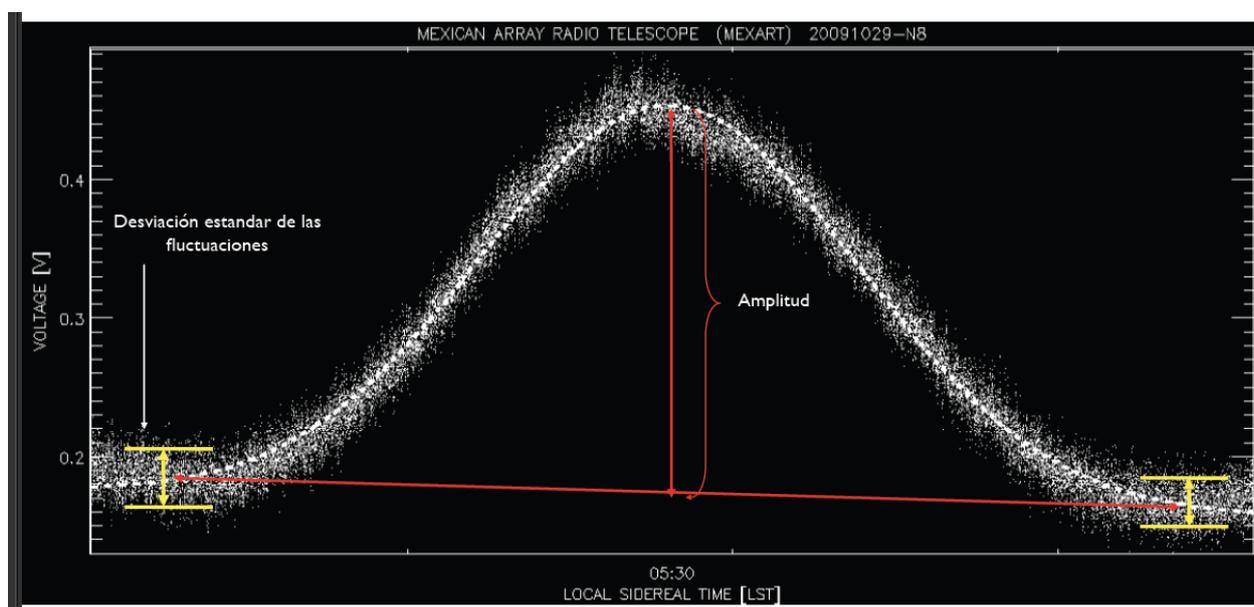


FIGURA 3.5: Una señal captada por la técnica de CIP.

Las cantidades que se miden directamente con las observaciones son la intensidad de la fuente $I(t)$ a un tiempo t dado y su fluctuación $\Delta I(t)$ alrededor del promedio. Las fluctuaciones se puede expresar como:

$$\Delta I(t) = I(t) - \langle I(t) \rangle \quad (3.2)$$

donde $\langle I(t) \rangle$ es el promedio de la intensidad de la fuente durante un intervalo de tiempo suficientemente largo.

3.2 Determinación del patrón de radiación mediante el escaneo simultáneo de haces de la MB

La determinación del patrón de radiación de la antena es de gran importancia para el análisis de datos que apuntan a la caracterización del viento solar. Debido a que las

fuentes de radio necesarias para la técnica de CIP (ver capítulo 2) se encuentran a distintas declinaciones, es importante que el instrumento pueda apuntar a diferentes declinaciones.

Como se mencionó en la sección anterior, la MB suma y desfasa las 16 señales de entrada en varias etapas para producir un abanico de 16 haces a diferentes declinaciones. La matriz de Butler es un dispositivo electrónico que controla la dirección del sistema de lóbulos del arreglo dipolar, esto permite observar de manera continua en distintas direcciones simultáneamente (Villanueva, 2009).

Como se explicó arriba, teóricamente la matriz de Butler despliega un total de 16 haces direccionados a diferentes declinaciones Norte-Sur bien definidas. Sin embargo, previos estudios sobre el patrón de radiación del MEXART, muestran que los haces producidos por el instrumento no coinciden con las direcciones teóricas, por lo que es necesario desarrollar metodologías que permitan aproximar el patrón de radiación del arreglo, esto es la dirección de cada haz (Ambriz, 2012). A continuación se describe una metodología para determinar la dirección aproximada de los haces utilizando las fuentes más intensas.

Por convención se nombran los haces con declinaciones en el lado sur del arreglo con las letras R1, R2... ,R8 y los del lado norte como L1, L2, ... , L8. R1 y L1 son los haces más cercanos al CENIT de la antena y R8 y L8 los más lejanos. El desarrollo de la primer metodología para determinar el patrón de radiación se hizo en 2010-2011 (Ambriz, 2012), momento en que el arreglo operaba con 1/2 antena (1024 dipolos). Posteriormente se realizó otro estudio del patrón de radiación (Romero, 2012), cuando el instrumento se encontraba operando de manera estable. Durante 2013 se realizó un cambio de filtros. Con esta nueva configuración se llevó a cabo un tercer análisis del patrón de radiación. En el apéndice 6.0.1 se muestran los resultados de los tres estudios del patrón de radiación y un análisis comparativo.

A partir de Julio del 2015 el MEXART comenzó una nueva etapa de calibración para conectar las 32 líneas que faltaban para complementar la mitad de la antena en uso en ese momento. Para esta etapa se desarrolló (Oyuki Chang) una nueva metodología para determinar el patrón de radiación. 1) Se realiza un escaneo de la MB cambiando de haz cada 4 segundos, turnando los 16 haces durante las 24 horas. Esto da como resultado una serie de tiempo para cada haz. 2) se grafica el tránsito de las fuentes de radio más intensas a diferentes declinaciones, para los 16 haces se determina su dirección de radiación aproximada como se describe a continuación.

Se utilizaron las fuentes de la tabla 3.1 donde las columnas contienen el nombre común de la radio fuente, sus coordenadas ecuatoriales (AR- Ascensión recta y declinación) y el flujo aproximado a 140 MHz. Para calcular el flujo aproximado a 140 MHz se hizo una interpolación de los flujos a distintas frecuencias cercanas reportadas por la base de datos NED (NASA/IPAC Extragalactic Database).

FUENTE	AR	DEC	Flujo 140 MHz (Jy)
Hércules A	16:51:08	4.99	456
Virgo A	12:30:49	12.39	924
Nebulosa del Cangrejo	05:34:32	22.01	1450
Cisne A	19:59:28	40.72	8985
Casiopea	23:23:28	58.88	13551

Tabla 3.1: Fuentes de radio utilizadas para aproximar la dirección de los haces de la antena.

A continuación se seleccionan los tránsitos de las radiofuentes más intensas y se grafican para cada haz. Las Figuras 3.6-3.10 muestran el análisis de los tránsitos de las radiofuentes de la tabla 3.1 del MEXART para el patrón de radiación del 16 de noviembre del 2016, la línea punteada de vertical indica el tiempo aproximado de tránsito de las radiofuentes. Esta metodología, en comparación con la descrita en el Apéndice A, permite el escaneo de los haces en menor tiempo y cada haz se mide bajo las mismas condiciones ambientales. Esta metodología fue escrita en un código de IDL que permite la automatización del mismo, así el patrón de radiación puede ser monitoreado para conocer su estabilidad.

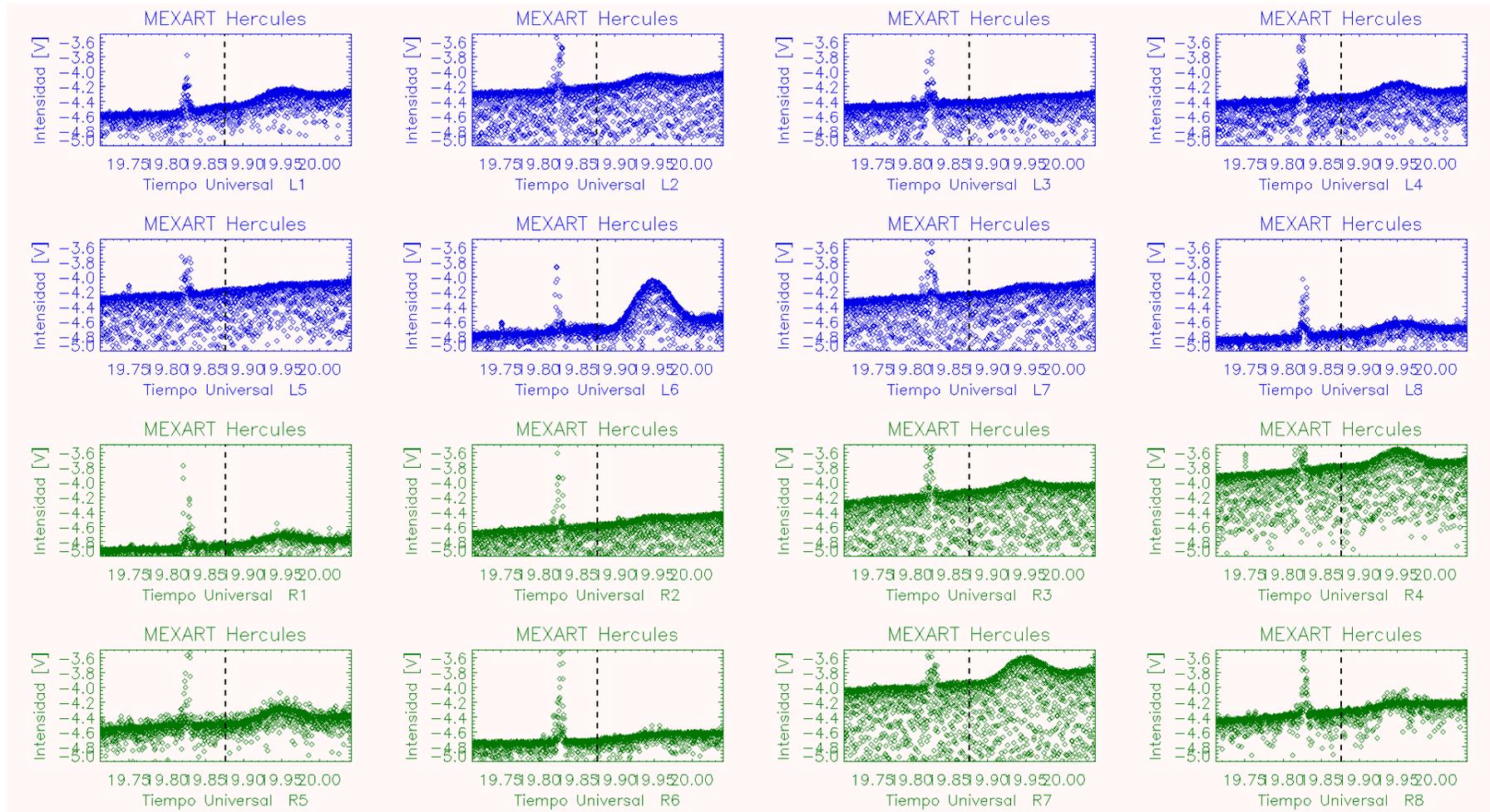


FIGURA 3.6: Hércules visto desde todos los haces de la MB. Hércules se observa claramente con mayor intensidad por el haz L6, por lo tanto el haz se encuentra direccionado a aproximadamente 5° de declinación .

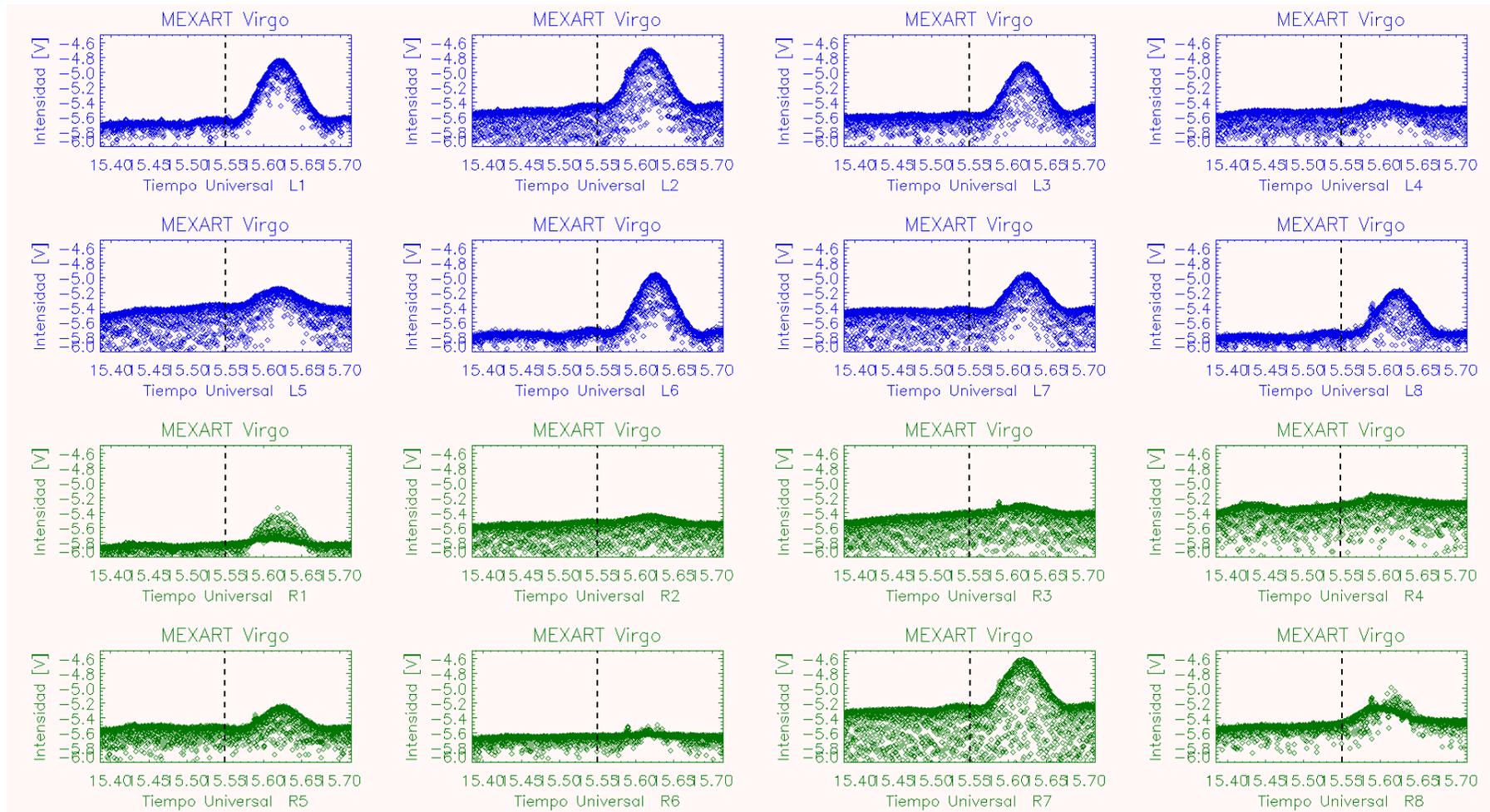


FIGURA 3.7: Virgo observado con los 16 haces de la MB. En esta figura se observa a Virgo con distintos haces. Haciendo un análisis de los mejores haces se obtuvo que L1 es el haz que lo observa con mayor intensidad (Figura 3.11). Virgo se encuentra a 12° de declinación, por lo que L1 se encuentra apuntando aproximadamente en esa dirección, sin embargo los haces L2, L3 y L6 en este caso también observan a Virgo, esto puede ser debido a una suma de lóbulos secundarios.

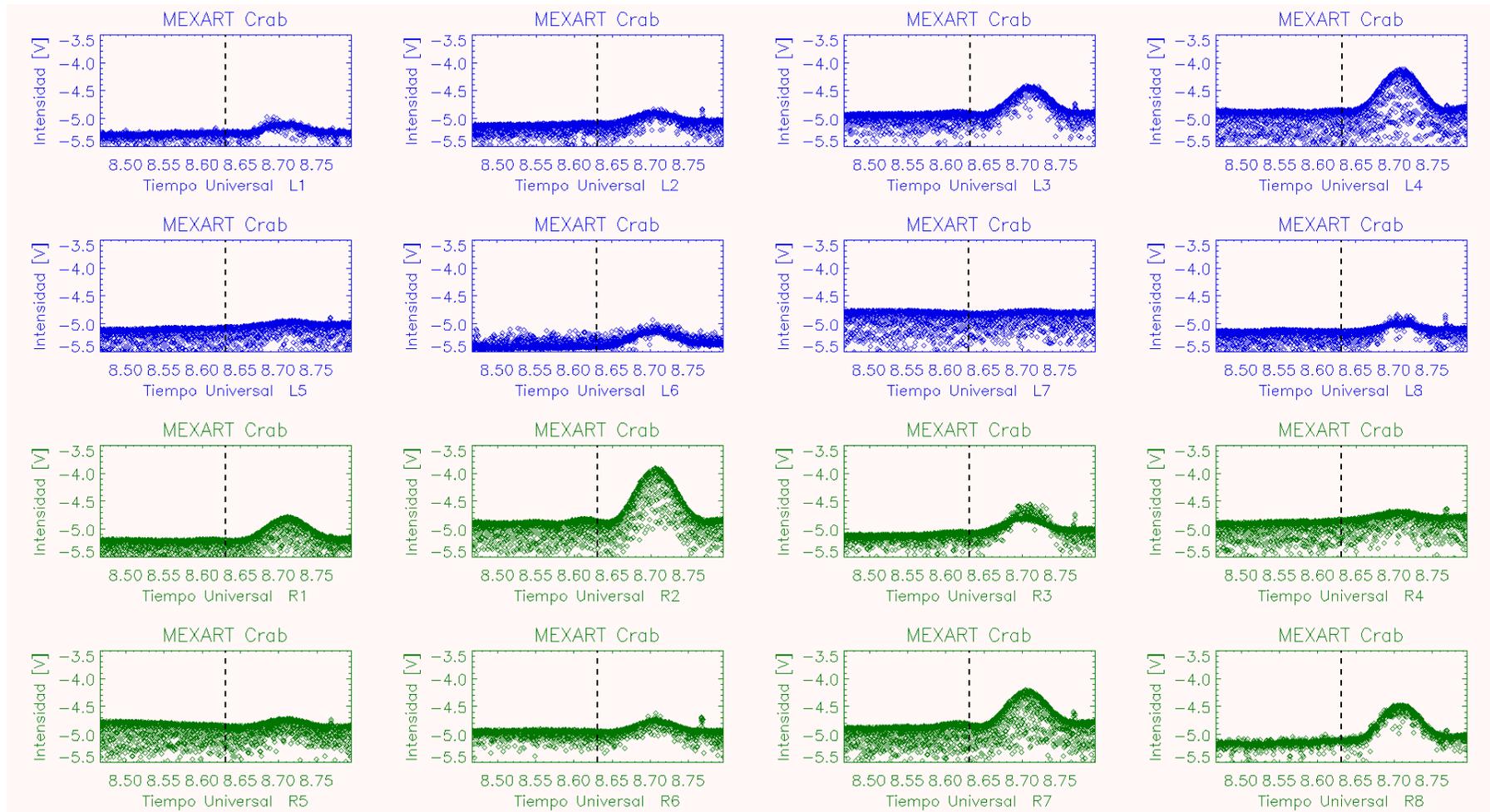


FIGURA 3.8: Nebulosa del Cangrejo observada con los 16 haces de la MB. En este caso el haz que mejor observa a la Nebulosa de Cangrejo es R2. Por lo tanto, este haz tiene una dirección aproximada de 22° de declinación.

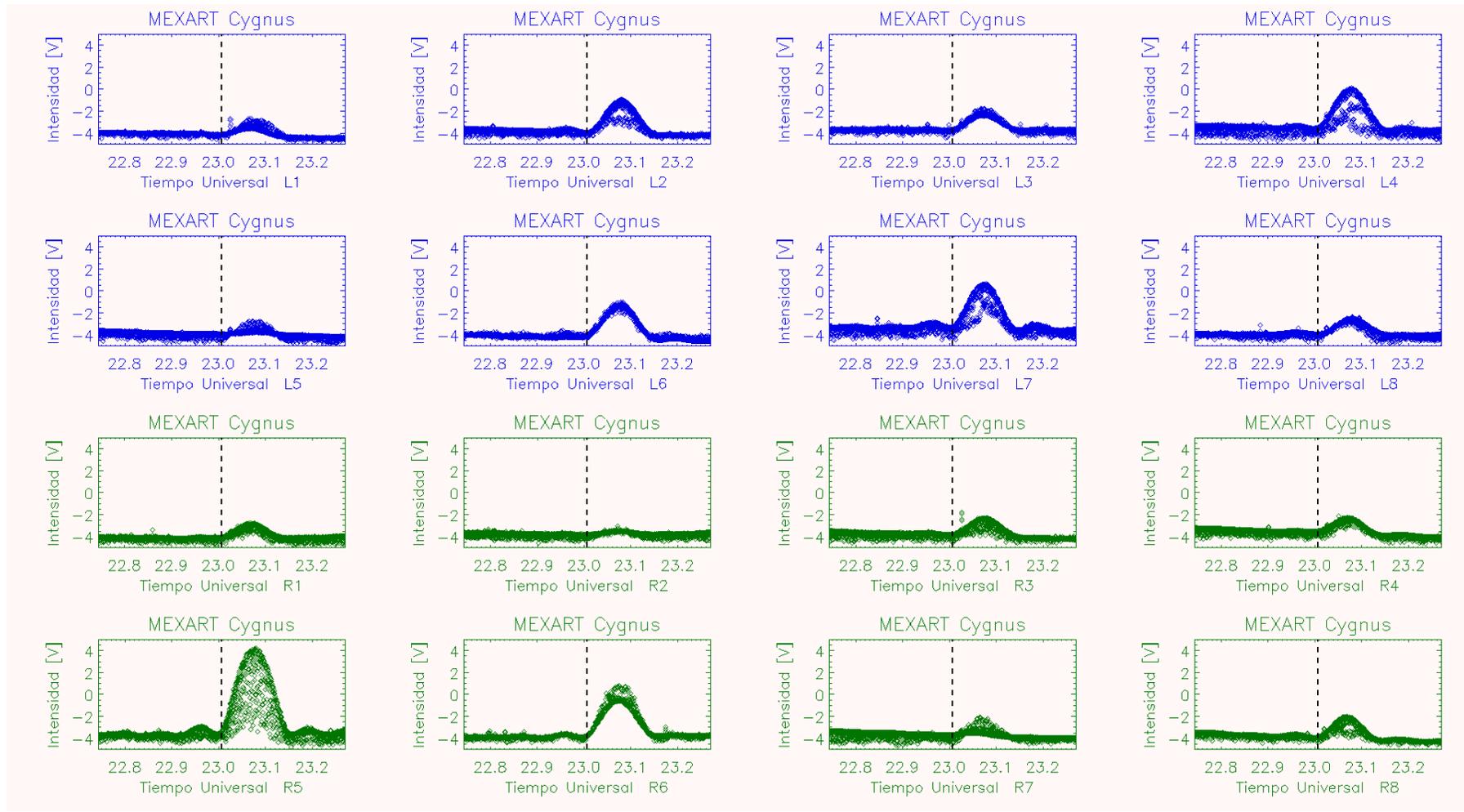


FIGURA 3.9: Cisne A observada con los 16 haces de la MB. Cisne es una de las fuentes de radio más intensas y es observada claramente con mayor intensidad con el haz R5. Cisne se encuentra a 40° por lo que esta es la declinación aproximada de R5.

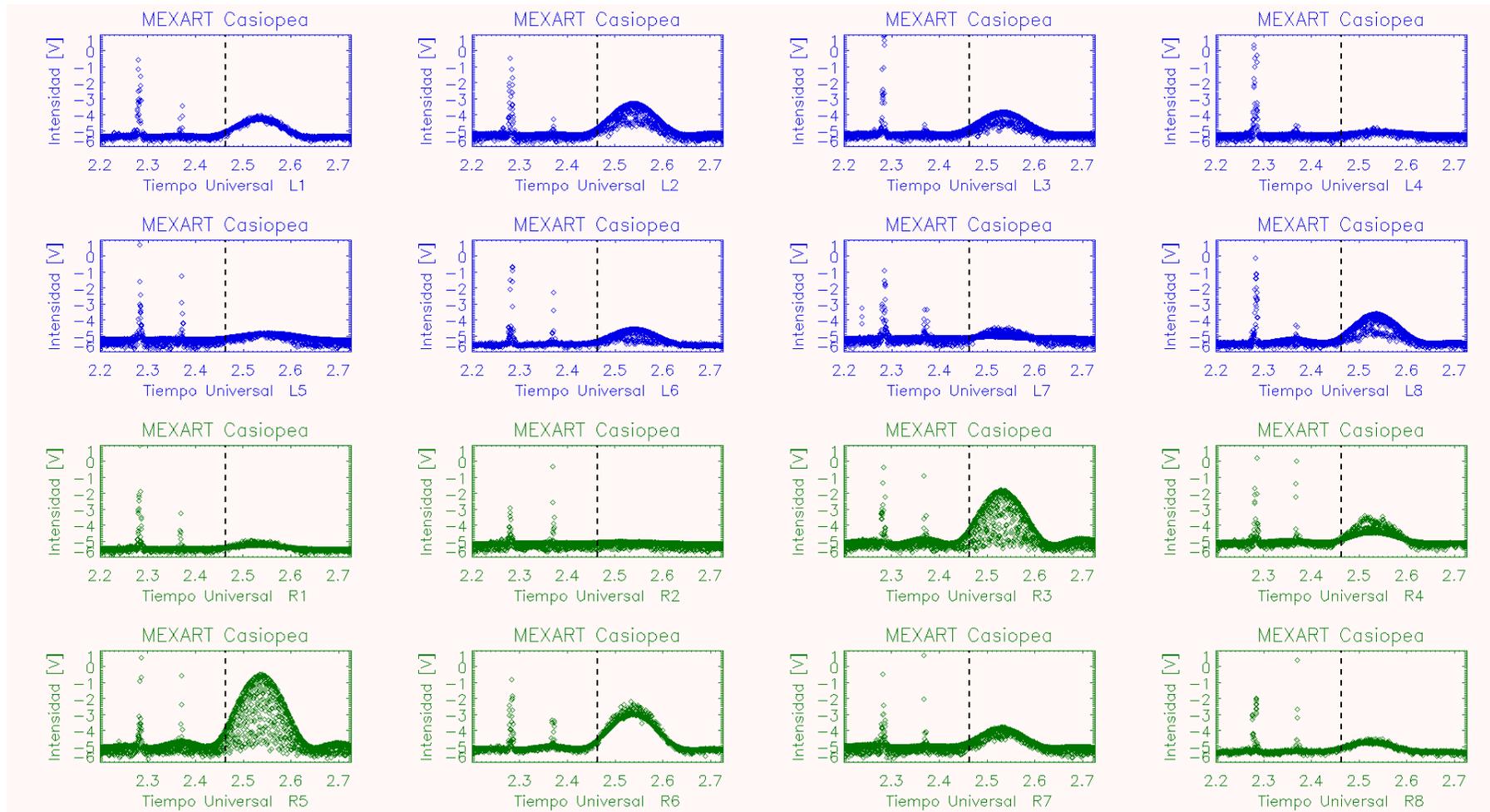


FIGURA 3.10: Casiopea observada con los 16 haces de la MB. Casiopea es la fuente de radio de calibración más intensa (con un flujo aproximado de 13551 Jy a 140 MHz), en esta figura claramente R5 la observa mejor que cualquier otro haz. Casiopea se encuentra a 58° de declinación, dado que es el mejor haz también para Cisne, entonces su dirección debe estar entre los 40° y 58° .

Utilizando las gráficas de las Figuras 3.6-3.10 y conociendo la declinación de las fuentes de radio es posible tener una aproximación de la sensibilidad de los 16 haces de la antena. Con ello es posible saber cuál es el mejor haz para observar para cada declinación. En el caso donde más un haz detecta la fuente, es posible sobreponer los tránsitos para determinar el mejor haz en esa dirección, como en el caso de Virgo (Figura 3.7).

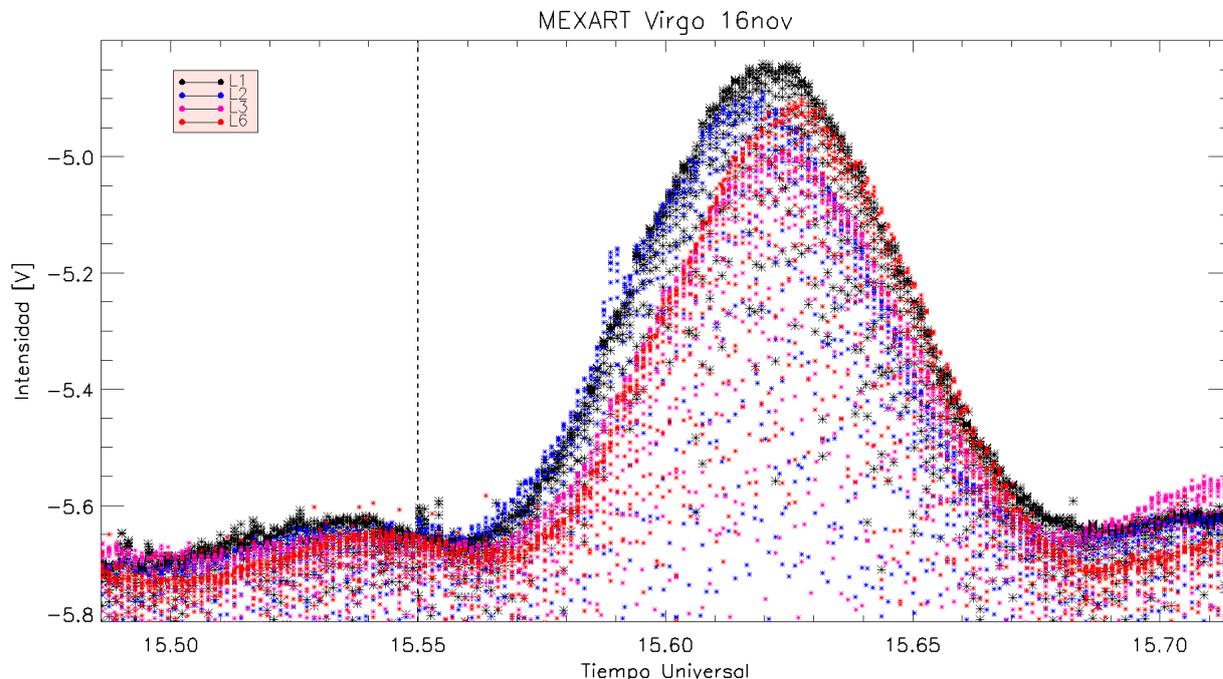


FIGURA 3.11: Superposición de los 4 mejores haces para observar Virgo. El haz con el que se presenta con mayor intensidad es L1 (mejor haz para esta radiofuente).

Esta metodología se puede aplicar periódicamente para todas las radiofuentes observadas por la antena y así actualizar el catálogo de radiofuentes cuando la configuración del instrumento sufra alguna modificación o para monitorear la estabilidad del patrón de radiación de la antena.

3.2.1 Calibración de la antena para la conexión 1:4 de la MB

Durante el periodo de agosto a diciembre de 2015 se realizaron las primeras pruebas de calibración para conectar por primera vez la antena completa. Según la teoría de antenas, al aumentar el área efectiva, la sensibilidad de la antena debe aumentar y el ancho angular a potencia media de los haces debe disminuir.

El proceso de calibración de la antena completa consistió en sumar inicialmente por pares las 32 líneas de la mitad que no estaba conectada, después se observó la señal para identificar cualquier anomalía que indicara un problema en alguna de las líneas. Posteriormente se sumaron 4:1 (4 líneas de 64 dipolos sumadas para obtener una sola señal) las 32 líneas y se observó que la señal no presentara algún problema. En la Figura 3.12 se muestra la comparación de la señal con las sumas 2:1 (2 líneas de 64 dipolos sumadas para obtener una sola señal) y 4:1. Las señales en verde y azul son sumas 2:1 y las rosas son sumas 4:1. Las caídas en intensidad de las sumas 2:1 alrededor de las 6h se

debe un atenuador de intensidad, aplicado para evitar la saturación de la señal debida al tránsito del Sol. En las dos figuras se puede observar que aproximadamente a las 19h, durante el tránsito del núcleo galáctico, la intensidad es mucho mayor para la suma 4:1, como se esperaba, esto implica que la sensibilidad del instrumento en estas condiciones ha aumentado y las señales de radiofuentes se captan con mayor definición.

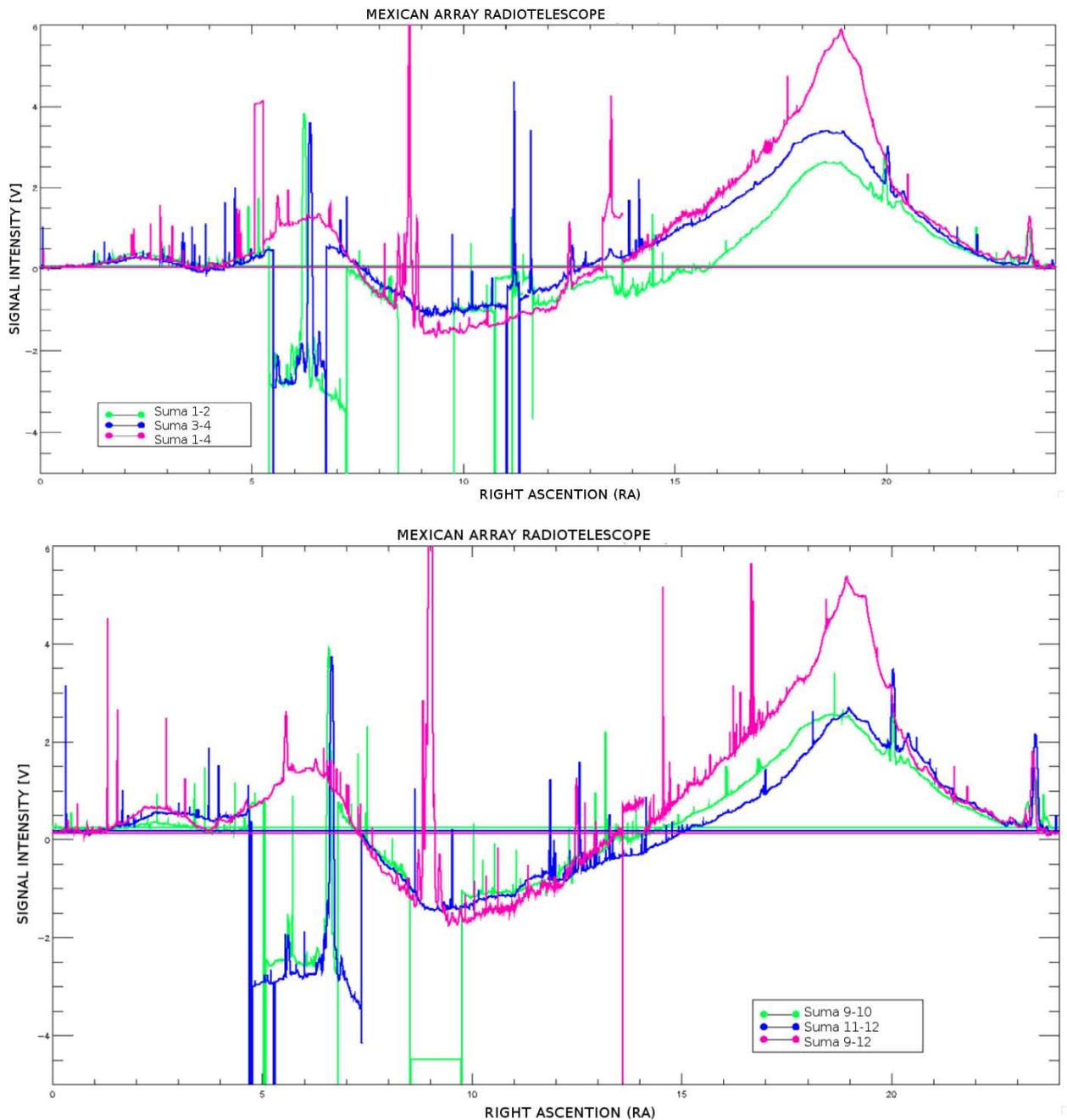


FIGURA 3.12: Comparación de las señales del MEXART utilizando sumas 2:1 y 4:1. La leyenda del cuadro indica el número de las líneas (de 64 dipolos) que se están sumando en cada caso. Las sumas 4:1 muestran una mayor resolución (como se espera), que es visible en el tránsito del núcleo galáctico aproximadamente a las 19h.

Una vez analizadas las señales de las 16 sumas 4:1 de la antena, estas se conectaron a la MB para hacer el análisis del patrón de radiación. En Noviembre de 2015 la antena completa se encontraba conectada y se llevaron a cabo los primeros análisis del patrón de radiación y su comparación con resultados del análisis con media antena. Al captar el flujo de los haces, obtuvimos el resultado que se muestra en la tabla 3.2, donde se compara el resultado del análisis inmediato anterior con 1/2 antena (Apéndice 6.0.1) y el resultado con la antena completa para las fuentes de radio más intensas basando los haces en los resultados de las Figuras 3.6-3.10. En la Tabla 3.2 se muestra 5 columnas, la primera indica el nombre común de la fuente de radio; la segunda y tercer columna está relacionado con el estudio hecho usando media antena (Apéndice A), se indica la razón señal/ruido y el haz que mejor la observa. La columna 4 y 5 indican los resultados obtenidos al conectar la antena completa.

FUENTE	RSR 2:1	Haz-2:1	RSR 4:1	Haz-4:1
Hércules A	31	L2	61	L6
Virgo A	80	L4	99	L1
Nebulosa del Cangrejo	107	L8	140	R2
Cisne A	309	R8	400	R5
Casiopea A	245	L1	313	R5

Tabla 3.2: Comparación de la razón S/R con las configuraciones de media antena y la antena completa conectada a la matriz de Butler. El estudio de las columnas de las conexiones 2:1 se realizó en 2013, mientras que las correspondientes a las sumas de 4 líneas (últimas dos columnas) se realizaron en 2015.

Según los resultados de la tabla 3.2 al hacer la conexión de la antena completa la razón S/R aumentó en todas las fuentes de radio intensas que se analizaron, la configuración del patrón de radiación también sufrió un cambio en cuanto a dirección, los haces que mejor observaron a las fuentes de radio cambiaron en todos los casos, en el caso de la antena completa el patrón de radiación se aproximó más al teórico. Este resultado no implica que siempre mejorará el patrón de radiación al conectar toda la antena. Sin embargo, en este caso, significó una mejora en ese sentido.

Discusión y conclusiones

La antena del MEXART ha sufrido cambios a lo largo de su historia y su instrumentación se ha renovado constantemente, por lo que es importante tener metodologías de calibración que permitan conocer su estado general. La implementación de la antena completa es de gran importancia para aumentar la sensibilidad del instrumento (como ya se mostró aquí), lo cual permitirá la captación de un mayor número de radiofuentes y un aumento en la razón S/R de las ya observadas.

Otra metodología importante es la determinación del patrón de radiación, la cual permite captar las radiofuentes de CIP con mayor precisión. En este capítulo se desarrolló una metodología que permite el monitoreo de los haces de manera más eficiente. Sin embargo, aunque el patrón de radiación del MEXART aún no se reproduce como se espera

teóricamente, mediante estas metodologías podemos hacer una buena aproximación de su estabilidad y dirección.

En el proceso de automatización de las metodologías para guardar y analizar los datos se han implementado una serie de programas principalmente escritos en IDL. Sin embargo, en este momento aún se encuentra en curso este proceso, la adquisición de equipo y la implementación de los programas para hacerlos automáticos y cada vez más eficientes. Este es un proceso que se ha desarrollado y que tiene como objetivo un instrumento capaz de producir datos procesados en tiempo real para estudios del viento solar. Hasta este momento el equipo de trabajo cuenta con una metodología definida y validada por diferentes trabajos de investigación, por lo que la automatización dará un parámetro para continuar con estudios cada vez más sofisticados.

Validación del modelo de velocidades de una estación utilizando rutinas del MEXART en espectros de múltiples estaciones.

Existen dos técnicas que proporcionan datos de CIP: análisis de una estación (Single-Station Analysis, SSA), descrito en el capítulo 2 y función de correlación cruzada (Cross-Correlation Function, CCF) donde dos antenas separadas por algunos kilómetros miden simultánea e independientemente una misma radiofuente. A fin de combinar y complementar observaciones de velocidad del viento solar, es importante validar los resultados de estas dos técnicas de CIP. En la primera parte de este capítulo se analizan observaciones de EISCAT(European Incoherent SCATter) y MERLIN estudiadas previamente usando la metodología de CCF. Se aplica el ajuste de SSA a estas observaciones y se comparan con los resultados previos para validar las dos técnicas. El objetivo es conocer el comportamiento de los parámetros en casos estudiados mediante CCF que pueden ser implementados en el modelo SSA. En la segunda parte el capítulo presenta análisis SSA utilizando datos de tres instrumentos diferentes: a) el Mexican Array Radio Telescope (MEXART), b) el arreglo del Institute for Space-Earth Environmental Research (ISSE) en Japón, y c) el Big Scanning Array (BSA) en Rusia. Este trabajo estudia la capacidad del modelo de SSA para describir eventos complejos en el MIP y busca mejorar el ajuste de parámetros de un espectro individual al modelo teórico. La validación de estas dos metodologías es de gran importancia para poder combinar datos en tiempo real de diferentes radiotelescopios que conforman la iniciativa de crear una red mundial de monitoreo del viento solar en la heliosfera interna utilizando datos de CIP (WIPSS - Worldwide InterPlanetary Scintillation Station). Finalmente discutimos el modelo SSA para crear los productos para predicción de clima espacial.

