



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO
POSGRADO EN CIENCIAS DE LA TIERRA
INSTITUTO DE GEOFÍSICA

PROPAGACIÓN DE ESTRUCTURAS DE PEQUEÑA ESCALA EN EL
VIENTO SOLAR LENTO

TESIS

QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE
DOCTORA EN CIENCIAS DE LA TIERRA (Física Espacial)

PRESENTA:

M. en C. Cynthia López Portela

TUTOR:

Dra. Xóchitl Guillermina Blanco Cano
Instituto de Geofísica, UNAM

COMITÉ TUTOR:

Dra. Xóchitl Guillermina Blanco Cano, Instituto de Geofísica, UNAM
Dr. Alejandro Lara Sánchez, Instituto de Geofísica, UNAM
Dr. Ernesto Aguilar Rodríguez, Instituto de Geofísica, Morelia-UNAM

Ciudad Universitaria, Cd. Mx., febrero 2019



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis 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.

M. EN C. CYNTHIA LÓPEZ PORTELA

PROPAGACIÓN DE ESTRUCTURAS DE PEQUEÑA ESCALA EN
EL VIENTO SOLAR LENTO

COMITÉ TUTORAL:

Dra. Xóchitl Guillermina Blanco Cano, Instituto de Geofísica, UNAM

Dr. Alejandro Lara Sánchez, Instituto de Geofísica, UNAM

Dr. Ernesto Aguilar Rodríguez, Instituto de Geofísica, Morelia-UNAM

JURADO EXAMINADOR:

Dr. José Julio Emilio Herrera Velázquez, Instituto de Ciencias Nucleares, UNAM

Dra. Xóchitl Guillermina Blanco Cano, Instituto de Geofísica, UNAM

Dr. Alejandro Lara Sánchez, Instituto de Geofísica, UNAM

Dra. Teresa Nieves Chinchilla, Goddard Space Flight Center, NASA

Dra. Mari Paz Miralles, Harvard-Smithsonian Center-Astrophysics

A mis padres y hermanas.

Resumen

En el medio interplanetario se propagaban eventos transitorios de diferente escala, entre los que destacan las eyecciones de masa coronal (CMEs), las regiones de interacción (CIRs o SIRs), y los transientes de “pequeña” escala conocidos como *blobs*. Los *blobs* son estructuras de gran importancia para el estudio de la corona solar y del viento solar, porque son los únicos trazadores conocidos del *viento solar lento* en luz blanca y hoy en día no se sabe con certeza el origen de esta componente del viento solar. El trabajo de investigación que se presenta está centrado en realizar un estudio observacional de la propagación de los *blobs* y en la investigación sobre la región en donde se originan. Para realizar estos objetivos se utilizaron, para la primera parte, las observaciones de los coronógrafos C2 y C3 que conforman el conjunto de instrumentos del experimento LASCO a bordo de la misión SOHO y de los coronógrafos de las naves gemelas COR2 de la misión STEREO, con esta información se realizó el análisis observacional de propagación “real” de 44 *blobs*, cubriendo un campo de visión de 2 a 15 radios solares en la reconstrucción 3D, con el uso del método conocido como *HT-analysis*, a lo largo de los años 2007 y 2008, correspondientes al mínimo de actividad solar entre el ciclo solar 23 y el ciclo solar 24. Para la segunda parte se hizo uso de la configuración del campo magnético de la superficie solar, calculada por el modelo de campo potencial del paquete PFSS, en donde se encontró que los *blobs* tienen su origen en dos regiones: en la cima de los cascos coronales, los cuales son estructuras con una configuración de campo magnético dipolar (*helmet-streamers*, HS) y en las estructuras conocidas como *pseudo-streamers* (PS), las cuales tienen un campo magnético con una configuración unipolar.

Abstract

There are transients of different scales that propagate in the interplanetary medium, such as coronal mass ejections (CMEs), interaction regions (CIRs or SIRs), or the small scale transients known as blobs. Blobs are structures of much importance in the study of the solar corona and the solar wind, because they are the only tracers in white-light of the slow solar wind and the origin of this component of the solar wind is still under debate. The research aim of this work is centered in the observational study of the propagation of blobs and on the research of its origin site. To perform these objectives, we used for the first part of the investigation, the observational data of the coronagraphs C2 and C3 that take part of the set of experiments of LASCO on board SOHO mission and the COR2 coronagraphs on board the twin spacecraft of STEREO mission. With this observational data we analyzed the “real” propagation of 44 blobs in the 3D space reconstructed by the *HT-analysis technique*, covering a total field of view from 2 to 15 solar radii, along the years 2007 and 2008, corresponding to the period in between the solar minimum and the ascending phase of solar cycles 23 and 24. For the second part of the investigation, we used the solar surface magnetic field morphology calculated by the potential field model of the PFSS package, where we found that blobs have their origin in two sites: in the cusp of helmet-streamers, which have a dipolar magnetic field polarity and in zones related to pseudo-streamers, which are structures with unipolar magnetic field polarity.

Publicaciones

De esta tesis doctoral se realizó la publicación:

López-Portela, C., Panasenco, O., Blanco-Cano, X., Stenborg, G., De-projected Trajectory of Blobs in the Inner Corona. *Solar Physics*. (Julio 2018). DOI: 10.1007/s11207-018-1315-4.

El trabajo desarrollado en este proyecto se ha presentado en los siguientes congresos:

- Thirteenth International Solar Wind Conference, *White-light observations of small transients in the corona during the minimum and the ascending phase of solar cycle 24*, Big Island, Hawaii, Estados Unidos de América. Junio de 2012.
- Reunión Anual de la UGM, *Localización 3D de transientes de “pequeña” escala en la corona solar*, Puerto Vallarta, Jalisco, México. Noviembre de 2012.
- AGU fall meeting, *3D acceleration of small solar wind tracers and their location origin*, San Francisco, California, Estados Unidos de América. Diciembre de 2013.
- AGU Meeting of the Americas, *Observational study of the tridimensional trajectory of small white-light transients in the inner solar corona*, Cancún, Quintana Roo, México. Mayo de 2013.
- Heliospheric and Interplanetary Environment (SHINE workshop), *White-light tracers of the slow solar wind*, Telluride, Colorado, Estados Unidos de América. Junio de 2014.
- Heliospheric and Interplanetary Environment (SHINE workshop), *Statistical study of the origin and 3D acceleration profile of small solar wind tracers (blobs)*, Telluride, Colorado, Estados Unidos de América. Junio de 2014.

Presentaciones en seminarios semestrales en el Instituto de Geofísica y en el Instituto de Ciencias Nucleares, UNAM, Ciudad de México (CDMX), y en Estados Unidos de América:

- ISEST Workshop/Talk, *Small transients in the solar corona*, UNAM, CDMX. Octubre de 2015.

- Seminario del Departamento de Ciencias Espaciales, Instituto de Geofísica, *Regiones de origen del viento solar lento*, UNAM, CDMX. Junio de 2015.
- Seminario del Departamento de Física de Plasmas e Interacción de la Radiación con la Materia, Instituto de Ciencias Nucleares, *Localización de estructuras de "pequeña" escala en la corona solar*, UNAM, CDMX. Abril de 2014.
- HAO/Corona and Solar Wind Seminar Talk, *Small white-light structures in the solar corona*, Boulder, Colorado, Estados Unidos de América. Abril de 2014.
- Seminario del Departamento de Ciencias Espaciales, Instituto de Geofísica, *Localización de estructuras de "pequeña" escala en la corona solar*, UNAM, CDMX. Marzo de 2014.
- Seminario del Departamento de Física de Plasmas e Interacción de la Radiación con la Materia, Instituto de Ciencias Nucleares, *Estudio de la propagación de eventos transitorios en el viento solar durante el mínimo y la fase ascendente del ciclo de actividad solar 24*, UNAM, CDMX. Julio de 2012.

Apoyos y reconocimientos como estudiante de doctorado:

- Premio al mejor trabajo de estudiante presentado en la Reunión Anual de la UGM (Unión Geofísica Mexicana) 2012.
- American Geophysical Union (AGU), Fall Meeting Student Travel Grant, San Francisco, California, Estados Unidos de América. Diciembre de 2013.

Agradecimientos

En primer lugar quiero agradecer a mis hermanas y a mi madre, quienes se mantuvieron apoyando siempre con tanto cariño en este proyecto de mi vida. A mis amistades del Instituto de Astronomía como del Instituto de Ciencias de la UNAM, al Dr. Julio Ramírez Vélez, al M. en I. Jaime Ruíz, al Ing. Leonardo Garcés, Dr. César López Monsalvo y al Fis. Antonio Ramírez, y respectivas parejas; por sus continuos comentarios con tanto entusiasmo y mucha chispa. A los investigadores del Departamento de Ciencias Espaciales, al Dr. Héctor Pérez de Tejada, al Dr. Rogelio Caballero, al Dr. Héctor Durand, y al Dr. Alberto Flándes; por haberme visto llegar por las tardes después del trabajo a mi cubículo, y haberme apoyado con comentarios siempre positivos a mis dudas e inquietudes. Desde luego a Adriana Morales y al Dr. Gilberto Casillas; por estar al tanto de mis logros, de los trámites y de las necesidades de cómputo, respectivamente.