4.1 Análisis de espectros de potencia de CIP de una estación de MEXART utilizando datos de EISCAT y MERLIN en eventos complejos.

4.1.1 Motivación del estudio

La técnica SSA de CIP distingue dos regiones de dispersión de ondas: dispersión débil y fuerte, el límite entre estas regiones está determinado por la frecuencia de observación (Scott et al., 1983) y las propiedades del viento en las cercanías del Sol; la técnica SSA (capítulo 2) sólo puede ser aplicado en la región de dispersión débil (Manoharan et al., 2000), mientras que la técnica CCF puede ser usada incluso en la región de dispersión fuerte (Kojima et al., 2013).

El CIP ha mostrado su capacidad para detectar EMCs, incluyendo aquellas que son dirigidas hacia la Tierra (e.g. Manoharan et al., 2000; Breen et al., 2006; Jones et al., 2007; Jackson et al., 2007; Bisi et al., 2008; Bisi et al., 2010b; Jackson et al., 2015b,a, y referencias). Adicionalmente, esta técnica permite medir otros parámetros fundamentales del plasma como su razón axial (RA), relacionada con la geometría de las estructuras y su índice de potencia α , relacionado con la turbulencia del medio (e.g. Scott et al., 1983; Coles, 1996, y referencias). Las fluctuaciones de densidad de electrones que dan lugar al CIP adquieren formas anisotrópicas, usualmente se asume una forma elíptica con el eje mayor paralelo al Campo Magnético Interplanetario. En la heliosfera interna el campo magnético es arrastrado por el flujo del viento solar aproximadamente radial en la dirección del Sol. La técnica CCF descrita por Klinglesmith et al. (1996) y Klinglesmith (1997), relaciona firmas características de CCF con propiedades en el viento solar, tal que se puede distinguir una rotación de campo magnético relativa al flujo de las estructuras. Esto ha sido usado comúnmente como una firma de una posible EMC cruzando la línea de visión. El valor de los parámetros α , RA, la componente del tamaño de la radiofuente (θ) y la velocidad dominante sobre la línea de visión en el medio interplanetario se discuten con en este capítulo.

El sistema del EISCAT, se localiza en el Norte de Escandinavia y consiste en tres antenas parabólicas direccionables de 32 metros (Kiruna en Suecia, Tromsø en Noruega, y Sodankylä en Finlandia). En este trabajo se analizan observaciones de EISCAT a una frecuencia de observación de 931 MHz en el periodo de 1995-1999. Posteriormente para las observaciones de 2005 se utilizaron datos de MERLIN, compuesto por el disco de Cambridge de 32 m y las dos antenas de Jodrell Bank : Mk1a Lovell de 76 m y el telescopio elíptico MkII de 38.1 m, centradas a una frecuencia de 1420 MHz y con un ancho de banda de 10 MHz. En todos los casos la tasa de muestreo es de 100 Hz (10 ms). Estos instrumentos no están dedicados a CIP, por lo que únicamente pueden obtenerse mediciones basadas en campañas de observación.

4.1.2 Observaciones de EISCAT y análisis previos CCF

Los datos de EISCAT de este trabajo fueron estudiados previamente utilizando la técnica CCF siguiendo la metodología descrita por Fallows et al. (2006). Los picos en las series de tiempo son suprimidos para minimizar la contaminación debida a interferencias o ruido del sistema. Se calcula un espectro de potencia por cada serie de tiempo de cada antena para cada radiofuente observada. En el caso de CCF se forma un espectro de potencia cruzado subsecuente con su conjugado complejo (al ser conocida la geometría de los sitios

en Tierra se puede alinear suficientemente bien con el flujo del viento solar e.g. Breen et al. (1996), Fallows et al. (2002), y Bisi et al. (2010a)). Los espectros fueron calculados usando, en cada caso, 15 minutos de datos. Se aplicó el método de Riedel and Sidorenko (1995) y luego se usó el programa de correlación cruzada de Fortran 90 con su respectiva librería escrita por Prieto et al. (2009).

Los filtros pasa-alto y pasa-bajo se aplican a cada espectro de potencia individual. Los valores de filtro pasa-bajo están determinados por la frecuencia espectral límite por arriba de la cual los espectros son esencialmente ruido blanco. El filtro se aplica restando una media de la potencia de ruido blanco de cada espectro y haciendo cero todas las frecuencias espectrales por encima del valor del filtro. Los valores del filtro pasa-alto se determinan de manera que se excluye el exceso de potencia a frecuencias espectrales muy bajas (generalmente debido a las variaciones lentas del tiempo en el sistema y posible centelleo ionosférico). Además, los espectros utilizados para los fines de este estudio son forzados usando el método “multitaper” que tiene un aumento artificial en las frecuencias espectrales más bajas (debajo de ~ 0.03 Hz). Este se anula por la aplicación del filtro pasa-alto aplicado en todos los análisis de CIP, independientemente de qué método se utiliza para producir los espectros de potencia. Por lo tanto, este régimen de frecuencia espectral inferior tampoco se tuvo en cuenta en el ajuste con el método de análisis de un sitio (SSA) y, por lo tanto, no tiene ningún efecto negativo en los ajustes resultantes para los espectros EISCAT.

Estos filtros se aplican a los distintos espectros en todos los casos y se calculan para cada espectro individual. Para el auto-espectro, se sustituyen los valores de dentro del filtro con valores de una magnitud igual a la que se encuentra justo fuera del filtro. En el caso de los espectros cruzados, los valores complejos dentro del filtro se calculan de modo que sus magnitudes sean iguales a las que se encuentran justo fuera del filtro y que su fase mantenga el mismo gradiente que la fase justo fuera del filtro. La Transformada Rápida de Fourier (TRF) del espectro filtrado produce entonces las funciones de correlación automática y cruzada (ACFs y CCFs, respectivamente). Cada ACF se normaliza con el valor máximo de la función; el CCF se normaliza dividiéndola entre la raíz cuadrada de la multiplicación de los valores máximos originales de los dos ACF.

4.1.3 Observaciones de EISCAT, MERLIN y análisis SSA

Se utilizaron las rutinas desarrolladas en MEXART para aplicar la técnica SSA de una sola estación a los datos de EISCAT. Las rutinas del modelo utilizado por MEXART se adaptaron al conjunto de datos de los instrumentos que conforma el sistema (Kiruna, Tromsø y Sodankylä). Para los datos de EISCAT, se aplicó un suavizado adicional a los espectros para reducir el número de puntos de datos. En total, para cada espectro de potencia se promediaron entre 30 y 50 puntos para realizar el ajuste de SSA (Mejia-Ambriz et al., 2015). Como resultado, pudimos comparar razonablemente los resultados y los métodos del análisis.

Las observaciones de CIP se realizaron utilizando EISCAT (Sodankylä, Tromsø y Kiruna), con una frecuencia de observación de 931 MHz (longitud de onda de 0.322 m) y un ancho de banda de 10 MHz. Estos datos son de la campaña del período 1996-1999 para las radiofuentes J0521 + 166 (3C138), J0319 + 415 (3C84), J1256-057 (3C279), J1229 + 020 (3C273), J0321 + 123 y J0137 + 331 (3C48). En total, se analizaron siete eventos en el medio interplanetario.

Para la campaña del 2005/05/14 se utilizaron observaciones de la radiofuente J0319+415 de los instrumentos de MERLIN (Jodrell Bank Telescope, Knockin y Cambridge), a una frecuencia de observación de 1420 MHz con 10 MHz de ancho de banda. Durante este periodo de observaciones se distinguen dos eventos del medio interplanetario.

El objetivo de realizar una comparación directa entre las técnicas, es definir las capacidades y limitaciones de cada una para describir las propiedades del viento solar, principalmente en el cálculo de las velocidades. Esta es una forma de validar la técnica SSA y los parámetros que definen el tipo de estructura que se está observando en el medio interplanetario, así como sus propiedades físicas. La validación de la técnica SSA permitirá definir bajo que condiciones los resultados son confiables, para fines de predicción de clima espacial esto es muy importante ya que la información obtenida estará describiendo correctamente las estructuras de la heliosfera interna.

Observación de J0521+166 el 27 de Mayo de 1996

La Figura 4.1 muestra un evento analizado con CCF y los espectros ajustados con la técnica SSA. Esta observación es del 27 de mayo de 1996, tomando los espectros de los telescopios Tromsø (Trms) y Sodankylä (Sdky) de EISCAT, utilizados para el análisis CCF. Las Figuras 4.1a), 4.1b) y 4.1c) muestran los ajustes de los espectros individuales al modelo de SSA. Se observa que los espectros de los instrumentos Sdky y Kirn tienen mayor ganancia en potencia (dB en el eje y), y es posible observar dos rodillas de Fresnel, lo cual sugiere la existencia de dos corrientes a lo largo de la línea de visión, esta característica también aparece en la Figura 4.1d) del análisis CCF, donde se observan múltiples corrientes con los múltiples picos en el CC. En la Figura 4.1d) se distingue una firma de rotación de campo magnético en algún lugar a lo largo de la línea de visión, lo cual sugiere la presencia de una EMC (el lóbulo negativo en el CCF cerca del cero en el eje de tiempo).

El pico de velocidad dominante en este caso correspondería al paso de la EMC. En este caso el resultado de la velocidad SSA en 4.1a) es cercano al resultado de velocidad del pico primario en CCF. Para este evento la velocidad obtenida con la técnica SSA se ajusta a la rodilla correcta en el espectro; *i.e.*, la rodilla de la EMC. Esto es muy importante para propósito de clima espacial y para la automatización de SSA, sugiere una mejora con respecto al estudio realizado por (Mejia-Ambriz et al., 2015). Por otro lado, Moran et al. (1997) realizó un análisis similar en el que se ajustaron directamente dos rodillas obtenidas en un espectro EISCAT y de manera similar se obtuvieron velocidades rápidas y lentas consistentes con las observadas en un CCF. También es importante notar que para el espectro de del instrumento Trms, existe una diferencia mayor entre CCF y SSA. Este resultado puede estar relacionado con la razón señal/ruido del espectro de potencia, el cual no permite una rodilla de Fresnel bien definida, más adelante podemos ver que esta diferencia se mantiene para espectros con esta característica.

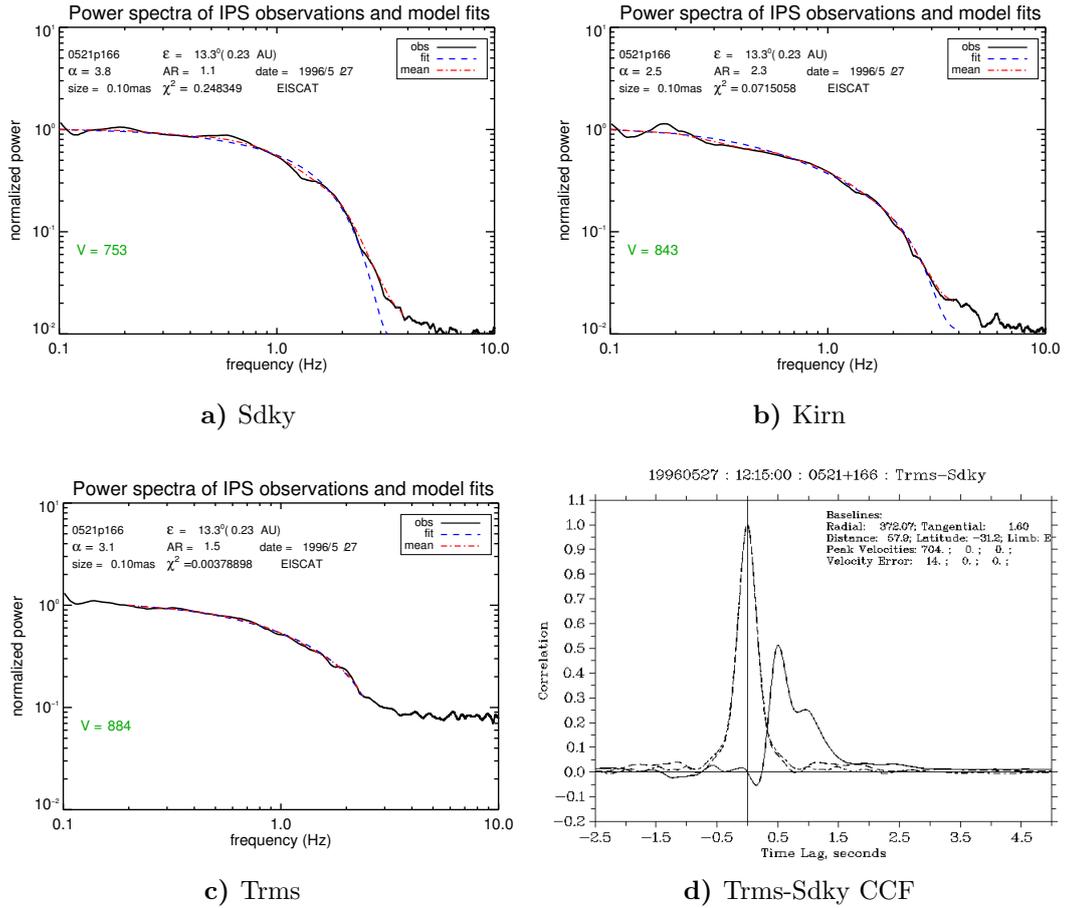


FIGURA 4.1: Espectros individuales de EISCAT, ajuste al modelo SSA y análisis de CCF de los espectros de potencia de Tromsø y Sodankylä con su función de correlación cruzada.

Observación de J0521+166 el 28 de Mayo de 1996

La Figura 4.2 muestra el análisis de CCF y los espectros ajustados para calcular la velocidad del viento solar, aplicada a observaciones de EISCAT. La observación es del 28 de Mayo 1996, la fuente de radio es J0521+166. De manera similar a la figura anterior, las Figuras 4.2a), 4.2b) y 4.2c) muestran los espectros de potencia y el ajuste de velocidades de las mediciones de las tres antenas y 4.2d) muestra los resultados del análisis de correlación cruzada. La función de la Figura 4.2d) muestra una mayor profundidad de lóbulos negativos, se distingue una sola corriente posiblemente una CME reportando una velocidad de 707 Km/s. Sin embargo, al igual que en el evento anterior, el ajuste SSA del espectro de Sdky muestra una buena concordancia con la velocidad reportada con el análisis CCF y por lo que en este caso al parecer indica una velocidad aproximada para el tránsito de la EMC sobre la línea de visión. Sin embargo, los espectros de los instrumentos Kirn y Trms presentan un mayor error en la velocidad, lo cual está asociado, a su vez, con menor ganancia en potencia. Como veremos también en los siguientes casos, la ganancia en el espectro de potencia representa un parámetro importante en el ajuste y confiabilidad de las velocidades del viento solar obtenidas por la técnica SSA.

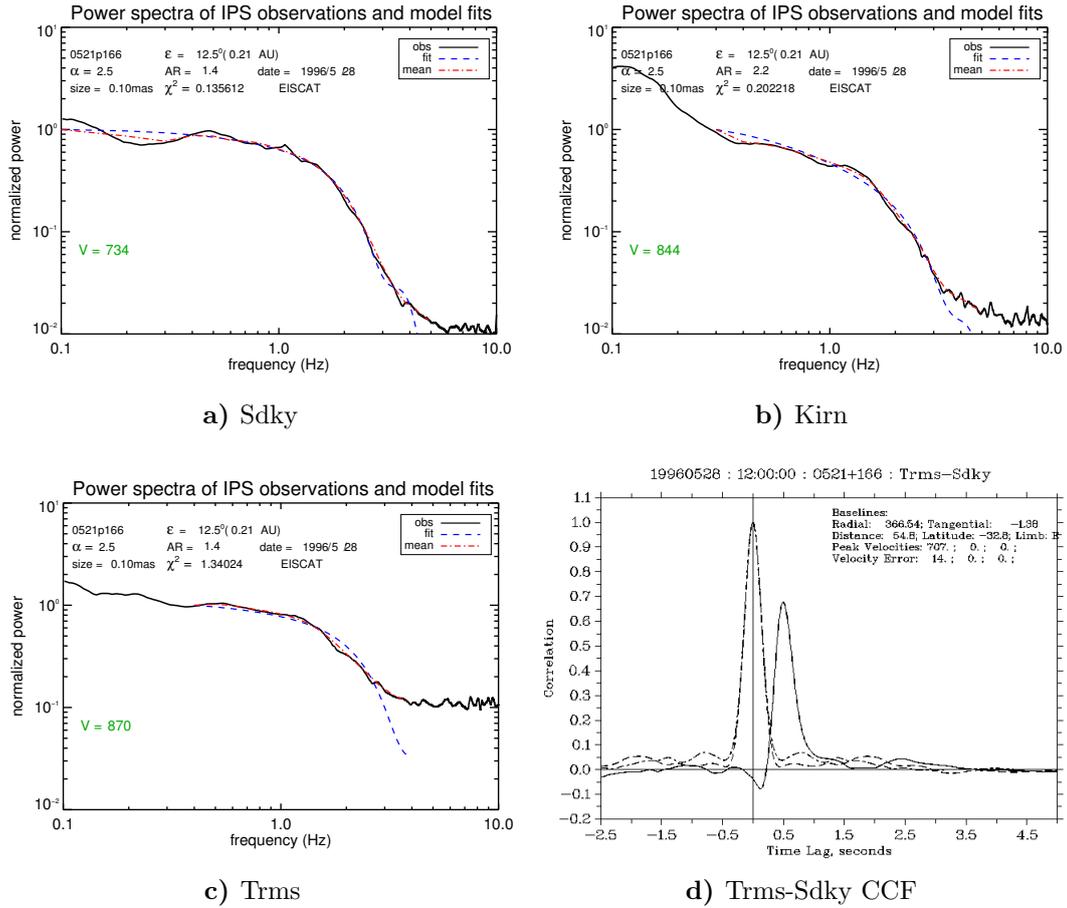


FIGURA 4.2: Espectros individuales de los instrumentos de EISCAT, su ajuste al modelo de SSA y CCF de los espectros de Tromsø y Sodankylä.

Observación de J0319+415 el 28 de Mayo de 1996

La Figura 4.3 muestra otro caso de CCF y los espectros utilizado ajustados al modelo de SSA. Esta observación es del 28 de Mayo 1996, analizada con CCF usando los espectros de Sodankylä y Kiruna de EISCAT. La fuente de radio es J0319+415. Los espectros de potencia ajustados muestran una sola rodilla de Fresnel en el caso de Sdky y Kirn. En el caso del análisis CCF aparece un pico claro y bien definido casi simétrico, este se resuelve junto con un pequeño signo de rotación de campo en algún lugar a lo largo de la línea de visión. Esta firma de campo de rotación como en casos anteriores indica la presencia de una EMC. En este caso los valores de las velocidades de ambas metodologías es consistente. En el caso del espectro del instrumento de Tromsø se puede observar que la rodilla de Fresnel está aplanada y aunque el ajuste es bueno, la velocidad obtenida no se aproxima a la calculada por CCF o los resultados SSA aplicado a los otros dos espectros.

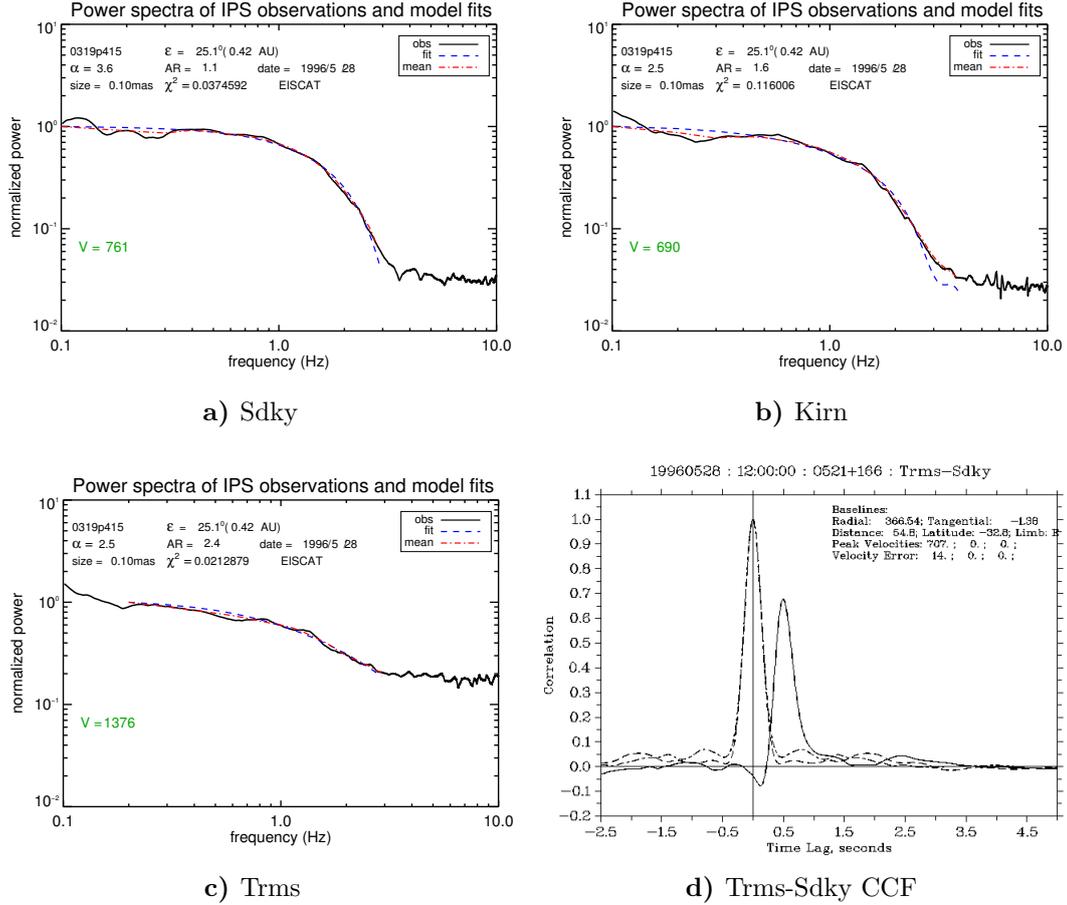


FIGURA 4.3: Espectros individuales de los instrumentos de EISCAT, su ajuste al modelo de SSA y CCF de los radiotelescopios de Sodankylä y Kiruna.

Observación de J1256-057 el 29 de Septiembre de 1997

En este caso, la Figura 4.4 muestra el ajuste SSA y dos análisis de CCF hechos con distintas combinaciones de espectros (Trms-Kirn y Trms-Sdky). Los análisis con CCF presentan un problema en una de las funciones de auto-correlación (la línea punteada que se ensancha), el ajuste del modelo SSA muestra una velocidad muy alejada de la calculada mediante CCF. Estas diferencias en los resultados de las dos técnicas sugieren que debe definirse un límite para determinar la confiabilidad de los resultados de la velocidad del viento solar. La razón S/R en este ejemplo es demasiado pequeña ($< 10\text{dB}$), y el ruido instrumental a altas frecuencias no permite una rodilla de Fresnel clara o definida y el ajuste se complica. Los problemas de la función de auto-correlación probablemente podría corregirse ajustando manualmente el filtro pasa-alto a un valor mayor para atenuar el ruido del sistema en el espectro, así como para ayudar a cortar y separar otras contribuciones (por ejemplo Fallows et al., 2016, y referencias de centelleo ionosférico ahí), sin embargo, debido a que en general los espectros obtenidos de los tres instrumentos tienen una ganancia muy pequeña, la rodilla de Fresnel no está bien definida y la calidad del ajuste es baja en todos los casos. dado que uno de los impulsores de este trabajo es estudiar el clima espacial y el rol del CIP en la predicción de eventos, la automatización de la metodología usada requerirá mecanismos de filtración de espectros con características que

impiden el correcto cálculo de velocidades.

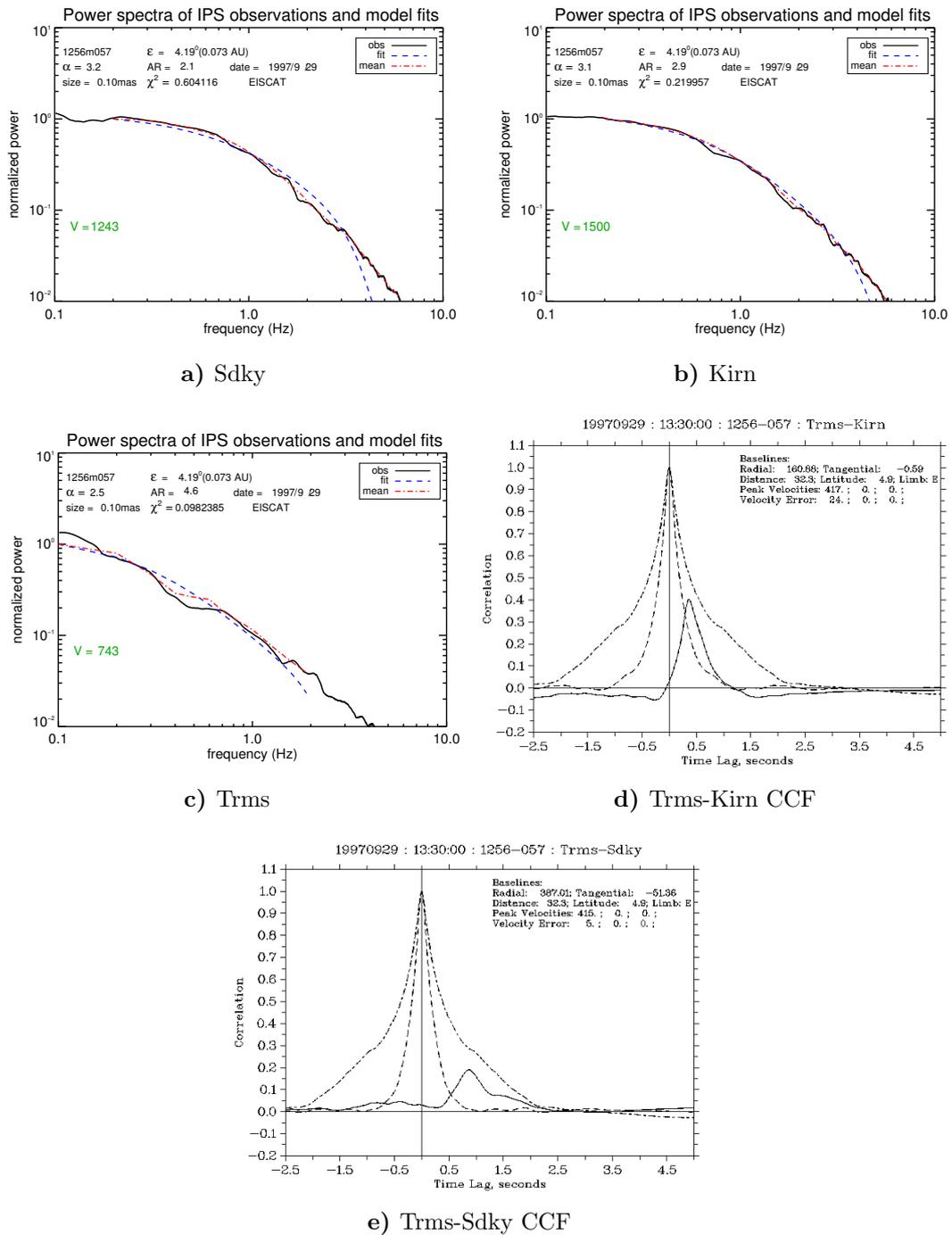
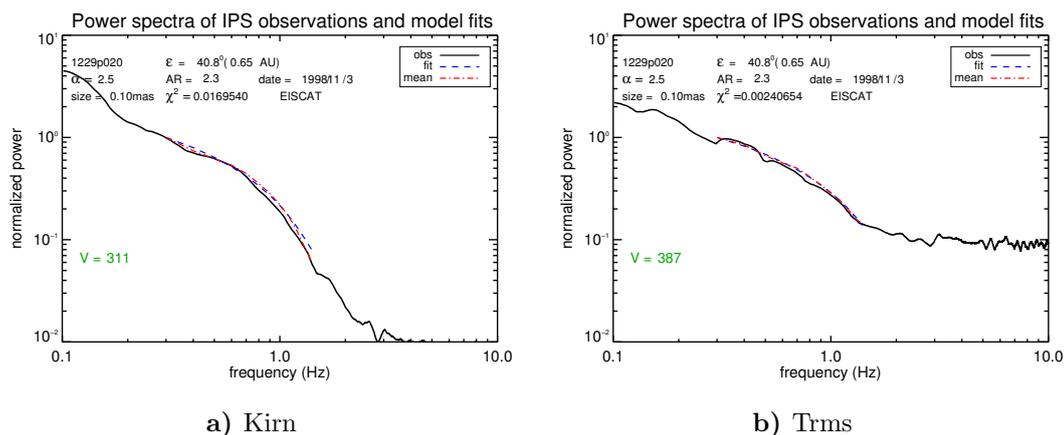


FIGURA 4.4: Espectros individuales de los instrumentos de EISCAT, su ajuste al modelo de SSA y CCF de los instrumentos Tromsø -Kiruna y Tromsø -Sodankylä, junto con sus auto-espectros.

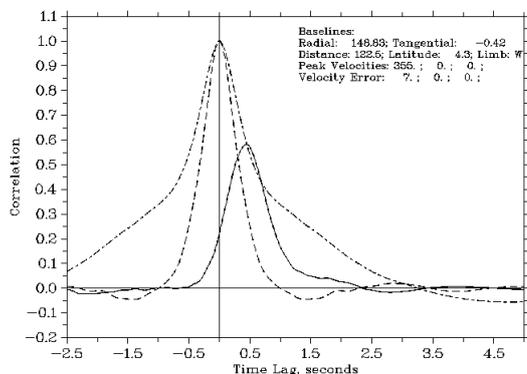
Observación de J1229+020 el 03 de Noviembre de 1998

La Figura 4.5 muestra el ejemplo de un caso débil, donde la ganancia de los dos espectros es muy pequeña, por consecuencia la rodilla de Fresnel no está bien definida en ningún

caso; sin embargo el ajuste aproxima la velocidad con la obtenida con CCF. Para el cálculo con SSA se seleccionó un intervalo de frecuencias más pequeño (0.3 a 1.2 Hz) evitando las regiones de ruido posiblemente ionosférico a bajas frecuencias y del ruido del sistema a altas frecuencias, de esta manera los valores de velocidad son similares con ambas técnicas. Sin embargo, en el ajuste de los valores de α y AR, estos no brindan información sobre las corrientes a lo largo de la línea de visión, pues no se tiene la información de la curva observada en estas regiones del espectro. Por otro lado, se puede observar que existe un problema para una de las funciones de auto-correlación, como en el caso anterior, haciendo que el resultado en general no sea confiable.



19981103 : 10:07:00 : 1229+020 : Kirn-Trms



c) Kirn-Trms CCF

FIGURA 4.5: Espectros individuales de los instrumentos de EISCAT, su ajuste al modelo de SSA y el análisis de CCF de los instrumentos Kiruna y Tromsø . Como puede verse, una de las funciones de auto-correlación está deformada (ensanchamiento como en el caso anterior).

Observación de J0137+331 el 03 de Mayo de 1999

La Figura 4.6 muestra el caso de la observación del 03 de mayo de 1999 de la radiofuente J0137+331, se muestra el ajuste del modelo SSA a los tres espectros y el análisis hecho con CCF usando los espectros de los telescopios Sodankylä y Kiruna de EISCAT. Los

espectros de potencia individuales muestra una rodilla Fresnel bien definida para el caso de Sdky y Kirn, con una alta ganancia en potencia (18.8 y 13.7 dB respectivamente). CCF muestra un sólo pico definido y la firma de una EMC en el lóbulo negativo de CCF cerca de tiempo igual a cero. El modelo SSA para el ajuste de Sdky (Figura 4.6a)) ajusta una velocidad muy cercana a la obtenida con CCF, la aproximación del espectro Kirn presenta una diferencia mayor, pero la velocidad obtenida sigue siendo aproximada. En el caso del ajuste al espectro Trms se puede observar un espectro con poca ganancia (8.8 dB) y por consecuencia un error importante en la velocidad. CCF muestra una firma de EMC con el lóbulo izquierdo muy negativo, también se puede observar una ligera firma del paso de otra corriente en el lado derecho de la CCF aproximadamente en el segundo 2 de la gráfica.

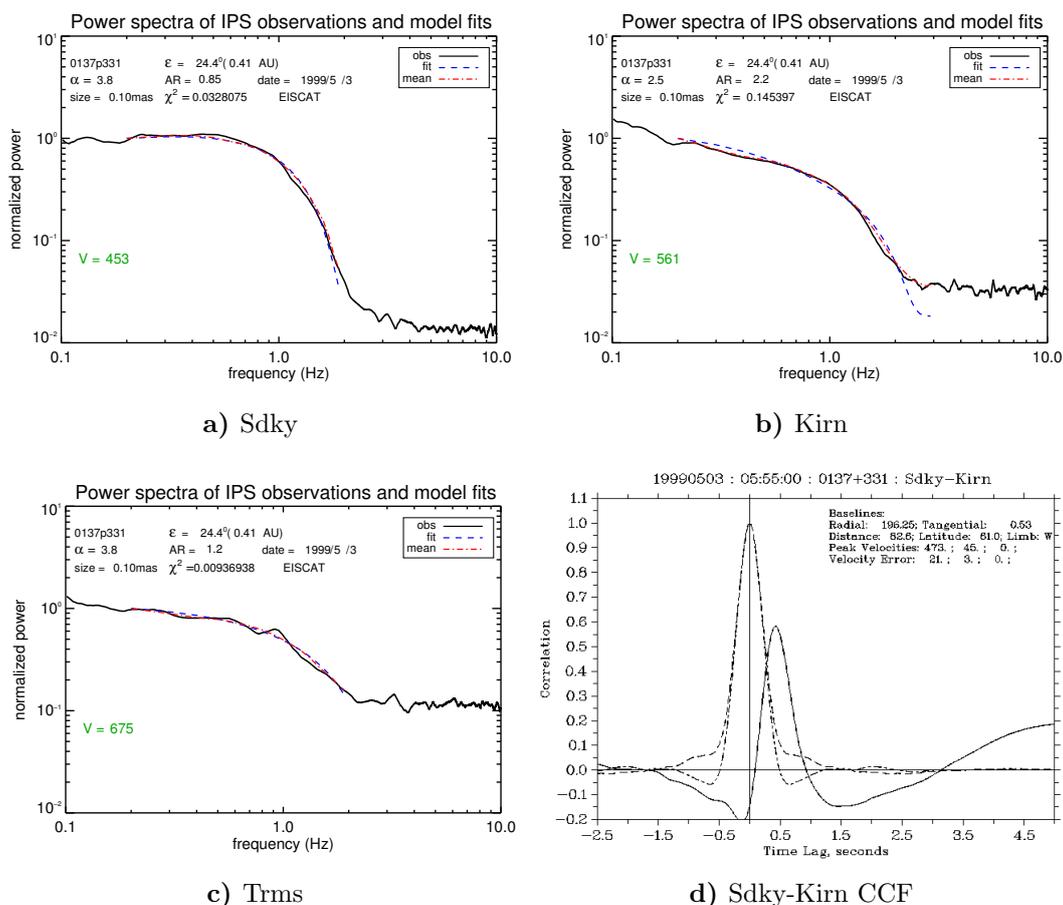


FIGURA 4.6: Espectros individuales de los instrumentos de EISCAT, su ajuste al modelo de SSA y el análisis CCF de Sodankylä y Kiruna, los espectros de potencia junto con sus espectros de auto-correlación se muestran para la misma observación.

Observación de J0321+123 el 07 de Mayo de 1999

La Figura 4.7 muestra el último caso (J0321+123 tomada el 07 Mayo de 1999), donde al menos uno de los dos espectros para CCF no tiene la suficiente potencia (12.1 dB para Kirn y 9.8 dB para Trms), aún así el ajuste es posible para SSA, el ruido instrumental en el extremo de altas frecuencias de la rodilla en el ajuste de Sdky provoca un error

significativo, el valor de velocidad es diferente comparando los resultados de las dos técnicas. Los espectros de Kirn y Trms muestran muy poca ganancia, provocando que el ajuste dispare las velocidades a valores muy altos. Existe también en el análisis CCF un error en una de las dos funciones de auto-correlación, lo cual puede provocar un error en el análisis. El análisis de CCF reporta una EMC muy lenta con una interacción de otra corriente, como se puede ver en el levantamiento de CCF alrededor del segundo 1.5.

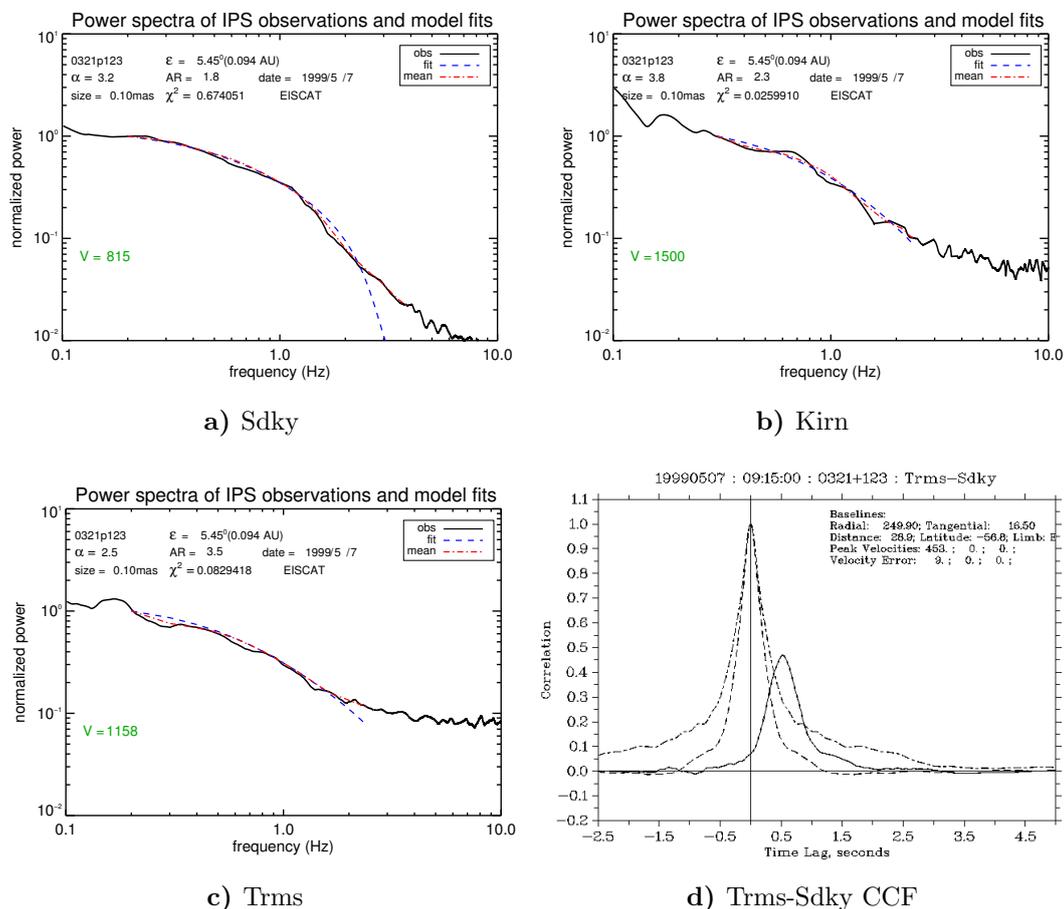


FIGURA 4.7: Espectros individuales de los instrumentos de EISCAT, su ajuste al modelo de SSA y el análisis CCF del espectro de potencia de los instrumentos Tromsø y Sodankylä, junto con sus espectros de auto-correlación.

Nombre de la observación	Nombre de fuente	Fecha de observación	Punto P UA	ϵ grados	Limbo (Sol)	SSA V Km/s	SSA α	SSA RA	Razón S/R dB	CCF Línea base	CCF V Km/s	Pico CCF V Km/s
1215-15-15-Sdky	J0521+166	19960527	0.23	13.39	E	753	3.8	1.1	19.6	TRMS-SDKY	759	704.3
1215-15-15-Kirn	J0521+166	19960527	0.23	13.39	E	843	2.5	2.3	18.4			
1215-15-15-Trms	J0521+166	19960527	0.23	13.39	E	884	3.1	1.5	10.5			
1200-15-15-Sdky	J0521+166	19960528	0.21	12.57	E	734	2.5	1.4	18.8	TRMS-SDKY	736.7	710.3
1200-15-15-Kirn	J0521+166	19960528	0.21	12.57	E	844	2.5	2.2	16.5			

Nombre de la observación	Nombre de fuente	Fecha de observación	Punto P UA	ϵ grados	Limbo (Sol)	SSA V Km/s	SSA α	SSA RA	Razón S/R dB	CCF Línea base	CCF V Km/s	Pico CCF V Km/s
1200-15-15-Trms	J0521+166	19960528	0.21	12.57	E	870	2.5	1.4	9.8			
0555-15-15-Sdky	J0319+415	19960528	0.42	25.13	W	761	3.6	1.1	14.5	SDKY-KIRN	Not fit	776
0555-15-15-Kirn	J0319+415	19960528	0.42	25.13	W	793	3.8	1.1	14.6			
0555-15-15-Trms	J0319+415	19960528	0.42	25.13	W	1376	2.5	2.4	6.5			
1330-15-15-Sdky	J1256-057	19970929	0.073	4.19	E	1243	3.2	2.16	11.1	TRMS-SDKY	Not fit	No value
1330-15-15-Kirn	J1256-057	19970929	0.073	4.19	E	1500	3.12	2.9	11	TRMS-KIRN	Not fit	413.1
1330-15-15-Trms	J1256-057	19970929	0.073	4.19	E	743	2.5	4.6	12	TRMS-KIRN	Not fit	413.1
1007-15-15-Kirn	J1229+020	19981103	0.65	40.83	W	311	2.5	2.3	13.5	TRMS-KIRN	499	355
1007-15-15-Trms	J1229+020	19981103	0.65	40.83	W	387	2.5	2.3	13			
0555-15-15-Sdky	J0137+331	19990503	0.41	24.43	W	453	3.8	0.85	18.8	SDKY-KIRN	582.2	473
0555-15-15-Kirn	J0137+331	19990503	0.41	24.43	W	561	2.5	2.2	13.7			
0555-15-15-Trms	J0137+331	19990503	0.41	24.43	W	675	3.8	1.2	8.8			
0915-15-15-Sdky	J0321+123	19990507	0.094	5.45	E	576	2.8	1.6	20.3	TRMS-SDKY	800	453
0915-15-15-Kirn	J0321+123	19990507	0.094	5.45	E	1500	3.8	2.3	12.1			
0915-15-15-Trms	J0321+123	19990507	0.094	5.45	E	1158	2.5	3.5	9.8			

Tabla 4.1: Espectros estudiados de EISCAT son ajustados usando las rutinas desarrolladas en MEXART para CIP con una sola estación, se obtienen ajustes de SSA para cada instrumento de EISCAT: Sodankylä (Sdky), Kiruna (Kirn), y Tromsø (Trms).

Finalmente para cada uno de los espectros se calculó la ganancia usando la razón señal/ruido. Al cuantificar esta ganancia en potencia de la rodilla de Fresnel nos da un parámetro para identificar las observaciones cuyos espectros no aproximan velocidades del viento solar de manera confiable. La Tabla 4.1 muestra un resumen completo de las observaciones EISCAT utilizados para comparar los resultados de velocidades de viento solar obtenidos por las dos técnicas (SSA y CCF) a las observaciones de EISCAT. Los datos de observación (nombre, hora, nombre de la fuente en J2000, la fecha, la distancia al punto P en AU, el ángulo de elongación en grados, el limbo de la posición de la radiofuente con respecto al Sol) se dan junto con el resultado de los valores resultantes de los parámetros de SSA (velocidad, α , AR), se muestra la razón S/N de cada espectro, la línea de base de la CCF utilizada (los sitios usados de EISCAT), los primeros valores de velocidad calculados (cuando existen), y el pico de velocidad de CCF obtenido del análisis automatizado de EISCAT. En general, la Tabla 4.1 muestra que los valores son similares para cada observación cuando la rodilla de Fresnel está bien formada y tiene una ganancia mayor a 13.5 dB.

Aparte de las velocidades, el análisis CCF puede dar información acerca de las corrientes/estructuras que cruza la línea de visión, información que teóricamente también puede obtenerse con la técnica SSA mediante los parámetros α y AR . En la Tabla 4.2 se resumen los mejores ajustes del análisis anterior, adicionalmente se tiene una columna

con el tipo de evento (estructura) que cruza la línea de visión. Podemos observar que hay una interacción entre los valores de α y RA , cuando los valores de α son menores RA tiende a aumentar. Considerando que RA representa la geometría de las estructuras y α el nivel de turbulencia, se podría concluir que en estos casos, cuando las estructuras están más elongadas sobre la línea de visión, los niveles de turbulencia de las irregularidades a las escalas de CIP son menores. Esto puede ser una firma en SSA para describir en que momento de la evolución de una estructura se hizo la observación.

Radiofuente	fecha	punto-P R_s	Limbo	CCF V (Km/s)	SS V (Km/s)	α	RA	Evento
0521+166	19960527	49	E	753	704	3.8	1.1	EMC, dos corrientes
0521+166	19960528	45	E	734	710	2.5	1.4	EMC, una corriente
0319+415	19960528	90	W	761	776	3.6	1.1	EMC, una corriente
0137+331	19990503	88	W	473	453	3.8	0.85	EMC, RIC*
0321+123	19990507	20	E	453	576	2.8	1.6	RIC*

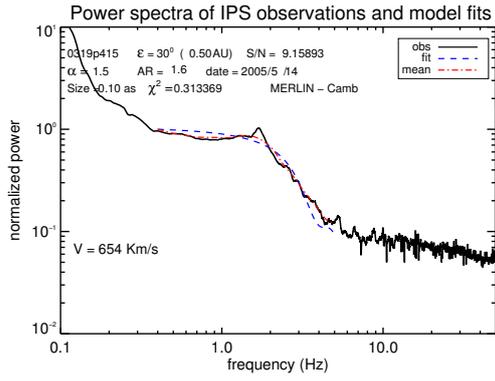
Tabla 4.2: Resumen de los mejores ajustes de la Tabla 4.1. (*Región de interacción de corrientes)

Campaña del 14 de Mayo de 2005

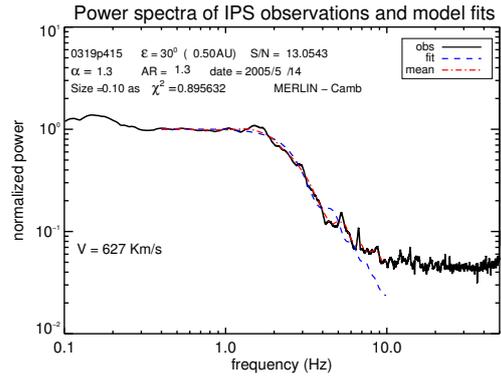
En esta sección se presenta un estudio realizado con datos de MERLIN durante una campaña en 2005. Durante esta campaña se observó la radiofuente J0319+415 en un periodo de 5 horas en intervalos de 15 minutos. Estas observaciones, a diferencia del análisis de la sección anterior, nos permitieron analizar la evolución de los parámetros de los ajustes SSA durante un periodo continuo de tiempo (5 horas). También se observó que los resultados obtenidos en la sección anterior son válidos para este caso y en adición es posible asociar algunos cambios en los parámetros α y RA a eventos en el medio interplanetario.

La campaña se realizó el 14 de Mayo de 2005. Las observaciones se llevaron a cabo utilizando los instrumentos de MERLIN: Jodrell Bank Telescope (Jlvl), Knockin (Kncn) y Cambridge (Camb). La campaña se hizo con una frecuencia de observación de 1,420 MHz con 10 MHz de ancho de banda. Se observó la fuente de radio J0319+415, obteniendo 63 registros el 14 de mayo 2005 en intervalos de 15 minutos cada una, durante cinco horas.

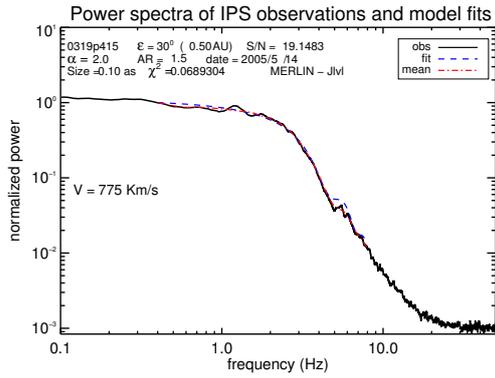
Las Figuras 4.8 - 4.9 muestran algunos ejemplos de los ajustes de los espectros de MERLIN de las 12:37 TU hasta las 12:52 TU. Cada columna de la figura muestra la observación de la radiofuente simultánea con los tres instrumentos, en el apéndice B se muestra el resto de los ajustes para este análisis hasta las 17:37 TU. Se indica la hora de la observación en Tiempo Universal (TU) y el instrumento con el que se hace la observación. La línea negra en los ajustes indica los datos originales del espectro de potencia obtenidos con Fourier mediante las rutinas de EISCAT, la línea roja indica los datos promediados para disminuir el numero de puntos que se ajustaron y en azul se muestra la curva que mejor se ajustó. Los parámetros del ajuste se muestran en las gráfica.



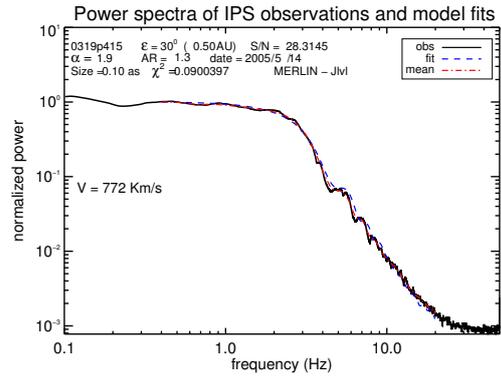
a) 12:37 TU Camb



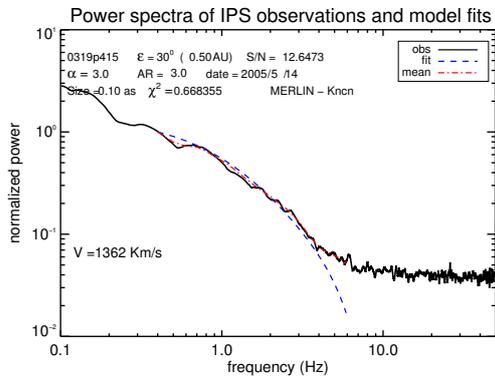
a) 12:52 TU Camb



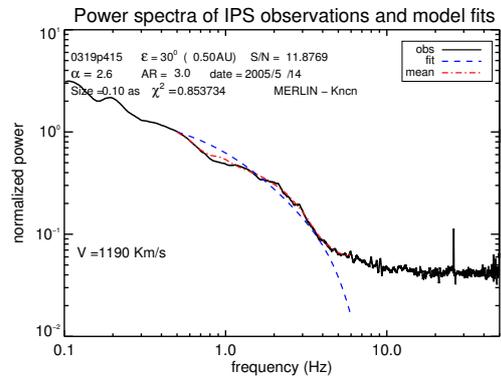
b) 12:37 TU Jlvl



b) 12:52 TU Jlvl



c) 12:37 TU Kncn



c) 12:52 TU Kncn

FIGURA 4.8: J0319+415 12:37 TU

FIGURA 4.9: J0319+415 12:52 TU.

Por otro lado, el análisis de CCF reportado, mostró dos etapas con características distintas durante este período, el primero es de 12:37 TU a 14:10 UT, donde la velocidad del viento solar es de ≈ 750 km/s y un único pico muestra un flujo de viento solar rápido. La segunda etapa es después de las 14:10 TU, y en este caso CCF identifica una EMC con velocidad de ≈ 1000 km/s, se presentan tres picos con velocidades distintas, una posible interacción entre viento rápido y viento lento con una velocidad CCF de 685 km/s aproximadamente.

En la Tabla 4.3 se muestra un resumen de los resultados de los ajustes de la campaña completa. Como se puede observar, se presenta la razón S/R de cada uno de los espectros.

Los espectros que presentan la mayor ganancia en potencia son del instrumento Jodrell Bank Telescope, seguido por Cambridge y finalmente Knockin, que presenta un problema para ajustar el espectro teórico. Los renglones subrayados indican los espectros con una ganancia menor a 13.5 dB.

Observation Name	Radio Source J2000 Name	Single-Site Velocity	Single-Site Alpha	Single-Site AR	Ratio S/N ratio [dB]
1237-15-15-Camb	J0319+415	654	1.5	1.6	9.1
1237-15-15-Jlvl	J0319+415	775	2.0	1.5	19.1
1237-15-15-Kncn	J0319+415	1362	3.0	3.0	12.6
1252-15-15-Camb	J0319+415	627	1.3	1.3	13.0
1252-15-15-Jlvl	J0319+415	772	1.9	1.3	28.3
1252-15-15-Kncn	J0319+415	1190	2.6	3.0	11.8
1307-15-15-Camb	J0319+415	704	1.4	1.0	12.9
1307-15-15-Jlvl	J0319+415	765	2.0	1.0	29.5
1307-15-15-Kncn	J0319+415	1122	2.4	3.0	12.7
1322-15-15-Camb	J0319+415	710	1.3	1.6	13.3
1322-15-15-Jlvl	J0319+415	756	2.0	0.98	28.12
1322-15-15-Kncn	J0319+415	1200	2.3	3.0	12.1
1337-15-15-Camb	J0319+415	671	1.3	1.6	13.9
1337-15-15-Jlvl	J0319+415	690	1.9	1.0	29.0
1337-15-15-Kncn	J0319+415	1182	2.4	3.0	12
1352-15-15-Camb	J0319+415	658	1.3	2.1*	14.9
1352-15-15-Jlvl	J0319+415	699	1.8	1.1	29.7
1352-15-15-Kncn	J0319+415	1119	2.4	3.0	12.9
1407-15-15-Camb	J0319+415	625	1.3	2.0*	14.3
1407-15-15-Jlvl	J0319+415	674	1.8	0.91	29.5
1407-15-15-Kncn	J0319+415	724	1.5	3.0	12.2
1422-15-15-Camb	J0319+415	648	1.3	1.4*	14.2
1422-15-15-Jlvl	J0319+415	661	1.8	0.81	28.9
1422-15-15-Kncn	J0319+415	748	1.4	3.0	11.9
1437-15-15-Camb	J0319+415	671	1.3	0.93	12.2
1437-15-15-Jlvl	J0319+415	723	1.6	1.0	26.7
1437-15-15-Kncn	J0319+415	1159	2.3	3.0	11.7
1452-15-15-Camb	J0319+415	615	1.1	0.86	14.4
1452-15-15-Jlvl	J0319+415	670	1.50	0.75	27.6
1452-15-15-Kncn	J0319+415	1279	2.2	3.0	11
1507-15-15-Camb	J0319+415	849	1.3	2.3*	12.9
1507-15-15-Jlvl	J0319+415	808	1.5	1.5	26.7
1507-15-15-Kncn	J0319+415	1254	2.3	3.0	11.2
1522-15-15-Camb	J0319+415	708	1.3	0.95	16.5
1522-15-15-Jlvl	J0319+415	748	1.6	0.76	25.2
1522-15-15-Kncn	J0319+415	815	1.3	2.9	10.03
1537-15-15-Camb	J0319+415	669	1.4	0.63	16.4
1537-15-15-Jlvl	J0319+415	673	1.6	0.63	25.4

1537-15-15-Kncn	J0319+415	700	1.0	2.7	13.6
1552-15-15-Camb	J0319+415	652	1.4	0.78	14.2
1552-15-15-Jlvl	J0319+415	663	1.6	0.69	25.7
1552-15-15-Kncn	J0319+415	719	1.2	3.0*	13.8
1607-15-15-Camb	J0319+415	685	1.2	0.71	15.8
1607-15-15-Jlvl	J0319+415	694	1.5	0.63	25.5
1607-15-15-Kncn	J0319+415	792	1.3	2.5	9.8
1622-15-15-Camb	J0319+415	691	1.5	0.86	14.5
1622-15-15-Jlvl	J0319+415	695	1.7	0.69	25.7
1622-15-15-Kncn	J0319+415	704	1.3	1.2	12.6
1637-15-15-Camb	J0319+415	638	1.4	0.65	14.5
1637-15-15-Jlvl	J0319+415	646	1.5	0.59	26.4
1637-15-15-Kncn	J0319+415	686	1.3	1.2	13.1
1652-15-15-Camb	J0319+415	613	1.5	1.5	17.4
1652-15-15-Jlvl	J0319+415	680	1.6	1.7	29.01
1652-15-15-Kncn	J0319+415	645	1.3	3.0*	16.0
1707-15-15-Camb	J0319+415	675	1.3	3.0	17.5
1707-15-15-Jlvl	J0319+415	700	1.4	2.5	28.3
1707-15-15-Kncn	J0319+415	708	1.4	3.0	13.7
1722-15-15-Camb	J0319+415	656	1.3	3.0	17.0
1722-15-15-Jlvl	J0319+415	723	1.6	3.0	30.9
1722-15-15-Kncn	J0319+415	1107	2.4	3.0	12.9
1737-15-15-Camb	J0319+415	622	1.3	1.3*	16.2
1737-15-15-Jlvl	J0319+415	636	1.4	1.5	28.9
1737-15-15-Kncn	J0319+415	656	1.3	2.3	15.05

Tabla 4.3: Resultados de los ajustes SSA de la campaña del 14 de Mayo de 2005

Utilizando los valores de las observaciones de la Tabla 4.3, con ganancia mayor a 13.5 dB (no subrayados), se hicieron las gráficas de tiempo contra parámetros de ajuste. En la Figura 4.10 se muestran las gráficas. En el eje x el tiempo universal de la observación y en el eje y están parámetros V , α y razón axial (AR) respectivamente. Se distinguen los instrumentos con distintas viñetas indicadas en la leyenda.

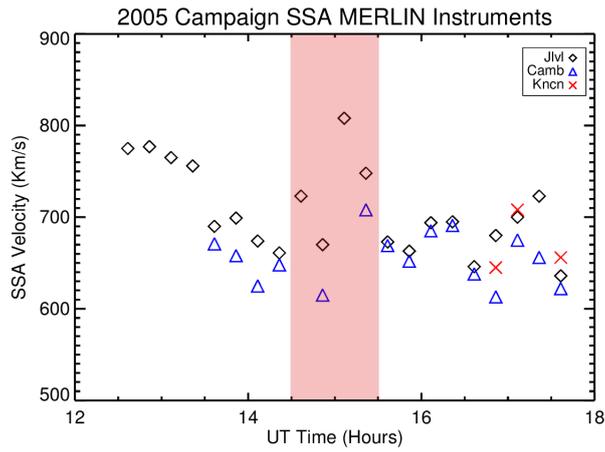
En la Figura 4.10a) se observa un viento inicial rápido asociado a la primer etapa descrita con CCF, su velocidad en SSA es de alrededor de los 750 Km/s, la segunda etapa descrita por CCF se reporta un aumento de velocidad aproximadamente a las 14:30 TU, posiblemente asociado con el paso de la EMC. Durante la tercer etapa se distinguen corrientes con velocidades que oscilan de los 650 a los 700 km/s. En este caso las velocidades obtenidas con SSA son consistentes con las obtenidas con CCF.

Para los valores obtenidos de α en la figura 4.10b) se observa una dispersión mayor en los valores de cada instrumento, sin embargo, se distinguen las dos etapas descritas con CCF y el paso de la EMC con Jlvl y Camb. En el caso de Jlvl, teniendo mayor ganancia en dB que los demás espectros, se puede observar un cambio significativo de

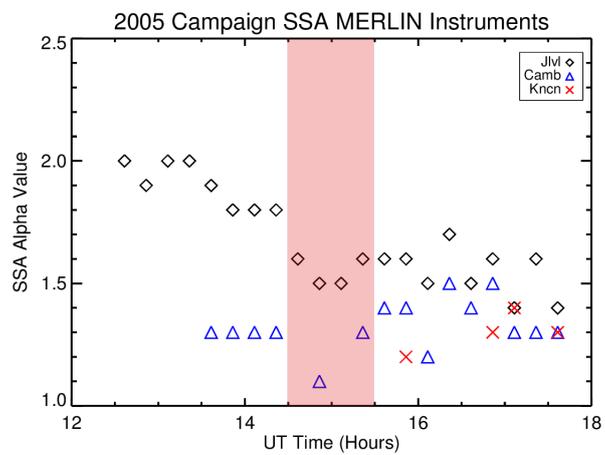
la primera a la segunda etapa, disminuye su valor significativamente al pasar la EMC y oscila durante la segunda etapa como en el caso de la velocidad. Por otro lado, $Camb$ en general, mantiene valores menores que $Jlv1$, mostrando una disminución al paso de la CME similar a $Jlv1$, y oscila durante la tercer etapa.

Finalmente podemos ver la gráfica de AR en la Figura 4.10c), donde se observa que los valores son similares para los distintos instrumentos. Los puntos señalados por un cuadro con la leyenda “noisy” son valores con espectros que presentan ruido en la región de bajas frecuencias, estas podrían estar asociadas a efectos de la ionósfera. Este parámetro también distingue las etapas descritas por CCF y el paso de la EMC, por un lado se mantiene constante durante la primer etapa, con un ligero aumento al paso de la EMC y una disminución después de la misma. Se distingue una región (cuadro azul), al final del periodo, donde hay un aumento importante en la razón axial, esto es de esperarse ya que está asociado a la región de interacción de corrientes durante la tercer etapa.

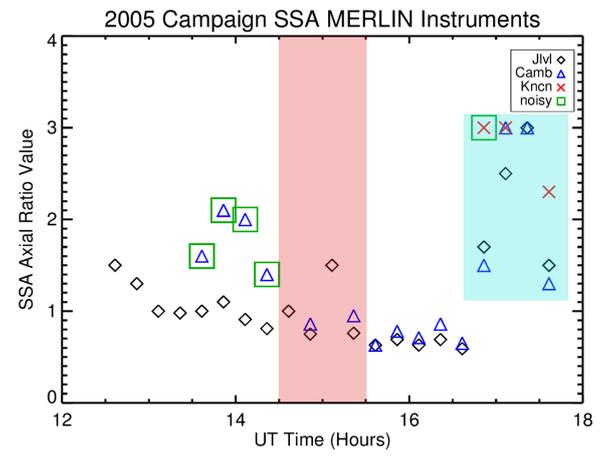
En general, la relación que mantienen los parámetros α y RA durante este periodo es similar al que se presenta en el análisis de la sección anterior con las observaciones de EISCAT. En los casos en que RA aumenta, el valor de α tiende a disminuir. Dado que en estas secciones se estudiaron eventos complejos con estructuras como RIC y EMC en el medio interplanetario, podemos asumir que los parámetros de los ajustes son capaces de distinguir los cambios en las estructuras sobre la línea de visión. La técnica SSA ha demostrado que no sólo tiene la capacidad de determinar la velocidad del viento solar, sino que también es capaz de describir estructuras a partir de las observaciones de CIP al igual que la técnica CCF. Por otro lado podemos concluir que los parámetros de los ajustes varían en rangos de tiempo pequeños, es decir, que no es posible comparar directamente estos parámetros para observaciones obtenidas en tiempos distintos.



a) Velocidades SSA



b) Valores del parámetro α de SSA



c) Valores del parámetro AR de SSA

FIGURA 4.10: Parámetros del ajuste de los espectros de la campaña de 2005. Las franjas rosas indican el paso de la EMC descrita con CCF.

4.2 Rutinas de SSA de MEXART aplicadas a otros instrumentos de la iniciativa WIPSS

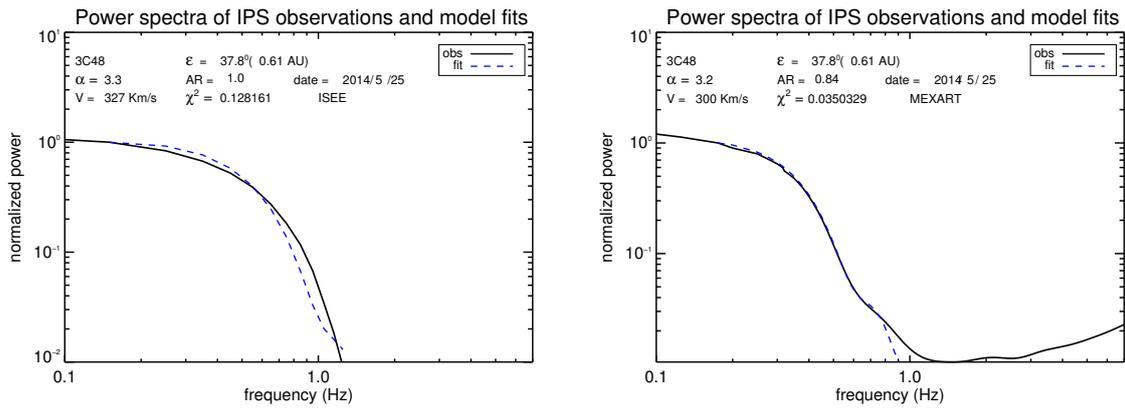
En esta sección se describe un estudio realizado con datos de varios observatorios dedicados a CIP, los cuales participan en la iniciativa WIPSS para el monitoreo de clima espacial en tiempo real. Una de las principales ventajas de la técnica de CIP es la observación de regiones del medio interplanetario que ninguna otra técnica es capaz de llegar, por otra parte, al implementar datos de observatorios localizados en distintas latitudes, se permite el monitoreo continuo del viento solar. Es por esto que estandarizar la metodología para la obtención de propiedades del viento solar utilizando CIP es de gran importancia. La motivación del estudio es probar las rutinas de MEXART para análisis SSA en los distintos instrumentos, de tal manera que sea posible, por medio de un mismo modelo, determinar las propiedades del viento solar mediante instrumentos con propiedades distintas (principalmente sus frecuencias de observación). Se espera que con este análisis sea posible determinar bajo qué circunstancias, los parámetros de ajuste obtenidos con SSA son influenciados por la instrumentación y en que condiciones, se relaciona únicamente con las propiedades del viento solar.

Utilizando las rutinas de ajuste de velocidades de una sola estación como en las secciones anteriores, comparamos los resultados de instrumentos como son el Mexican Array RadioTelescope (MEXART) en México, el arreglo del Institute for Space-Earth Environmental Research (ISEE) en Japón, y el Big Scanning Array (BSA) en Rusia, adaptando el modelo SSA a las frecuencias de observación que opera cada instrumento. El Institute for Space-Earth Environmental Research (ISEE), en Japón, tiene una frecuencia de observación central de 327 MHz, con un ancho de banda de 10 MHz y una tasa de muestreo de 50 Hz (20 ms) (e.g. Kojima and Kakinuma, 1987; Tokumaru et al., 2011), este instrumento opera bajo la dirección de la Universidad de Nagoya, el Big Scanning Array of Lebedev Physical Institute (BSA LPI) también conocido como Pushchino Radio Astronomy Observatory (PRAO) (e.g. Shishov et al., 2008), es un radiotelescopio de una sola estación dedicado parcialmente a CIP, está localizado cerca de Moscú en Rusia y es uno de los arreglos más grandes del mundo, opera a una frecuencia de 111 MHz con un ancho de banda de 2.5 MHz y una tasa de muestreo de 10 Hz (100 ms), consideramos esta como la mínima tasa de muestreo posible efectiva para observaciones de CIP con propósitos de clima espacial. Se analizan datos de observaciones del periodo de 2014/05/23 a 2014/05/29 con los tres radiotelescopios (ISEE, MEXART y BSA LPI) usando la fuente de radio J0137 + 331. Se escogió este periodo debido a que los tres instrumentos observaron esta radiofuente durante esos días.

Se utilizaron las velocidades obtenidas previamente con ISEE, con la técnica CCF como referencia y el se realizó el análisis SSA. Para generar los espectros de potencia de ISEE, MEXART y BSA LPI se utilizó la función de transformación wavelet descrita en Aguilar-Rodriguez et al. (2014), para realizar los ajustes de velocidades se emplearon como tamaño de fuente 0.3 arcsec (140 Mhz y 111 MHz) y 0.25 arcsec (327 MHz).

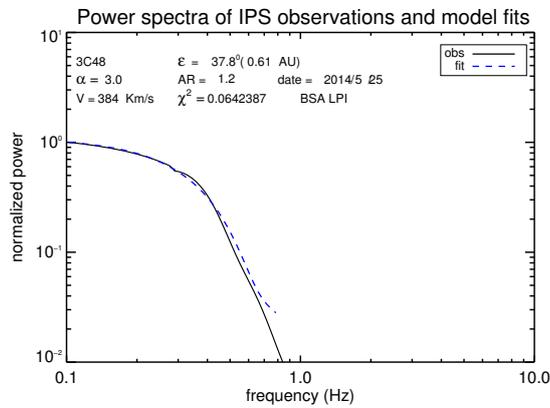
La Figura 4.11 muestra un ejemplo de los ajustes realizados usando la rutina MEXART SSA adaptada a cada radiotelescopio, el resultado de los ajustes se muestra en la Tabla 4.4. Los resultados muestran que las velocidades SSA son consistentes con las reportadas por ISEE con CCF, considerando un viento solar ambiente, sin cambios importantes durante las observaciones. El parámetro α en este caso es muy similar para todos los

instrumentos. Este tipo de análisis de observaciones durante el mismo día, de diferentes instrumentos de CIP se puede ayudar a explorar el comportamiento de los parámetros de ajuste (α y AR) para saber cuándo el cambio de estos parámetros obtenidos en el ajuste de velocidades se debe al instrumento, o a las propiedades físicas del viento solar. La Tabla 4.4 muestra que las rutinas MEXART se pueden adaptar a otros instrumentos y utilizarse en un rango libre de valores donde es posible inferir también α y AR , además de las velocidades del viento solar. En este caso se cuenta con un número pequeño de observaciones, sin embargo, es un ejemplo de cómo se pueden trabajar las metodologías para obtener más valores, y así colaborar al desarrollo de la red mundial de observaciones de CIP (WIPSS).



a) ISEE

b) MEXART



c) BSA LPI

FIGURA 4.11: Ajuste del modelo de velocidades en los espectros de los instrumentos ISEE, MEXART y BSA LPI.

Fecha	CCF ISEE	ISEE			MEXART			PRAO		
	V_{CCF}	V_{SSA}	α	AR	V_{SSA}	α	AR	V_{SSA}	α	AR
20140523	315	394	2.5	0.89	374	2.5	1.2	NA	NA	NA
20140524	318	356	2.6	1.7	334	2.8	1.0	418	2.7	1.3
20140525	354	290	2.5	0.94	306	3.0	1.0	384	3.0	1.2
20140526	380	362	2.5	2.1	281	3.0	0.94	398	2.8	1.3
20140527	283	318	2.7	1.5	481	2.5	1.1	415	2.9	1.2
20140528	423	378	2.6	1.3	343	2.5	1.2	422	2.8	1.3
20140529	300	316	2.5	1.0	329	2.5	1.2	481	2.9	1.2

Tabla 4.4: Tabla de resultados de los ajustes de las observaciones de J0137+331 con ISEE, MEXART y BSA LPI (PRAO), se muestra también el resultado de CCF por ISEE en el mismo periodo.

4.3 Conclusiones

En este trabajo se estudia más profundamente el alcance que tiene la metodología desarrollada para el análisis de una sola estación de CIP. Las rutinas implementadas en MEXART fueron adaptadas satisfactoriamente a los distintos instrumentos (con distintas frecuencias de observación) que contribuyen a las observaciones de CIP. En general, las velocidades de viento solar calculadas son consistentes con las reportadas mediante estudios de CCF. Sin embargo, con el ejemplo de la campaña de 2005, se pudo observar cómo las propiedades del viento solar varían en cortos intervalos de tiempo (horas), es por esto que al tener observaciones de la misma radiofuente, en distintos instrumentos (existiendo horas de diferencia entre ellos), no necesariamente tendríamos que esperar los mismos valores para todos los parámetros del viento solar.

Más allá de la descripción de las velocidades, un resultado importante que se observó con la campaña de 2005, es que los parámetros α y RA muestran un comportamiento que está relacionado con los cambios en las propiedades del viento solar, esto no pudo ser observado en el caso de las otras campañas, ya que las observaciones no contienen la información que permitiera hacer un estudio más completo de estos parámetros. Sin embargo, en este trabajo, donde se realizan los ajustes del espectro teórico variando en un rango de valores a los parámetros, se muestra una mejora significativa para el estudio de las propiedades de las estructuras de la heliosfera mediante datos de CIP. En este trabajo se ha determinado también el importante rol que juega la razón señal/ruido de los espectros de potencia, marcando un filtro para determinar observaciones con baja calidad que pueden dar valores erróneos de los parámetros de los ajustes.

El principal objetivo de este trabajo es implementar el ajuste SSA a eventos descritos por CCF, mostrando la analogía de las dos técnicas para el cálculo de velocidades del viento solar. Sin embargo, en adición al cálculo de las velocidades, estos análisis nos permitieron estudiar por primera vez los parámetros α y RA, y observar su comportamiento al ajustar los distintos espectros. Se mostró que los cambios en los valores de los parámetros representan cambios en las propiedades de la corriente a lo largo de la línea de visión y que es posible buscar firmas en estos valores para la descripción de estructuras sobre la línea de visión (Figura 4.10). Este primer ejercicio muestra que es posible estudiar más

a fondo el viento solar con observaciones de CIP de una sola estación, sin embargo, es necesario analizar un mayor número de casos para concluir un comportamiento común entre los parámetros, así como estudiar más a fondo las características del modelo que describen turbulencia y anisotropía en el medio.

Implementación de datos de CIP del MEXART en el modelo de tomografía UCSD para modelación del medio interplanetario.

El equipo de trabajo del Dr. Bernard V. Jackson del Centro de Astrofísica y Ciencias Espaciales de la Universidad de California en San Diego (CASS / UCSD) desarrolló un modelo de tomografía tridimensional (3-D) para reconstruir propiedades (densidad y velocidad) del viento solar en la región de la heliosfera interna a partir de datos de CIP. El modelo tiene como objetivo reproducir las propiedades cinéticas de las corrientes del viento solar (Jackson et al., 1998) así como mostrar la evolución de las EMC en la heliosfera interna (Jackson et al., 2003; Hick and Jackson, 2004; Jackson and Hick, 2004). El modelo numérico se utiliza actualmente con datos de CIP del Instituto de Investigaciones Espaciales y Ambientales (ISEE) de la Universidad de Nagoya en Japón. Este modelo se aplica para desarrollar predicciones en tiempo real de corrientes de viento solar en la heliosfera interna. En este capítulo utilizamos datos de CIP del MEXART con el programa de tomografías del viento solar de la UCSD. El objetivo es estudiar los resultados del modelo con los datos del MEXART para analizar la factibilidad para desarrollar tomografías del viento solar. Dado que los observatorios de CIP se localizan en distintas longitudes geográficas, es imposible para un sólo sistema observar continuamente el Sol, es por esta razón que se busca combinar y unificar las observaciones de CIP en el modelo de tomografías de UCSD, esto permitiría complementar las observaciones de las diferentes estaciones y lograr un seguimiento continuo del sol. La inclusión de datos de CIP del MEXART en el modelo de tomografías, representa el primer paso para el desarrollo de esta red de observación continua del medio interplanetario a nivel mundial. Los resultados muestran que incluso empleando un número pequeño de fuentes de CIP (4) detectadas diariamente durante un mes, el programa UCSD es capaz de reproducir la estructura de las corrientes de viento solar que llegan a 1 AU, dando seguimiento incluso a la evolución de una Eyección de Masa Coronal (EMC). Para desarrollar el trabajo, se combinaron observaciones de CIP realizadas durante los mismos días por los radiotelescopios de ISEE y MEXART. Se encontró que los resultados del análisis del viento solar mejoraron significativamente en resolución espacial cuando se combinaron

las observaciones de las dos estaciones. Esto demuestra que es deseable integrar las observaciones del MEXART a las que actualmente aporta el ISEE, con el fin de generar reconstrucciones tridimensionales de la heliosfera interna y predicciones de clima espacial más precisas como parte de la Iniciativa de Estaciones de CIP Mundiales (WIPSS).

5.1 Modelo tomográfico del viento solar UCSD

El fenómeno de centelleo interplanetario se produce a partir de la dispersión de ondas de radio de fuentes compactas por fluctuaciones de densidad electrónica de estructuras de ~ 200 Km. Al analizar estas fluctuaciones en las mediciones de intensidad de flujo de radiofuentes galácticas, es posible inferir algunas propiedades del viento solar. Los estudios del viento solar basados en las observaciones de CIP han proporcionado información valiosa sobre la física de la heliosfera interna durante más de 50 años (Hewish et al., 1964; Cohen and Gundermann, 1969; Gapper et al., 1982; Scott et al., 1983). Es posible entonces utilizar las observaciones de CIP para determinar velocidades del viento solar y fluctuaciones de densidad de electrones dentro de la heliosfera interna donde no se encuentran naves espaciales disponibles para obtener mediciones *in situ*. Por ejemplo, las primeras mediciones de velocidad del viento solar por encima de los polos se obtuvieron a partir de datos de CIP varios años antes de que fueran posible las observaciones *in situ* de Ulysses (Coles et al., 1980; Kojima and Kakinuma, 1987). Las mediciones del flujo de algunas radiofuentes extragalácticas por algunos días consecutivos proporciona conjunto de datos de observaciones de líneas de visión de varias fuentes de radio que podemos emplear para seguir la evolución de las perturbaciones a gran escala en el viento solar (Manoharan et al., 2000; Bisi et al., 2010a; Romero-Hernandez et al., 2015). Observaciones de CIP pueden ser utilizados también para el pronóstico de clima espacial (Tokumaru et al., 2012; Yu et al., 2015).

El modelo de tomografías del viento solar es capaz de reproducir la propagación de estructuras a gran escala del medio interplanetario. El modelo del viento solar es cinemático dependiente del tiempo y utiliza conjuntos de datos de CIP para reconstruir corrientes de viento solar (velocidades y densidades) en 3-D en la heliosfera interna. Este análisis tomográfico se ha aplicado con éxito a los datos de CIP obtenidos por diferentes radiotelescopios: ISEE (anteriormente denominado Laboratorio de Medio Ambiente Solar y Terrestre, (STELAB) a 327 MHz), el European Incoherent Scatter Scientific Association (EISCAT) a una frecuencia de operación de 930 MHz, el arreglo de Cambridge a una frecuencia de operación de 81 MHz (Jackson et al., 1998) y Ooty Radiotelescope (ORT) a 327 MHz en la India (Kojima et al., 1998; Jackson et al., 1998; Bisi et al., 2009b,a).

El modelo de tomografía UCSD hace una reconstrucción a gran escala de las estructuras del viento solar en la heliosfera interna utilizando datos de sensores remotos. Esta técnica de tomografía se ha utilizado para pronosticar la llegada de CMEs a la Tierra y actualmente opera en tiempo casi real usando datos del ISEE (<http://stsw1.stelab.nagoya-u.ac.jp/index-e.html>). La técnica asume que el flujo del viento solar es radial y utiliza un modelo de viento solar cinemático que obedece las leyes básicas de conservación del flujo de masa (Jackson et al., 1998). El algoritmo itera para determinar el mejor ajuste del modelo a los datos CIP usando una técnica de mínimos cuadrados que involucra los valores observados de velocidad y densidad. Las entradas del modelo tomográfico de viento solar son los valores de velocidad y densidad obtenidos a partir de las observaciones con CIP.

Es importante tomar en cuenta que estos valores de velocidad y del índice de centelleo del viento solar m son en realidad el resultado de contribuciones estadísticas a lo largo de la línea de visión. El modelo considera entonces una función de ponderación $W(z)$ para cada observación sobre la línea de visión que caracteriza las propiedades del medio a una distancia dada z y que depende de la longitud de onda λ de la observación (Young, 1971; Kojima et al., 1998):

$$W(z) = 2\pi \int q dq \sin^2 \left(\frac{q^2 \lambda z}{4\pi} \right) \exp \left(-\frac{\theta_0^2 q^2 z^2}{2} \right) q^{-3}, \quad (5.1)$$

donde el cuadrado de la función seno es el filtro de Fresnel, la expresión exponencial funciona como una atenuación de CIP para fuente grandes y para largas distancias. Θ_0 es el tamaño angular de la fuente, y q es el número de onda de las fluctuaciones de densidad del viento solar ΔN (cuyo espectro de potencia sigue una ley de potencia (Hick and Jackson, 2004; Asai et al., 1998)).

El cuadrado del índice m está dado por

$$m^2 = \int dz W(z) \Delta N^2. \quad (5.2)$$

Estas integrales se evalúan de 0.0 a 2.0 AU de la Tierra, sus soluciones siguen el formalismo de Jackson et al. (1998). El programa UCSD integra los valores de ΔN^2 a lo largo de la LV para obtener una aproximación a $W(z)$ del modelo 3-D.

La figura 5.1 muestra las funciones de ponderación a lo largo de la línea de visión de 0 a 2 AU correspondientes a las observaciones MEXART (140 MHz) e ISEE (327 MHz). Para el modelo de tomografías asumimos un tamaño de fuente promedio de 0.1 arcsec para fuentes de CIP a 327 MHz (ISEE) y 0.2 arcsec a 140 MHz (MEXART). La función de peso depende principalmente de la frecuencia de observación y del tamaño de la fuente observada. Para cada frecuencia, el punto máximo es distinto debido a la relación entre la escala de las irregularidades en el medio (que depende de la frecuencia) y la distancia z al punto donde las ondas se difractan.

En la actualidad, el programa UCSD trabaja en tiempo real utilizando los datos CIP proporcionados por ISEE para predecir los flujos de viento solar en la heliosfera interna (véase <http://ips.ucsd.edu/>). Otra característica importante del modelo de tomografías es la inclusión de los datos *in situ* de naves al modelo, esto permite que el modelo tenga un mayor número de datos observados para el ajuste de velocidades y densidades. El modelo de tomografías permite escoger la nave que se quiere incluir (ACE, CELIAS, STEREO) con datos *in situ* y trata esta información del mismo modo que a los datos de CIP para el modelo.