A mis amistades de la Escuela de Lancaster A.C., Nataly Ayala, Cristina Rosado, Blanca Bonilla, Denise Mc Keown, Églé Leyva, y al Dr. Fernando Lazcano, o sea, al grupo *round robin*, así como a Edurne Goded y a Cecilia Suárez, y a las laboratoristas Macrina Catañeda y a Lourdes Delgado; a todos ellos por mantenerse siempre con sonrisas, comprensión, y positivismo puro. Fuera de este grupo de amistades, a la Dra. Cecilia Mejía, por su amistad y estar al tanto de mis logros y de mi salud con mucha atención y afecto de verdad. A Ceci Murguía, a Marco Castelli, a la *famiglia* di Serego Allighieri, y a la magia con tanta experiencia del maestro Antonio Luquin (y esposa); por estar después de años de amistad y a tanta distancia (en sus casos) siempre presentes.

Al Profesor Marco Velli (tutor de maestría en Italia, UCLA y JPL), al Profesor William Matthaeus (Universidad de Delaware), a la Dra. Olga Panasenco (*Advanced Heliophysics*, Pasadena, California), al Dr. Guillermo Stenborg (NRL, Washington D. C.) y a la Dra. Sarah Gibson (HAO/UCAR, Colorado); por su apoyo y oportunos comentarios a lo largo del desarrollo de este trabajo de tesis doctoral.

Mi más especial agradecimiento a dos grandes maestros por haber sabido transmitir con facilidad y con cariño su amor por la ciencia, en primer lugar a la Dra. Silvia Bravo†, quien en un muy breve tiempo sembró en mí a temprana edad la semilla por la curiosidad en la Física Solar, y a mi padre†, quien a lo largo de los años se mantuvo alentando mis inquietudes en la Física.

Por último, agradezco desde luego al financiamiento de los apoyos de CONACyT (394014) y de PAPIIT-DGAPA (IN105014-3) que permitieron salidas a congresos y presentaciones de trabajos en México y en el extranjero, así como al Posgrado de Ciencias de la Tierra del Instituto de Geofísica de la UNAM, por su continuo apoyo.

Contenido

1 Bases teóricas	1
1.1 Introducción	2
1.1.1 Antecedentes del estudio de la Física Solar	2
1.1.2 Motivación del trabajo	8
1.2 La corona solar	12
1.3 El viento solar y sus dos componentes	19
1.3.1 Modelos de la corona estática del viento solar	19
2 Eventos transitorios y el ciclo de actividad solar	30
2.1 Eventos transitorios en el viento solar	31
2.2 Identificación de blobs en el viento solar	44
3 Herramientas para realizar el análisis de propagación de eventos transitorios de 2 a 318 R_{\odot} en luz blanca	53
3.1 Herramientas para la detección de blobs en luz blanca	54
3.1.1 Herramientas para detectar blobs en coronógrafos	56
3.1.2 Herramientas para la detección de blobs en HI	64
4 Análisis cinemático de propagación de los blobs	73
4.1 Análisis tridimensional de propagación	74
4.1.1 La selección de datos	76
4.1.2 La técnica de reconstrucción H-T	80
4.1.3 Resultados de la técnica H-T	83
4.1.4 Análisis H-T del tamaño radial de los blobs	89
4.1.5 Distancia y posición angular en función del parámetro γ	91
4.1.6 Resultados del estudio cinemático y de la evolución morfológica de los blobs	93
5 Lugar de origen del viento solar lento	94
5.1 Lugar de origen de los blobs y el modelo de campo potencial (PFSS)	95
6 Conclusiones	102
6.1 Resultados y discusión	103

I	Apéndices	107
A	Parámetros solares	108
B	Velocidad observada de una burbuja en expansión	109
C	Aceleración/desaceleración aparente debida a la geometría	112
D	Flujos observados por los HI de las naves A y B de la misión STEREO	115
	Referencias	119

Índice de figuras

1.1	Manchas solares	4
1.2	Gránulos solares	5
1.3	Arcadas coronales en rayos X	7
1.4	Eclipses solares totales observados desde Tierra	8
1.5	Número de manchas solares y el ciclo de actividad de 11 años	13
1.6	Modelo empírico de los perfiles de densidad electrónica en negro (n_e) y de temperatura en rojo (T) a través de las capas de la atmósfera solar	14
1.7	La corona baja observada por EIT/SOHO (195 Å)	16
1.8	La cromósfera observada por EIT/SOHO en el EUV en la línea de emisión a 30.4 Å (He^+)	17
1.9	La corona solar fotografiada durante el eclipse solar total	20
1.10	La corona solar estática	21
1.11	Imagen del experimento EUVI del grupo SECCHI/STEREO a 195 Å	22
1.12	Gráfica de las soluciones del modelo de Parker del viento solar	25
1.13	Esquema tridimensional de la espiral de Parker (hoja de corriente heliosférica)	26
1.14	Observaciones de la misión Ulysses durante el ciclo de actividad 23 de las dos componentes de velocidad del viento solar	27
2.1	Blob detectado por C2 y C3 de LASCO/SOHO (Sheeley et al., 1997)	34
2.2	Perfil de velocidad para blobs (Sheeley et al., 1997)	35
2.3	Mapa de altura–tiempo (Sheeley et al., 1999)	36
2.4	Observaciones del coronógrafo C3/LASCO en <i>running-difference</i> y el mapa de altura–tiempo de una serie de blobs (Wang et al., 1998)	38
2.5	Esquema en 2D que ilustra la estructura de flujo corrotante (CIRs) sobre el plano ecuatorial en la heliósfera (Pizzo, 1978).	39
2.6	Evento de una SIR sin choque, detectada por la sonda espacial Wind (Jian et al., 2006)	41
2.7	Imágenes heliosféricas realizadas por HI2-A en una secuencia de seis imágenes	46
2.8	Mapa de elongación–tiempo realizado con los datos de HI1-A y HI2-A Rouillard et al. (2010a)	47
2.9	Mediciones <i>in situ</i> de una CIR (Rouillard et al., 2010b)	49

2.10	Perfil de PDSs por COR2-A/SECCHI (Viall y Vourlidas, 2015)	51
3.1	Imágenes obtenidas con los coronógrafos C2 y C3 de LASCO/SOHO de una CME	57
3.2	La técnica de <i>running-difference</i> y el mapa de altura-tiempo de C2 y C3 de LASCO/SOHO (Sheeley et al., 1999)	58
3.3	Medidas de la posición y del tiempo referente a la parte frontal de una CME y sus gráficas de velocidad vs. distancia y de aceleración vs. distancia	59
3.4	Ejemplo de observaciones de una serie de blobs publicados en el artículo de Song et al. (2009)	61
3.5	La técnica del <i>running-difference</i> a datos de C3/LASCO	63
3.6	Mapa de altura-tiempo realizado con los datos de C3/LASCO	63
3.7	Imagen compuesta por HI1 y por HI2 publicada en Harrison et al. (2008)	65
3.8	Imagen correspondiente de la CME del 25 de Enero de 2007 generada por HI2	66
3.9	La imagen muestra los arreglos de alineación de las imágenes combinadas entre HI1 y HI2, así como una serie de imágenes que indican la propagación de una CME en los FOV de los HI (Davis et al., 2009)	68
3.10	La imagen muestra el mapa de elongación-tiempo construido con imágenes como las que muestran en la figura 3.9 (Davis et al., 2009)	69
3.11	Imágenes en <i>running-difference</i> de los instrumentos a bordo de STEREO-B: COR2, HI1 y HI2, y el mapa de elongación-tiempo para un blob (Sheeley y Rouillard, 2010)	70
3.12	Geometría para los HI's de un blob que sale hacia el MI de forma radial	71
4.1	Blob detectado por el coronógrafo C2/LASCO el día 20 de Junio de 2008 a las 16 : 06 : 04 UT, con las rutinas desarrolladas en el Instituto de Geofísica, UNAM	74
4.2	Los mapas de las estructuras detectadas por CACTus con los datos de los coronógrafos COR2-B y por COR2-A	78
4.3	La figura muestra el esquema de la posición geométrica en la que se encontraban las naves de STEREO en el mes de Septiembre de 2007, y LASCO en la posición de la Tierra	79
4.4	Mapas H-T de los coronógrafos COR2/SECCHI de la misión STEREO-A y de STEREO-B, con las rutinas desarrolladas en el Instituto de Geofísica, UNAM	81
4.5	Imágenes de los coronógrafos C2/LASCO y de COR2-A/SECCHI para un mismo evento	82
4.6	Gráficas de la dispersión de los parámetros cinemáticos de los blobs calculados con el análisis H-T	86
4.7	La fluctuación del viento solar lento calculado por el <i>aspect ratio</i> en 2D .	89