5.2 Red Mundial de Estaciones de CIP (WIPSS)

Una limitación que tienen las observaciones de CIP es que se realizan en tierra del lado día. Siguiendo el movimiento de rotación de nuestro planeta, las estaciones de CIP hacen un escaneo de las radiofuentes extragalácticas alrededor del sol. Eso limita en general las observaciones disponibles a un intervalo de tiempo durante el lado día. Para poder hacer un seguimiento continuo de las perturbaciones que se propagan en el viento solar es necesario complementar las observaciones de CIP utilizando estaciones a diferentes

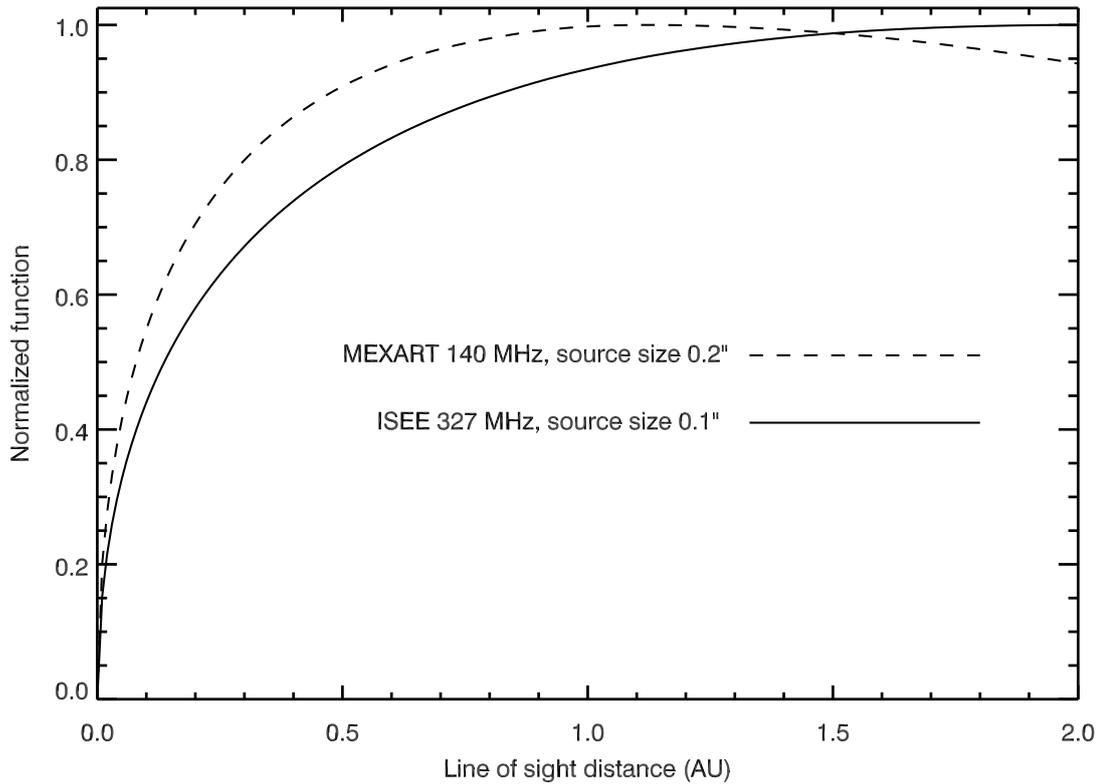


FIGURA 5.1: Función de peso $W_C(z)$ para MEXART con tamaño de fuente de 0.2 arcsec e ISEE asumiendo un tamaño de fuente de 0.1 arcsec.

longitudes que vayan siguiendo el movimiento del Sol con respecto a nuestro planeta. La comunidad de CIP está buscando un consorcio global para compartir y combinar observaciones con fines de predicción y análisis de eventos de clima espacial. La iniciativa WIPSS tiene como objetivo conformar una red de monitoreo continuo de las estructuras de viento solar en la heliosfera interna combinando datos de CIP de varias estaciones a diferentes longitudes y aplicando el modelo de tomografías de UCSD. La combinación de datos de CIP de varias estaciones, situadas en diferentes longitudes y operando a diferentes frecuencias, permitirá en principio una mejor resolución temporal y espacial de las reconstrucciones 3-D de corrientes de viento solar. En este capítulo se presenta el primer paso para incorporar el MEXART en la red de WIPSS. Este estudio puede ayudar a probar cómo las observaciones de CIP de diferentes instrumentos pueden ser combinadas en el programa de tomografía del viento solar para realizar un seguimiento de las perturbaciones interplanetarias en tiempo quasi-real. Este resultado tendría aplicaciones importantes para el monitoreo y predicción del clima espacial.

En este análisis se integran y calibran los datos de CIP de MEXART para poder emplearse en el programa de tomografía del viento solar. Se muestran resultados utilizando los datos conjuntos del MEXART y ISEE para ilustrar cómo la tomografía de UCSD puede ser mejorada mediante la combinación de datos complementarios.

5.3 Observaciones de CIP y análisis de datos.

Para este estudio utilizamos datos de CIP de MEXART (<http://www.mexart.unam.mx/>) e ISEE (<http://stsw1.stelab.nagoya-u.ac.jp/index-e.html>). Ambos radiotelescopios son instrumentos dedicados totalmente a observaciones de CIP. El intervalo que cubre este estudio es de noviembre de 2014 (Rotación Carrington número 2156.7) coincidiendo alrededor el máximo del ciclo solar 24. Utilizamos las mediciones de 4 radiofuentes de CIP del MEXART: 3C273, 3C283, 3C286 y 3C298, obteniendo un total de 73 mediciones (aproximadamente 4 por día) del viento solar con datos de CIP. Algunos de los valores de velocidad del viento solar y valores de g fueron reportados en el artículo Chang et al. (2016) presentado en el capítulo 2. Durante el mismo intervalo ISEE observó un total de 44 radiofuentes por día resultando un total de 1340 mediciones de viento solar con datos de CIP.

Archivo de formato estándar

El *archivo de formato estándar* de CIP es el archivo de entrada acordado por el consorcio WIPSS para compartir datos y ejecutar el programa de tomografía del viento solar de la UCSD. Este formato unificado debe ser producido por cada observatorio de CIP. En este momento ISEE proporciona sus datos de CIP con este formato estándar en tiempo real. La Figura 5.2 muestra el formato y la información específica de cada columna. Las columnas incluyen la fecha de observación, el tiempo medio (hora central de la observación), un nombre abreviado para el instrumento (MEXA para MEXART), la frecuencia y el ancho de banda, nombre y coordenadas de la fuente de radio (ascensión y declinación derecha), el limbo del Sol de la fuente en ese momento, la distancia al punto-P, el ángulo de elongación, el valor del índice g y el método utilizado para calcular las velocidades (método de una sola estación (SSA) o de múltiples estaciones (CCF)).

En la figura 5.2 se muestra el encabezado de los datos del MEXART producidos y reportados utilizando el formato estándar. Actualmente se cuenta con la rutina que crea el formato estándar para datos del MEXART.

1	Date	MidObsUT	Dur.	Site	Freq	BW	Source	Size	RA-J2000	Dec-J2000	Limb	Dist.	Lat.	PA	Elong	Vel.	V-err	g-value	g-err	Method
2	20141105	16:16:00	4.0	MEXA	140	2	3C273	-999	12 29 06 002 03 09	W	143.45				41.8	-999	-999	-999	-999	3-St.
	CC	419	-999	1.729	-999	1-St.	PS													
3	20141105	18:06:18	4.0	MEXA	140	2	3C298	-999	14 19 08 006 28 35	W	89.02				24.5	-999	-999	-999	-999	3-St.
	CC	570	-999	1.453	-999	1-St.	PS													
4	20141106	16:12:00	4.0	MEXA	140	2	3C273	-999	12 29 06 002 03 09	W	146.21				42.8	-999	-999	-999	-999	3-St.
	CC	470	-999	1.034	-999	1-St.	PS													

FIGURA 5.2: Archivo de formato estándar. Este archivo representa la entrada para el uso de los datos de CIP en la tomografía de UCSD.

5.4 Resultados de la tomografía

Durante esta rotación Carrington se identificaron y estudiaron dos estructuras interplanetarias que llegaron a la Tierra. Uno de los eventos, es una EMC semi-halo que ocurrió el día 2014/11/07, la cual causó una tormenta geomagnética tres días después el 2014/11/10. Un segundo evento es una estructura de una región corrotante el 2014/11/27 y que produjo un aumento de densidad que se observó en las tomografías de MEXART e ISEE y que se

midió *in situ* por naves espaciales situadas cerca del punto Lagrangiano L_1 a lo largo de la línea Sol-Tierra.

Se corrió el modelo de tomografía de UCSD utilizando los datos de CIP del MEXART. El análisis de correlación entre los resultados de densidad de la tomografía a 1 UA y los datos *in situ* del monitor de protones del Charge, Element, Isotope Analysis System (CELIAS) (Hovestadt et al., 1995) ubicado en el punto L_1 , entre la Tierra y el Sol, se muestra en la Figura 5.3. La tomografía se obtuvo sin incluir y ajustar los datos *in situ*. En la figura se muestran dos líneas en la columna izquierda que representan valores del resultado de la tomografía de UCSD (línea punteada) y los valores de densidad del viento solar de datos *in-situ* (línea continua). Los valores de densidad predichos por el modelo de tomografías muestran un buen acuerdo con observaciones *in situ* en varios aspectos críticos, especialmente para las estructuras de gran escala. La llegada *in-situ* de la EMC del 11/10 es anunciada por un aumento en la densidad en el resultado de la tomográfica para el 2014/11/11. En una fecha posterior el 2014/11/27 se presenta otro aumento de la densidad tanto en datos *in-situ* como en la curva de la tomografía. Ambos eventos se subrayan en la columna izquierda de la Figura 5.3. Por otro lado, la columna derecha de la Figura 5.3, muestra la correlación que existe entre el resultado de la tomografía y los datos reportados *in situ* por la nave CELIAS. El valor de la correlación en este caso es pequeño, a pesar de que la tomografía sí describe las estructuras con mayor densidad durante esta rotación de Carrington, no se presentan en los tiempos correctos, lo que provoca que la correlación disminuya y tenga un valor de 0.434.

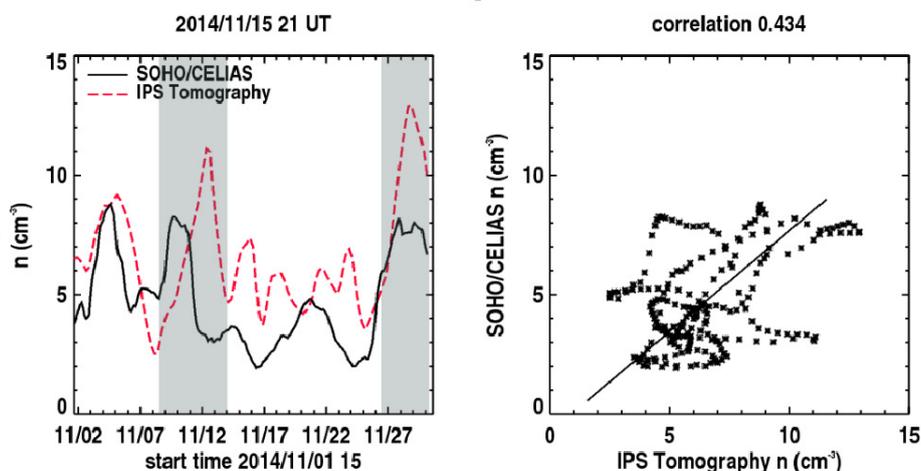


FIGURA 5.3: Correlación de los datos *in situ* de CELIAS (línea continua) y resultado de la tomografía (línea punteada) usando sólo datos de CIP del MEXART.

Por otro lado, se hizo el análisis de tomografías usando los datos de ISEE ajustando el modelo a los datos *in situ* de CELIAS. La comparación de estos datos se muestra en la figura 5.4. En la columna derecha se puede observar un valor más alto de correlación, se subrayan las estructuras que se analizaron, como en el caso anterior, y se puede ver que la tomografía la logra reproducir con un coeficiente de correlación de 0.85 para este caso.

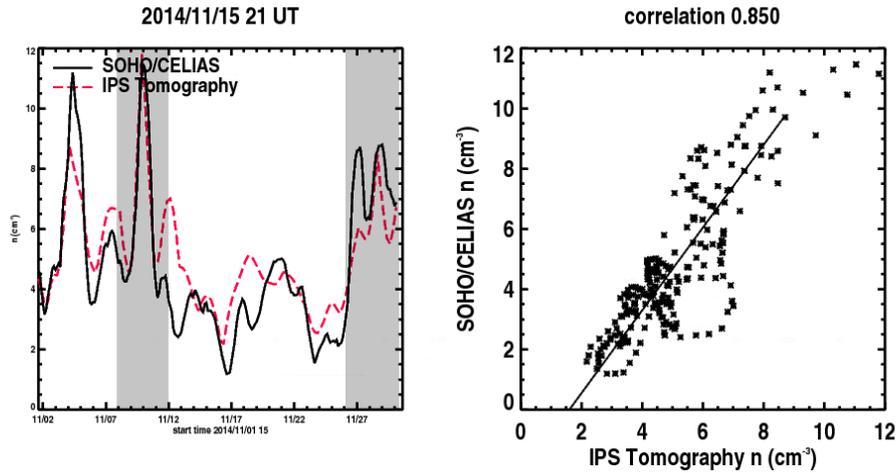


FIGURA 5.4: Correlación de los datos *in situ* de la nave CELIAS (línea continua) y el resultado de la tomografía (línea punteada) usando datos de ISEE y el ajuste de datos *in situ*.

Un tercer análisis de tomografías se realizó incluyendo datos de CIP de MEXART, ISEE y datos *in situ* de la nave CELIAS como entradas del modelo. El resultado en este caso se muestra en la Figura 5.5. El ajuste en este caso es excelente, la abundancia de los datos de entrada para el modelo de tomografía permite aumentar la resolución de las imágenes, de modo que se las estructuras reproducidas por las tomografías a 1 UA coinciden con los datos *in situ* de la nave CELIAS. Los mismos dos eventos del caso anterior se observan en esta imagen con mayor detalle, especialmente en el caso de la estructura del 27/11/2014, donde los dos picos se ajustan mejor que en cualquiera de las tomografías anteriores, teniendo en este caso un coeficiente de correlación de 0.96. En las siguientes secciones se analizan y comparan las tomografías obtenidas de ambos eventos.

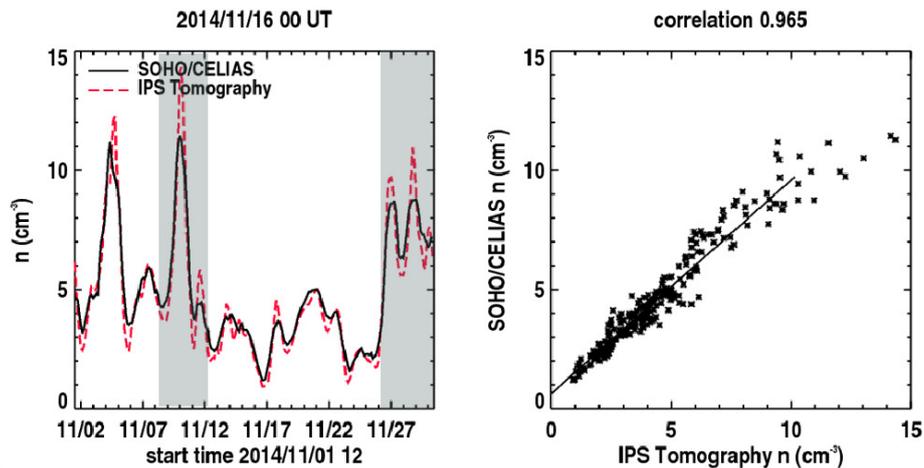


FIGURA 5.5: Correlación de los datos *in situ* de la nave CELIAS (línea continua) y el resultado de la tomografía (línea punteada) usando datos de MEXART e ISEE y el ajuste de la tomografía a los datos *in situ*.

Evento del 10/11/2014

El evento del 10/11/2014 estuvo asociado con una fulguración X1.6 proveniente de la región activa 2205, en la cual hubo una EMC el día 2014/11/07. Este evento ocasionó una tormenta geomagnética reportada como G2 en la escala del Centro de Predicción del Tiempo Espacial de la NOAA (SWPC - <http://www.swpc.noaa.gov/>).

Como referencia se muestra la corrida de ENLIL del análisis de la EMC tipo halo a su arribo en la Tierra (Figura 5.6). Se presentan los resultados de una simulación del evento. Esta simulación es con el código ENLIL+ modelo WSA y el modelo cónico (Odstřil and Pizzo, 1999; Odstřil, 2003), realizada por el Centro de Modelación Coordinada Comunitaria (CCMC) (Figura 5.6). Se utilizó la ubicación de la región activa asociada (N17E40) como un proxy para la dirección de la trayectoria inicial de la EMC. En el límite interior (21 R_o) se inyectó a la CME una velocidad de 900 Km/s con un radio de 10 R_o , y una densidad y temperatura 10 veces mayor que los valores del viento solar corriente arriba. La columna de la izquierda muestra cortes eclípticos en los contornos de la densidad del viento solar el 2014/11/10 a las 18:00 TU. ENLIL hizo una predicción de llegada de la EMC en el día 2014/11/10 a las 10:00 TU. En la figura 5.6, en el corte eclíptico, se aprecia una región corrotante de alta densidad arribando a la Tierra, sin embargo, la zona de baja densidad que precede a la estructura indica que es una EMC con su onda de choque frontal que interactúa con la región corrotante.

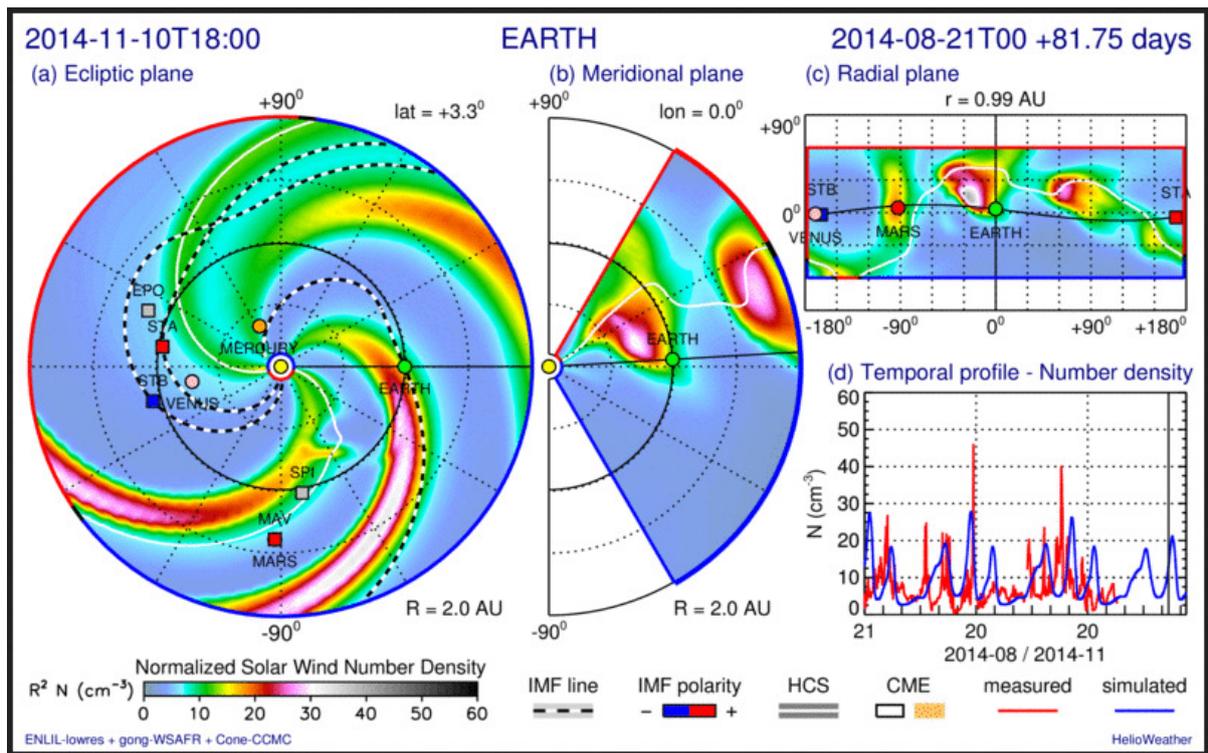


FIGURA 5.6: Modelo de ENLIL en un corte eclíptico de la predicción de la EMC iniciada el día 07 de Noviembre de 2014 y que arribó a la Tierra el 10 de Noviembre de 2014.

Las Figuras 5.7, 5.8 y 5.9 muestran las imágenes de las tomografías del medio interplanetario del análisis 3-D de UCSD para este evento proyectado en el plano eclíptico. Por un lado, la Figura 5.7 corresponde a la gráfica de la Figura 5.3, hecha únicamente con datos

del MEXART, muestra los contornos en dos momentos diferentes, donde la estructura de la EMC se aproxima a la Tierra el 10/11/2014 llegando un día después 11/11/2014. La llegada del CME a 1.0 AU aparece como una estructura corrotante, lo cual es proporcional a los puntos de datos observacionales que están disponibles en el instrumento MEXART en ese momento. La Figura 5.8 muestra las imágenes correspondientes al análisis de las gráficas en 5.4 para este evento. En este caso, la imagen muestra que la EMC pasa por la Tierra aproximadamente el 10/11/2014. La estructura de la EMC en este caso se ve más definida y el tiempo de arribo coincide con la tormenta geomagnética reportada.

Finalmente, la Figura 5.9 corresponde a la gráfica de la Figura 5.5, muestra el análisis de la reconstrucción en densidad de corte eclíptico utilizando los datos de MEXART, ISEE y datos *in situ* de la nave CELIAS como se describe en Jackson et al. (1998). La misma estructura de EMC que se reproduce en ENLIL se muestra extendiéndose más claramente en esta tomografía al igual que la zona de baja densidad que prosigue a la región corrotante.

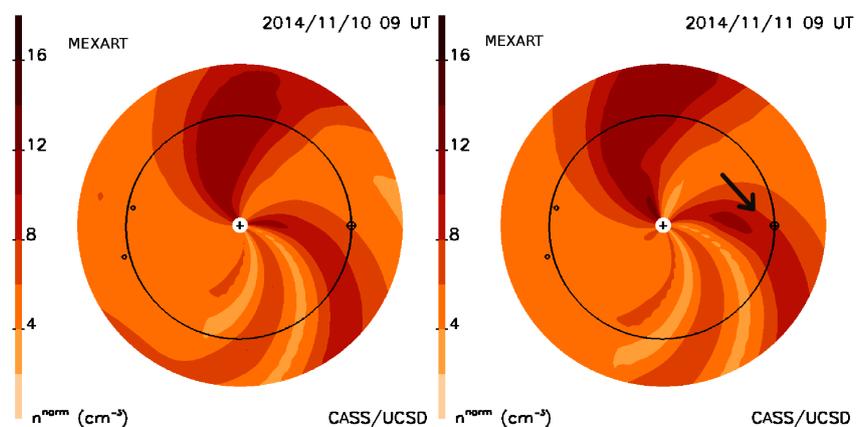


FIGURA 5.7: Reconstrucción tomográfica de las densidades de viento solar para la llegada de la EMC el 10/11/2014 (corte plano eclíptico) utilizando datos del MEXART.

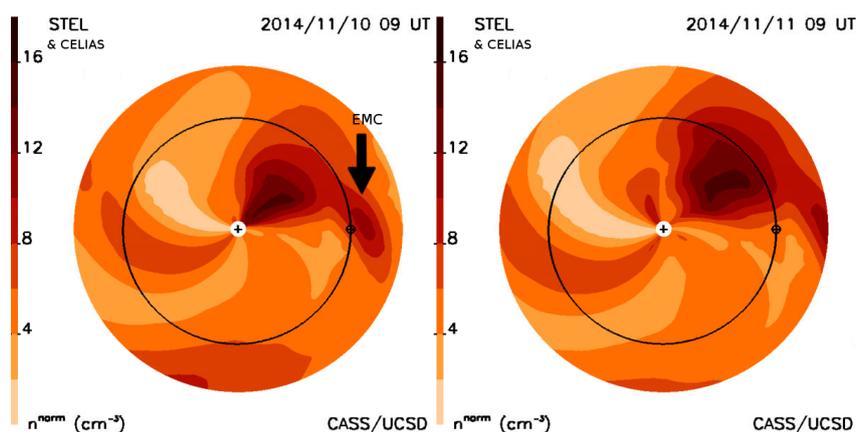


FIGURA 5.8: Reconstrucción tomográfica de las densidades de viento solar para la llegada de la EMC el 10/11/2014 (corte plano eclíptico) utilizando datos del MEXART.

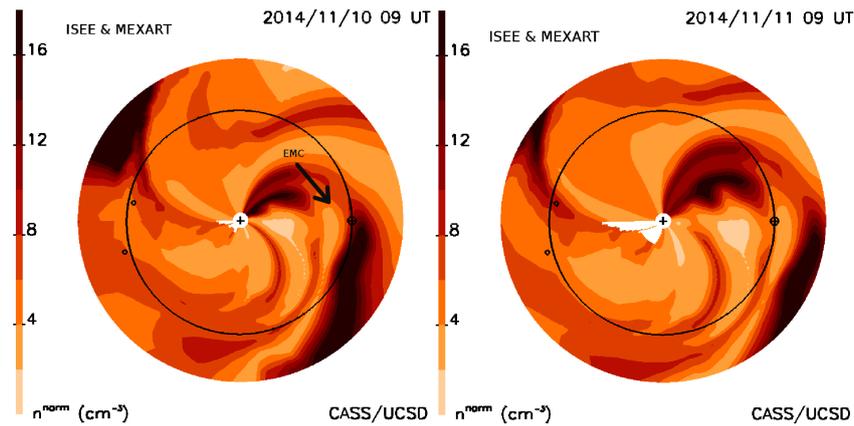


FIGURA 5.9: Reconstrucción tomográfica de las densidades del viento solar del arribo de la EMC el 10/11/2014 usando datos de CIP combinados del MEXART e ISEE.

En este caso es importante resaltar que los datos del MEXART, junto con el modelo de tomografías, reproduce las estructuras de gran escala del viento solar. En este caso la región corrotante observada por MEXART, que como se esperaba, se describe con mayor detalle al incluir datos de ISEE y el ajuste a 1 UA de los datos de CELIAS. Esto demuestra que las observaciones del MEXART tienen la calidad suficiente para ser incluidos en el modelo de tomografías que describe el medio interplanetario y que en un futuro podría predecir eventos de clima espacial.

Evento del 27/11/2014

Un análisis similar se muestra utilizando los datos de MEXART, ISEE y CELIAS para el 27 de Noviembre de 2014. La Figura 5.10 (lado izquierdo) muestra las tomografías hechas con los datos del MEXART sin ajustes a las mediciones *in situ* del programa de tomografía UCSD (Figura 5.3). Como en este caso los datos de CIP del MEXART son insuficientes al este de la línea Sol-Tierra, no se puede entonces obtener un buen ajuste, y esta área se deja en blanco en el gráfico de contorno. La Figura 5.10 (lado derecho) muestra este mismo período de tiempo utilizando los datos de CIP del MEXART, ISEE e incluyendo las mediciones de CELIAS *in situ* en el ajuste. Aquí la estructura corrotante se divide en partes y se muestra mucho más detalle. Aquí parece que hay dos CME o una estructura corrotante rota que claramente mejora cuando se usan todas las mediciones disponibles, estas dos estructuras se pueden ver también en la Figura 5.5, donde dos aumentos en densidad indican la presencia de estas dos estructuras.

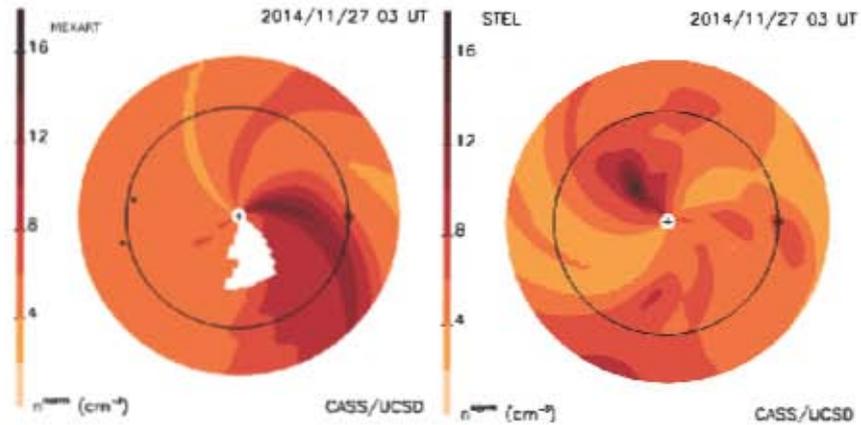


FIGURA 5.10: Tomografía del viento solar de la estructura observadas el 27 de Noviembre de 2014 en el punto L_1 en datos *in situ* por CELIAS, a la izquierda la tomografía usando datos del MEXART y a la derecha usando las observaciones combinadas de MEXART, ISEE y CELIAS (se indican las dos estructuras que se observan con CELIAS y que son reproducidas en la tomografía).

Este análisis demuestra la importancia de la cantidad de observaciones que se pueden incluir en este modelo, y que es posible aumentar la resolución de las imágenes al contar con la colaboración de un mayor número de instrumentos.

5.5 Discusión y conclusiones

En este capítulo se presenta la reconstrucción de la tomografía del viento solar de UCSD utilizando datos de CIP del MEXART. El objetivo era reconstruir la estructura de gran escala de la heliosfera interna durante la rotación de Carrington 2156.7. El instrumento MEXART ha mejorado las observaciones para implementar la técnica de CIP, así como la respuesta de la antena para captar un mayor número de fuentes. Se demostró que las observaciones del MEXART tienen la calidad necesaria para reproducir estructuras de gran escala del viento solar utilizando el programa de tomografía del viento solar de UCSD. Este es un primer paso para incluir los datos de CIP del MEXART en la tomografía en tiempo casi real que produce el programa de análisis de UCSD actualmente con datos de ISEE. Los resultados de las reconstrucciones del viento solar que utilizan datos del MEXART muestran un buen acuerdo con los resultados del modelo ENLIL y también son consistentes con el evento de EMC detectado en los datos *in situ* de CELIAS. Los resultados de este trabajo muestran que la inclusión de más de una estación de CIP puede mejorar la resolución temporal y espacial de la tomografía UCSD. La importancia de tener estaciones de CIP ubicadas en diferentes longitudes mejorará significativamente las capacidades de la técnica para medir el viento solar de la heliosfera interna. Este trabajo es un primer paso también en la iniciativa WIPSS para incluir datos de CIP de diferentes estaciones. En la actualidad, la iniciativa WIPSS se encuentra en marcha, buscando que cada observatorio pueda reportar sus datos en el mismo *archivo en formato estándar* y así ser incluidos directamente en el programa, por su parte, MEXART está trabajando para obtener valores en tiempo casi real para crear el *archivo en formato estándar*.

6

Conclusiones generales

El proyecto de investigación propuesto inicialmente para esta tesis se centró en el desarrollo de herramientas para el análisis de estructuras del medio interplanetario, utilizando datos de CIP del MEXART, para ser integrado en un modelo cinético de tomografías desarrollado en la Universidad de California, San Diego (UCSD), el cual crea una reconstrucción de la heliosfera interna. Sin embargo, para poder utilizar los datos del MEXART en el modelo de tomografías, fue necesario mejorar la respuesta del arreglo, validar los datos del instrumento y desarrollar una serie de metodologías.

Durante el desarrollo de este proyecto, se creó la iniciativa WIPSS (Worldwide IPS stations). Esta es una red mundial con el objetivo de aplicar el modelo de las tomografías del viento solar usando datos de CIP de varios observatorios del mundo. Esta iniciativa requiere estandarizar la forma en la que se incluyen los datos de cada observatorio en el modelo. La iniciativa WIPSS requiere también de una validación de las técnicas que se utilizan para adquirir y analizar datos de CIP por los diferentes observatorios (método de una estación o multi-estaciones). Se desarrolla entonces, un estudio para comparar las mismas.

Dentro de los primeros resultados de este trabajo se mostró la observación de 4 radiofuentes (3C273, 3C283, 3C286, 3C298), detectadas por primera vez en el MEXART a 140 MHz (Chang et al., 2016). La radiofuente 3C298, registró su tránsito de la región de dispersión débil a fuerte a 140 MHz, demostrando que el límite se encuentra alrededor de los $\approx 21^\circ$ de elongación (0.36 UA), valor que tiene una buena concordancia con el cálculo teórico de Ambriz (2012).

Utilizando las mediciones de las 4 fuentes, se presentaron mapas de las condiciones del viento solar de velocidad y cambios de densidad de electrones asociadas con el tránsito de Eyecciones de Masa Coronal (EMCs). Estos resultados muestran un claro avance en el funcionamiento y respuesta del arreglo, ya que es la primera vez que se observan 4 radiofuentes de CIP, simultáneamente y durante un tiempo prolongado de tiempo.

En el capítulo 3 se presentó un estudio que compara la respuesta del instrumento con diferentes configuraciones, ya que el MEXART se actualiza sufriendo cambios continuamente. Se reportó el primer trabajo de calibración para la conexión del arreglo utilizando la antena completa y se comparó con la configuración previa utilizando solamente 1/2

antena. Los resultados indican que la ampliación del área efectiva de la antenna mejoró la respuesta del instrumento, aumentando la razón S/R (sensibilidad) de las radiofuentes observadas. Se presentó una nueva metodología para aproximar el patrón de radiación de la antenna cualitativamente, la cual permite además vigilar la respuesta del mismo y evaluar su estabilidad. Se mostró también la respuesta del patrón de radiación de la antenna con las diferentes configuraciones. Los resultados mostraron que el patrón de radiación sigue teniendo problemas de dirección por lo que se requiere atender este problema para mejorar la respuesta del arreglo y obtener mejores observaciones. Se implementaron una serie de programas principalmente escritos en IDL para la adquisición y análisis de datos de las observaciones del MEXART del viento solar. El trabajo desarrollado permitió sentar las bases para producir datos procesados en tiempo casi real para estudios del viento solar. El equipo de trabajo cuenta ya con una metodología definida, y esta automatización permitirá desarrollar estudios más sofisticados, con el fin de ejecutar monitoreo y predicción de eventos de clima espacial.

En el capítulo 4 de esta tesis se hizo una comparación de dos análisis de datos de las técnicas de CIP que se utilizan en los observatorios del mundo (una-estación y multi-estaciones). Se calculan velocidades del viento solar y se describen eventos complejos del medio interplanetario. Este análisis es importante para la validación y unificación de las observaciones globales de CIP. Esta validación permitirá, por ejemplo, utilizar el modelo de tomografías del viento solar con observaciones de varios instrumentos. Los resultados muestran que las rutinas implementadas en el MEXART se pueden aplicar a distintos instrumentos (con distintas frecuencias de observación) para el cálculo de velocidades de viento solar. En general, las velocidades de viento solar calculadas con el modelo de una estación fueron consistentes con las reportadas por estudios aplicando la técnica de múltiples estaciones. Más allá de los valores obtenidos para las velocidades del viento solar, se observó también, con la campaña de 2005 con el instrumento MERLIN, que los parámetros α y RA, asociados a la turbulencia y geometría del medio, muestran un comportamiento relacionado con los cambios en las propiedades del viento solar. Sin embargo, esto no pudo ser corroborado en el caso de las campañas del instrumento EISCAT (2006-2009), ya que las observaciones no contienen la información para hacer un estudio más completo de estos parámetros. Se determinó también el importante rol que juega la razón señal/ruido de los espectros de potencia, este parámetro permite cuantificar las observaciones con baja calidad que pueden dar valores erróneos de los parámetros de los ajustes de velocidad del viento solar. Dado que la mayoría de los instrumentos de la iniciativa WIPSS (Russia, México, India) son de una sola estación, es importante definir los límites en cuanto a la calidad de los resultados que se pueden obtener de esta metodología.

En el capítulo 5 se presentó la primera reconstrucción del modelo de tomografía del viento solar desarrollado en UCSD utilizando únicamente datos de CIP del MEXART. El objetivo fue reconstruir la estructura de gran escala de la heliosfera interna durante la rotación de Carrington 2156.7. Se demostró que las observaciones del MEXART tienen la calidad necesaria para reproducir estructuras de gran escala del viento solar utilizando el programa de tomografía de UCSD. Este es un primer paso para incluir los datos de CIP del MEXART en la tomografía en tiempo casi real que produce el programa de análisis de UCSD, actualmente empleando únicamente datos de ISEE. Los resultados de las reconstrucciones del viento solar que utilizan datos del MEXART muestran un buen

acuerdo con los resultados del modelo ENLIL y también son consistentes con el evento de EMC detectado en los datos *in situ* de CELIAS. También se incluyeron las tomografías obtenidas al incluir los datos de MEXART, ISEE y el ajuste de datos *in situ* de CELIAS, mostrando que al incluir datos de CIP de más instrumentos, sí mejora la calidad de las tomografías como es de esperarse, ya que se cuenta con un mayor número de líneas de visión, aportando más información sobre estas regiones del medio interplanetario. Los resultados de este capítulo, confirman que la inclusión de datos obtenidos por más de una estación de CIP puede mejorar la resolución temporal y espacial de la tomografía de UCSD. La importancia de tener estaciones de CIP ubicadas en diferentes longitudes mejora significativamente la capacidad de CIP para medir el viento solar de la heliosfera interna, permitiendo adicionalmente el monitoreo continuo del viento solar, ya que al menos uno de los instrumentos estará observando de frente al Sol todo el tiempo. La resolución que se puede obtener con las tomografías cuando se incluyen datos de varias estaciones de CIP permite estudiar la evolución de las estructuras más detalladamente en el medio interplanetario. Este trabajo es un primer paso también en la iniciativa WIPSS para validar la inclusión de datos de CIP de diferentes estaciones. En la actualidad, MEXART está trabajando para obtener valores en tiempo casi real para crear el archivo en "*formato estándar*" que se describe en el capítulo.

6.0.1 Trabajo a futuro

La implementación del programa de tomografías del medio interplanetario requiere que el *formato estándar* sea escrito en tiempo real y leído como entrada del modelo. Uno de los propósitos de este trabajo fue demostrar que los datos del MEXART son aptos para su inclusión en dicho modelo. Para escribir el archivo en tiempo real es necesario automatizar las metodologías que analizan los datos y que proporcionan la información. Este es un trabajo que está en desarrollo en conjunto con el grupo de trabajo del MEXART y que tiene como objetivo contribuir con la iniciativa WIPSS. En esta sección se muestran una serie de diagramas a forma de resumen de las metodologías como base para la automatización y mejoramiento del proceso, dado que ya se probaron de manera independiente.

En la Figura 6.1 se muestra el diagrama de flujo de la metodología desarrollada en MEXART para el cálculo de velocidades e índices g del medio interplanetario descrito en el capítulo 2. Esta metodología fue utilizada y validada en este trabajo de tesis sentando las bases para la inclusión de datos de CIP del MEXART en las tomografías. Como trabajo a futuro, se plantea automatizar este proceso, de manera que sea posible producir el *formato estándar* en tiempo real para las tomografías. La automatización que se está trabajando en MEXART va desde el tránsito de las radiofuentes detectadas en MEXART, hasta la creación del formato estándar para el modelo de tomografías. Por otro lado, dado que en este trabajo se presentó la descripción de estructuras en el viento solar, usando los parámetros α y RA del modelo de una sola estación, se buscará guardar estos parámetros para estudiar su comportamiento y poder ser analizados de manera independiente. Esto permitirá que podamos comparar las estructuras que se observen en las tomografías con los cambios en los valores de estos parámetros y así buscar las firmas que indiquen algún evento importante en el medio interplanetario.

En la Figura 6.2 se muestra la estructura del sistema de adquisición de datos que se desarrolla en MEXART para la lectura y análisis de datos de CIP. Este trabajo se está desarrollando actualmente durante la escritura de esta tesis y representa el primer paso

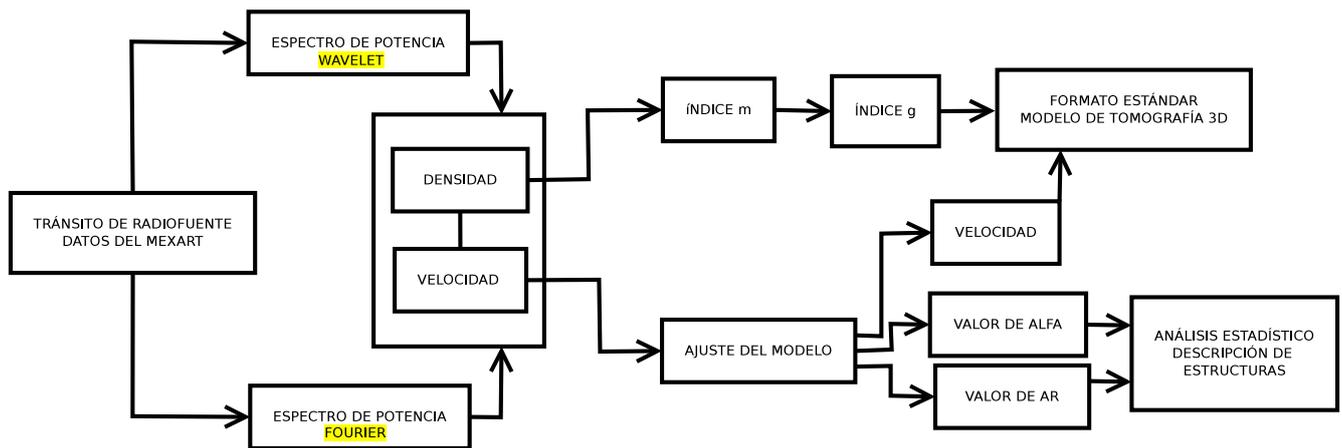


FIGURA 6.1: Diagrama de flujo de la metodología desarrollada en MEXART para el cálculo de velocidades e índices g del medio interplanetario.

inmediato de un trabajo a futuro para automatizar todo el proceso de datos en el clúster del Servicio de Clima Espacial Mexicano (SCiESMEX) y los repositorios correspondientes. Este diagrama muestra el árbol de carpetas y su contenido para el procesamiento de los análisis y resultados.

Por último, en la Figura 6.3 se muestra el diagrama de flujo de la metodología descrita en el capítulo 5, donde se implementa el modelo de tomografías con datos del MEXART. Este proceso ya fue probado en esta tesis con los datos únicamente del MEXART y con datos de ISEE y MEXART juntos, demostrando que la calidad de los datos de nuestro instrumento es suficiente para mejorar los resultados del modelo. El diagrama muestra el camino que hay que seguir para la implementación del modelo de tomografías, el cual se buscará automatizar en el futuro.

Partiendo del formato estándar en el diagrama de la Figura 6.1, se describe el procedimiento de implementación del programa de tomografías, el cual está escrito en lenguaje de programación FORTRAN y contiene el modelo principal del viento solar. Una vez implementado el programa, este tiene como principales archivos de salida los NVH3*, los cuales son archivos de texto que son interpretados por otro programa escrito en IDL para generar las imágenes tomográficas finales del modelo.

El MEXART es un instrumento dedicado a estudios de CIP, a lo largo de su evolución se ha mostrado la capacidad que tiene la antena para producir datos que proporcionen información de las estructuras del viento solar. A pesar de que el patrón de radiación de la antena no presenta una simetría como la esperada teóricamente, se han implementado metodologías que permiten aproximarlos para la observación de radiofuentes de CIP. Mejorar la directividad del instrumento es uno de los principales retos del MEXART, y se espera que este problema sea resuelto próximamente. En este trabajo se muestra la capacidad de los datos de CIP para la descripción de las estructuras de gran escala del viento solar, sin embargo, la producción de esta información en tiempo real ofrece la posibilidad de ser incluida en el modelo de tomografías, junto con los otros observatorios de CIP, para obtener un producto de predicción de clima espacial de gran calidad. Este producto será capaz de obtener observaciones del Sol las 24 horas y cubriría una importante región de la heliosfera interna.

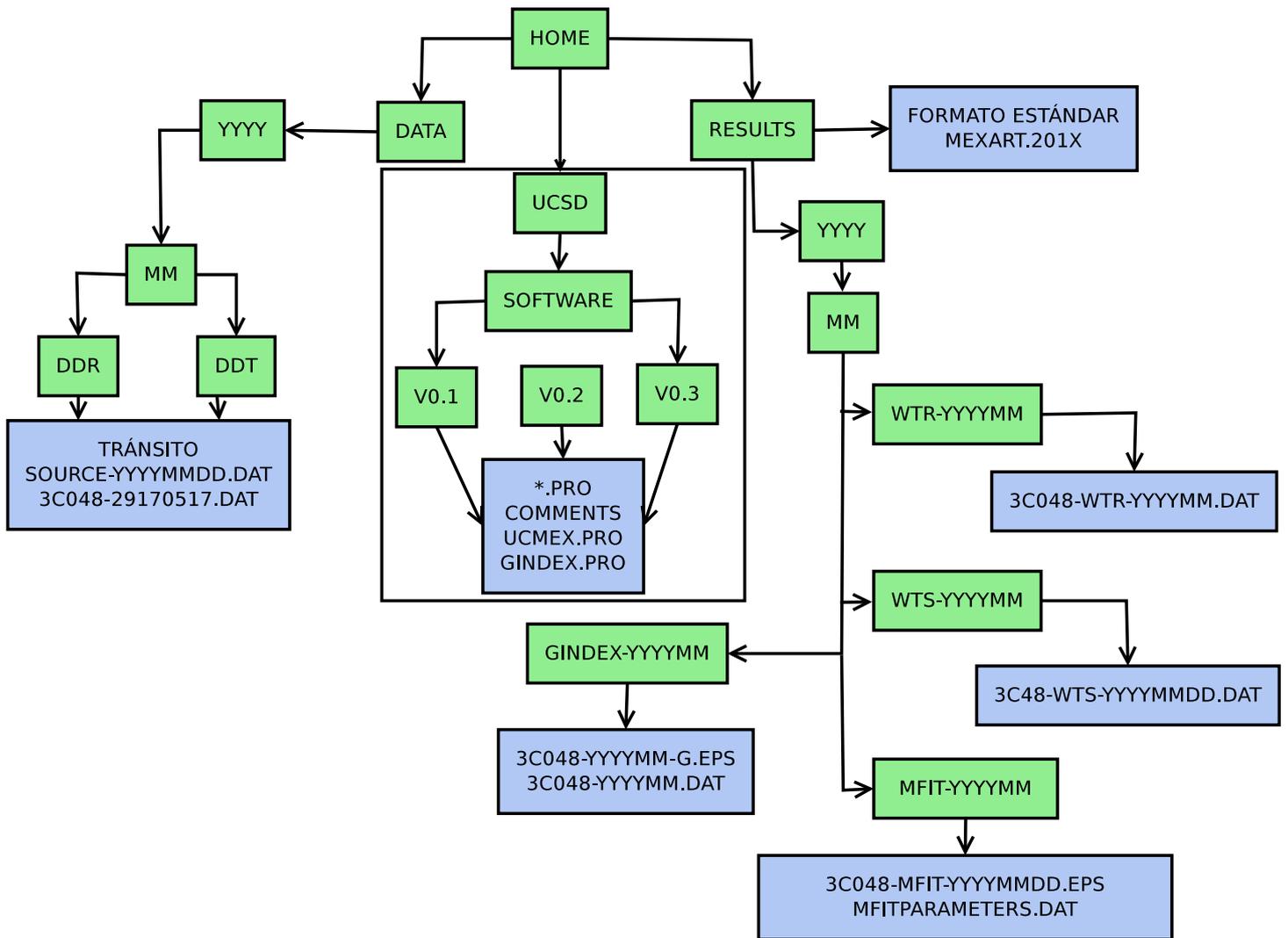


FIGURA 6.2: Diagrama de flujo de la estructura que sigue el sistema de adquisición de datos para la automatización del modelo de tomografías UCSD.

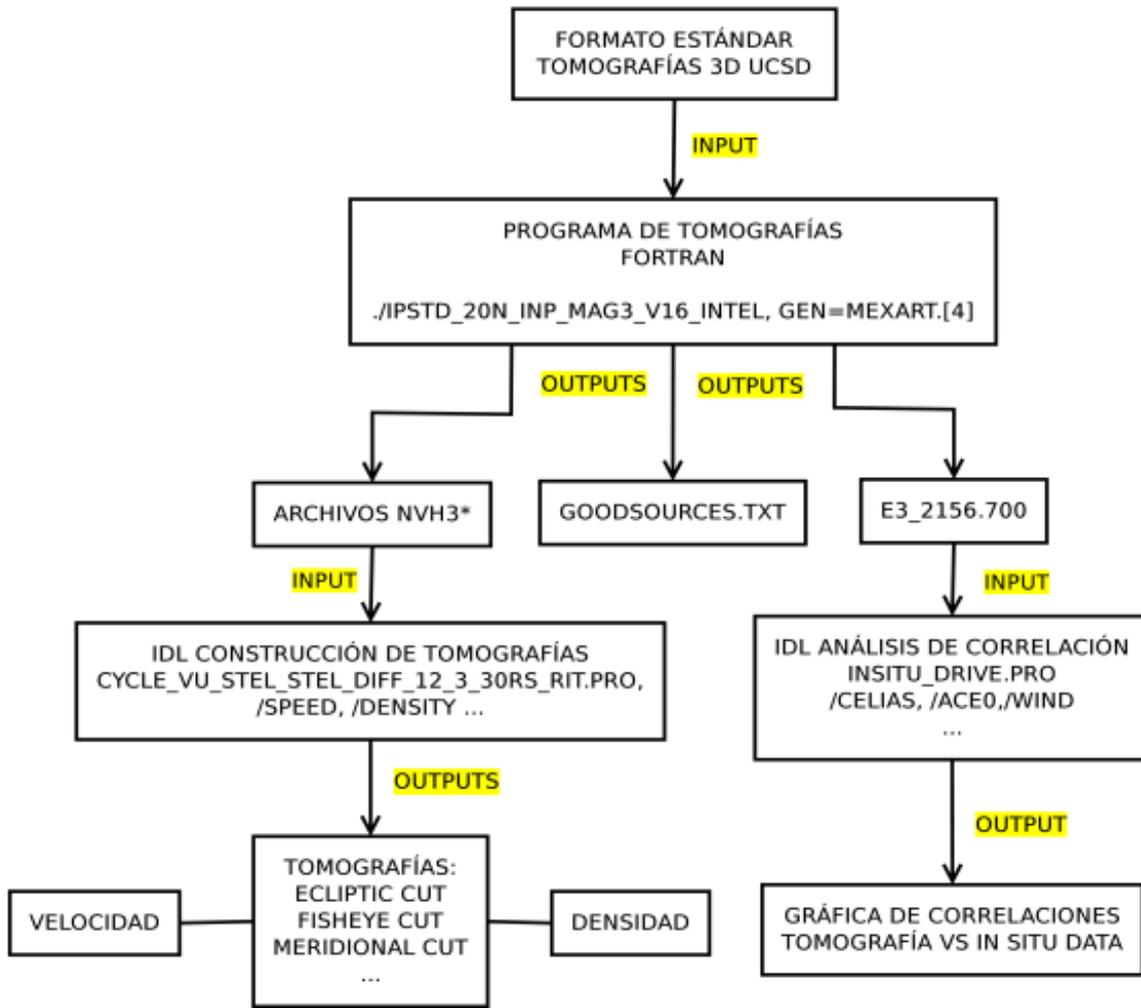


FIGURA 6.3: Diagrama de flujo de la metodología requerida para la automatización del modelo de tomografías.

A. Comparación del patrón de radiación del MEXART durante el periodo 2010-2013

La revisión y comparación del patrón de radiación de la antena del MEXART es de gran importancia ya que para identificar y caracterizar las fuentes que se están observando es necesario saber hacia donde están apuntando los haces de la antena. En este apéndice se describe la metodología para determinar el patrón de radiación y producir un catálogo de radiofuentes que están siendo captadas.

A partir de los datos captados por MEXART, se toman observaciones de 24 horas para cada haz de la matriz de Butler (16 salidas). Se hace uso de dos receptores de tipo superheterodinos, los cuales están asignados a un haz distinto cada uno, de esta manera se hace un barrido diario de dos haces por día durante 8 días (en este caso del 14 al 21 de diciembre de 2013). Con este procedimiento se obtienen 16 observaciones del trazo de la galaxia y la entrada de las fuentes más intensas, una por cada haz. En la Figura A1 se muestra un registro obtenido por el haz L1 con fecha en el 14-12-2013.

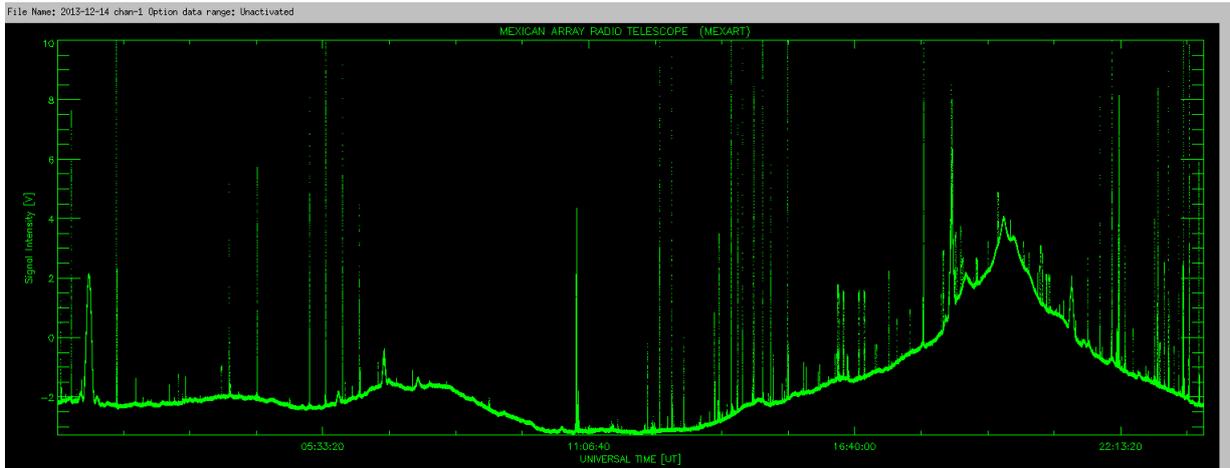


FIGURA A1: Observación del haz L1 durante un intervalo de 24 horas el día 14 de diciembre de 2013. En el eje x se muestra el tiempo universal y en el eje y la intensidad del flujo en unidades de voltaje.

Los registros de las fuentes tienen un comportamiento Gaussiano, como se explica en la teoría de antenas del capítulo 2. Partiendo de esta información se calcula la RSR (Razón Señal/Ruido) para cada radiofuente observada en la corrida de 24 horas. Posteriormente se hace un filtrado donde sólo se consideran fuentes con $RSR > 3\sigma$.

Para determinar el patrón de radiación se realiza un estudio con las fuentes más intensas registradas en el paso anterior, de tal manera que sea posible identificarlas fácilmente por su ascensión recta y por lo tanto, conocer la hora en tiempo universal, del tránsito

por la antena. La metodología para determinar el patrón de radiación se resume en los siguientes pasos (Ambriz, 2012) :

1. Se selecciona un conjunto de radiofuentes intensas observadas por el MEXART, de tal manera que sus declinaciones sean distintas y aproximadamente equidistantes. Es importante seleccionar fuentes que se encuentren en un amplio margen de declinaciones, lo que permite conocer el comportamiento en los 120° que teóricamente observa en MEXART (de 80° a -40° de declinación). En este caso se utilizó un listado de 28 fuentes (ver cuadro A1).
2. Una vez seleccionadas las radiofuentes más intensas se calcula el RSR de cada una para cada haz. En general la RSR de cada fuente será distinto para cada haz. Este primer cálculo nos proporciona una primera aproximación de la directividad del patrón de radiación. Anteriormente se ha determinado que los haces que produce la matriz de Buttler del MEXART no tienen una sola dirección preferencial, por lo que la determinación del patrón de radiación puede ser muy compleja.
3. Posteriormente se hace una estimación del flujo de la fuente a 140 MHz (S_{140}). Para ello se toma la base de datos de la NASA, donde se encuentra una serie de mediciones del flujo en radio a diferentes frecuencias, por lo que es posible realizar una aproximación interpolando los datos para obtener el valor aproximado del flujo a 140 MHz.
4. Para estimar la "sensibilidad" de cada haz se obtiene la estimación del flujo recibido por cada σ , esto es, el cociente entre el flujo aproximado de la fuente a 140 MHz y la RSR de la misma:

$$S_\sigma = \frac{S_{140}}{RSR} \quad (6.1)$$

Esta cantidad representa el flujo mínimo que cada haz es capaz de captar considerando el ruido de fondo e instrumental. Y aproxima la sensibilidad de cada uno de los haces desplegados por la matriz de Butler.

5. Se hace una normalización donde el flujo mínimo de σ para cada haz equivale al máximo de *sensibilidad* y se le asocia el valor máximo 1.
6. Finalmente se realizan los gráficos de declinación (dada por las coordenadas de la fuente de calibración) contra la sensibilidad normalizada para cada haz (Figura A2 y A3). Esto permite determinar la declinación preferente de cada haz y con ello visualizar que fuentes es capaz de observar conociendo las coordenadas de la radiofuente en la esfera celeste. Junto a la gráfica se indica el flujo mínimo detectado por cada haz.

Para determinar el patrón de radiación se utilizó un catálogo de calibración de 28 radiofuentes. En la Tabla A1 se muestran las radiofuentes utilizadas para la determinación del patrón de radiación. Se indican en **negrito** las fuentes que fueron agregadas en el análisis del 2013, mientras que el resto fueron las utilizadas en 2011 y 2012.

FUENTE	AR	DEC	Flujo 140 MHz	RSR	Haz
3C461 (Casiopea)	23:23:28	58.88	13551	244.82	L1
3C295	14:11:20	52.21	84	5	L6
3C196	08:13:36	48.22	81	6.91	R8
3C084 (Perseo)	03:19:48	41.46	107	7.66	R3,L3
3C405 (Cygnus A)	19:59:28	40.72	8985	309.28	R8
3C410.1	20:21:23	40.26	410	30.81	R8
3C134	05:04:42	38.10	96	9.92	R7
3C048	01:37:41	33.16	65.47	5.94	R7,L7
3C123	04:37:04	29.67	264	20.46	L1
3C310	15:04:57	26.02	73.17	6.58	L3
3C157	06:16:37	22.53	117.59	24.82	L8
3C144 (Nebulosa del Cangrejo)	05:34:32	22.01	1450	107.34	L8
CENIT		19.81			
3C400	19:22:58	14.20	500	31.27	R8
3C033	01:08:53	13.34	76.76	8.07	L4
3C274 (Virgo A)	12:30:49	12.39	924	80.29	L4
3C098	03:58:54	10.43	69.81	7.03821	R3
3C298	14:19:08	6.48	43	9.72	R1,L5
3C348 (Hércules A)	16:51:08	4.99	456	30.77	L2
3C273	23:23:28	2.05	105	25.1	R3
3C392	18:56:10	1.32	696.98	21.63	L7
3C353	17:20:28	-0.92	295	16.11	R4
3C161	06:27:10	-5.88	81	5.17	R2
3C218 (Hydra A)	09:18:05	-12.09	355	29.18	L8
3C444	22:14:25	-17.03	90.54	10.42	R4
3C283	13:11:40	-21.10	44	4.25	L4
SGR A	17:45:40	-29.01	4200	97.81	L4
Fornax A	03:22:41	-37.21	120	20.66	L2
1322-427 (Centaurio A)	13:25:57	-43.02	1150	36.25	R4

Tabla A1: Catálogo de fuentes de calibración utilizadas para la determinación del patrón de radiación del MEXART. En negrito se muestran las radiofuentes que fueron agregadas a la lista en el 2013.

En las figuras A2 y A3 se muestra el resultado de este análisis para el 2011. El eje x indica la declinación y el eje y representa la sensibilidad del haz en unidades normalizadas. Se indica también el flujo mínimo detectable por cada uno de los haces.

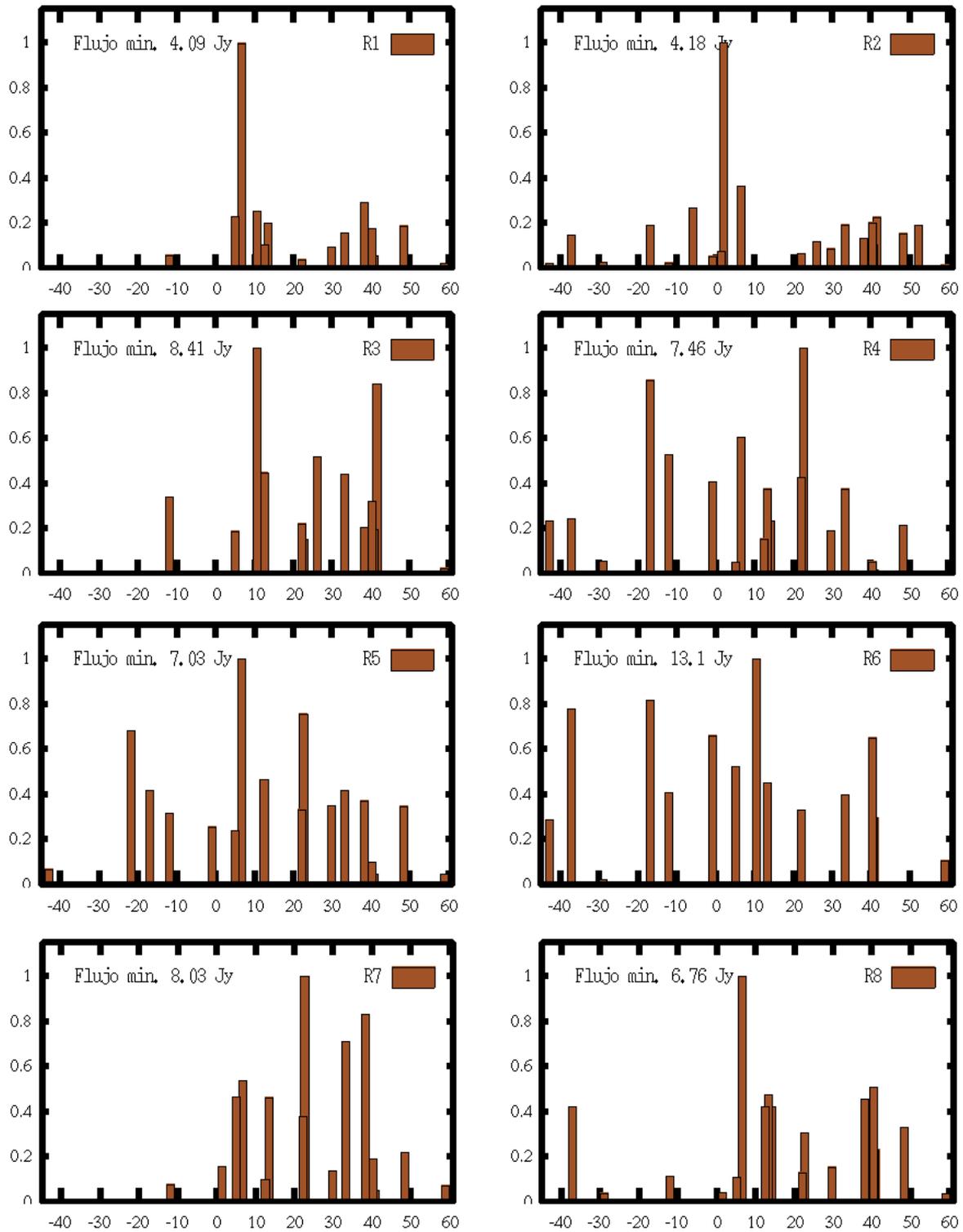


FIGURA A2: Distribución de las direcciones de mayor sensibilidad de captación de flujo de los haces R's y el flujo mínimo detectado por cada haz (Ambriz, 2012).

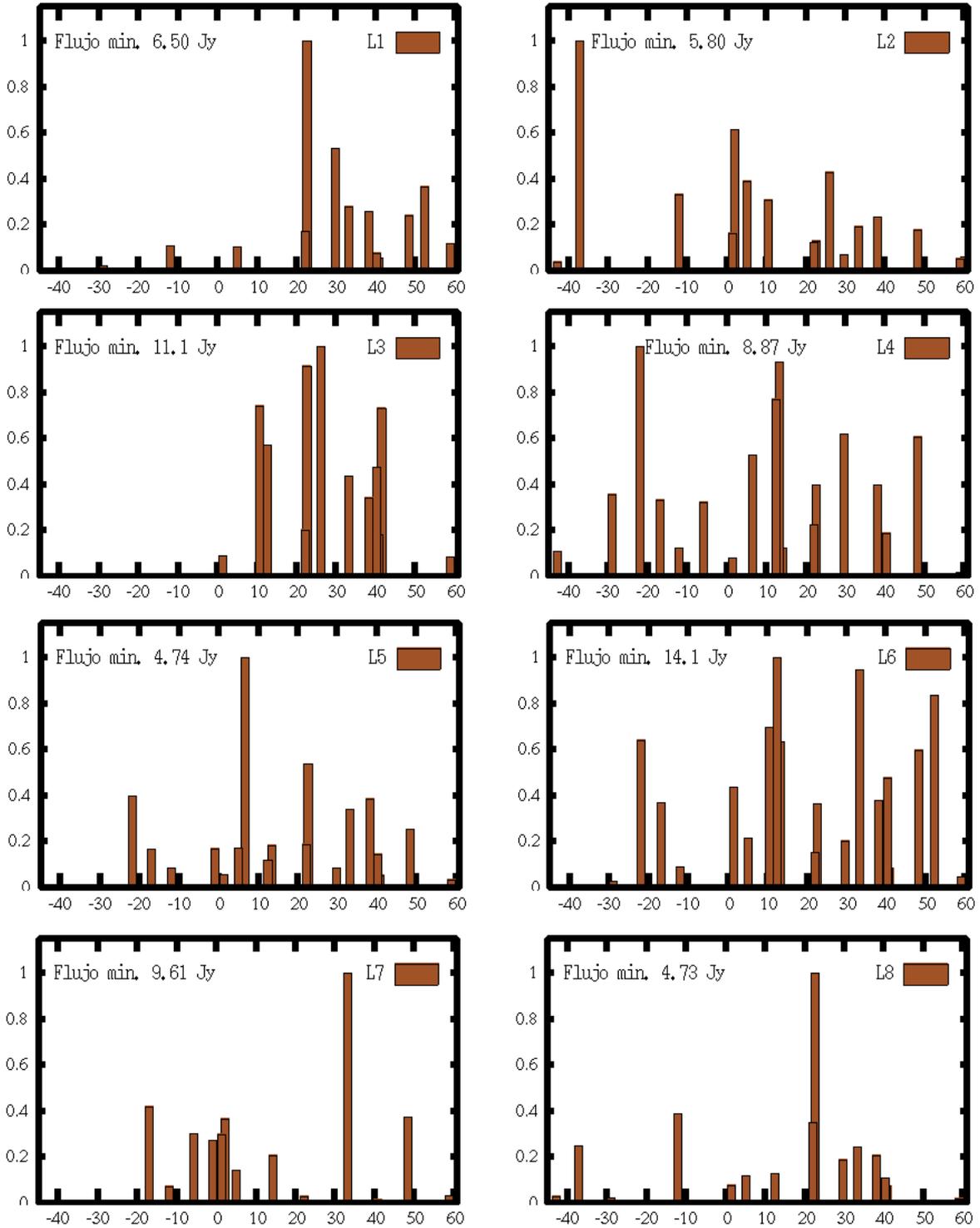


FIGURA A3: Distribución de las direcciones de mayor sensibilidad de captación de flujo de los haces L's y el flujo mínimo detectado por cada haz (Ambriz, 2012).

Comparación del patrón de radiación

En esta sección se hace una comparación de los resultados del patrón de radiación de los años 2011, 2012 y 2013 para cada uno de los haces desplegados por la matriz de Buttler. En cada gráfica se indica el año y el haz que se analiza.

Algunas de las características más notables al comparar las configuraciones son:

- En general la sensibilidad de los haces ha mejorado, observando en las gráficas un flujo mínimo detectable más pequeño para el 2013..
- Las direcciones preferentes de los haces observados no tienden a las del patrón teórico.
- La mayoría de los haces siguen sin presentar una clara dirección preferente, por lo que es complicado determinar cual es la declinación que mejor observan, algunos haces observan más de una declinación con un 90% de la sensibilidad.
- El haz R1 muestra la mayor estabilidad y una mejora en la sensibilidad y la dirección de su lóbulo principal.
- Algunos de los haces perdieron sensibilidad del 2012 al 2013, estos son R4, R6, L3, L4, L6 y L7.
- En todos los casos la tendencia de la sensibilidad de los haces se mantiene, es decir, las declinaciones con mayor sensibilidad en los haces en general se mantiene constante.

En las Figuras A12 y A13 se representan, en coordenadas polares, las direcciones de los haces para los años 2011, 2012 y 2013. En estas graficas se muestran las declinaciones N-S de -90° a 90° , los haces se indican en distintos colores y su máximo de sensibilidad en la coordenada radial. Se puede observar que cada uno de los haces en 2011 se encuentran más dispersos que para 2012 y 2013 y de manera más general, los haces para el 2013 mantienen una distribución ligeramente más uniforme y con mayor directividad a lo largo del plano N-S.

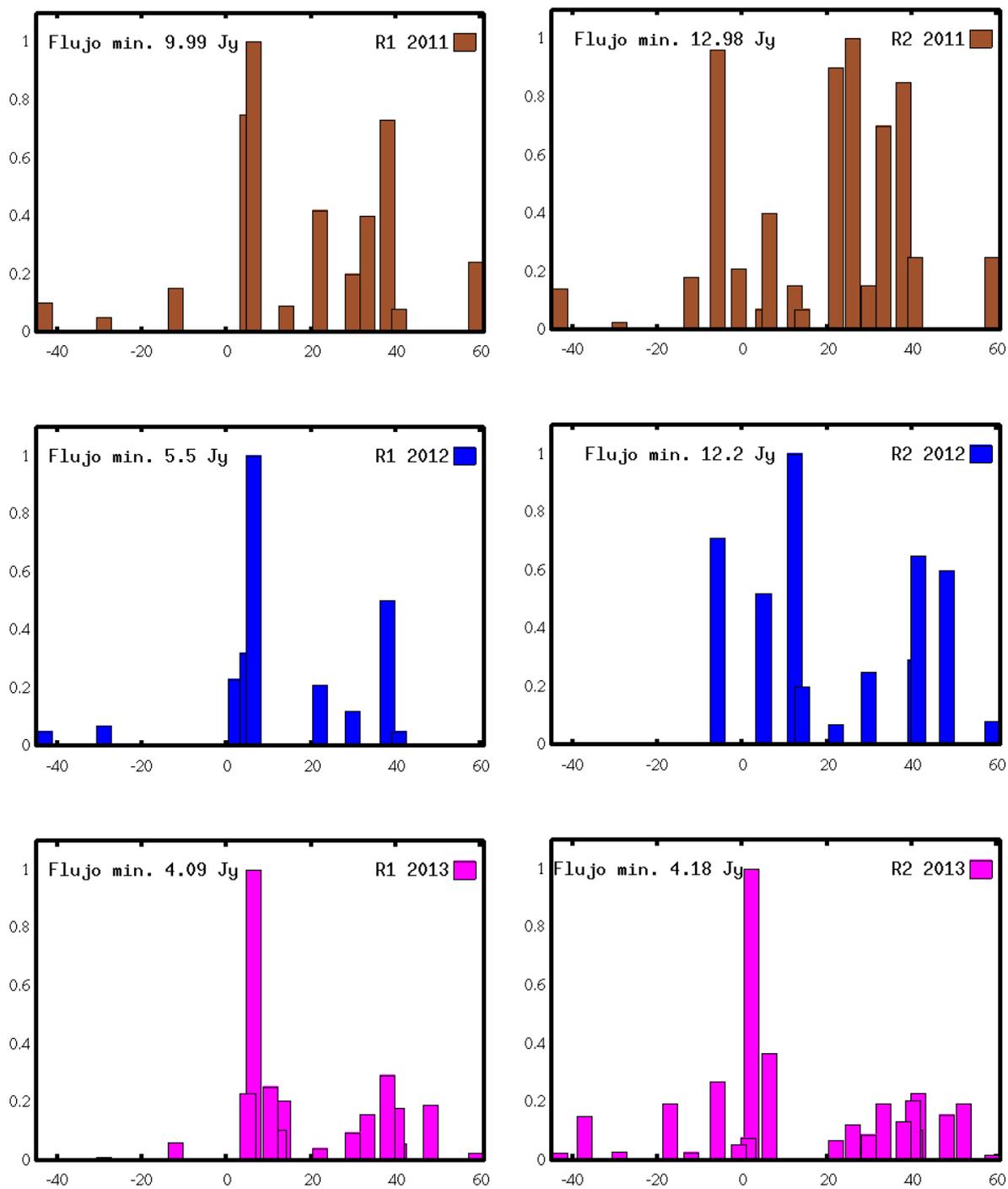


FIGURA A4: Comparación de la dirección de mayor sensibilidad de los haces R1 y R2 en tres distintos años.

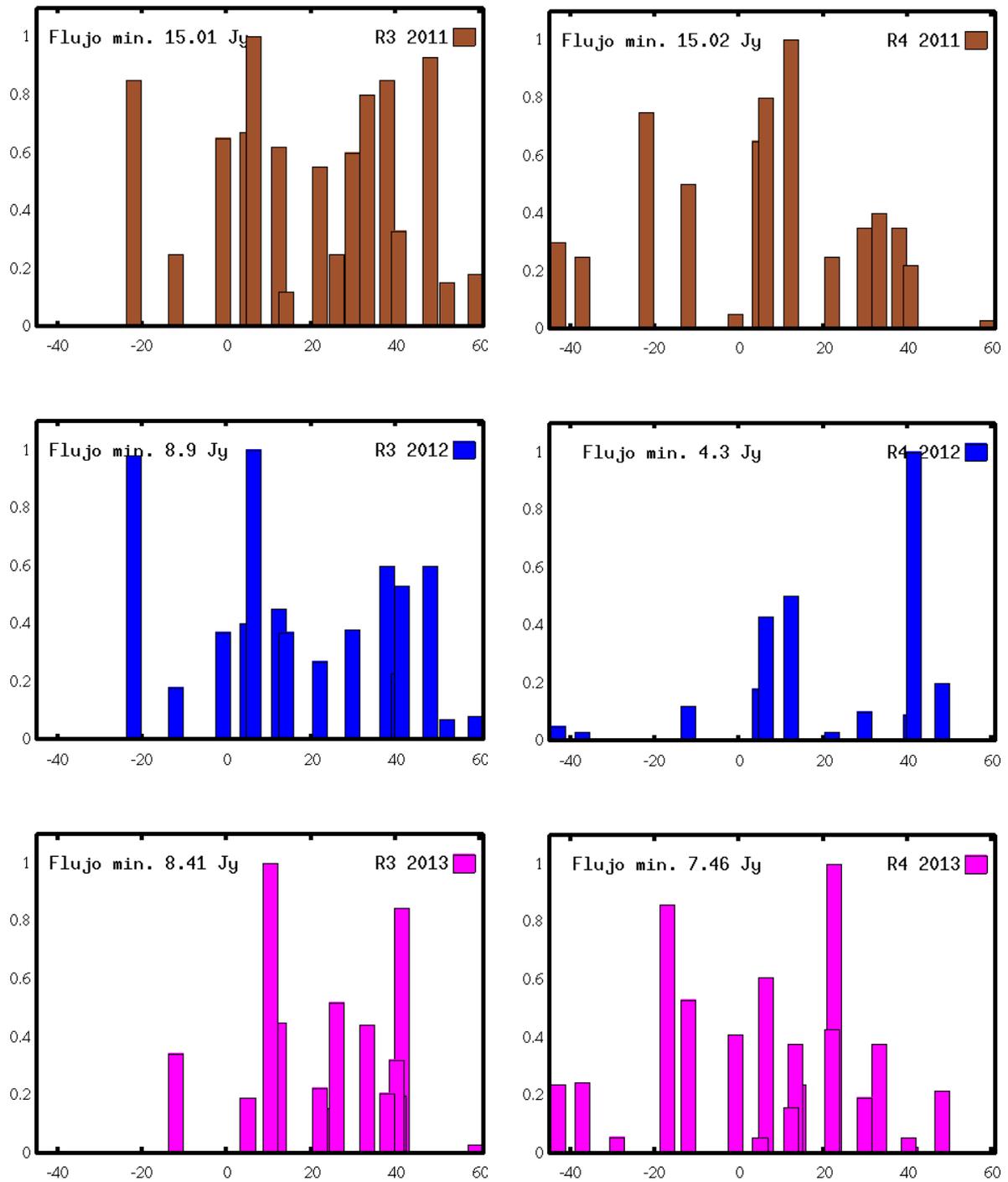


FIGURA A5: Comparación de la dirección de mayor sensibilidad de los haces R3 y R4 en tres distintos años.

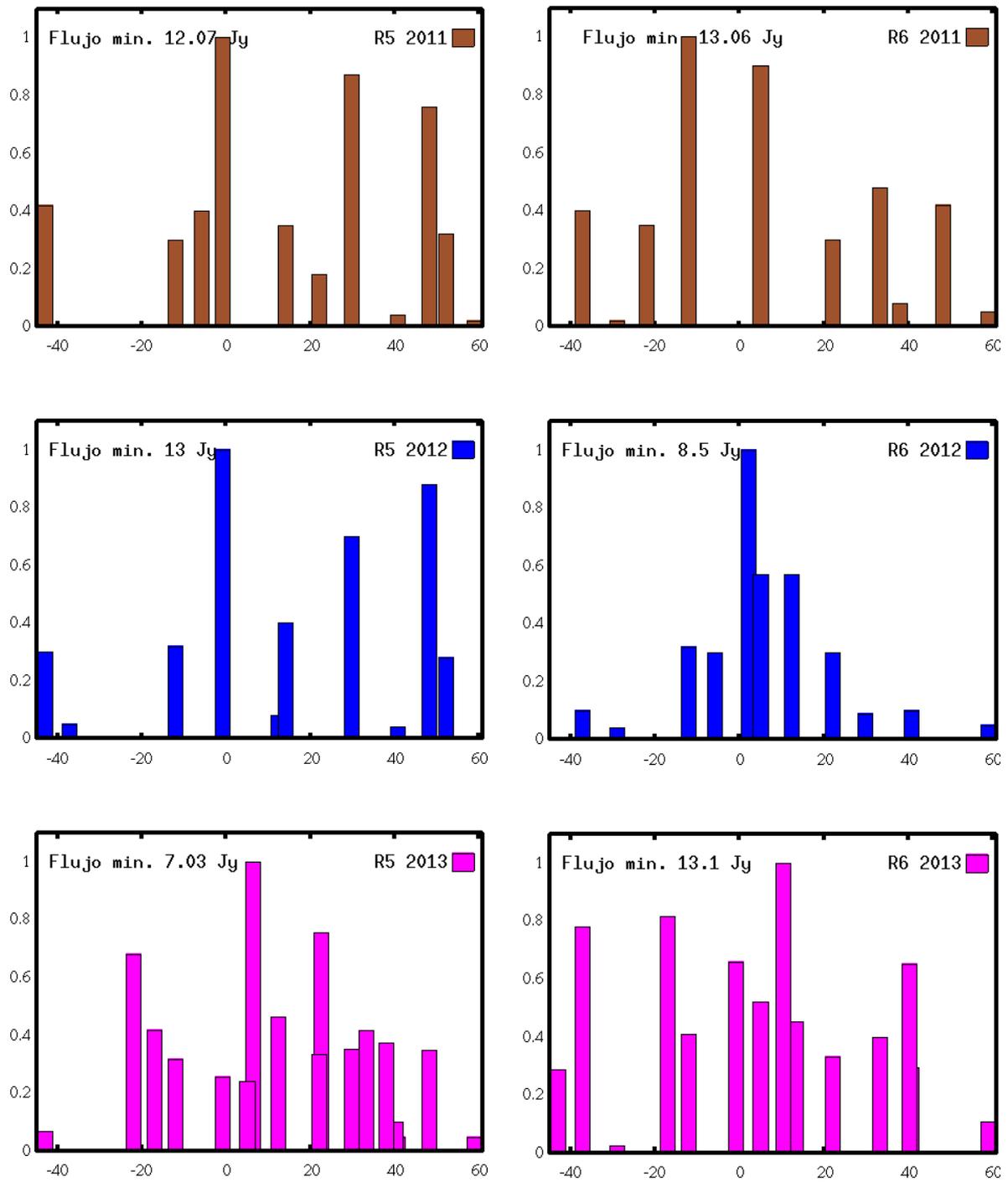


FIGURA A6: Comparación de la dirección de mayor sensibilidad de los haces R5 y R6 en tres distintos años.

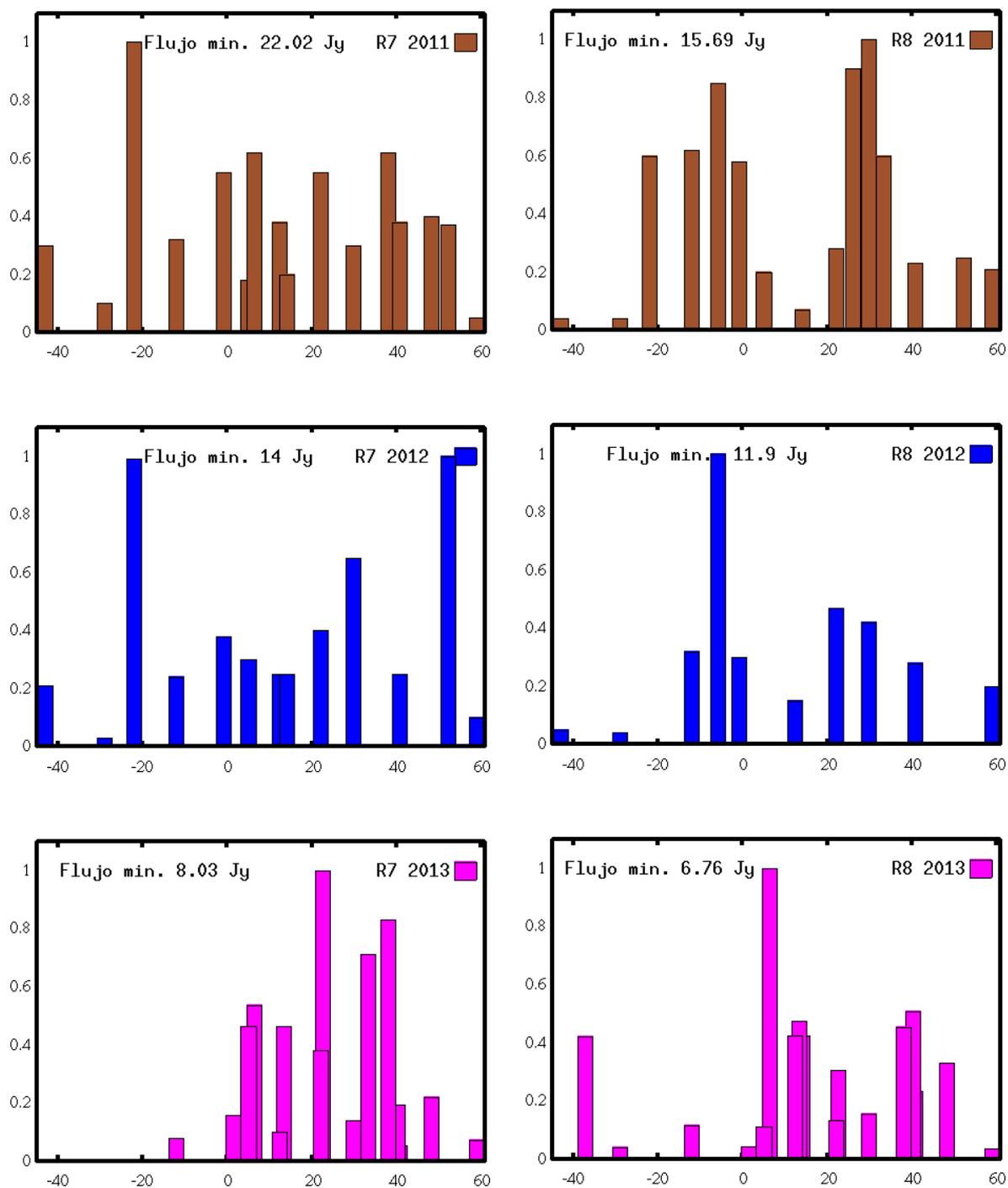


FIGURA A7: Comparación de la dirección de mayor sensibilidad de los haces R7 y R8 en tres distintos años.