4.8	Evolución del tamaño radial (d) a lo largo de las distancias heliocéntricas del evento del 20 de Junio de 2008	90
4.9	El análisis H-T y el parámetro γ	92
5.1	Figura compuesta por coronógrafos, el modelo PFSS, y datos del extremo ultravioleta, para localizar las regiones de origen de un blob (proveniente de una región unipolar conocido como <i>pseudo-streamer</i>)	97
5.2	Figura compuesta por coronógrafos, el modelo PFSS, y datos del extremo ultravioleta, para localizar las regiones de origen de un blob (en la cima del casco coronal)	99
B.1	Problema geométrico de proyección para las CMEs aceleradas.	109
C.1	Geometría de un proyectil lanzado en dirección hacia el observador.	112
D.1	Las figura superior a, es el mapa de elongación-tiempo para HI1 y HI2, correspondiente a los datos de STEREO-A. La figura inferior b, muestra las curvas ajustadas a las trayectorias de las 2 CIRs, en donde la nave A observa que las trayectorias convergen. Imágenes publicadas en el artículo de Rouillard et al. (2010a).	116
D.2	Las figura superior a, es el mapa de elongación-tiempo para HI1 y HI2, correspondiente a los datos de STEREO-B. La figura inferior b, muestra las curvas ajustadas a las trayectorias de las 2 CIRs, en donde la nave B, observa las mismas CIRs que en la figura D.1, pero en éste caso las trayectorias divergen. Imágenes publicadas en el artículo de Rouillard et al. (2010a).	117
D.3	Esquemización de los FOV de las naves A y B de STEREO. Figura publicada en el artículo de Sheeley et al. (2008).	118

Índice de tablas

1.1	Parámetros solares.	3
1.2	Datos de los coronógrafos.	9
3.1	Parámetros básicos de las cámaras HI.	64

4.1 Lista de los eventos elegidos y sus parámetros morfológicos y cinemáticos 3D. 84

1 Bases teóricas

En este primer capítulo del trabajo se presenta una síntesis histórica de los antecedentes de la Física Solar, haciendo mención de los avances observacionales que dieron lugar a nuevos conocimientos en esta rama de la Astrofísica. Al final de la introducción se presenta la motivación de la investigación sobre eventos transitorios de “pequeña” escala en la corona solar como trazadores del viento solar lento. En este mismo capítulo se presentan dos secciones en donde se hace una revisión de las bases teóricas en el estudio de la corona solar y del viento solar.

1.1. Introducción

1.1.1. Antecedentes del estudio de la Física Solar

Los puntos brillantes que observamos a simple vista en la bóveda nocturna no son únicamente estrellas, sino planetas, galaxias y otros cuerpos celestes que han mantenido al ser humano maravillado y lleno de curiosidad por saber más sobre ellos. En 1945 la Astronomía amplió el rango de observación recorriendo el espectro desde frecuencias del radio hasta el de los rayos gama. Con dichas frecuencias tan altas ha sido posible explorar tanto al medio interestelar como al medio interplanetario (MI), con instrumentos en Tierra como en el espacio exterior, obteniendo como resultado un monitoreo muy amplio y detallado, que permitió a las Ciencias Espaciales ser una ciencia observacional.

Como resultado de su proximidad con la Tierra, con una distancia promedio denominada Unidad Astronómica¹ ($1 \text{ AU} = 15 \times 10^{12} \text{ cm}$), el Sol es la estrella que mejor conocemos y la única que podemos observar en gran detalle. Su estudio ha aportado de manera importante a la comprensión de nuestro Universo y de las leyes físicas que lo dominan. Si consideramos a todas las estrellas observables en la secuencia principal del diagrama H-R, nuestro Sol es una estrella común de tipo espectral G2 V, esta clase de estrella nos indica que tiene una temperatura efectiva de $\sim 5800 \text{ K}$, y se encuentra en groso modo a la mitad de su vida (4.5×10^9 años). El hecho de que el Sol se encuentre a una distancia tan particularmente cercana de nosotros, permite que sea una estrella no tan común sino muy especial. Es la fuente principal de energía para nuestro planeta, nos provee de un laboratorio único para el estudio de diferentes ramas de la Física, y centrados en la rama de la Física Solar, la resolución de los datos de los diferentes experimentos es tal que empatan con las escalas en las que ocurren algunos fenómenos solares fundamentales, permitiendo observarlos y estudiarlos con gran precisión y detalle, haciendo a la Física Solar ganarse el sobrenombre de la “Piedra de Rosetta” de la Astrofísica.

Para tener una idea más cuantitativa de la importancia de la proximidad de nuestra estrella a nosotros, consideremos una referencia hipotética. Situemos a una estrella como el Sol a una distancia $d_* = 10 \text{ parsec} \sim 206265 \text{ AU}$, la expresión matemática que nos indica el número de fotones recolectados por el mismo instrumento en el mismo intervalo espectral y temporal es,

$$N_* = N_{\odot} \left(\frac{d_{\odot}}{d_*} \right)^2$$

¹AU por sus siglas en inglés (*Astronomic Unit*).

Considerando que el número de segundos de arco en un radian está dado por,

$$S = \frac{180 \times 60 \times 60}{\pi} = 206264.8''$$

como $d_{\odot} = 1 \text{ AU}$ y $d_* = 10 \text{ parsec} = 10 \cdot S \cdot d_{\odot} \simeq 3.09 \times 10^{19} \text{ cm}$,

por lo que,

$$N_* \simeq 2.4 \times 10^{-13} N_{\odot}$$

Este factor exponencial (10^{-13}) es el responsable de la gran diferencia entre las observaciones estelares y solares. Otra forma de sensibilizarnos con la importancia de la cercanía del Sol a la Tierra, es considerar una región espacial en la superficie del Sol; este breve análisis es muy útil para comprender la resolución de imagen que se obtienen del Sol. Si lo que queremos es conocer justo las dimensiones de un cuadrado de la superficie del Sol que colocado a 10 parsec de distancia de la Tierra caigan S fotones en un instrumento, el valor entonces de esa dimensión x está dado por la siguiente expresión,

$$x^2 = \frac{\pi R_{\odot}^2}{(10S)^2}$$

así,

$$x = \frac{\sqrt{\pi} R_{\odot}}{10S} \simeq 0.6 \text{ km}$$

en donde R_{\odot} es el radio del Sol ($\simeq 6.96 \times 10^5 \text{ km}$).

Tabla 1.1: Parámetros solares.

Datos solares	
Parámetro	Valor
Radio (= $1 R_{\odot}$)	$(6.9568 \pm 0.0003) \times 10^5 \text{ km}$
Masa (= $1 M_{\odot}$)	$(1.98855 \pm 0.00024) \times 10^{30} \text{ kg}$
Luminosidad (= $1 L_{\odot}$)	$(3.845 \pm 0.006) \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$

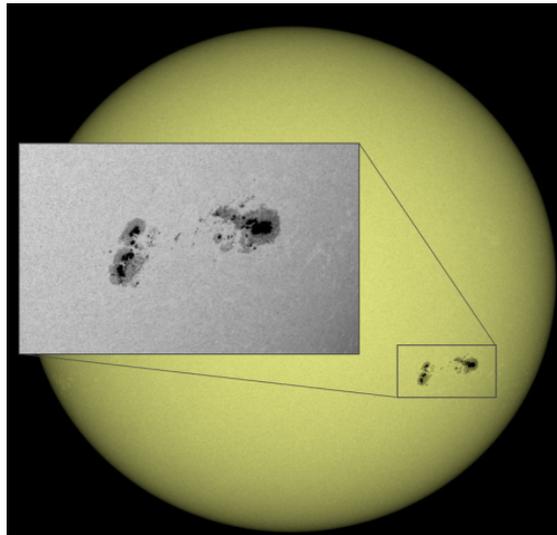


Figura 1.1: La figura muestra un grupo de manchas solares que se observaron a lo largo de 6 días (del 21 al 26 de Agosto de 2015). En la imagen se puede apreciar el oscurecimiento en el limbo de la esfera solar. Crédito: *Solar Dynamics Observatory, SDO/NASA*.

Como bien hemos mencionado, las aportaciones de la Física Solar a la Astrofísica han sido muy importantes, iniciando por la precisión de los parámetros de nuestra estrella. La Tabla 1.1, muestra tres parámetros fundamentales para el estudio de la evolución y la estructura estelar, los cuales debido a su gran precisión se utilizan para hacer calibraciones, tanto en Física Solar como en modelos de evolución estelar. Estos parámetros son: el radio, la masa y la luminosidad del Sol. La masa se obtiene al aplicar las leyes de Kepler con el conocimiento preciso de las distancias del sistema, mientras que la luminosidad total se obtiene al aplicar la ley de Stefan-Boltzmann (ver Apéndice A), con el radio reportado por técnicas desarrolladas en la heliosismología (Mullan, 2009).

Continuando de manera cronológica con las aportaciones de la Física Solar, iniciamos con el reporte de Galileo Galilei publicado en Roma en 1613 sobre las manchas solares (ver figura 1.1). Estas son regiones oscuras que aparecen en la capa de radiación más efectiva en términos de luz, llamada fotosfera, y llegan a tener tamaños típicos de 1500 hasta 50000 km de diámetro². Las manchas solares pueden ser observadas con telescopios de primera generación, conocidos en la época de Galileo como *cannocchiale*, con una capacidad de aumento de 21 veces la imagen original.

Alrededor de dos siglos más tarde, la evolución de la observación astronómica tenía tal detalle que en 1801 W. Herschel (Lang, 2013) descubrió la granulación de la fotosfera

²<https://www2.hao.ucar.edu/>

(ver figura 1.2). Con este descubrimiento se conoce la existencia de la transferencia de energía por convección, convirtiendo a los movimientos convectivos tema de gran interés en las estrellas y sugiriendo sin lugar a duda, la existencia de una zona convectiva por debajo de la fotosfera de las mismas.

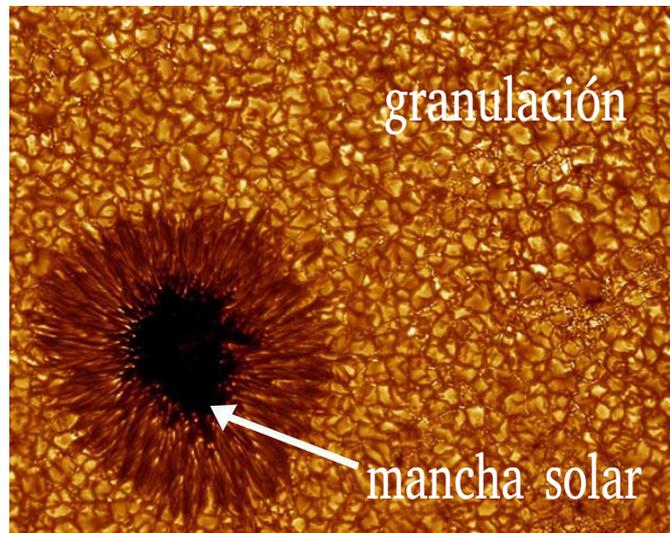


Figura 1.2: Gránulos en la fotosfera solar observados el 8 de Agosto de 2003 con el telescopio solar de 1 m. En la imagen se observan los gránulos con dimensiones típicas en la imagen de 1500 – 2000 km, en la misma imagen se muestra una mancha solar. Crédito: Real Academia de Ciencias de Suecia.

En 1817 ocurre uno de los descubrimientos más importantes para la Astrofísica, ya que con él pasamos de la Astronomía clásica a la Astronomía moderna, con las líneas de absorción del espectro solar descubiertas por J. Fraunhofer. El estudio de las líneas espectrales y su interpretación involucra, observar espectroscópicamente no sólo a las estrellas, sino a galaxias, a cúmulos estelares, etcétera, y a comprender los resultados observacionales con fundamentos en la Mecánica Cuántica (Longair, 1999).

Continuando con las observaciones de las manchas solares de G. Galilei, en 1830 H. Schwabe identificó que el Sol pasa de un número mínimo de manchas solares a otro mínimo, aproximadamente cada 11 años, y que sabemos actualmente que está relacionado con la manifestación de otros fenómenos solares como las ráfagas solares (ver Figura 1.3), eyecciones de masa coronal, entre otros.

En los 1850's Lord Carrington determina la rotación diferencial de la superficie solar, en donde un periodo de rotación es de ~ 27 días en el ecuador (sidereal, *i.e.*, visto desde la Tierra) y se le denominó RC-Rotación Carrington en honor a su descubridor (Lang, 2013).

Entrando en los 1900's, iniciamos con el descubrimiento de G. E. Hale en 1908, quien a través de la aplicación del bien conocido efecto Zeeman en laboratorio, pero en esta ocasión su aplicación a los datos observacionales de las líneas espectrales de la fotosfera solar, descubrió la presencia de campos magnéticos en las manchas solares, dando lugar a una herramienta primordial en la Astrofísica llamada espectropolarimetría (Antia et al., 2003).

Continuando con los años 1920's, E. A. Milne y A. Eddington propusieron la interpretación del oscurecimiento en el limbo de la esfera solar a través de la teoría del transporte radiativo. Brevemente, esta teoría nos permite explicar el porqué del oscurecimiento del limbo de la esfera solar, o del disco solar si pensamos en una proyección sobre el plano del cielo. Ésto se debe a que la intensidad de radiación disminuye con la distancia del centro hacia afuera, y en luz blanca se traduce en que el brillo de la esfera solar se oscurece justo a distancias mayores del centro de la misma, dejándonos observar un limbo oscurecido. Desde luego esta idea evolucionó más adelante para interpretar los espectros de las estrellas.

Una década más tarde H. A. Bethe y R. E. Marshak (Bethe, 1939) proponen acertivamente que es la presencia de procesos termonucleares al interior del Sol lo que justifica el continuo flujo de energía que nos llega del Sol cada día, que ni la gravedad ni las reacciones químicas podían explicar.

En 1959 se corroboró la existencia del viento solar por las sondas espaciales Lunik 2 y 3, predicho por E. Parker (1958), y quien en su honor lleva su nombre la misión espacial que fue lanzada el 12 de Agosto de 2018 (*Parker Solar Probe*³). Sobre el modelo de Parker hacemos una revisión a más detalle en la sección 1.3.1.1.

También alrededor de la década de los 60's R. Leighton, R. Noyes, y G. Simon (Leighton et al., 1962) realizaron el descubrimiento de oscilaciones en la superficie solar, en donde las observaciones pioneras registraron oscilaciones cada 5 minutos. Actualmente, con la evolución experimental se registran oscilaciones con periodos en un intervalo de horas a decenas de segundo⁴, abriendo un campo nuevo de investigación en la Física Solar, denominada heliosismología, y expandiendo esta misma idea hacia la Astronomía, conocida como astrosismología.

En la misma década se reveló el origen del flujo de neutrinos que llegaban a Tierra provenientes del Sol, de esta manera R. Davis Jr. explicó con fundamentos experimentales la fuente de origen de los neutrinos en la Astrofísica, recibiendo el Premio Nobel más tarde (2002) por su hallazgo.

En los 70's la sonda espacial Skylab detectó emisiones en rayos X provenientes de la corona solar, un descubrimiento completamente inesperado (Figura 1.3).

³Sonda espacial de la NASA (<https://www.nasa.gov/content/goddard/parker-solar-probe>).

⁴<http://soi.stanford.edu/results/heliowhat.html>

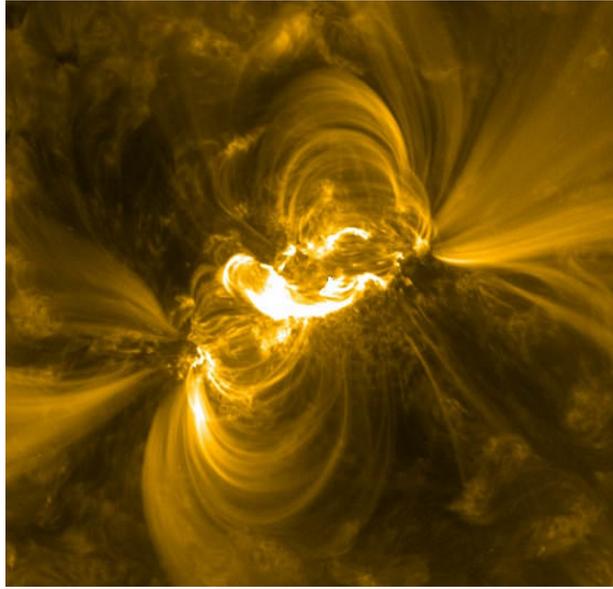


Figura 1.3: Imagen en rayos X registrada el 13 de Febrero de 2011 a las 17 : 38 UT (*Universal Time*). En la imagen se pueden observar arcos de material coronal y una de las ráfagas solares más intensas del ciclo solar 23, de magnitud M6.6, en donde las ráfagas de clase M son eventos con intensidades de energía de $10^{-5} \leq I < 10^{-4} \text{ Wm}^{-2}$. La ráfaga solar en la imagen es la región más brillante. Crédito: NASA/SDO.

A través de observaciones de eclipses totales solares (ver figura 1.4) se descubrió que la atmósfera solar tiene dos capas, a las cuales se les conoce como: cromósfera y corona. Es difícil reportar una fecha de las primeras observaciones de la cromósfera solar (anillo rojizo alrededor del disco solar, imagen izquierda de la figura 1.4) y de la corona solar, pero estamos hablando de hace unos mil años.

Con este breve recorrido histórico, no hay duda que muchos de los fenómenos que ocurren en el Universo pueden ser estudiados a través Sol. Por ejemplo, la actividad magnética está presente en la mayoría de las estrellas, en discos de acreción, en *jets*, y en el medio interestelar. En el caso del Sol, a determinadas escalas, es posible realizar análisis con una resolución de datos más fina de este fenómeno. Por lo que podemos afirmar que la observación de nuestra estrella ha llevado a la Física Solar a ser la pionera en el desarrollo de técnicas (como la espectropolarimetría) que mejoran los modelos (como la transferencia radiativa) que caracterizan a las diferentes áreas de la Astrofísica, como pueden ser la radioastronomía o la astrosismología, entre otras.