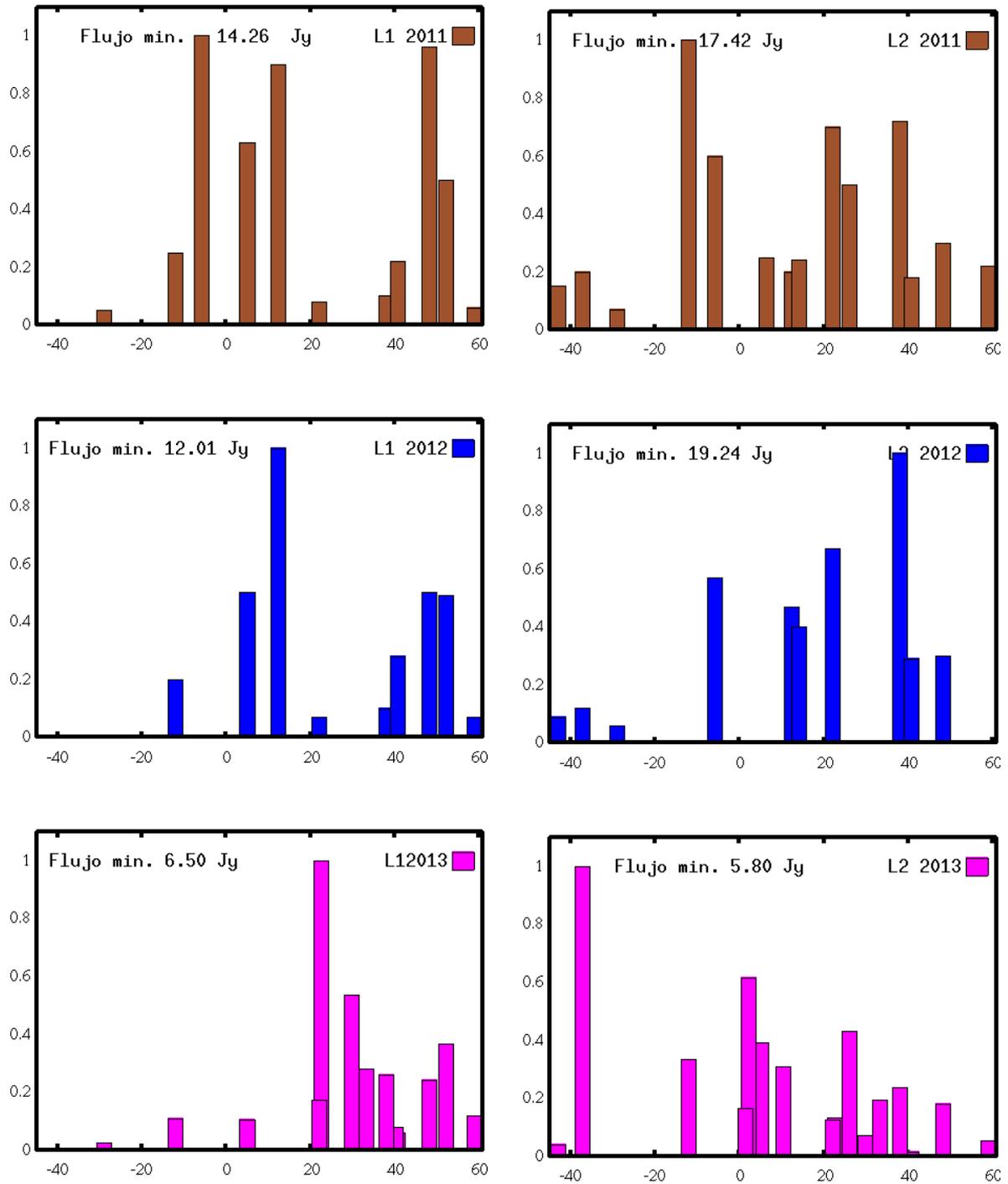


FIGURA A8: Comparación de la dirección de mayor sensibilidad de los haces L1 y L2 en tres distintos años.

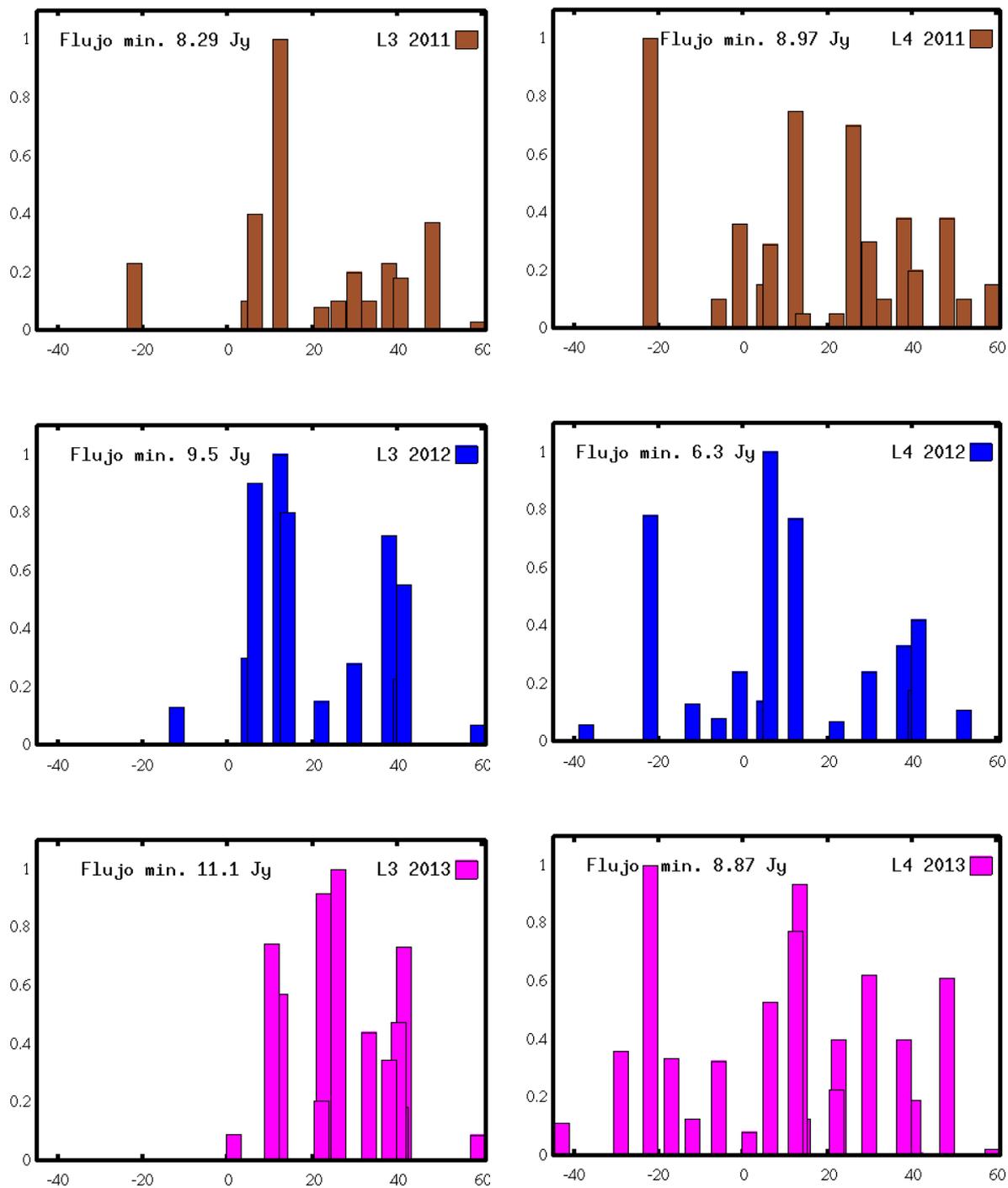


FIGURA A9: Comparación de la dirección de mayor sensibilidad de los haces L3 y L4 en tres distintos años.

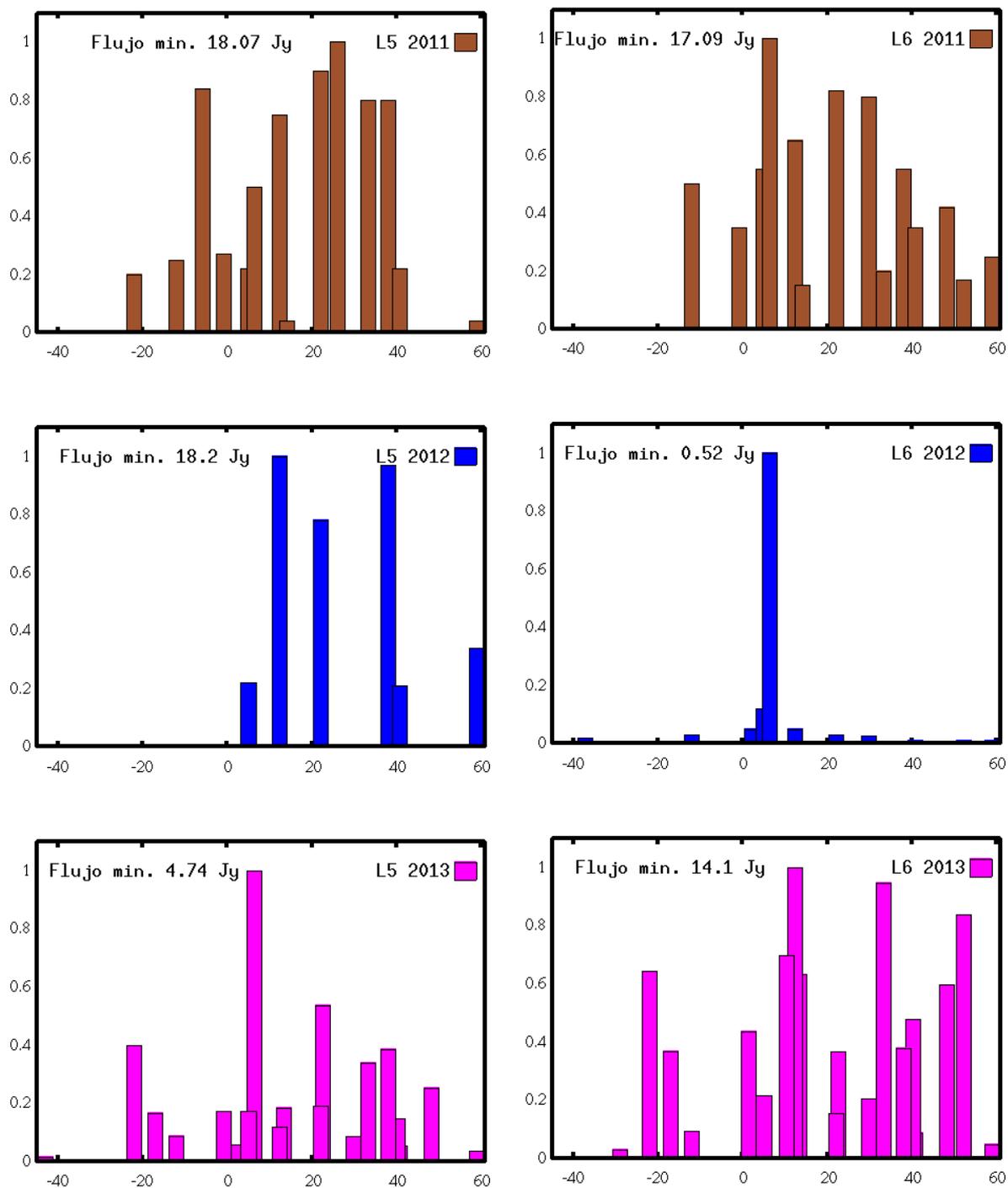


FIGURA A10: Comparación de la dirección de mayor sensibilidad de los haces L5 y L6 en tres distintos años.

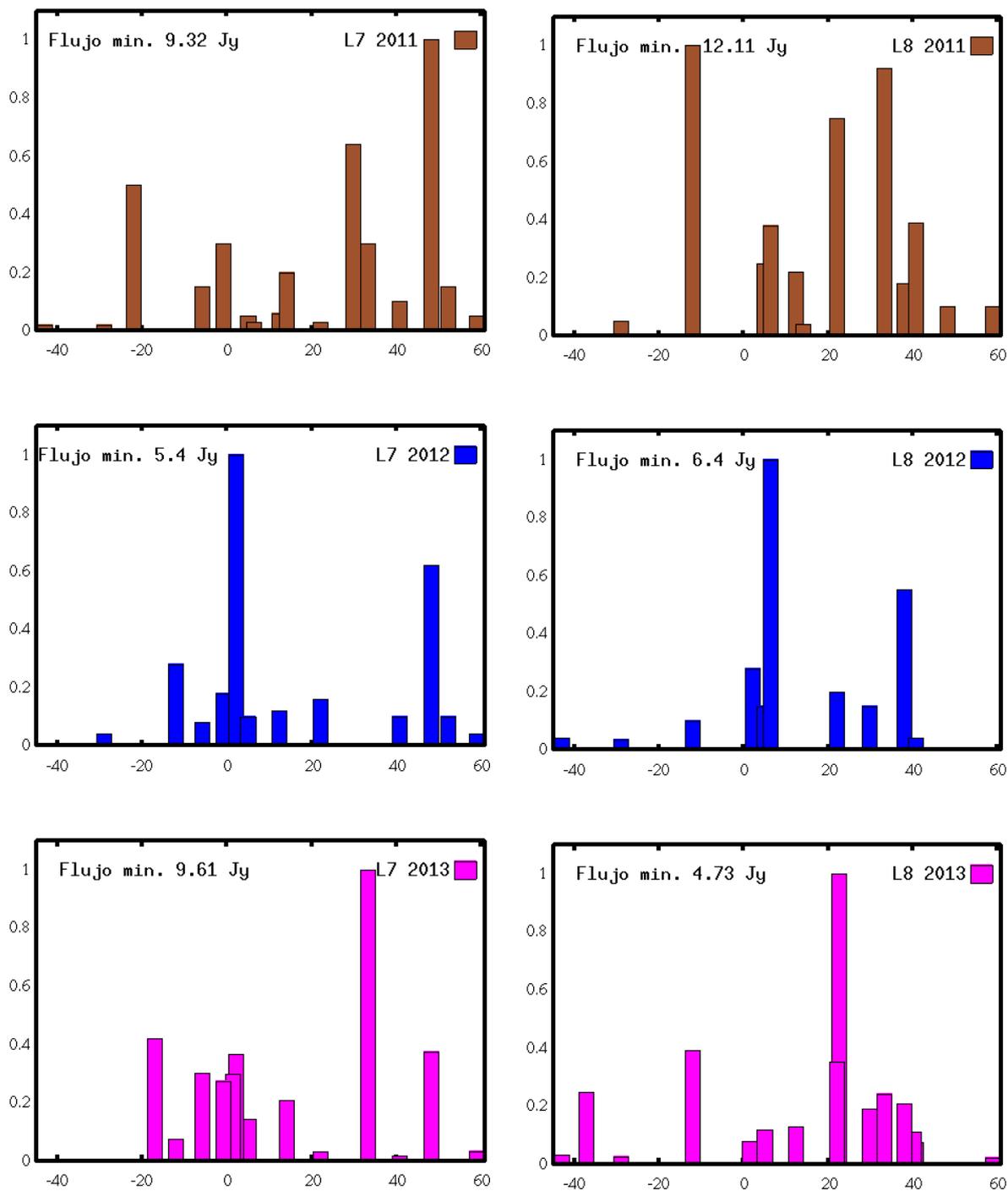


FIGURA A11: Comparación de la dirección de mayor sensibilidad de los haces L7 y L8 en tres distintos años.

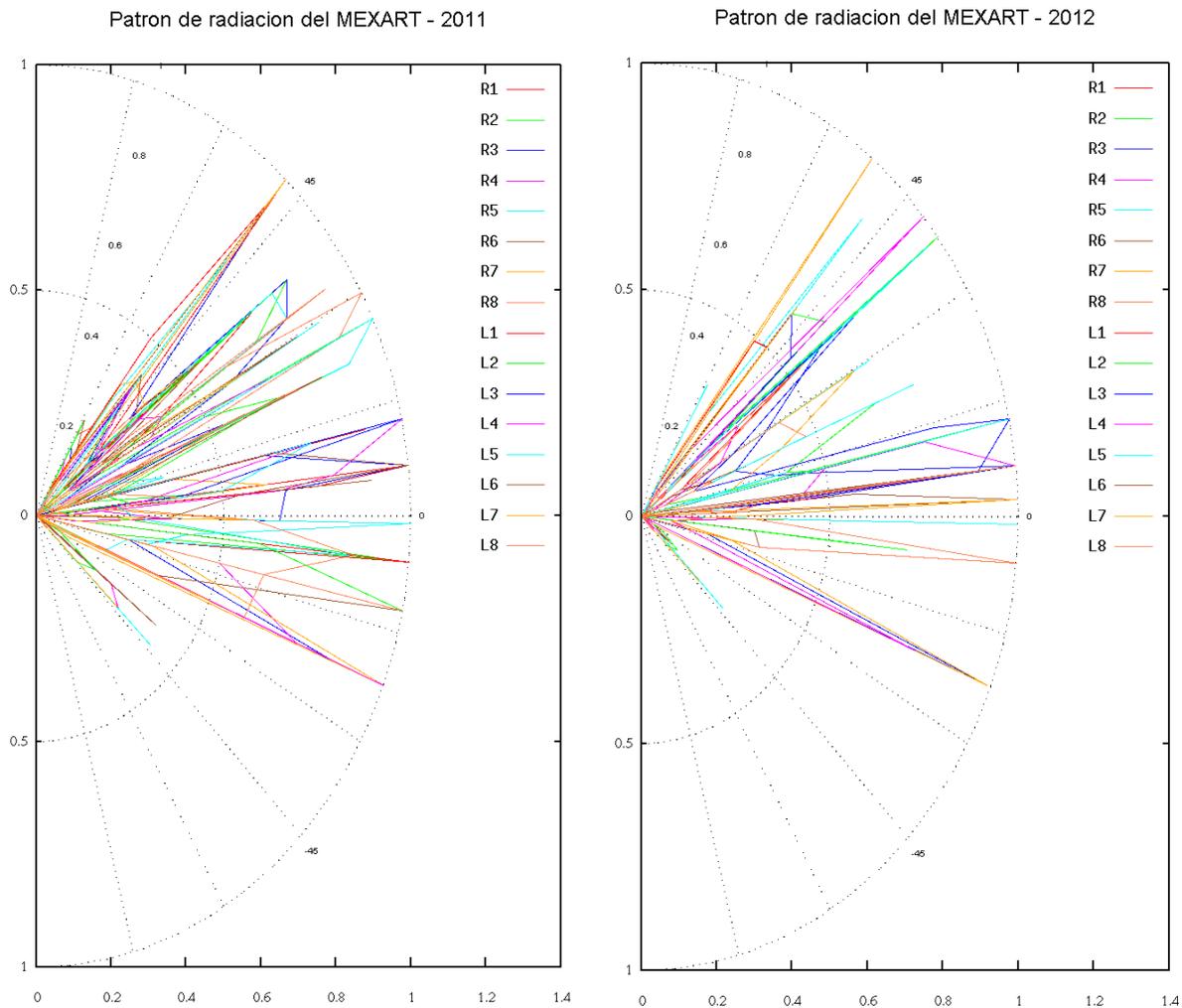


FIGURA A12: Comparación del patrón de radiación en coordenadas polares para los años 2011 y 2012. Los grados representan las declinaciones hacia donde apuntan los haces en el plano Norte - Sur, la dirección radial determina el grado de sensibilidad de cada haz. Se puede observar que la diferencia más importante es la disminución en la dispersión de cada uno de los haces.

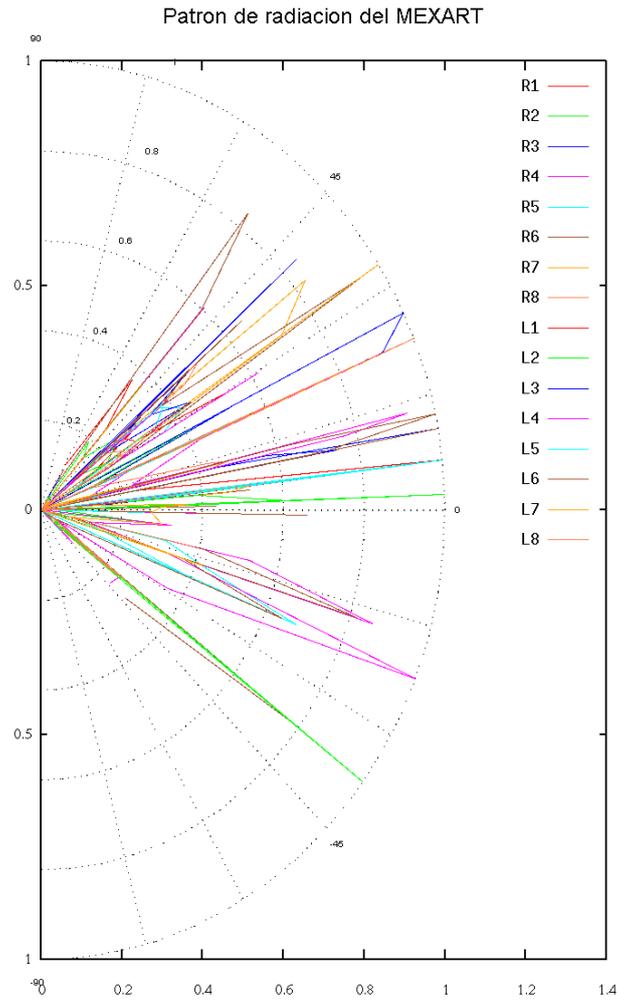


FIGURA A13: Patrón de radiación observado en el año 2013.

B. Ajustes del modelo teórico de CIP de una sola estación a espectros del instrumento MERLIN

En este apéndice se presentan los ajustes realizados para el estudio del capítulo 4 de esta tesis. Las observaciones se llevaron a cabo durante 5 horas, la radiofuente J0319+415 fue observada en intervalos de 15 minutos (simultáneamente) por los tres instrumentos que conforman MERLIN: Jodrell Bank Telescope (Jlvl), Knockin (Kncn) y Cambridge (Camb).

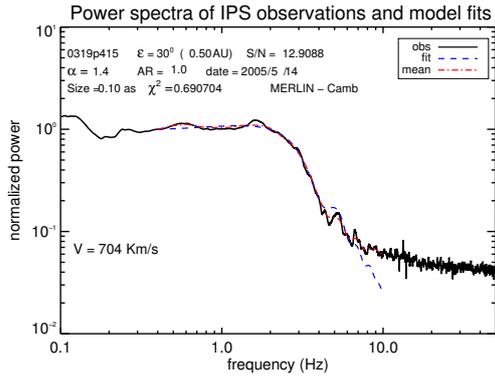
Para realizar los ajustes se utilizaron las rutinas desarrolladas en MEXART, metodología hecha para estudios de CIP de una sola estación. Los programas fueron escritos en IDL y se utiliza un método de convergencia no lineal de Levenberg-Marquardt para encontrar el mejor ajuste entre el espectro observado y el espectro teórico. Dado que la frecuencia de observación de la campaña fue de 1420 Mhz, fue necesario ajustar el programa que contiene el modelo teórico.

Por otro lado, para utilizar el modelo teórico para los espectros de las observaciones de MERLIN, se ajustaron algunos parámetros no conocidos en rangos de valores como sigue:

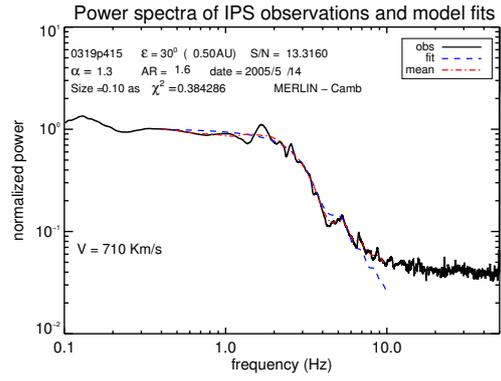
- El valor de las velocidades se hizo oscilar en un rango de 300 a 1500 km/s.
- El parámetro α se ajustó en un rango de valores de 1.0 a 3.8.
- En el caso de la Razon Axial (indicada en las gráficas como AR) el rango de valores fue de 0 a 5.0.
- El valor del ancho angular de la radiofuente se fijó en 0.1 mas.

De esta manera, fue posible conocer el comportamiento a lo largo del tiempo de estos parámetros del viento solar.

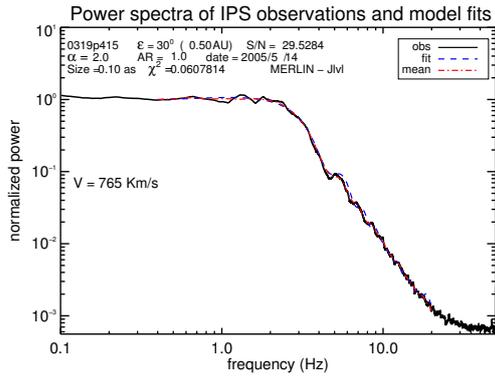
En total se obtuvieron 63 espectros que fueron analizados con el ajuste del modelo teórico de la técnica de una sola estación. En las siguientes figuras, se muestran los ajustes, y en cada gráfica se presentan los parámetros del modelo teórico de una estación obtenidos en cada caso utilizando los parámetros ya descritos.



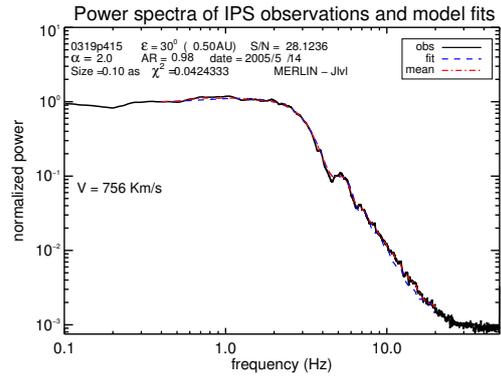
a) 13:07 TU Camb



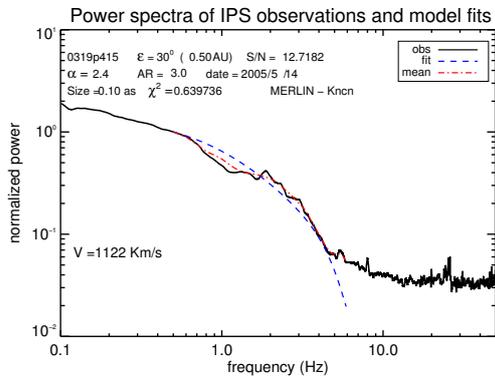
a) 13:22 TU Camb



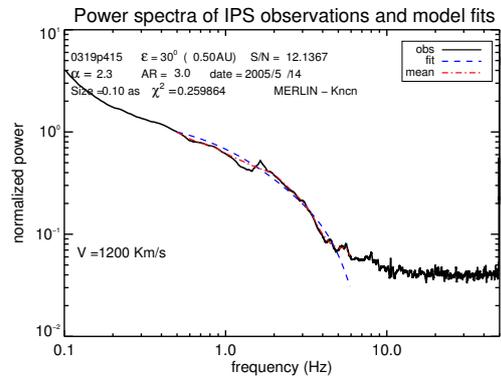
b) 13:07 TU Jlv1



b) 13:22 TU Jlv1



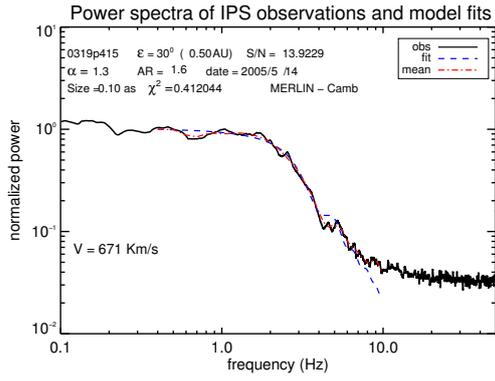
c) 13:07 TU Kncn



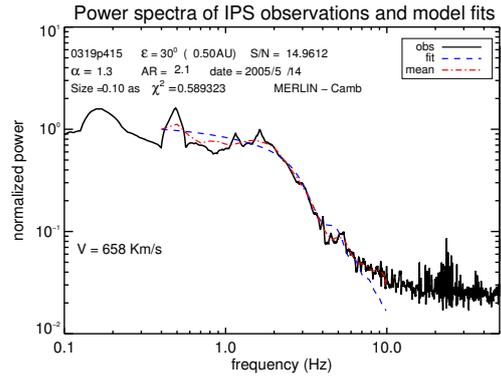
c) 13:22 TU Kncn

FIGURA B1: J0319+415 13:07 TU.

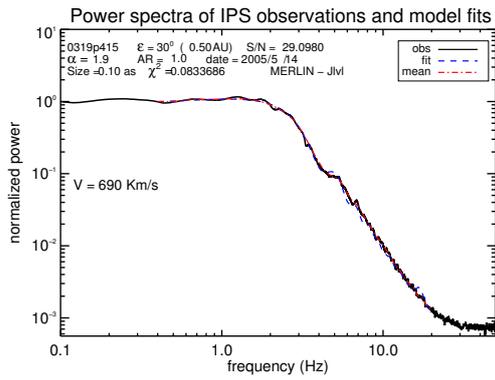
FIGURA B2: J0319+415 13:22 TU.



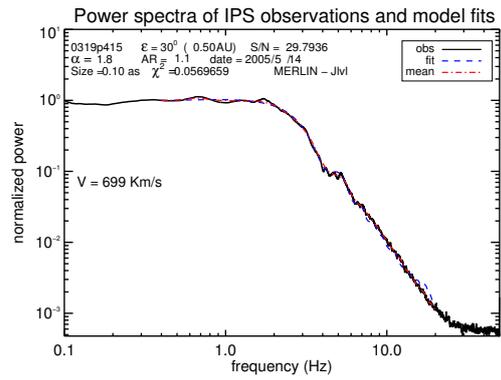
a) 13:37 TU Camb



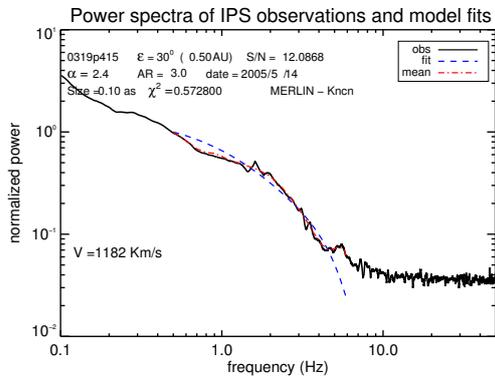
a) 13:52 TU Camb



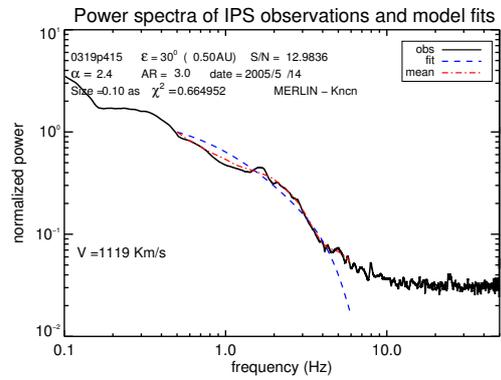
b) 13:37 TU Jlv1



b) 13:52 TU Jlv1



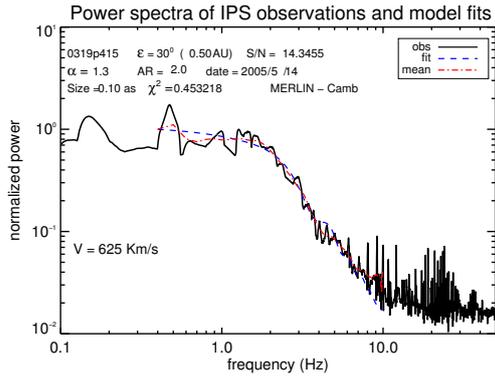
c) 13:37 TU Kncn



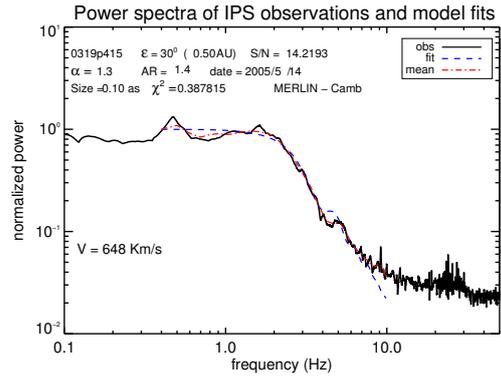
c) 13:52 TU Kncn

FIGURA B3: J0319+415 13:37 TU.

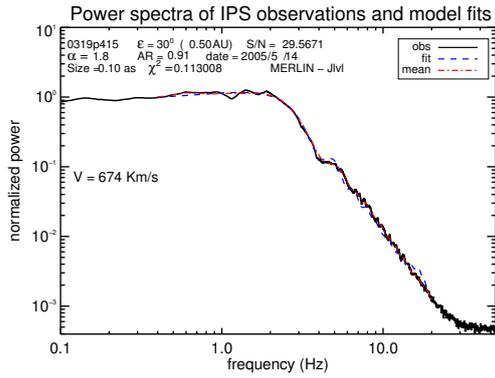
FIGURA B4: J0319+415 13:52 TU.



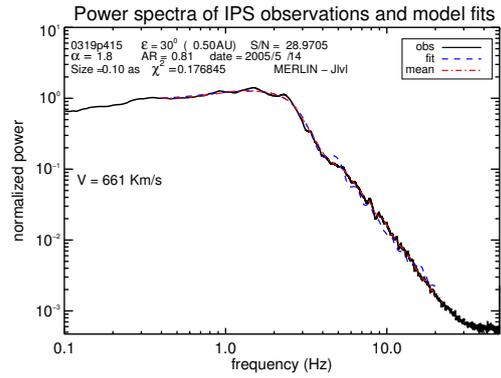
a) 14:07 TU Camb



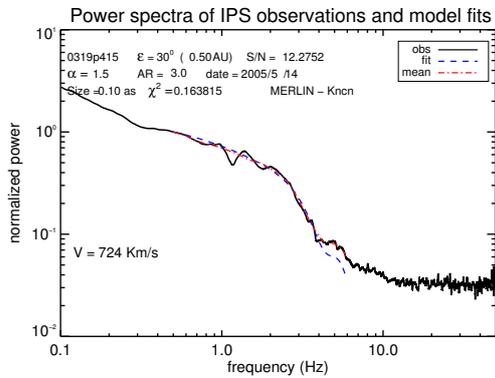
a) 14:22 TU Camb



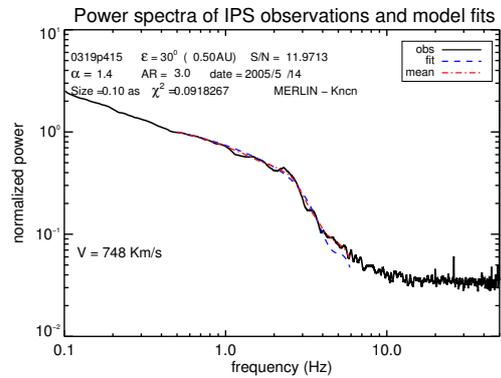
b) 14:07 TU Jlv1



b) 14:22 TU Jlv1



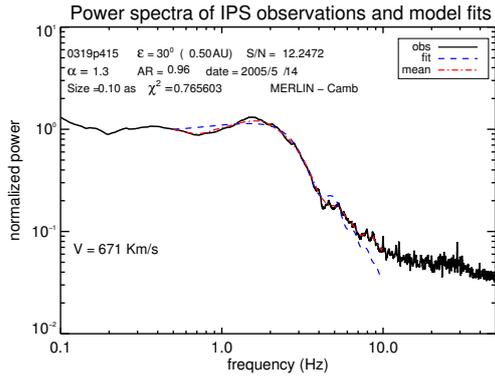
c) 14:07 TU Kncn



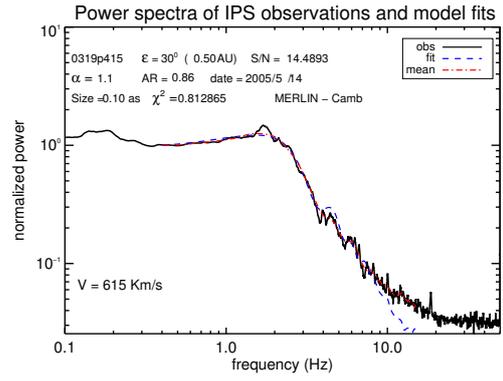
c) 14:22 TU Kncn

FIGURA B5: J0319+415 14:07 TU.

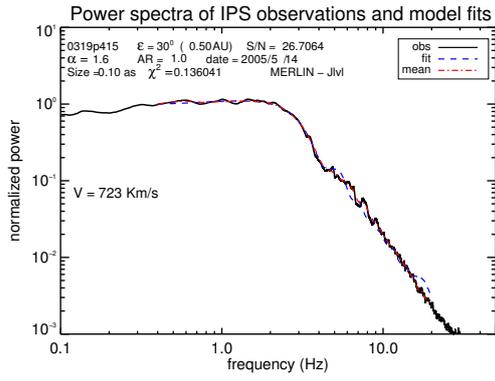
FIGURA B6: J0319+415 14:22 TU.



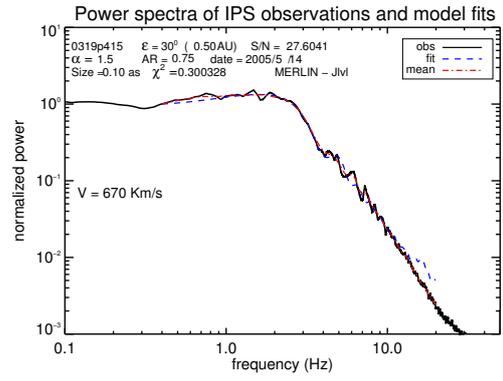
a) 14:37 TU Camb



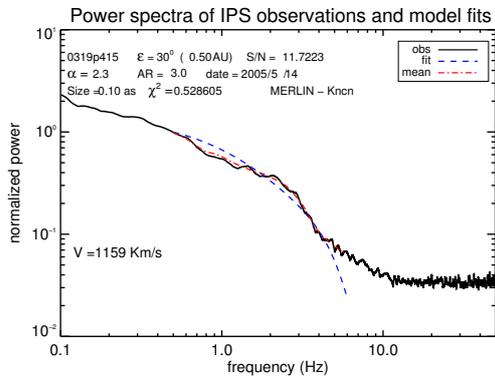
a) 14:52 TU Camb



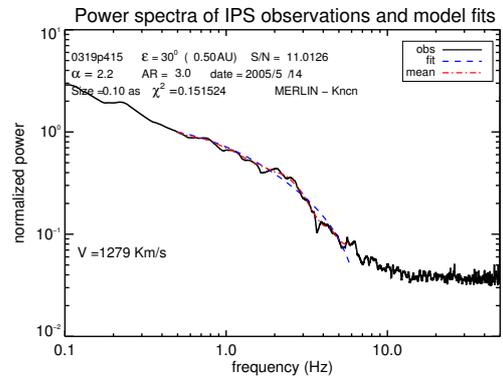
b) 14:37 TU Jlv1



b) 14:52 TU Jlv1



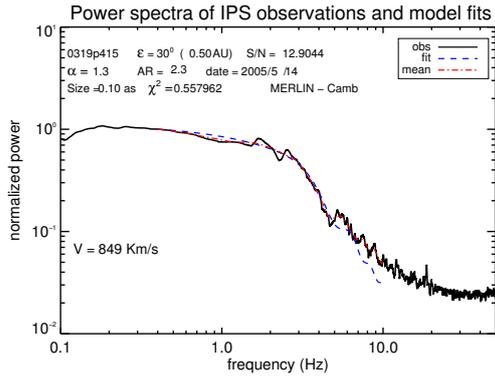
c) 14:37 TU Kncn



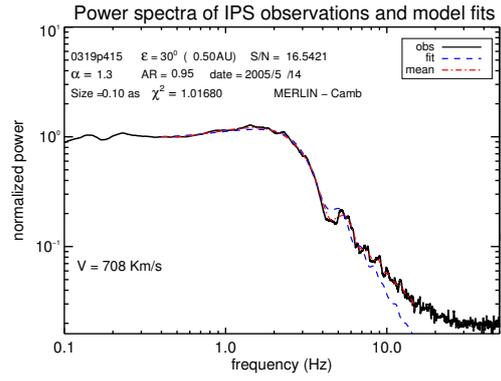
c) 14:52 TU Kncn

FIGURA B7: J0319+415 14:37 TU.

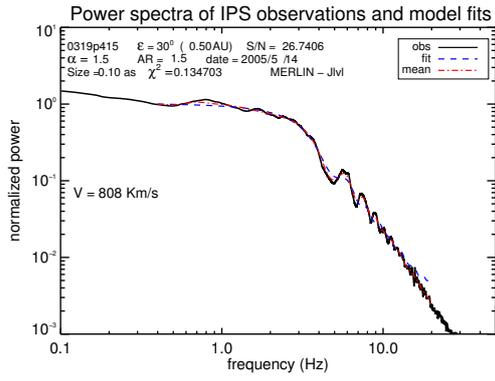
FIGURA B8: J0319+415 14:52 TU.