Actualmente para estudiar el espacio se hace uso de los datos de experimentos en Tierra como en el espacio exterior. La elección de los instrumentos a bordo de las misiones espaciales, depende de los objetivos de la misión, por ejemplo, uno de los resultados más valiosos en la carrera espacial es el abandono a la idea de un MI vacío, debido

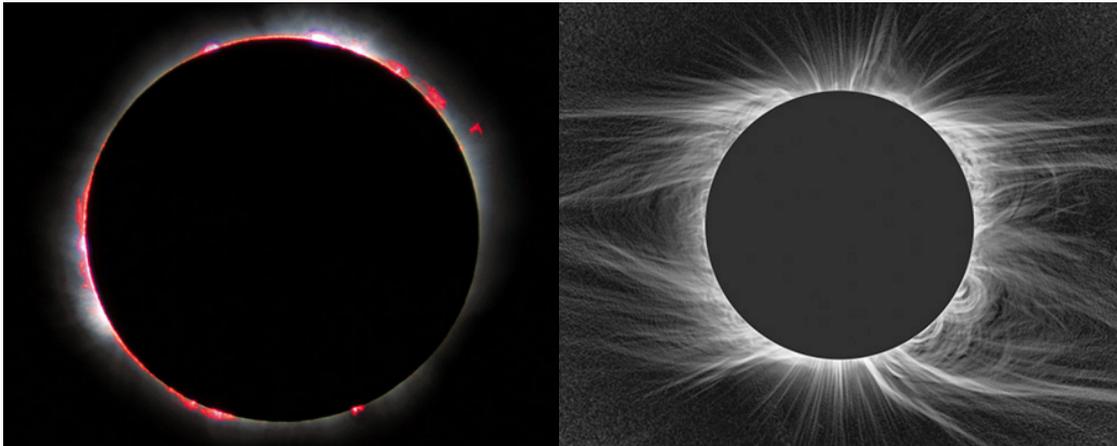


Figura 1.4: Eclipses solares totales observados desde Tierra. A la izquierda, se muestra la imagen de la atmósfera baja llamada cromósfera solar y se aprecia como las regiones en color rojo. Crédito: Luc Viatour. A la derecha, se muestra la imagen de la atmósfera alta conocida como la corona solar, capturada el 26 de Febrero de 1998 en Curaçao en las Antillas Holandesas, y se aprecia como las “trazas” en color blanco (datos en luz blanca).

a que las mediciones *in situ* demostraron la existencia de un flujo tenue, continuo y caliente, el cual se expande supersónicamente (> 300 km/s), delimitando el territorio de nuestra estrella, llamada *heliósfera*. Así, la mayoría de las estrellas delimitan su territorio por medio de la emisión de un “viento” que se asemeja al que emite el Sol y al cual llamó Parker, en el caso de nuestra estrella, como *viento solar*.

El estudio de la formación y de las propiedades del viento solar ha resultado ser uno de los temas de interés desde su descubrimiento hasta ahora, ya que el contar con datos de sondas espaciales ha hecho que sea con mayor razón un tema fascinante. Lo que es aún más relevante, es el resultado de la combinación de dichos datos experimentales con los modelos teóricos, ya que ofrece un panorama muy completo para describir los fenómenos responsables que dan lugar a la dinámica de nuestra estrella.

1.1.2. Motivación del trabajo

El objetivo del presente trabajo es realizar un estudio observacional de la propagación de estructuras de “pequeña” escala en el viento solar lento, en el espacio “real” ó 3D, y proponer las regiones en la superficie solar de donde éstas son expulsadas hacia el MI. Para lograr el objetivo, el trabajo está dividido en tres partes. La primera parte se basa en el análisis cualitativo de los datos, en donde se aplicaron los métodos computacionales necesarios para efectuar la visualización apropiada de los datos observacionales. En la segunda parte, se desarrolló el análisis cuantitativo de dichos datos, en donde

se propuso un modelo de propagación de los eventos bajo estudio y con el cual se realizó el cálculo de la velocidad y de la aceleración 3D, dando lugar a la caracterización del viento proveniente de la corona durante el mínimo de actividad solar a latitudes ecuatoriales. La tercera parte está basada en el análisis de la configuración del campo magnético de la corona, con el objetivo de proponer las regiones del origen del viento solar lento en época de actividad mínima. El análisis de campo magnético se realizó con el modelo conocido como campo potencial desarrollado en el paquete PFSS (*Potential Field Source Surface*).

Los datos que se analizaron fueron del conjunto de coronógrafos del experimento LASCO⁵ (Brueckner et al., 1995) de la sonda espacial SOHO⁶ (Domingo et al., 1995) y de los coronógrafos COR2/SECCHI (Howard et al., 2008) de las naves gemelas de la sonda espacial STEREO⁷. Las características de las imágenes de los coronógrafos se muestran en la Tabla 1.2.

Tabla 1.2: Datos de los coronógrafos.

Datos del campo de visión (FOV) y de la resolución	
FOV (R_{\odot})	Resolución de imagen (arcsec/píxel)
C ₂ /LASCO (2.5 – 6.0)	11.90
C ₃ /LASCO (3.7 – 32.0)	56.00
COR2/SECCHI (2.0 – 15.0)	29.40

El FOV (por sus siglas en inglés *Field Of View*) cubierto en conjunto por C₂ y C₃ permiten realizar observaciones de la corona solar interna entre 2.5 y 32.0 R_{\odot} , y la resolución de los instrumentos que se indica en la Tabla 1.2 es para imágenes de 2048 × 2048 píxeles (en resolución completa). La cadencia nominal promedio de los datos durante los años de interés para las observaciones de C₂ fue de 24 minutos, mientras que para las observaciones de C₃, varió entre 24 y 60 minutos. Los coronógrafos COR2 observaron la corona solar de 2.0 a 15.0 R_{\odot} , en donde la resolución que se utilizó en este trabajo es de 29.40 arcsec/píxel, lo que corresponde a una resolución media, es decir, para imágenes de 1024 × 1024 píxeles. La cadencia temporal para los COR2 en el periodo de interés fue de 30 minutos.

Los datos de los coronógrafos que se analizaron fueron datos en formato *fits* en nivel Lo.5, es decir, fueron datos que no sufrieron ningún proceso de manipulación aparte de aquellos impuestos antes del lanzamiento de las naves. Las herramientas que se utilizaron para la reducción apropiada de los datos, fueron las desarrolladas por el grupo de SECCHI del laboratorio NRL (*Naval Research Laboratory*) en Washigton D. C. Una vez que se realizó la primera lectura de los datos, éstos se tradujeron de archivos

⁵Por sus siglas en inglés *Large Angle Spectrometric Coronagraph*

⁶Por sus siglas en inglés *Solar and Heliospheric Observatory*

⁷Por sus siglas en inglés *Solar Terrestrial Relations Observatory*

fits a archivos en formato *mvi*, el cual es un formato más económico en memoria, lo que agiliza su proceso, y por otra parte, permite su visualización en forma de película.

El periodo de observación fue durante el mínimo del ciclo solar 23 y la fase ascendente del ciclo 24 (durante los años 2007 y 2008), cabe mencionar que parte de la motivación de realizar un estudio del Sol con poca actividad, se basó en que el ciclo de actividad de 11 años estaba pasando por un mínimo muy extenso. Durante estos periodos de mínima actividad solar, el número de eyecciones de masa coronal (CMEs⁸) es muy bajo y como trabajamos con datos de imágenes en luz blanca, es importante no tener eventos transitorios de gran escala como lo son las CMEs, ya que bloquean la detección de eventos de escala más baja, ya sea en brillo y en tamaño, como lo son el tipo de eventos que analizamos en el presente trabajo. Aún en periodos de mínima actividad, para visualizar estructuras de “pequeña” escala, es importante conocer el tipo de herramientas o técnicas computacionales apropiadas para poder detectarlas en las imágenes de los coronógrafos. La técnica que aplicamos para su detección en las imágenes fue la de *running-difference*. Esta técnica se utiliza para visualizar estructuras de muy baja intensidad en brillo y permite además seguir la trayectoria de propagación de las estructuras bajo estudio. Este resultado se obtiene al restar a la imagen presente la imagen anterior de manera continua, permitiendo obtener el mejor contraste para los eventos de muy baja intensidad. Esta técnica en conjunto con una herramienta muy útil que permite visualizar en una imagen la evolución en el tiempo de las estructuras, conocida como *J-maps* o *height time maps*, permite tener un mapeo detallado de la posición bidimensional de las estructuras de interés.

Así, con el desarrollo de una serie de rutinas en el lenguaje IDL y con herramientas de *Solarsoft*, logramos: (1) desarrollar los algoritmos para generar los mapas de evolución en 2D, (2) utilizar dichos mapas 2D en un sistema geométrico *ad hoc* para la localización “real” de los eventos en el espacio, en otras palabras, generar las posiciones 3D para posteriormente calcular los parámetros cinemáticos requeridos para el análisis de propagación de los blobs en 3D; por lo que tomando ventaja de la localización 3D, procedimos a (3) aplicar con precisión a un número de eventos la localización de su origen en la configuración del campo magnético de la superficie solar, haciendo uso del modelo PFSS, para finalmente (4) proponer el origen del viento solar lento.

La importancia del presente trabajo tiene dos vertientes. Por un lado está la de índole académica; es bien sabido que el viento solar tiene dos componentes, una rápida y una lenta, sobre el origen del viento solar rápido no cabe la menor duda que sabemos las regiones en la superficie solar de donde emana dicho material coronal, sin embargo, hasta hoy en día no se sabe con certeza las regiones en la superficie solar en donde se origina el viento solar lento. La otra vertiente es de índole práctica, ya que uno de

⁸Por sus siglas en inglés *Coronal Mass Ejection*.

los datos de entrada para los modelos que predicen el arribo de CMEs, o de parcelas de viento solar rápido que llegan a nuestro planeta, y que pueden generar tormentas geomagnéticas, es la del viento solar lento. El interés en tener una correcta predicción sobre el arribo de CMEs que se propagan en el MI, es principalmente porque este tipo de eventos pueden llegar a provocar alteraciones en las telecomunicaciones, de lo que se ocupa en gran medida el área de estudio conocido como Clima Espacial.

Los resultados que presentamos del análisis cinemático de la propagación de los eventos de “pequeña” escala en la corona, o de los *trazadores del viento solar lento* conocidos como blobs, y de las regiones de su origen en la superficie solar, son muy confiables, ya que fueron adquiridos a través de la localización 3D de los eventos en la corona y de las rotaciones de observaciones 3D en la superficie solar del modelo PFSS (López-Portela et al., 2018).

1.2. La corona solar

La superficie del Sol de donde viene la mayor parte de su radiación se llama *fotósfera*, tiene una temperatura de ~ 5800 K, en donde el material se encuentra parcialmente ionizado con una densidad $N \sim 1 \times 10^{17}$ átomos por cm^3 . En esta capa el Sol presenta zonas oscuras conocidas como *manchas solares*, las cuales tienen una variación tanto en sus dimensiones como en su número sobre la fotósfera, dependiendo de la fase en que se encuentre el Sol a lo largo de un ciclo de 11 años, conocido como *ciclo de actividad solar*.

Es por esta razón que el ciclo de actividad solar está definido por el número de manchas solares, y se conoce como el mínimo de actividad solar cuando existe un menor número de manchas y como el máximo de actividad cuando, por el contrario, la fotósfera presenta un número máximo de manchas solares. Este ciclo de actividad tiene un periodo aproximado de 11 años como se muestra en la Figura 1.5, sin embargo, podemos apreciar que en el ciclo solar 23 (inicios de Agosto 1996 - finales de Diciembre 2008) la fase descendente del ciclo registró un mínimo largo, dando una duración a todo el ciclo de 12.3 años, considerándose como el mínimo más extendido desde hace un siglo. El ciclo solar 24 es el actual (Diciembre 2008 - predicción 2020) y tuvo un número máximo de manchas solares de 116.4 en Abril de 2014⁹.

Por encima de la fotósfera se extiende una región de material menos densa, la *cromósfera*, con una densidad de $N \sim 1 \times 10^9$ cm^{-3} y con un espesor de cerca 2000 km, en donde la temperatura incrementa de ~ 4300 K hasta aproximadamente 50000 K. Alejándonos del centro del Sol, encontramos otra región que ha intrigado a la comunidad por décadas, conocida como *región de transición*; el motivo de la intriga es debido a que en un espesor de pocas centenas de kilómetros la temperatura aumenta en un orden de magnitud, alcanzando valores del orden de millones de grados, al mismo tiempo que la densidad desciende a $\sim 10^8$ cm^{-3} . La Figura 1.6 muestra los perfiles de densidad y de temperatura a lo largo de las capas de la atmósfera solar.

Sobre la región de transición se extiende la última capa de la atmósfera solar llamada *corona solar*. En luz blanca la corona tiene una luminosidad de cerca 10^{-6} veces la de la fotósfera y es mucho menos brillante que la atmósfera terrestre, por este motivo durante mucho tiempo las observaciones de la corona solar se limitaron únicamente a aquellas que podían efectuarse durante los eclipses solares totales naturales y por no más de 7 minutos. En 1930 Lyot construyó un instrumento que ocultaba al disco solar, suprimiendo la luz difusa por parte de la atmósfera terrestre y difractada por el mismo telescopio, permitiendo observar a la corona en ausencia de eclipses naturales, a éste instrumento Lyot lo llamó *coronógrafo* (Lyot, 1930).

⁹NOAA (National Oceanic Atmospheric Administration), Space Weather Prediction Center's Solar.

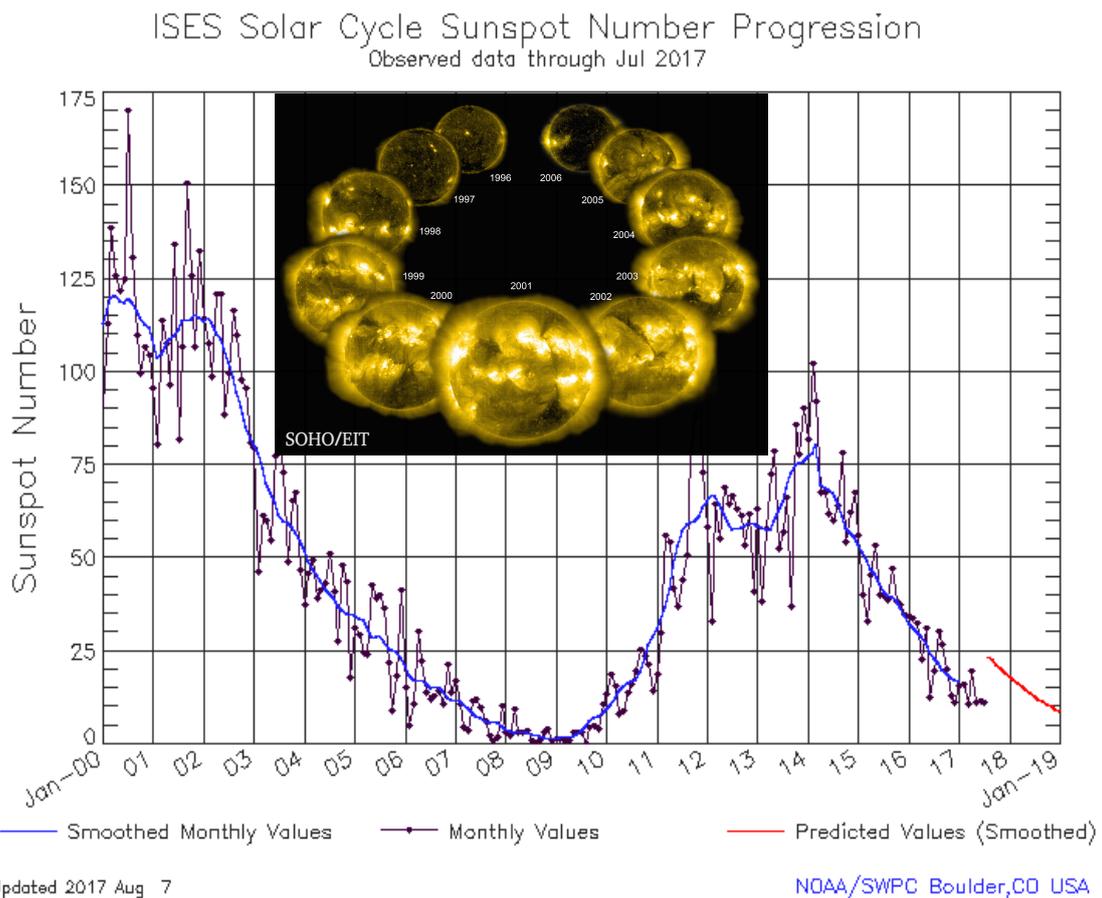


Figura 1.5: Progresión del número de manchas solares. La curva en azul indica el número de manchas solares mensual, la curva en violeta muestra el conteo del número de manchas observadas, y la curva en rojo indica los valores de predicción por la NOAA. Sobrepuesta al centro de la gráfica se muestran las imágenes de SOHO/EIT (284 Å, *Extreme Ultraviolet Imaging Telescope*), las cuales ejemplifican como luce el Sol a través del ciclo de actividad de 11 años.

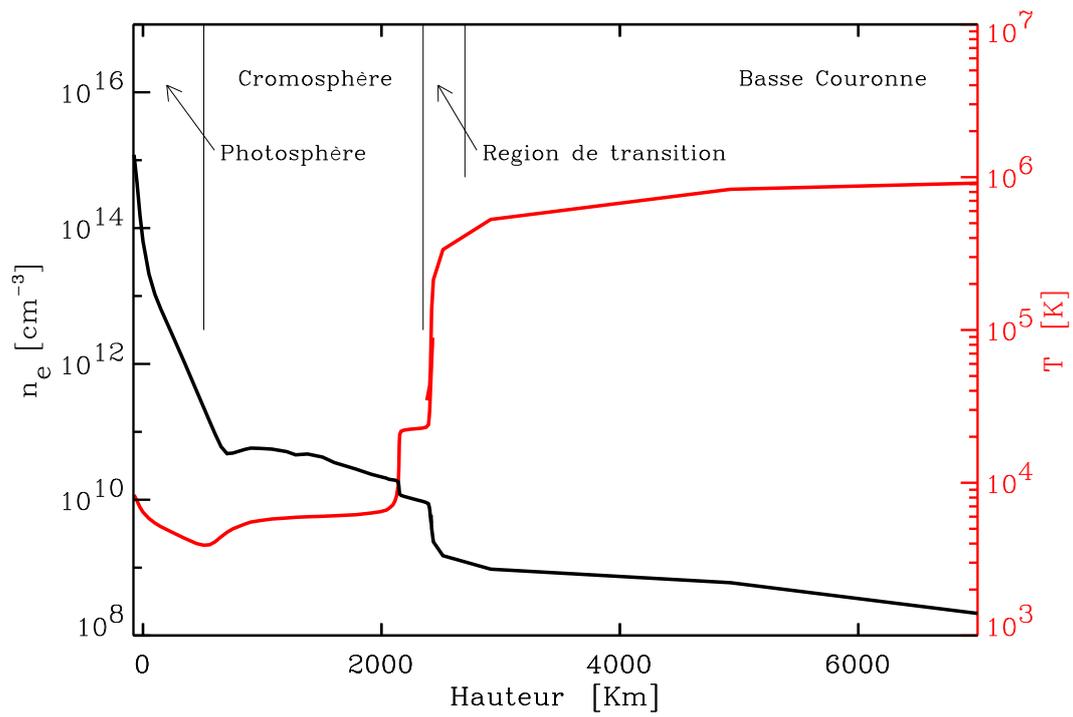


Figura 1.6: Modelo empírico de los perfiles de densidad electrónica en negro (n_e) y de temperatura en rojo (T) a través de las capas de la atmósfera solar. La gráfica se obtuvo de la adaptación de los modelos HRSA *Harvard-Smithsonian Reference Atmosphere* (Gingerich et al., 1971) y los modelos de (Vernazza et al., 1973, 1976, 1981).