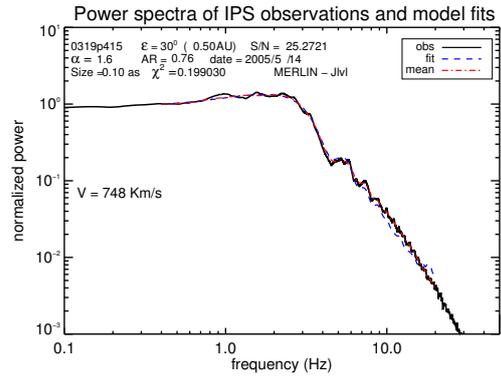
a) 15:07 TU Camb



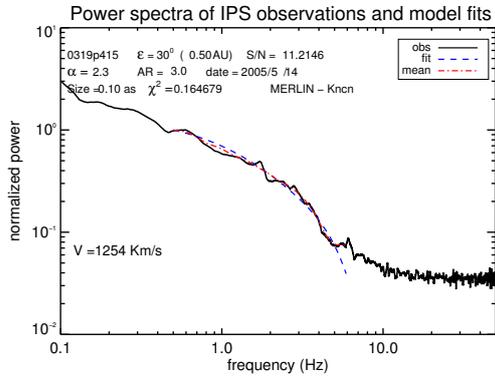
a) 15:22 TU Camb



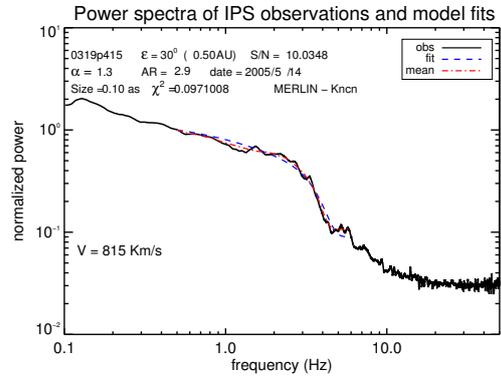
b) 15:07 TU Jlv1



b) 15:22 TU Jlv1



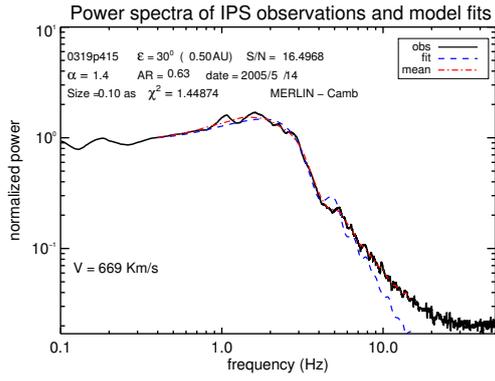
c) 15:07 TU Kncn



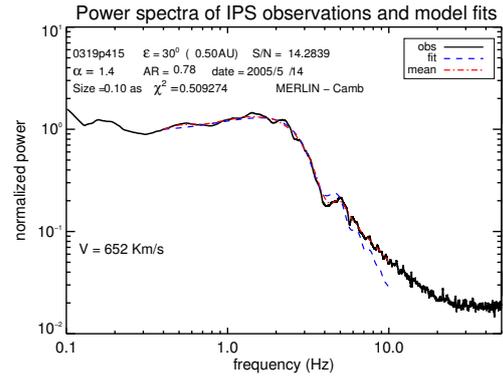
c) 15:22 TU Kncn

FIGURA B9: J0319+415 15:07 TU.

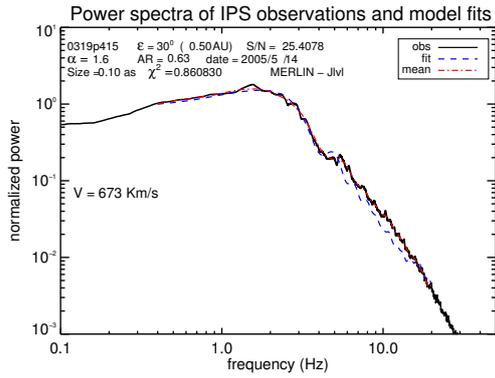
FIGURA B10: J0319+415 15:22 TU.



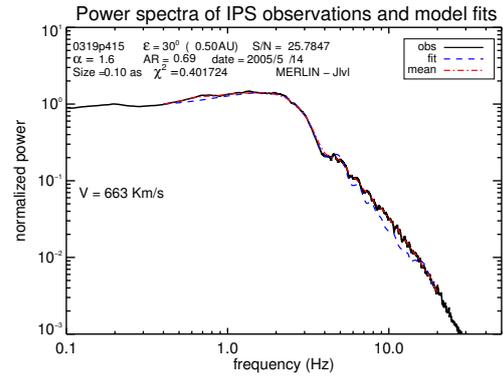
a) 15:37 TU Camb



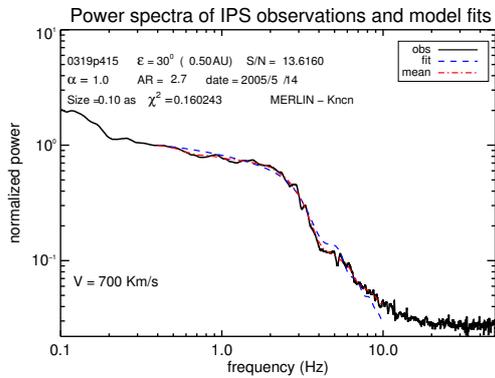
a) 15:52 TU Camb



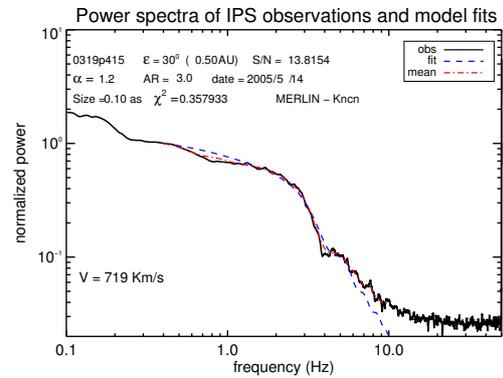
b) 15:37 TU Jlv1



b) 15:52 TU Jlv1



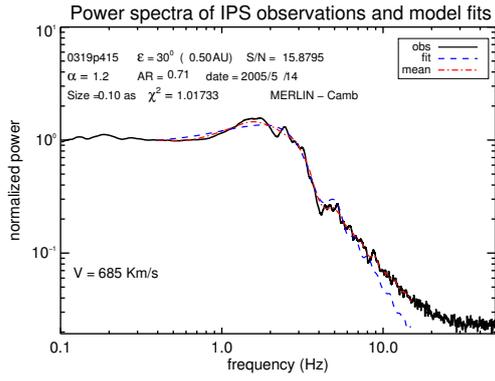
c) 15:37 TU Kncn



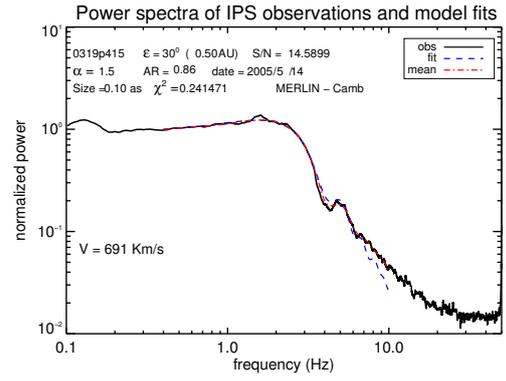
c) 15:52 TU Kncn

FIGURA B11: J0319+415 15:37 TU.

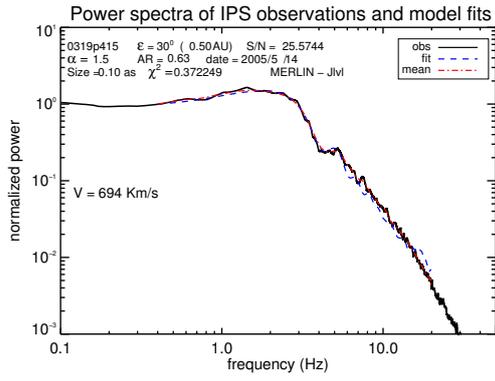
FIGURA B12: J0319+415 15:52 TU.



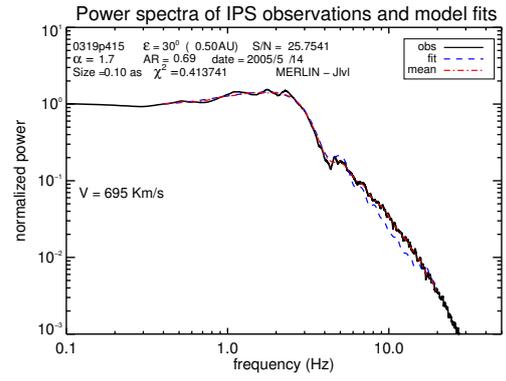
a) 16:07 TU Camb



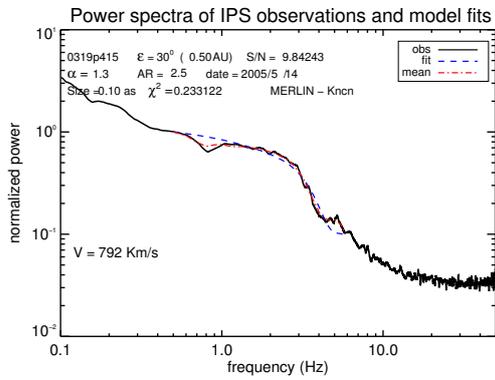
a) 16:22 TU Camb



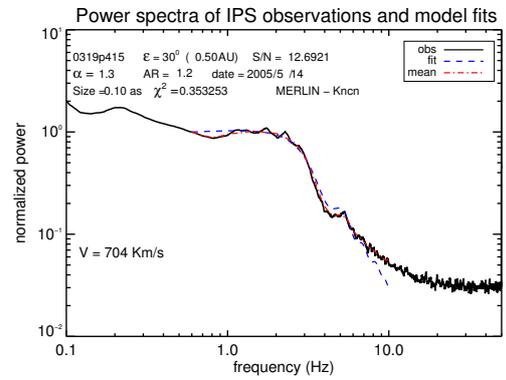
b) 16:07 TU Jlv1



b) 16:22 TU Jlv1



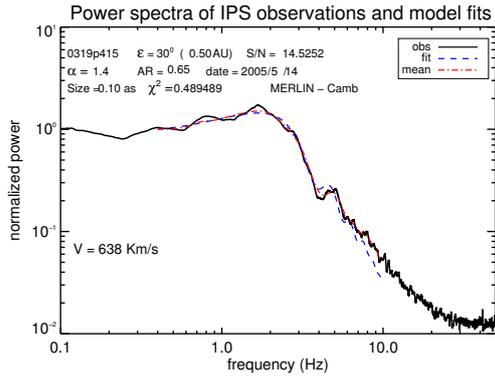
c) 16:07 TU Kncn



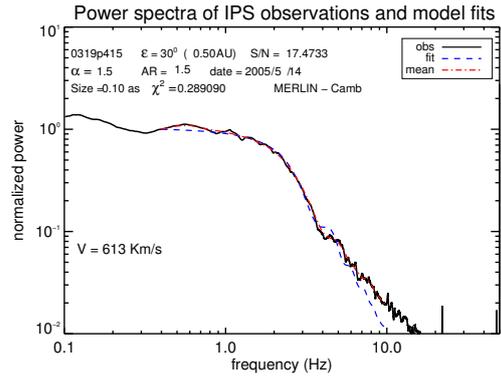
c) 16:22 TU Kncn

FIGURA B13: J0319+415 16:07 TU.

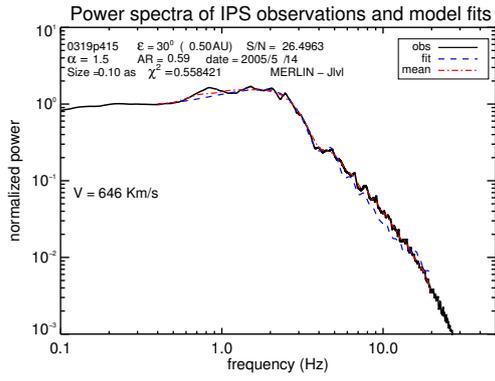
FIGURA B14: J0319+415 16:22 TU.



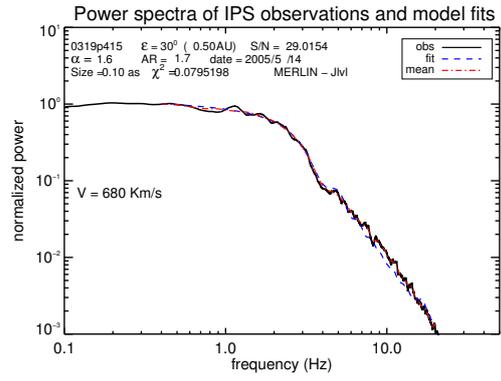
a) 16:37 TU Camb



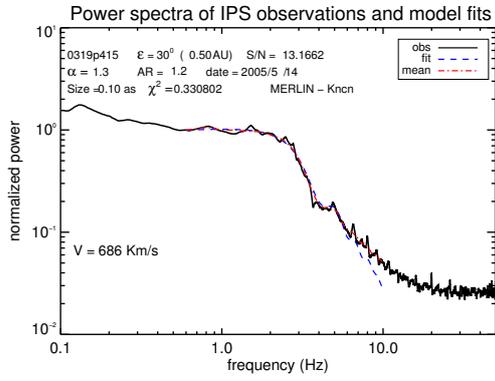
a) 16:52 TU Camb



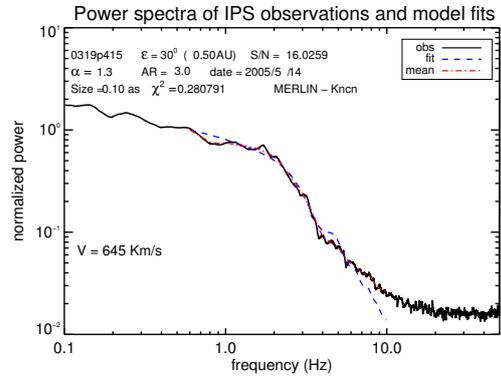
b) 16:37 TU Jlv1



b) 16:52 TU Jlv1



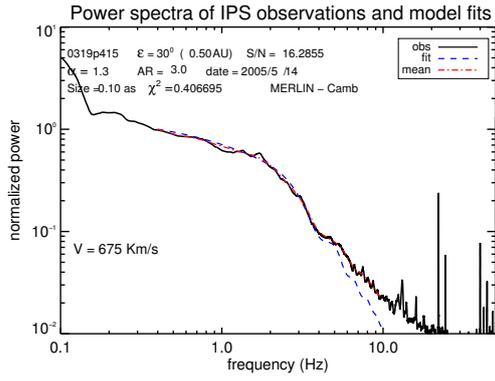
c) 16:37 TU Kncn



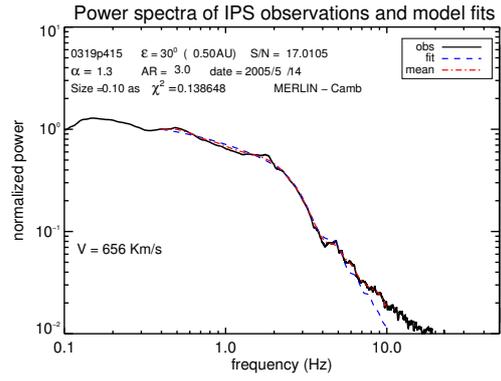
c) 16:52 TU Kncn

FIGURA B15: J0319+415 16:37 TU.

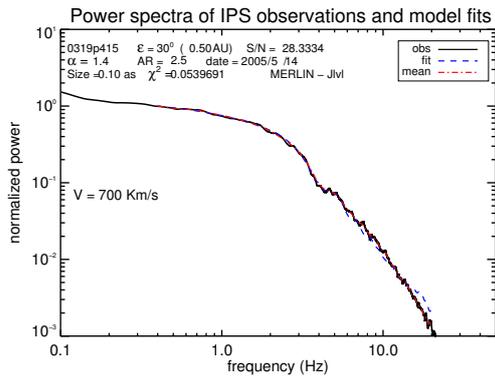
FIGURA B16: J0319+415 16:52 TU.



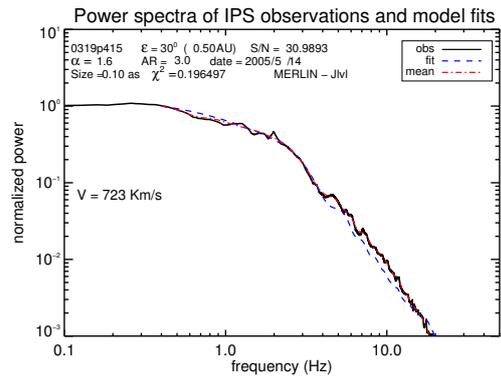
a) 17:07 TU Camb



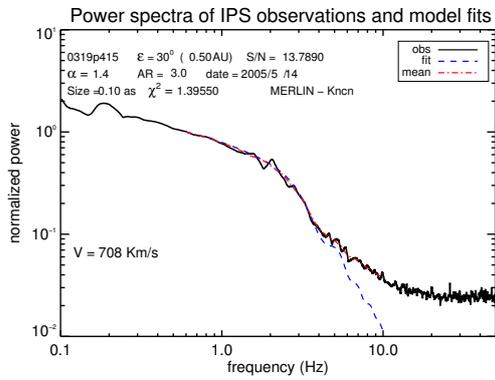
a) 17:22 TU Camb



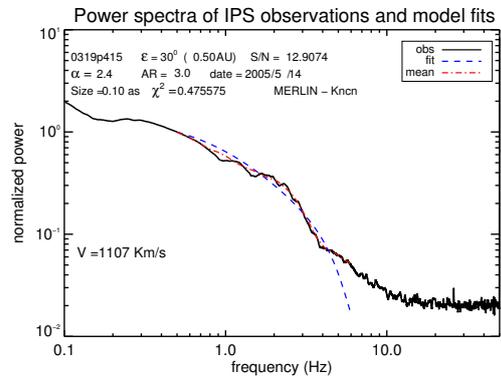
b) 17:07 TU Jlv1



b) 17:22 TU Jlv1



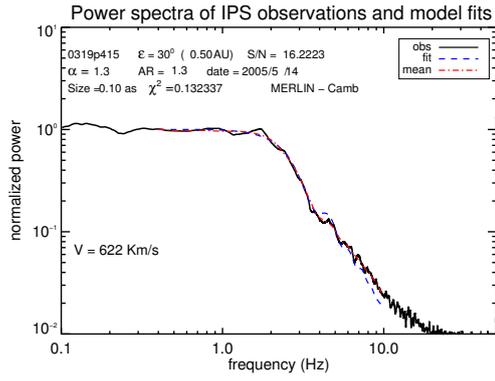
c) 17:07 TU Kncn



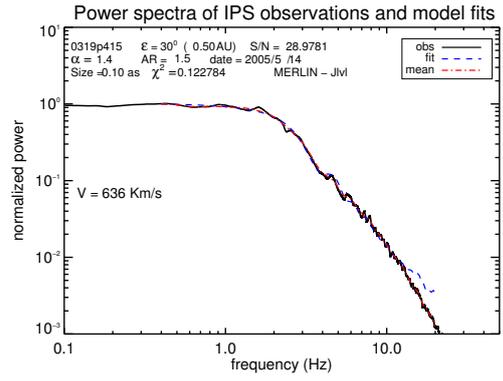
c) 17:22 TU Kncn

FIGURA B17: J0319+415 17:07 TU.

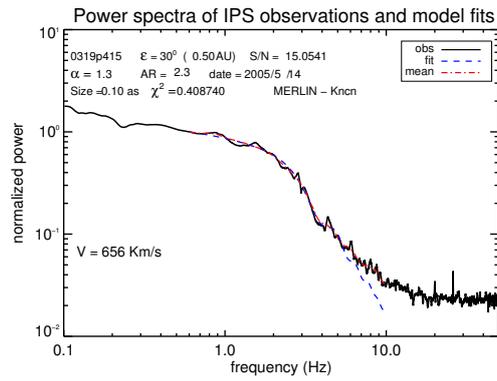
FIGURA B18: J0319+41 17:22 TU.



a) 17:37 TU Camb



b) 17:37 TU Jlv1



c) 17:37 TU Kncn

FIGURA B19: J0319+415 17:37 TU.

C. Tomografía UCSD utilizando datos del MEXART

El programa de tomografías para representación de la heliosfera, usando datos de CIP, desarrollado en la Universidad de California, San Diego, se implementó en esta tesis como se explica en el capítulo 5. En este apéndice se presentan las imágenes obtenidas durante el periodo de noviembre de 2014, correspondiente a la rotación de Carrington 2156.7. Las tomografías obtenidas en este apartado, se hicieron utilizando los datos de CIP del MEXART y el ajuste de datos *in situ* de la nave CELIAS a 1 UA. Se presenta la proyección eclíptica de las tomografías de velocidad y densidad.

La figura C1 (izquierda) muestra los resultados de la tomografía en comparación con los datos de la nave CELIAS para los valores de densidad, del lado derecho se muestra una gráfica de correlación entre ambos registros. En este caso el valor de correlación es de 0.93, mostrando que la tomografía y los datos *in situ* tienen un buen acuerdo. En la figura C2 se muestra una gráfica análoga para los resultados de velocidad del viento solar. En este caso la correlación es muy baja, de 0.36, lo cual indica que los valores de velocidad calculados por las tomografías a 1 UA, no tienen una buena aproximación con los datos de la nave CELIAS a 1 UA.

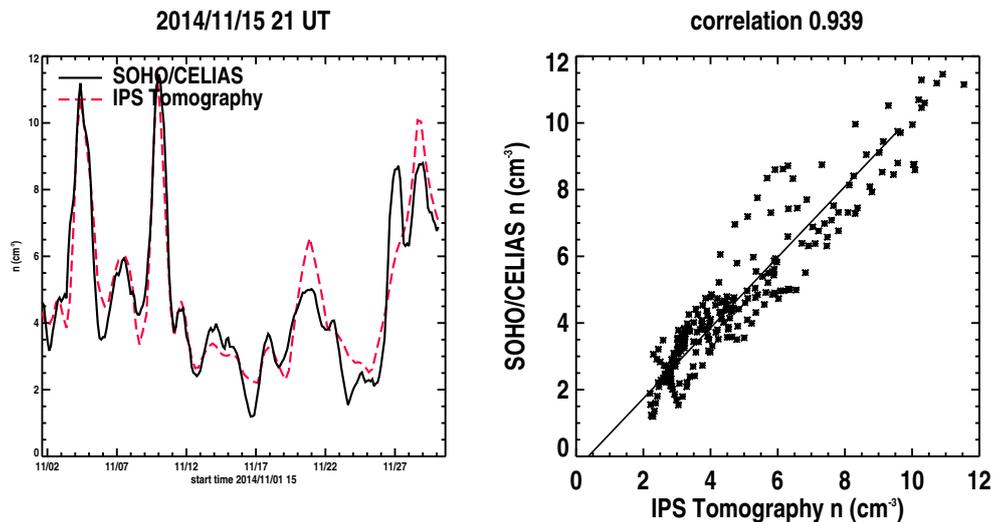


FIGURA C1: Correlación entre los resultados del programa de tomografías y los datos *in situ* de la nave CELIAS para densidad.

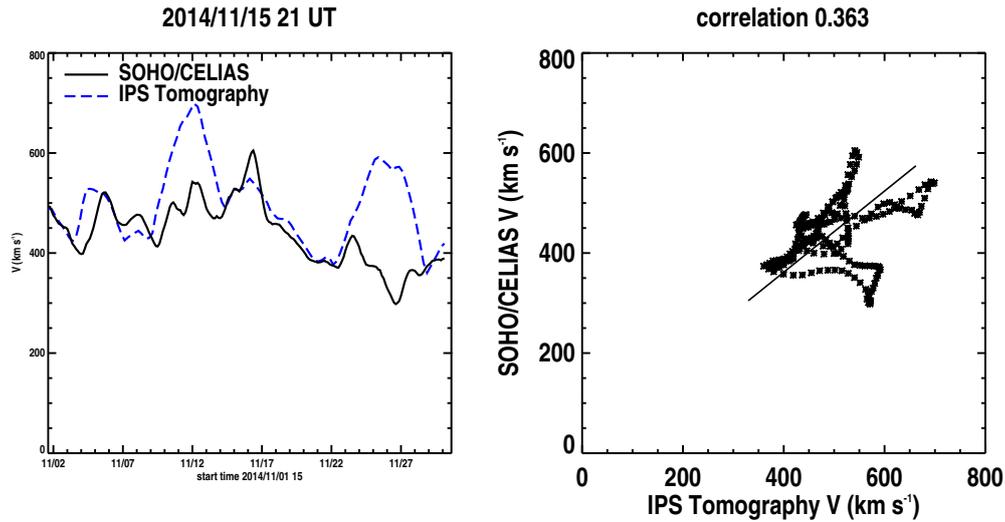
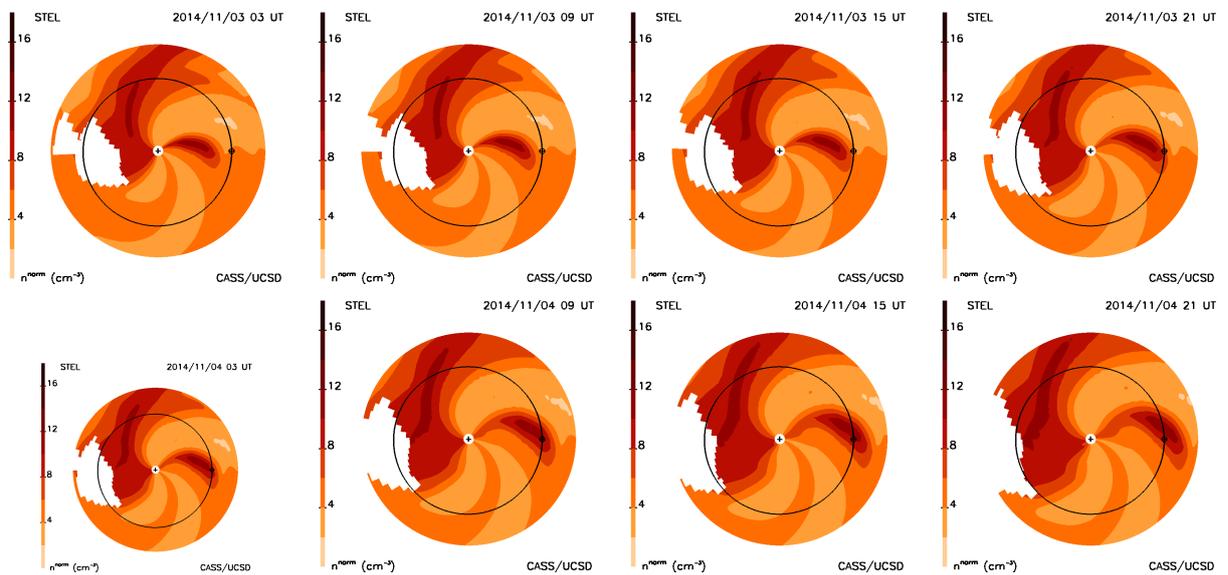
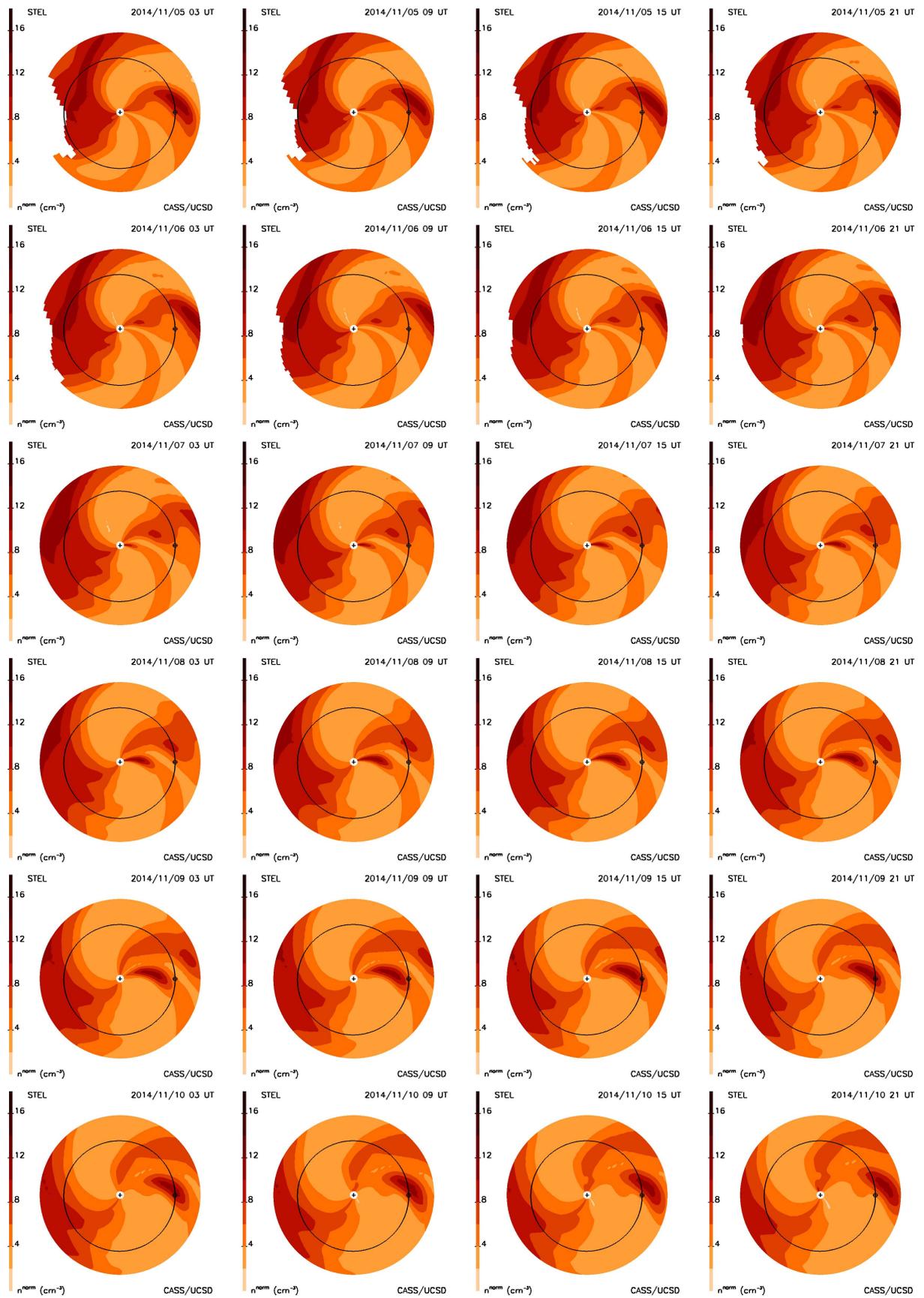
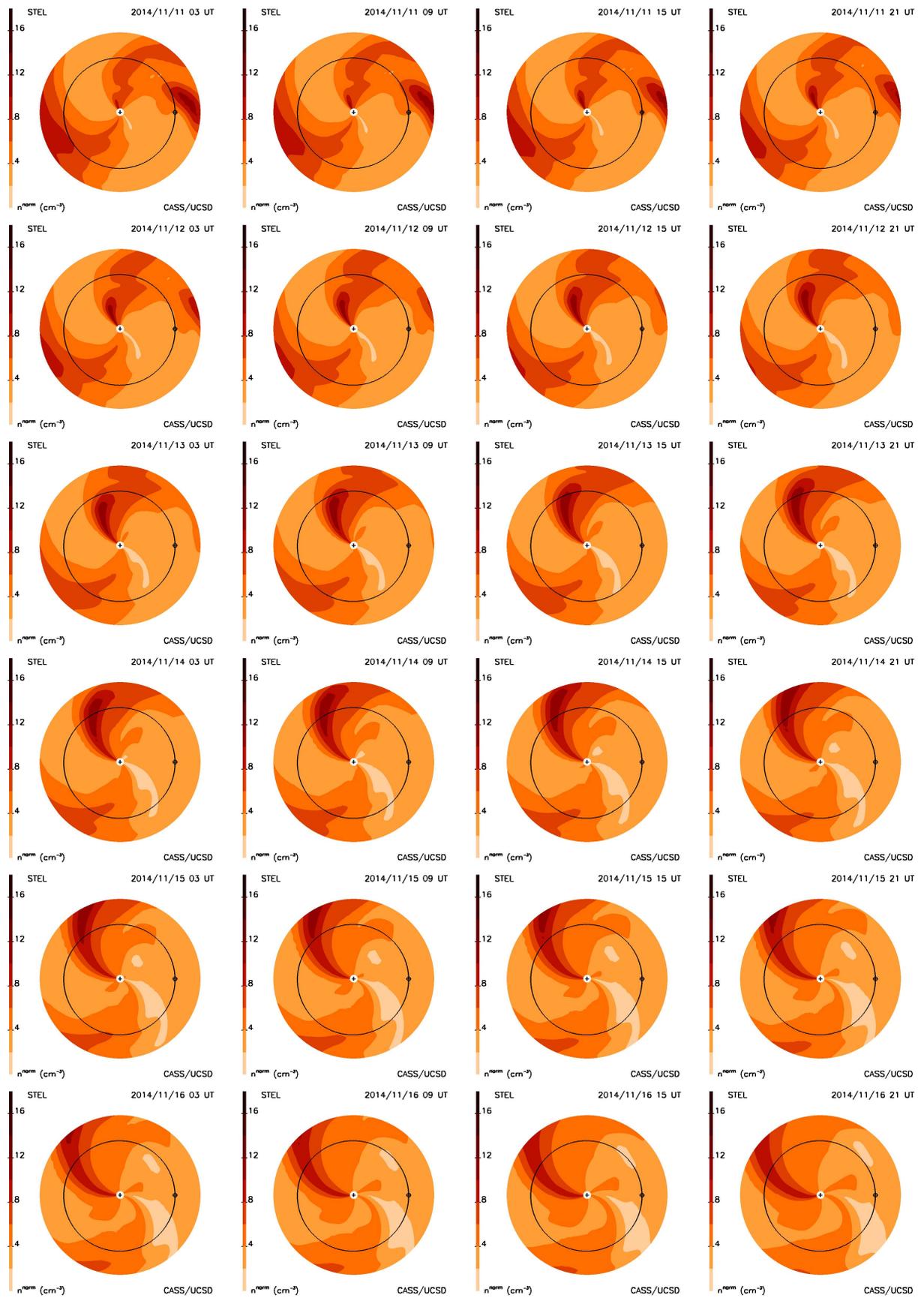


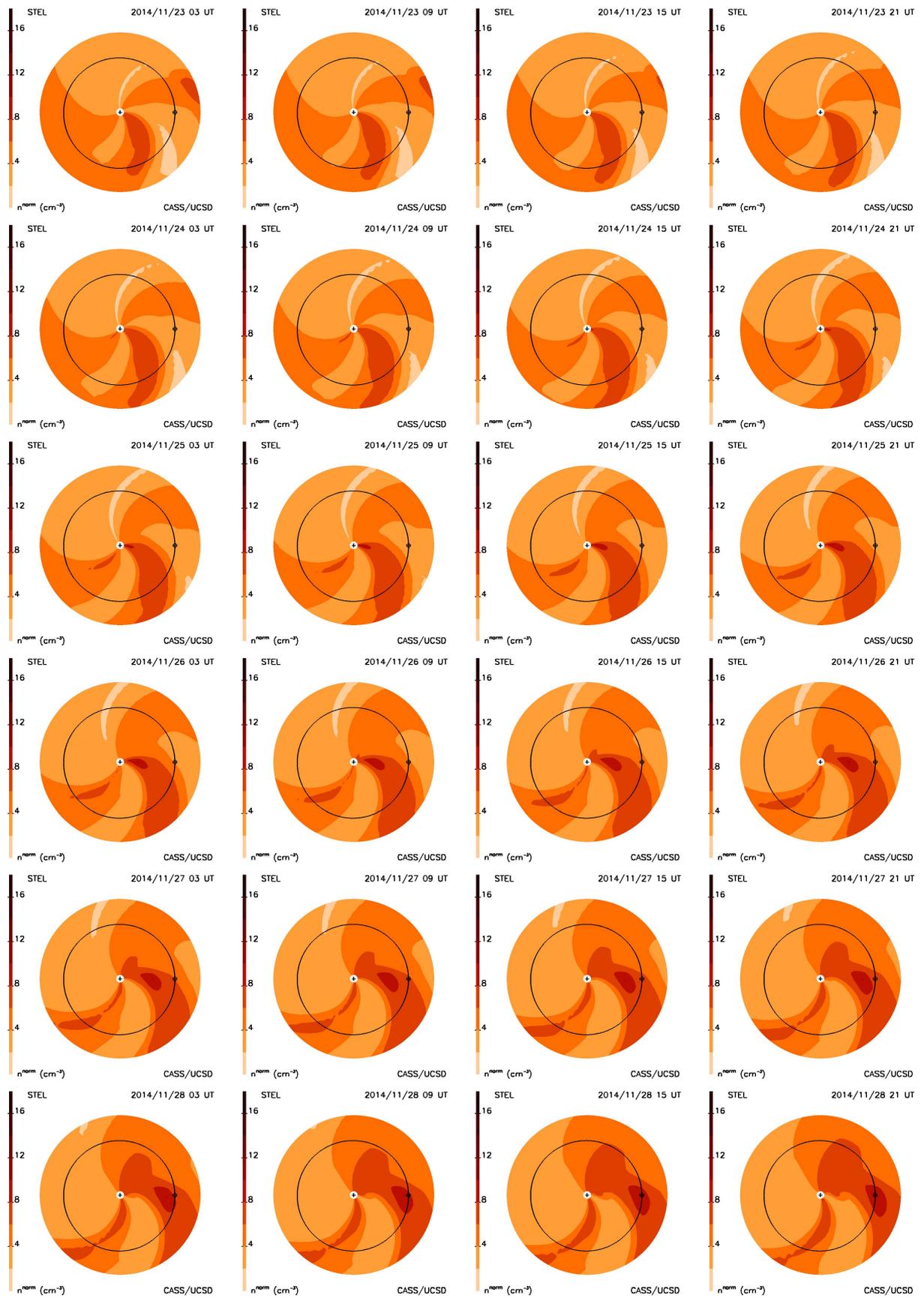
FIGURA C2: Correlación entre los resultados del programa de tomografías y los datos *insitu* de la nave CELIAS para velocidad.

A continuación se presentan las tomografías obtenidas durante la rotación de Carrington 2156.7. Las imágenes siguientes (escala de colores en anaranjado) muestran las tomografías correspondientes a la densidad de la heliosfera, posteriormente se muestran las imágenes correspondientes a las velocidades obtenidas (escala de colores azules). En estas tomografías se observa un corte eclíptico donde el Sol se encuentra en el centro, observado desde el hemisferio norte del mismo. La circunferencia negra indica la órbita de la Tierra y del lado derecho sobre la línea se ve lo que sería la Tierra.