Como bien sabemos, el espectro de energía de radiación electromagnética emitida por la fotosfera se aproxima bastante bien a la de un cuerpo negro a una temperatura de ~ 5800 K, la cual presenta líneas de absorción de Fraunhofer, sin embargo, la radiación en luz blanca proveniente de la corona solar es una región muy pequeña en comparación con la de la fotosfera. Esa pequeña fracción de emisión es originada por tres mecanismos, dando origen a tres componentes de la corona.

La corona *K* indica la emisión “continua” ya que representa el 90 % de la emisión total de la corona, debida a la difusión de la radiación fotosférica de los electrones libres del plasma en la corona, dando como resultado que su intensidad en brillo dependa proporcionalmente de la densidad electrónica presente en la corona misma.

La corona *F* presenta las líneas de absorción de Fraunhofer y es debida a la difusión de radiación fotosférica de las partículas sólidas (polvo) presentes en la corona, principalmente concentradas en el plano de la eclíptica.

La corona *E* está constituida, en el visible, por la radiación emitida debido a las transiciones atómicas de los elementos pesados altamente ionizantes, en conjunto con la serie de emisión de Lyman del hidrógeno neutro.

Después de la implementación del coronógrafo de Lyot en observaciones desde Tierra, en conjunto con la evolución de nuevos experimentos para observar a la corona solar, y aunado a ello, el inicio de la era espacial (que dictó el comienzo de observaciones fuera de la atmósfera terrestre); la comunidad observó por primera vez cómo eran las “nuevas estructuras” en la corona solar.

Las observaciones de dichas estructuras se realizaron no obstante que la corona es muy tenue en brillo en comparación con la fotosfera y con la región en su cercanía con la cromósfera, es decir, con la corona baja. Debido a que la corona es muy luminosa en el extremo ultravioleta (EUV), las observaciones en estas frecuencias de emisión, mostraron que la corona *E* domina el espectro de la corona en el lejano UV (100 – 1000 Å) y en la región de rayos X, como lo ejemplifica la imagen compuesta que se muestra en la Figura 1.7.

La densidad electrónica (N) en la corona solar es del orden de 10^8 a 10^9 cm^{-3} y la temperatura T del orden de 10^6 K, como hemos mencionado, mientras que el campo magnético B tiene valores de 10 a 100 G (gauss). Bajo estas condiciones la dinámica es dominada por la presencia de campos magnéticos intensos, es decir, la presión del gas ($p = 2Nk_B T$, k_B la constante de Boltzmann) es mucho menor que el valor de la presión magnética ($p_B = B^2/8\pi$).

Un ejemplo de la relación entre las presiones del campo magnético y del plasma, son las llamadas regiones activas (RA), que se observan principalmente a latitudes ecuatoriales del disco solar y por encima de las manchas solares en la fotosfera. En estas regiones la intensidad de los campos magnéticos puede alcanzar magnitudes del or-

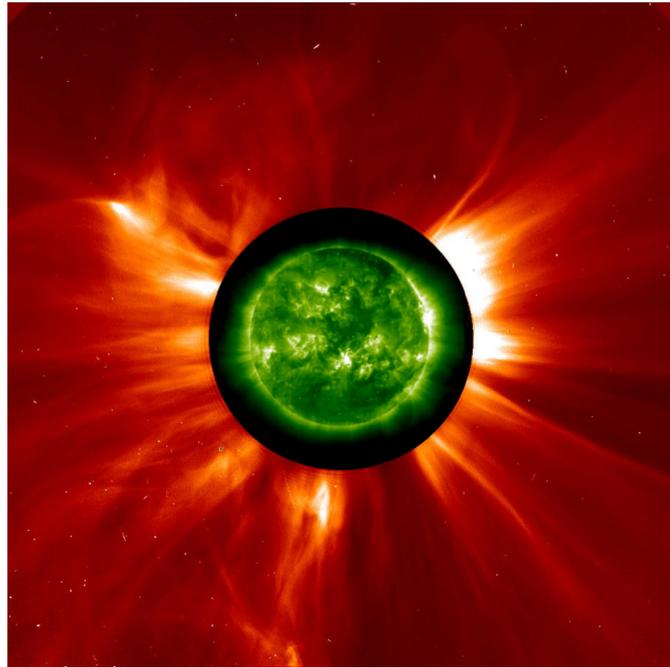


Figura 1.7: La corona baja observada por EIT/SOHO (195 \AA) el 9 de Abril de 2001, sobrepuesta a la imagen en el EUV, se muestra la observación del coronógrafo C2/SOHO del día 10 de Abril. Imagen reportada en (Zurbuchen et al., 2016).

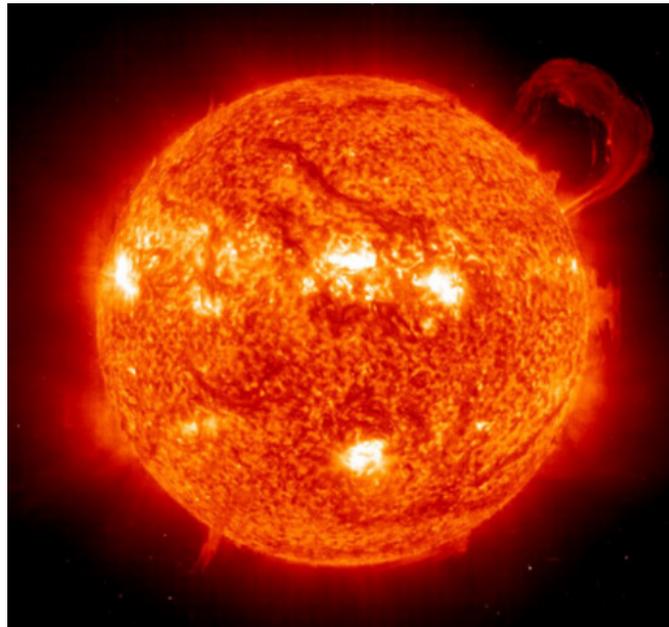


Figura 1.8: La cromósfera observada por EIT/SOHO en el EUV en la línea de emisión a 30.4 \AA (He^+) el día 14 de Septiembre de 1999. La imagen muestra regiones activas (RA) como las regiones más brillantes y una protuberancia del lado superior derecho sobre el limbo del disco solar. Crédito: SOHO (NASA & ESA).

den de kilogauss (kG), y se pueden observar estructuras de campo magnético cerradas, como las arcadas solares y las protuberancias, así como la presencia de fenómenos que evolucionan rápidamente de manera explosiva. Las RA se observan como zonas muy brillantes en las imágenes en el EUV, como lo ejemplifican las observaciones de la Figura 1.8.

La estructura de la corona solar a gran escala presenta una estructura organizada del campo magnético. Durante el mínimo de actividad solar, la estructura del campo magnético de la corona, tiene dos componentes bien diferenciadas. Por encima de las RA el plasma coronal se encuentra confinado por las líneas de campo magnético que están cerradas, y se forman los conocidos *cascos coronales*. Estas estructuras se llegan a detectar hasta $12 R_{\odot}$ y se observan como arcos con poco brillo, que se extienden hacia el MI. Los parámetros físicos del plasma por debajo de los cascos coronales son de una densidad $N \sim 10^9 \text{ cm}^{-3}$ y presentan temperaturas $T \sim 1.6 \times 10^6 \text{ K}$ (Koutchmy, 1992).

La otra componente de la estructura bien diferenciada en la corona solar en periodos de mínima actividad, son las regiones con presencia de campo magnético “abierto”¹⁰, las cuales se observan como regiones oscuras, debido a que la densidad del plasma es

¹⁰En donde por “abierto” nos referimos a regiones en donde el campo magnético se encuentra con esta configuración de manera local, y se omiten las comillas de aquí en adelante cuando nos referimos a

menor, por esta razón reciben el nombre de *hoyos coronales*, y de los cuales escapa un flujo continuo de material coronal hacia el MI conocido como viento solar.

esta configuración del campo magnético siempre de manera local, debido a que no existen monopolos magnéticos.