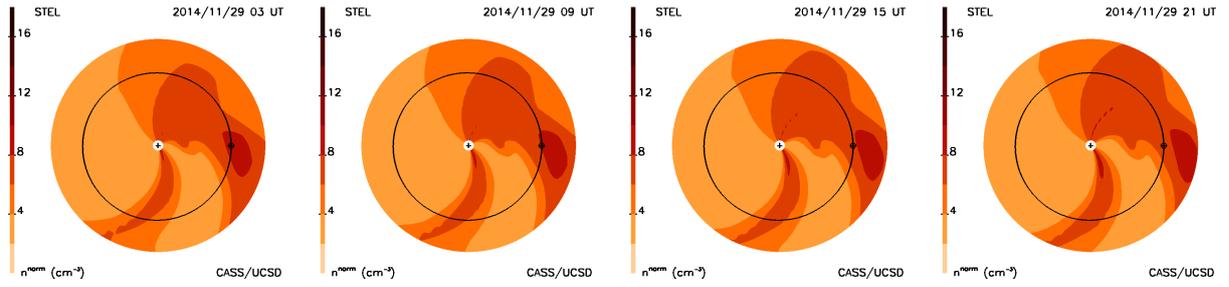
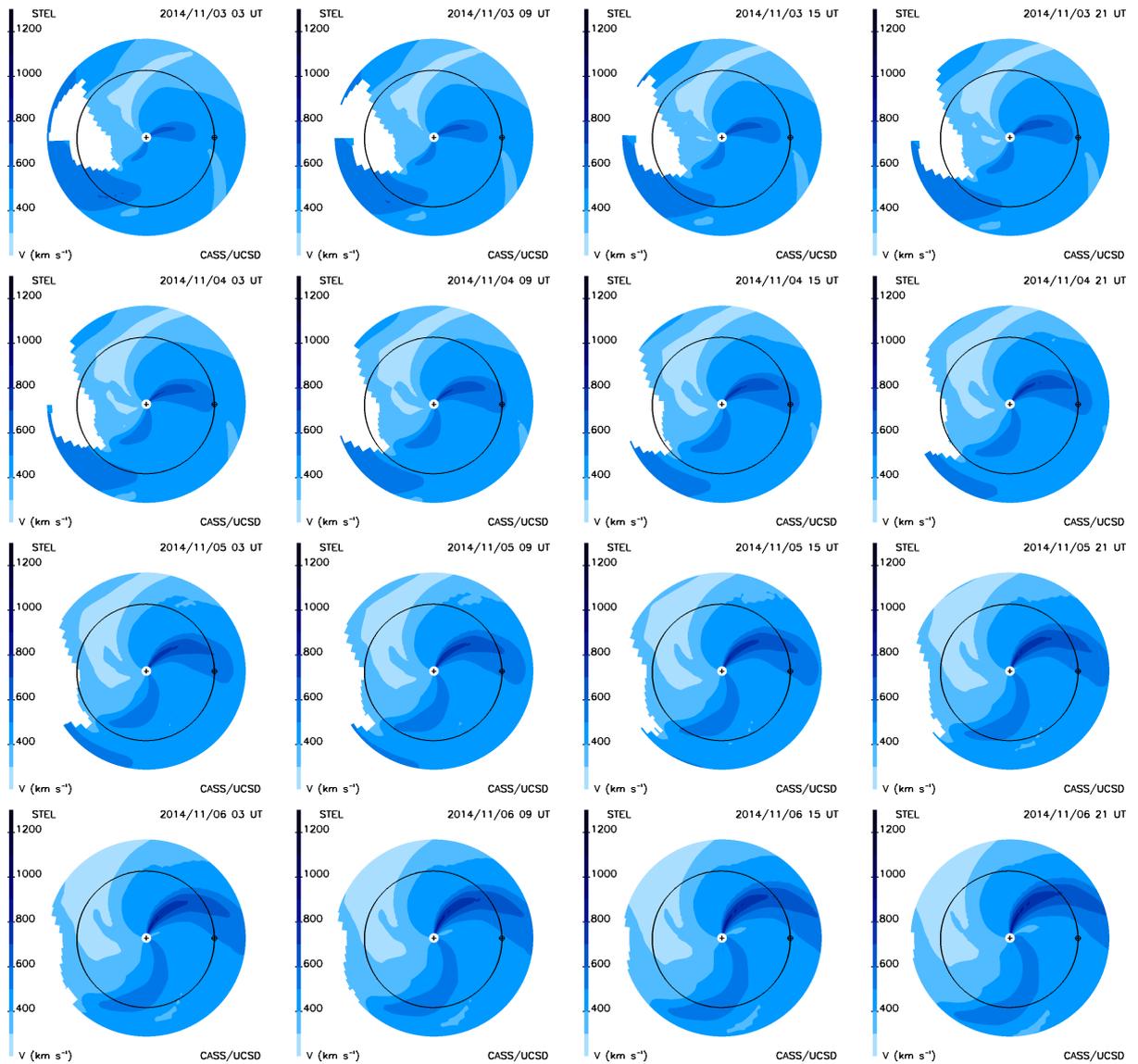
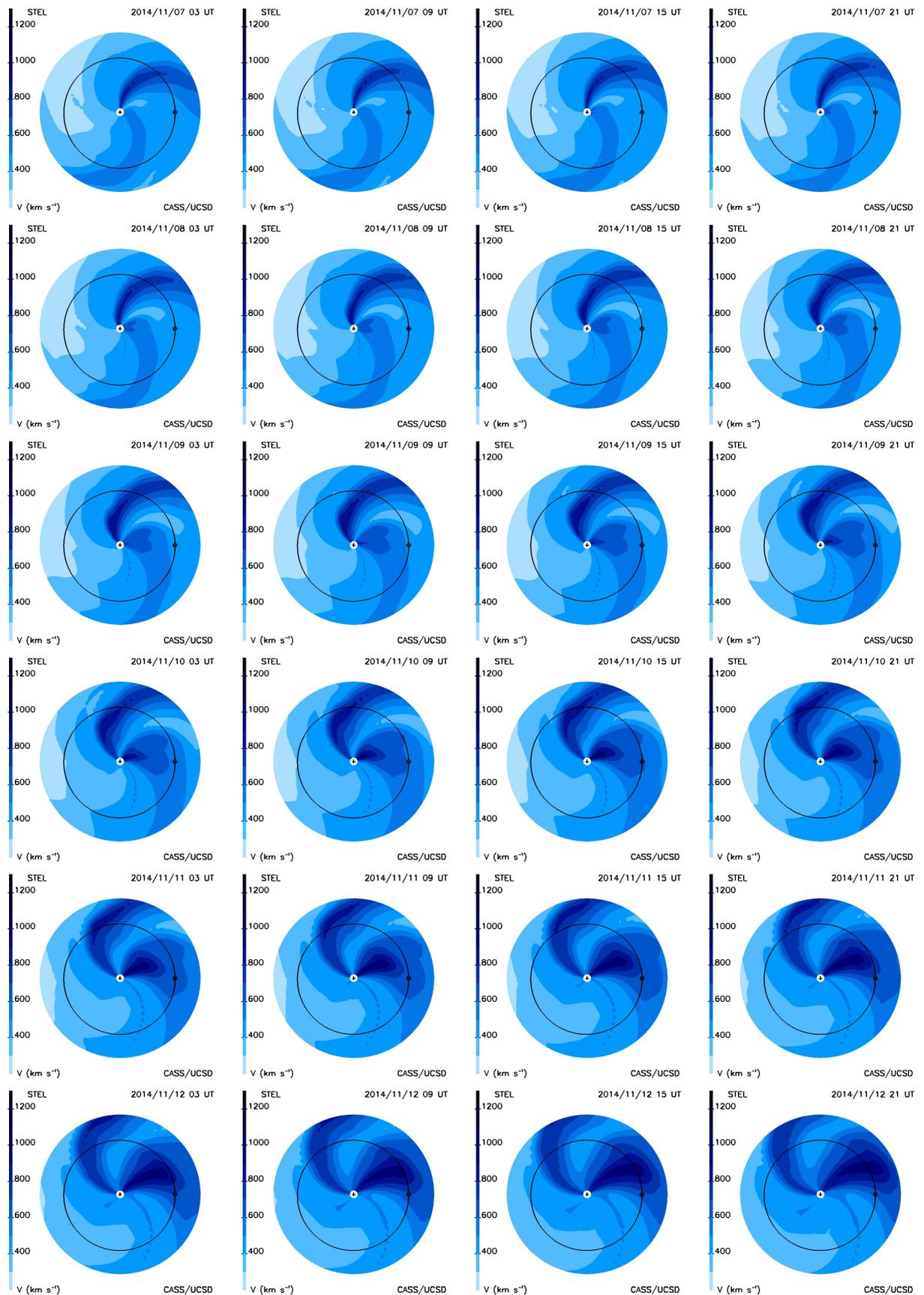
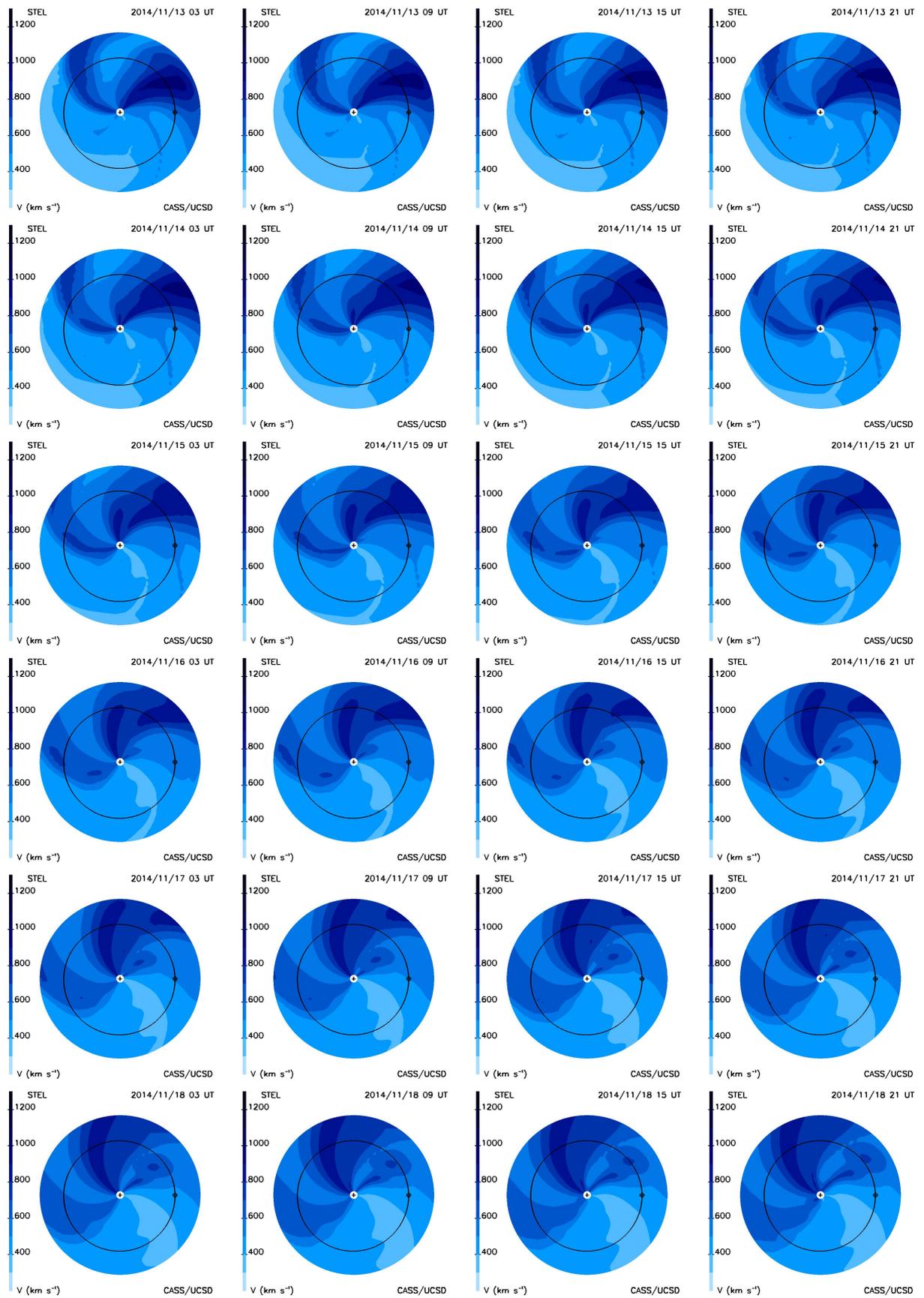
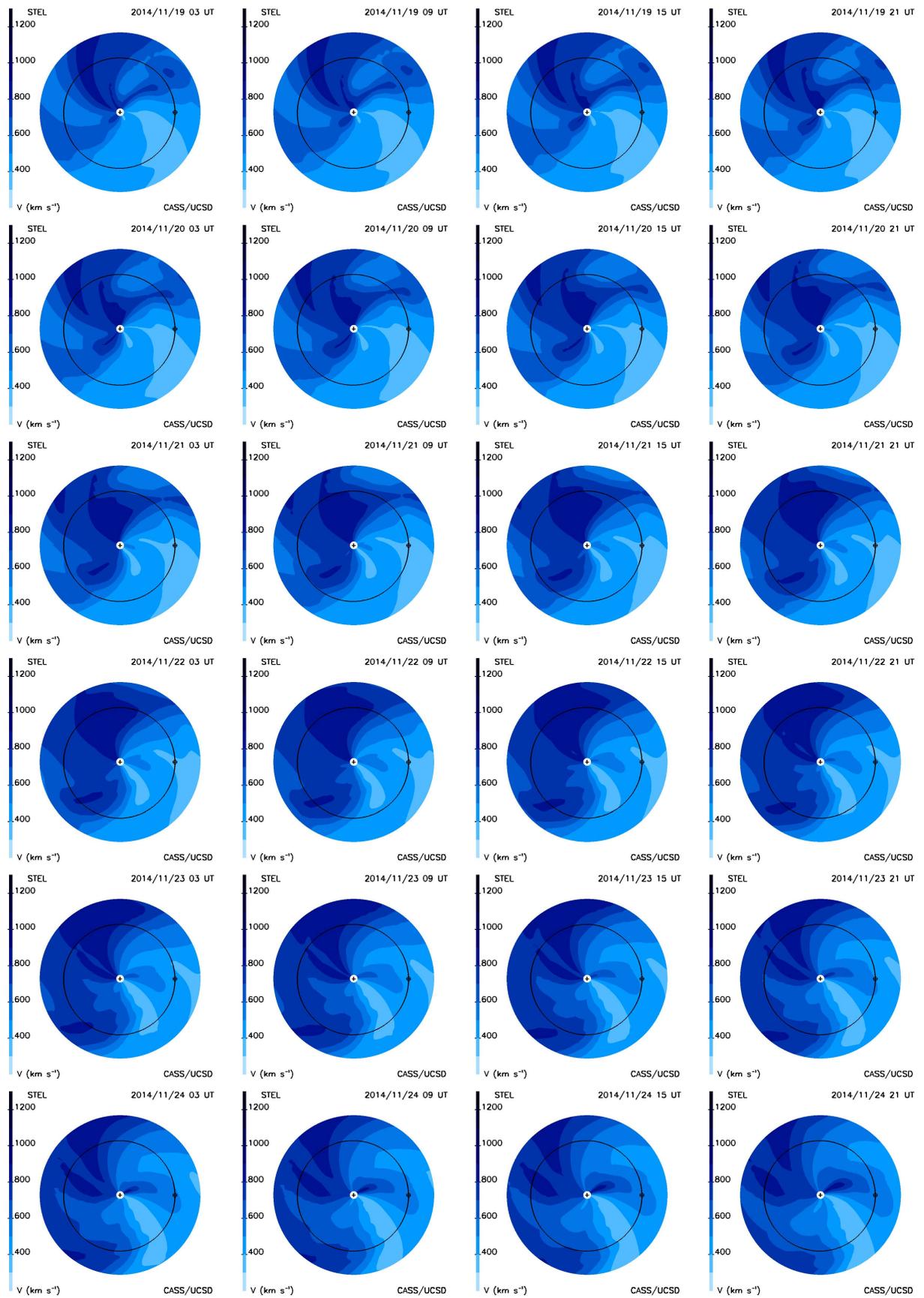


Tabla C 1: Densidades obtenidas con el programa de tomografías con corte eclíptico.









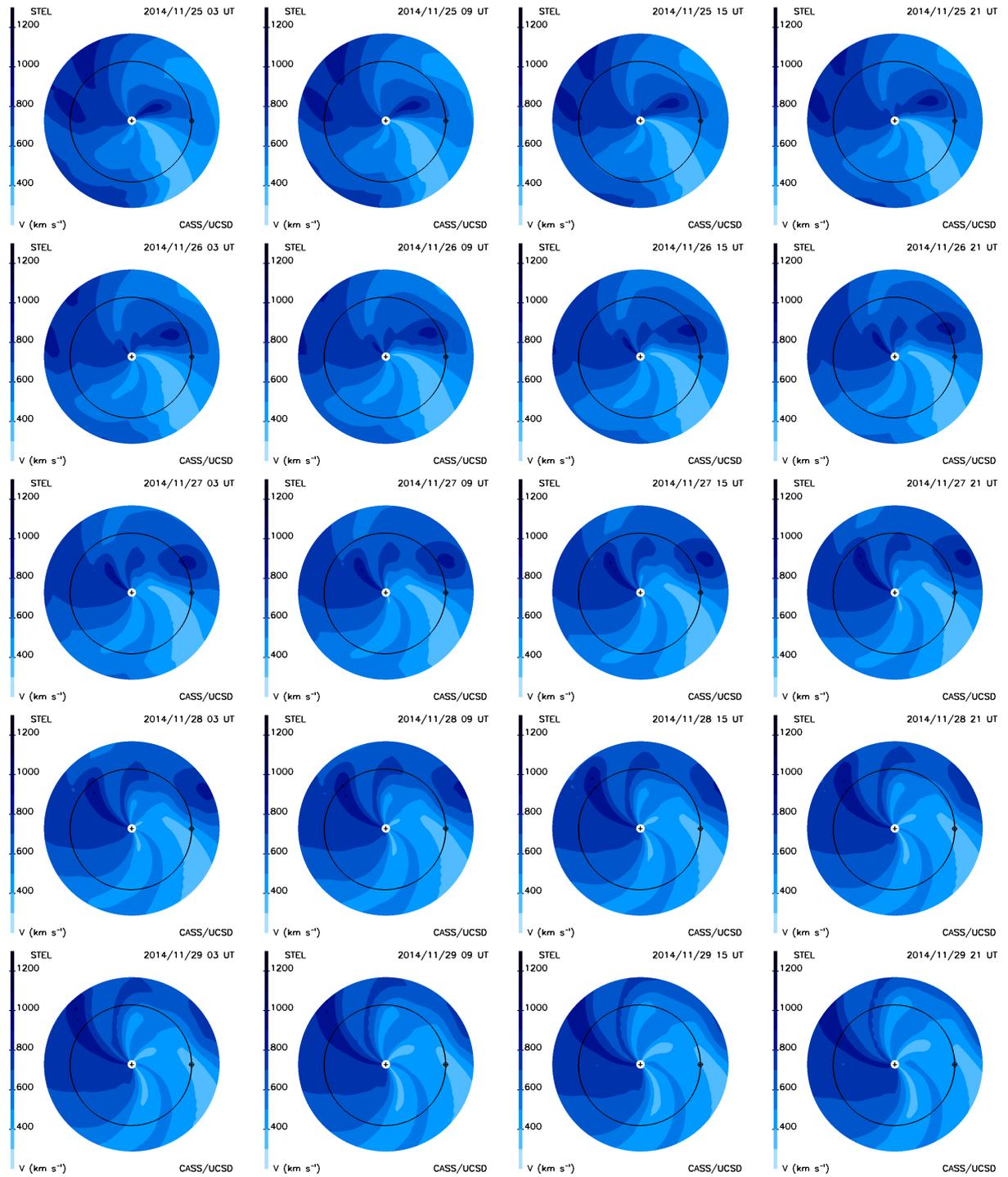


Tabla C 2: Velocidades obtenidas con el programa de tomografías con corte eclíptico.

Referencias

- Aguilar-Rodriguez, E., Rodriguez-Martinez, M., Romero-Hernandez, E., Mejia-Ambriz, J. C., Gonzalez-Esparza, J. A., and Tokumaru, M. (2014), “The wavelet transform function to analyze interplanetary scintillation observations,” *Geophysical Research Letters*, 41, 3331–3335.
- Ambriz, J. C. M. (2012), “Análisis de observaciones del MEXART: bases para estudios de Centelleo Interplanetario,” Ph.D. thesis, Universidad Nacional Autónoma de México.
- Asai, K., Kojima, M., Tokumaru, M., Yokobe, A., Jackson, B. V., Hick, P. L., and Manoharan, P. K. (1998), “Heliospheric tomography using interplanetary scintillation observations. III - Correlation between speed and electron density fluctuations in the solar wind,” *J. Geophys. Res.*, 103, 1991.
- Bisi, M. M., Jackson, B. V., Fallows, R. A., Dorrian, G. D., Manoharan, P. K., Clover, J. M., Hick, P. P., Buffington, A., Breen, A. R., and Tokumaru, M. (2008), “Solar Wind and CME Studies of the Inner Heliosphere Using IPS Data from STELab, ORT, and EISCAT,” *Advances in Geosciences*, 21.
- Bisi, M. M., Jackson, B. V., Clover, J. M., Manoharan, P. K., Tokumaru, M., Hick, P. P., and Buffington, A. (2009a), “3-D reconstructions of the early-November 2004 CDAW geomagnetic storms: analysis of Ooty IPS speed and density data,” *Annales Geophysicae*, 27, 4479–4489.
- Bisi, M. M., Jackson, B. V., Buffington, A., Clover, J. M., Hick, P. P., and Tokumaru, M. (2009b), “Low-Resolution STELab IPS 3D Reconstructions of the Whole Heliosphere Interval and Comparison with in-Ecliptic Solar Wind Measurements from STEREO and Wind Instrumentation,” *Solar Phys.*, 256, 201–217.
- Bisi, M. M., Breen, A. R., Jackson, B. V., Fallows, R. A., Walsh, A. P., Mikić, Z., Riley, P., Owen, C. J., Gonzalez-Esparza, A., Aguilar-Rodriguez, E., Morgan, H., Jensen, E. A., Wood, A. G., Owens, M. J., Tokumaru, M., Manoharan, P. K., Chashei, I. V., Giunta, A. S., Linker, J. A., Shishov, V. I., Tyul’Bashev, S. A., Agalya, G., Glubokova, S. K., Hamilton, M. S., Fujiki, K., Hick, P. P., Clover, J. M., and Pintér, B. (2010a), “From the Sun to the Earth: The 13 May 2005 Coronal Mass Ejection,” *Solar Physics*, 265, 49–127.
- Bisi, M. M., Jackson, B. V., Hick, P. P., Buffington, A., Clover, J. M., Tokumaru, M., and Fujiki, K. (2010b), “Three-dimensional Reconstructions and Mass Determination of the 2008 June 2 LASCO Coronal Mass Ejection Using STELab Interplanetary Scintillation Observations,” *Astrophysical Journal*, 715, L104–L108.

- Bisoi, S. K., Ananthakrishnan, S., Janardhan, P., Subramanian, P., and Ingale, M. (2014), “A study of the solar wind density modulation index in the inner heliosphere during solar cycle 23,” in *40th COSPAR Scientific Assembly*, vol. 40 of *COSPAR Meeting*.
- Breen, A. R., Coles, W. A., Grall, R. R., Klingsmith, M. T., Markkanen, J., Moran, P. J., Tegid, B., and Williams, P. J. S. (1996), “EISCAT measurements of the solar wind,” *Annales Geophysicae*, 14, 1235–1245.
- Breen, A. R., Fallows, R. A., Bisi, M. M., Thomasson, P., Jordan, C. A., Wannberg, G., and Jones, R. A. (2006), “Extremely long baseline interplanetary scintillation measurements of solar wind velocity,” *Journal of Geophysics Research*, 111, 8104.
- Burke, B. and Graham-Smith, F. (2010), *An introduction to Radio Astronomy*, Cambridge.
- Carrillo-Vargas, A., Pérez-Enríquez, R., Rodríguez-Martínez, M., López-Montes, R., Casillas-Pérez, G. A., and Araujo-Pradere, E. A. (2012), “Ionospheric disturbances detected by MEXART,” *Advances in Space Research*, 49, 1570–1580.
- Chang, O., Gonzalez-Esparza, J. A., and Mejia-Ambriz, J. (2016), “IPS observations at 140 MHz to study solar wind speeds and density fluctuations by MEXART,” *Advances in Space Research*, 57, 1307–1313.
- Cohen, M. H. and Gundermann, E. J. (1969), “Interplanetary Scintillations.IV. Observations Near the Sun,” *Astrophys. J.*, 155, 645.
- Coles, W. A. (1978), “Interplanetary scintillation,” *Space Sci. Rev.*, 21, 411–425.
- Coles, W. A. (1996), “A bimodal model of the solar wind speed,” *Astrophysics and Space Science*, 243(1), 87–96.
- Coles, W. A., Rickett, B. J., Rumsey, V. H., Kaufman, J. J., Turley, D. G., Ananthakrishnan, S., Armstrong, J. W., Harmons, J. K., Scott, S. L., and Sime, D. G. (1980), “Solar cycle changes in the polar solar wind,” *Nature*, 286, 239–241.
- Denardini, C. M., Dasso, S., and Gonzalez-Esparza, J. A. (2016), “Review on space weather in Latin America. 3. Development of space weather forecasting centers,” *Advances in Space Research*, 58, 1960–1967.
- Dennison, P. A. and Hewish, A. (1967), “The Solar Wind outside the Plane of the Ecliptic,” *Nature*, 213, 343–346.
- Fallows, R. A., Williams, P. J. S., and Breen, A. R. (2002), “EISCAT measurements of solar wind velocity and the associated level of interplanetary scintillation,” *Annales Geophysicae*, 20, 1279.
- Fallows, R. A., Breen, A. R., Bisi, M. M., Jones, R. A., and Wannberg, G. (2006), “Dual-frequency interplanetary scintillation observations of the solar wind,” *Geophysical Research Letters*, 33, 11106.
- Fallows, R. A., Bisi, M. M., Forte, B., Ulich, T., Konovalenko, A. A., Mann, G., and Vocks, C. (2016), “Separating Nightside Interplanetary and Ionospheric Scintillation with LOFAR,” *The Astrophysical Journal Letters*, 828, L7.

- Gapper, G. R., Hewish, A., Purvis, A., and Duffett-Smith, P. J. (1982), “Observing interplanetary disturbances from the ground,” *Nature*, 296, 633–636.
- Gonzalez-Esparza, A., Carrillo, A., Andrade, E., Perez-Enriquez, R., Kurtz, S., and Blanco-Cano, X. (2004), “Calibration Test of the MEXART Antenna. An Interplanetary Scintillation Array in Mexico,” in *35th COSPAR Scientific Assembly*, ed. J.-P. Paillé, vol. 35 of *COSPAR Meeting*, p. 1295.
- González-Esparza, A., Andrade, E., Carrillo, A., Jeyakumar, S., Ananthakrishnan, S., Praveenkumar, A., Sankarasubramanian, G., Sureshkumar, S., Sierra, P., Vazquez, S., Perez-Enriquez, R., and Kurtz, S. (2005), “Mexart Measurements of Radio Sources,” in *Solar Wind 11/SOHO 16, Connecting Sun and Heliosphere*, eds. B. Fleck, T. H. Zurbuchen, and H. Lacoste, vol. 592 of *ESA Special Publication*, pp. 667–669.
- Gonzalez-Esparza, A., Carrillo, A., Andrade, E., Jeyakumar, S., Perez-Enriquez, R., and Kurtz, S. (2006), “MEXART. Interplanetary Scintillation Array in Mexico in the IHY2007,” in *36th COSPAR Scientific Assembly*, vol. 36 of *COSPAR Meeting*.
- Gonzalez-Esparza, A., Romero Hernandez, E., Aguilar-Rodriguez, E., Ontiveros-Hernandez, V., Rodriguez-Martinez, M. R., and Mejia-Ambriz, J. C. (2014), “Sensing CMEs Propagating in the Interplanetary Medium. MEXART IPS Observations,” *AGU Fall Meeting Abstracts*.
- Graham-Smith, F. (2013), *Unseen Cosmos: the universe in radio*, Oxford university press.
- Hernández, E. R. (2015), “Estudio de la dinámica del viento solar durante la fase ascendente del ciclo solar 24. Observaciones solares, in situ y de centelleo interplanetario,” Ph.D. thesis, Universidad Nacional Autónoma de México.
- Hewish, A. (1975), “Pulsars and high density physics,” *Reviews of Modern Physics*, 47, 567–572.
- Hewish, A. and Dennison, P. A. (1967), “Measurements of the Solar Wind and the Small-Scale Structure of the Interplanetary Medium,” *J. Geophys. Res.*, 72, 1977.
- Hewish, A., Scott, P. F., and Wills, D. (1964), “Interplanetary Scintillation of Small Diameter Radio Sources,” *Nature*, 203, 1214–1217.
- Hick, P. P. and Jackson, B. V. (2004), “Heliospheric tomography: an algorithm for the reconstruction of the 3D solar wind from remote sensing observations,” in *Telescopes and Instrumentation for Solar Astrophysics*, eds. S. Fineschi and M. A. Gummin, vol. 5171 of *Proc. SPIE*, pp. 287–297.
- Hovestadt, D., Hilchenbach, M., Búrgi, A., Klecker, B., Laeverenz, P., Scholer, M., Grúnwaldt, H., Axford, W. I., Livi, S., Marsch, E., Wilken, B., Winterhoff, H. P., Ipavich, F. M., Bedini, P., Coplan, M. A., Galvin, A. B., Gloeckler, G., Bochsler, P., Balsiger, H., Fischer, J., Geiss, J., Kallenbach, R., Wurz, P., Reiche, K.-U., Gliem, F., Judge, D. L., Ogawa, H. S., Hsieh, K. C., Móbius, E., Lee, M. A., Managadze, G. G., Verigin, M. I., and Neugebauer, M. (1995), “CELIAS - Charge, Element and Isotope Analysis System for SOHO,” *Solar Phys.*, 162, 441–481.

- Jackson, B. V. and Hick, P. P. (2004), “Three-Dimensional Tomography of Interplanetary Disturbances,” in *Astrophysics and Space Science Library*, vol. 314 of *Astrophysics and Space Science Library*, p. 355.
- Jackson, B. V., Hick, P. P., Kojima, M., and Yokobe, A. (1998), “Heliospheric tomography using interplanetary scintillation observations, 1. Combined Nagoya and Cambridge data,” *Journal of Geophysics Research*, 103, 12049–12067.
- Jackson, B. V., Hick, P. L., Kojima, M., and Yokobe, A. (1998), “Heliospheric tomography using interplanetary scintillation observations 1. Combined Nagoya and Cambridge data,” *J. Geophys. Res.*, 103, 12049–12068.
- Jackson, B. V., Hick, P. P., and Buffington, A. (2003), “Time-dependent tomography of heliospheric features using the three-dimensional reconstruction techniques developed for the solar mass ejection imager (SMEI),” in *Innovative Telescopes and Instrumentation for Solar Astrophysics*, vol. 4853 of *Proc. SPIE*, pp. 23–30.
- Jackson, B. V., Boyer, J. A., Hick, P. P., Buffington, A., Bisi, M. M., and Crider, D. H. (2007), “Analysis of Solar Wind Events Using Interplanetary Scintillation (IPS) Remote Sensing 3D Reconstructions and Their Comparison at Mars,” *Solar Physics*, 241, 385–396.
- Jackson, B. V., Hick, P. P., Buffington, A., Yu, H.-S., Bisi, M. M., Tokumaru, M., and Zhao, X. (2015a), “A Determination of the North-South Heliospheric Magnetic Field Component from Inner Corona Closed-loop Propagation,” *Astrophysical Journal*, 803, L1.
- Jackson, B. V., Odstreil, D., Yu, H.-S., Hick, P. P., Buffington, A., Mejia-Ambriz, J. C., Kim, J., Hong, S., Kim, Y., Han, J., and Tokumaru, M. (2015b), “The UCSD kinematic IPS solar wind boundary and its use in the ENLIL 3-D MHD prediction model,” *Space Weather*, 13, 104–115.
- Jones, R. A., Breen, A. R., Fallows, R. A., Canals, A., Bisi, M. M., and Lawrence, G. (2007), “Interaction between coronal mass ejections and the solar wind,” *Journal of Geophysics Research*, 112, 8107–+.
- Kappenman, J. G. (2004), “Historically Large Geomagnetic Storms and Potential Electric Power Grid Impacts,” *AGU Spring Meeting Abstracts*.
- Klinglesmith, M. (1997), “The Polar Solar Wind from 2.5 to 40 Solar Radii: Results of Intensity Scintillation Measurements,” Ph.D. Thesis, University of California, San Diego (UCSD).
- Klinglesmith, M. T., Grall, R. R., and Coles, W. A. (1996), “933MHz IPS Velocity Measurements at EISCAT,” in *Solar Wind 8*, vol. 382, pp. 180–183.
- Kojima, M. and Kakinuma, T. (1987), “Solar cycle evolution of solar wind speed structure between 1973 and 1985 observed with the interplanetary scintillation method,” *Journal of Geophysics Research*, 92, 7269–7279.

- Kojima, M., Tokumaru, M., Watanabe, H., Yokobe, A., Asai, K., Jackson, B. V., and Hick, P. L. (1998), “Heliospheric tomography using interplanetary scintillation observations 2. Latitude and heliocentric distance dependence of solar wind structure at 0.1-1 AU,” *Journal of Geophysics Research*, 103, 1980–1990.
- Kojima, M., Coles, W. A., Tokumaru, M., and Fujiki, K. (2013), “Scintillation Measurements of the Solar Wind Velocity in Strong Scattering near the Sun,” *Solar Physics*, 283, 519–540.
- Kraus, J. D. (1950), *Radio Astronomy*, McGraw-Hill.
- Kraus, J. D. (1984), “Karl Guthe Jansky’s Serendipity. Its Impact on Astronomy and its Lesson for the Future,” in *Serendipitous Discoveries in Radio Astronomy*, eds. K. I. Kellermann and B. Sheets, p. 57.
- Kruger, A. (1979), *Introduction to solar radio Astronomy and Radio physics*, D. Reidel Publishing Company.
- Manoharan, P. (1991), “Study of solar wind using single station interplanetary scintillation,” Ph.D. thesis, Tata Institute of Fundamental Research.
- Manoharan, P. K. (1993), “Study of solar wind using single-station interplanetary scintillation,” *Bulletin of the Astronomical Society of India*, 21, 383–384.
- Manoharan, P. K. and Ananthakrishnan, S. (1990), “Determination of solar-wind velocities using single-station measurements of interplanetary scintillation,” *MNRAS*, 244, 691–695.
- Manoharan, P. K., Kojima, M., and Misawa, H. (1994), “The spectrum of electron density fluctuations in the solar wind and its variations with solar wind speed,” *J. Geophys. Res.*, 99, 23.
- Manoharan, P. K., Ananthakrishnan, S., Dryer, M., Detman, T. R., Leinbach, H., Kojima, M., Watanabe, T., and Kahn, J. (1995), “Solar wind velocity and normalized scintillation index from single-station IPS observations,” *Solar Phys.*, 156, 377–393.
- Manoharan, P. K., Kojima, M., Gopalswamy, N., Kondo, T., and Smith, Z. (2000), “Radial Evolution and Turbulence Characteristics of a Coronal Mass Ejection,” *Astrophysical Journal*, 530, 1061–1070.
- Mascote, E. A. (2000), “Diseño y construcción del radiotelescopio de centelleo interplanetario en Teoloyucan Estado de México,” Master’s thesis, Facultad de Estudios Superiores Cuautitlán-UNAM.
- Mejia-Ambriz, J., Gonzalez-Esparza, A., Carrillo-Vargas, A., Villanueva-Hernandez, P., Aguilar-Rodriguez, E., Andrade-Mascote, E., Vazquez-Hernandez, S., Sierra-Figueroa, P., Ananthakrishnan, S., and Manoharan, P. (2008), “First IPS Radio Sources Detected By MEXART,” *AGU Fall Meeting Abstracts*.

- Mejia Ambriz, J. C., Villanueva-Hernandez, P., Gonzalez-Esparza, A., Aguilar-Rodriguez, E., Andrade-Mascote, E., and Carrillo-Vargas, A. (2009), “Interplanetary scintillation radio sources detected with the Mexica Array RadioTelescope (MEXART),” *AGU Fall Meeting Abstracts*.
- Mejia-Ambriz, J. C., Villanueva-Hernandez, P., Gonzalez-Esparza, J. A., Aguilar-Rodriguez, E., and Jeyakumar, S. (2010a), “Observations of Interplanetary Scintillation (IPS) Using the Mexican Array Radio Telescope (MEXART),” *Solar Phys.*, 265, 309–320.
- Mejia-Ambriz, J.-C., Villanueva-Hernandez, P., Gonzalez-Esparza, A., Aguilar-Rodriguez, E., Mendoza-Torrez, J. E., Carrillo-Vargas, A., and Andrade-Mascote, E. (2010b), “Observations of IPS radio sources at 140 MHz with the Mexican Array Radio Telescope (MEXART),” in *38th COSPAR Scientific Assembly*, vol. 38 of *COSPAR Meeting*, p. 8.
- Mejia-Ambriz, J. C., Gonzalez-Esparza, A., and Romero Hernandez, E. (2012), “Remote Sensing of Solar Wind Velocity Applying IPS Technique using MEXART,” *AGU Fall Meeting Abstracts*.
- Mejia-Ambriz, J. C., Jackson, B. V., Gonzalez-Esparza, A., Tokumaru, M., Yu, H., Buffington, A., and Hick, P. (2013), “Remote Sensing of Solar Wind Velocities using Interplanetary Scintillation with MEXART and STELab Stations,” *AGU Spring Meeting Abstracts*.
- Mejia-Ambriz, J. C., Jackson, B. V., Gonzalez-Esparza, J. A., Buffington, A., Tokumaru, M., and Aguilar-Rodriguez, E. (2015), “Remote-Sensing of Solar Wind Speeds from IPS Observations at 140 and 327 MHz Using MEXART and STEL,” *Solar Phys.*, 290, 2539–2552.
- Moran, P. J., Breen, A. R., Varley, C. A., Williams, P. J. S., Coles, W. A., Grall, R. R., Klinglesmith, M. T., and Markkanen, J. (1997), “EISCAT measurements of the solar wind: Measurements of the fast and slow streams,” *Physics and Chemistry of the Earth*, 22, 391–394.
- NASA (2010), “Introduction to the Electromagnetic Spectrum,” .
- Odstrcil, D. (2003), “Modeling 3-D solar wind structure,” *Advances in Space Research*, 32, 497–506.
- Odstřil, D. and Pizzo, V. J. (1999), “Three-dimensional propagation of CMEs in a structured solar wind flow: 1. CME launched within the streamer belt,” *J. Geophys. Res.*, 104, 483–492.
- Orchiston, W. (ed.) (2005), *The new astronomy: opening the electromagnetic wiwind and expanding our view of planet earth*, Springer.
- Parker, E. N. (1958), “Dynamics of the Interplanetary Gas and Magnetic Fields.” *Astrophys. J.*, 128, 664.
- Prieto, G. A., Parker, R. L., and Vernon, III, F. L. (2009), “A Fortran 90 library for multitaper spectrum analysis,” *Computers and Geosciences*, 35, 1701–1710.

- Purvis, A., Tappin, S. J., Rees, W. G., Hewish, A., and Duffett-Smith, P. J. (1987), “The Cambridge IPS survey at 81.5 MHz,” *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 229, 589–619.
- Readhead, A. C. S. and Hewish, A. (1974), “Fine structure in radio sources at 81–111 MHz. The survey,” *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 167, 663.
- Readhead, A. C. S., Kemp, M. C., and Hewish, A. (1978), “The spectrum of small-scale density fluctuations in the solar wind,” *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 185, 207–226.
- Riedel, K. S. and Sidorenko, A. (1995), “Minimum bias multiple taper spectral estimation,” *IEEE Transactions on Signal Processing*, 43, 188–195.
- Rodriguez-Martinez, M., Perez-Enriquez, R., Carrillo-Vargas, A., Lopez-Montes, R., Araujo-Pradere, E. A., Casillas-Perez, G., and Lopez Cruz-Abeyro, J. (2011), “Ionospheric Disturbance Effects on IPS signals from MEXART,” *AGU Fall Meeting Abstracts*.
- Rodríguez-Martínez, M., Pérez-Enríquez, H. R., Carrillo-Vargas, A., López-Montes, R., Araujo-Pradere, E. A., Casillas-Pérez, G. A., and Cruz-Abeyro, J. A. L. (2014), “Ionospheric Disturbances and Their Impact on IPS Using MEXART Observations,” *Solar Phys.*, 289, 2677–2695.
- Romero, E. (2012), “Catálogo de radiofrecuencias observadas por el MEXART,” Tech. rep., Universidad Nacional Autónoma de México.
- Romero Hernandez, E., Mejía, J., Gonzalez-Esparza, A., Aguilar-Rodriguez, E., Villanueva, P., Andrade, E., Carrillo, A., and Mexart (2011), “IPS studies using the Mexican Array Radio Telescope (MEXART),” *AGU Fall Meeting Abstracts*.
- Romero-Hernandez, E., Gonzalez-Esparza, J. A., Aguilar-Rodriguez, E., Ontiveros-Hernandez, V., and Villanueva-Hernandez, P. (2015), “Detection of Solar Wind Disturbances: Mexican Array Radio Telescope IPS Observations at 140 MHz,” *Solar Phys.*, 290, 2553–2566.
- Scott, S. L., Coles, W. A., and Bourgois, G. (1983), “Solar wind observations near the sun using interplanetary scintillation,” *Astronomy and Astrophysics*, 123, 207–215.
- Shishov, V. I., Tyul’Bashev, S. A., Subaev, I. A., and Chashei, I. V. (2008), “Monitoring of interplanetary and ionospheric scintillation of an ensemble of radio sources,” *Solar System Research*, 42, 341–350.
- Tokumaru, M., Kojima, M., Fujiki, K., Yamashita, M., and Yokobe, A. (2003), “Toroidal-shaped interplanetary disturbance associated with the halo coronal mass ejection event on 14 July 2000,” *Journal of Geophysical Research (Space Physics)*, 108, 1220.
- Tokumaru, M., Kojima, M., Fujiki, K., and Yamashita, M. (2006), “Tracking heliospheric disturbances by interplanetary scintillation,” *Nonlinear Processes in Geophysics*, 13, 329–338.
- Tokumaru, M., Kojima, M., Fujiki, K., Maruyama, K., Maruyama, Y., Ito, H., and Iju, T. (2011), “A newly developed UHF radiotelescope for interplanetary scintillation observations: Solar Wind Imaging Facility,” *Radio Science*, 46, RS0F02.

- Tokumaru, M., Kojima, M., and Fujiki, K. (2012), “Long-term evolution in the global distribution of solar wind speed and density fluctuations during 1997-2009,” *Journal of Geophysical Research (Space Physics)*, 117, A06108.
- Vargas, A. C. (2007), “Construcción y calibración del radiotelescopio de centelleo interplanetario, MEXART,” Ph.D. thesis, IGEF-UNAM.
- Villanueva, P. (2009), “Observaciones de fuentes de radio detectadas en el MEXART con una matriz de Butler de 16x16,” Master’s thesis, IGEF-UNAM.
- Villanueva Hernandez, P., Gonzalez Esparza, J. A., Carrillo, A., Andrade, E., Jeyacumar, S., and Kurtz, S. (2007), “Study of Radio sources and interferences detected by MEXART,” *AGU Spring Meeting Abstracts*.
- Young, A. T. (1971), “Interpretation of Interplanetary Scintillations,” *Astrophys. J.*, 168, 543.
- Young, D. S. D. (2002), *The physics of extragalactic radio sources*, The University of Chicago.
- Yu, H. S., Jackson, B. V., Hick, P. P., Buffington, A., Bisi, M. M., Odstreil, D., Hong, S., Kim, J., Yi, J., Tokumaru, M., and Gonzalez-Esparza, A. (2015), “3D Analysis of Remote-Sensed Heliospheric Data for Space Weather Forecasting,” *AGU Fall Meeting Abstracts*.