1.3. El viento solar y sus dos componentes

El Sol es una esfera de plasma compuesta por diferentes capas, como vimos en la Sección 1.2. La primera capa de la atmósfera solar es la fotosfera, la cual presenta unas estructuras conocidas como manchas solares, que se observan como regiones oscuras debido a que el material en esas regiones es más frío que el material que se encuentra a sus alrededores. Por otro lado, las manchas tienen una polaridad (positiva o negativa) de modo que por encima de un par de manchas con polaridad opuesta, se forman arcos por donde fluye el material a lo largo de las líneas de campo magnético. En estas regiones en donde el campo magnético se encuentra cerrado, se forman las RA y eventualmente cuando ocurre una reconexión magnética, las líneas del campo se abren, permitiendo la liberación de manera explosiva de material coronal hacia el MI, dando origen a las llamadas eyecciones de masa coronal (CMEs).

La capa más externa de la atmósfera solar es la corona, la cual está configurada por regiones magnéticas abiertas y cerradas, responsables de dar una estructura global formada por *hoyos coronales* y por *cascos coronales* o *penachos coronales* como se muestra en la Figura 1.9. La ubicación de estas estructuras sobre el disco solar se pueden apreciar cuando observamos al Sol en un eclipse total natural o por coronógrafos que simulan los eclipses solares totales. En dichas observaciones, en la zona de los hoyos coronales se aprecia una disminución en la intensidad en brillo, debido a que hay menor densidad de masa, esta disminución se debe a que las líneas del campo magnético se encuentran abiertas y permiten la salida del material. Por el contrario, en los cascos coronales el material es almacenado debido a que las líneas del campo se encuentran cerradas, motivo por el cual la densidad de masa es mayor y observamos así regiones más intensas en brillo (Sheeley y Wang 1991; Sheeley et al., 1997; Wang et al., 1998, 2007).

De esta manera en el MI se forma una estructura con dos componentes: el *viento solar rápido* y el *viento solar lento*. El viento solar rápido tiene su origen en los hoyos coronales y tiene una velocidad mayor a 500 km/s; este viento también está caracterizado por una fuerte correlación entre las fluctuaciones de campo magnético y la velocidad del mismo viento. En cambio, el viento solar lento tiene velocidades menores a 500 km/s y se piensa que tiene su origen en el interior y en los alrededores de las regiones en donde el material se encuentra almacenado, es decir, en los cascos coronales (Gosling et al., 1993; McComas et al., 2006).

1.3.1. Modelos de la corona estática del viento solar

Tradicionalmente a gran escala, a lo largo del mínimo de actividad solar a latitudes ecuatoriales, la corona presenta una estructura estacionaria formada por dos cascos

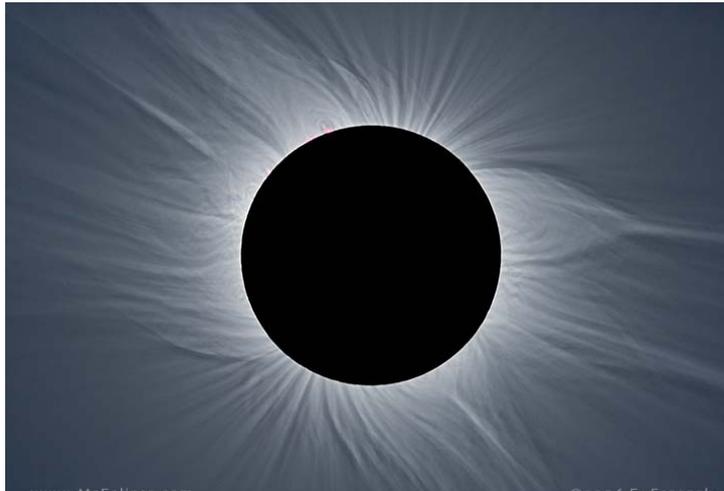


Figura 1.9: La corona solar fotografiada durante el eclipse solar total del 29 de Marzo de 2016. La sobreposición de 22 imágenes muestra la estructura de la corona con gran detalle. El campo magnético está trazado por el material de la corona, en donde las regiones de campo magnético con líneas cerradas permiten localizar a los cascos coronales y las regiones con líneas de campo magnético abiertas permiten identificar a los hoyos coronales. Crédito: F. Espenak.

coronales (en proyección sobre el plano del cielo) y en cada uno de los polos del disco solar se presenta un hoyo coronal, formando así una corona con una configuración dipolar. La Figura 1.10 muestra del lado izquierdo una fotografía tomada desde la Tierra del eclipse total solar ocurrido durante el año 1994, y tiene la finalidad de mostrar la configuración dipolar que adquiere el Sol durante el mínimo de actividad. En dicha fotografía observamos que debido a que las líneas del campo magnético en los polos están abiertas, la intensidad en brillo en estas regiones es menor en comparación con las regiones más intensas en brillo que se ubican en el ecuador, en donde las líneas del campo se encuentran cerradas, siendo las responsables del almacenamiento del material. El modelo de la configuración magnética de la corona, para el caso del mínimo de actividad solar, se encuentra sobrepuesta en la imagen del lado izquierdo en la misma Figura. En cambio, en el máximo del ciclo de actividad, la corona toma una forma prácticamente circular y brillante (imagen del lado derecho de la Figura 1.10), debido a que los cascos coronales son las estructuras que dominan en esta época y se localizan a lo largo de latitudes tanto medias como altas, mientras que los hoyos coronales adquieren tamaños menores.

Es oportuno hacer notar que la configuración dipolar del campo magnético que adquiere la corona solar durante el mínimo de actividad no es invariable. Por ejemplo, el último mínimo solar, correspondiente al ciclo solar 23 y 24, mostró la presencia de hoyos coronales a bajas latitudes, como ilustra la Figura 1.11. Este hecho hace que

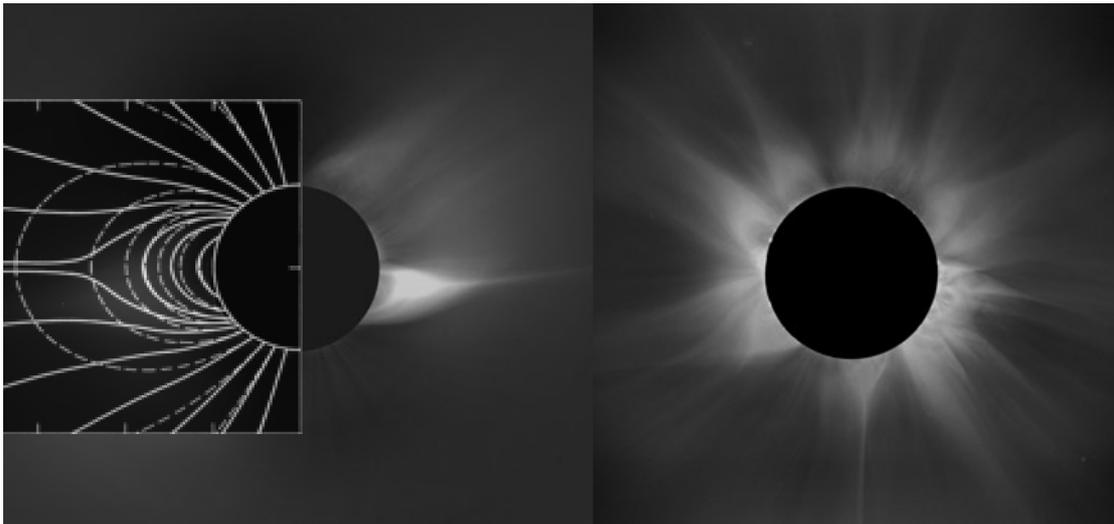


Figura 1.10: La imagen de la izquierda presenta una fotografía de alta resolución del eclipse total solar durante el año 1994, sobrepuesta a ella se encuentra el modelo de la configuración de las líneas del campo magnético, correspondiente al mínimo de actividad solar. Del lado derecho se muestra la imagen del eclipse total solar de 1980, ocurrido durante el máximo del ciclo número 21.

evidentemente la configuración magnética de la corona durante un mínimo con una configuración dipolar, no sea una configuración fija en cada mínimo, sino que puede variar debido a la presencia de hoyos coronales a bajas latitudes, y entonces, a la eventual salida de flujo de viento solar rápido a lo largo del ecuador solar, y no quedar restringida sólo a las latitudes polares del disco solar.

Por otro lado, la asociación entre el viento solar lento y la zona de los cascos coronales es conocida desde hace tiempo (Borrini et al., 1981; Gosling et al., 1981), sin embargo, hasta la fecha no es muy clara la dinámica que da origen al viento solar lento, pero sabemos que éste presenta transientes de “pequeña” escala, conocidos como *blobs*, y son observados en la corona a partir de los 3 a los 4 radios solares (R_{\odot}) y se aceleran con el viento solar ambiente (Sheeley et al., 1997; Wang et al., 1998; Song et al., 2009).

1.3.1.1. Modelos de la expansión del viento solar

La corona solar fue inicialmente considerada como una estructura estática (Chapman, 1957), con una transferencia de energía por conducción. Esto es, considerando una

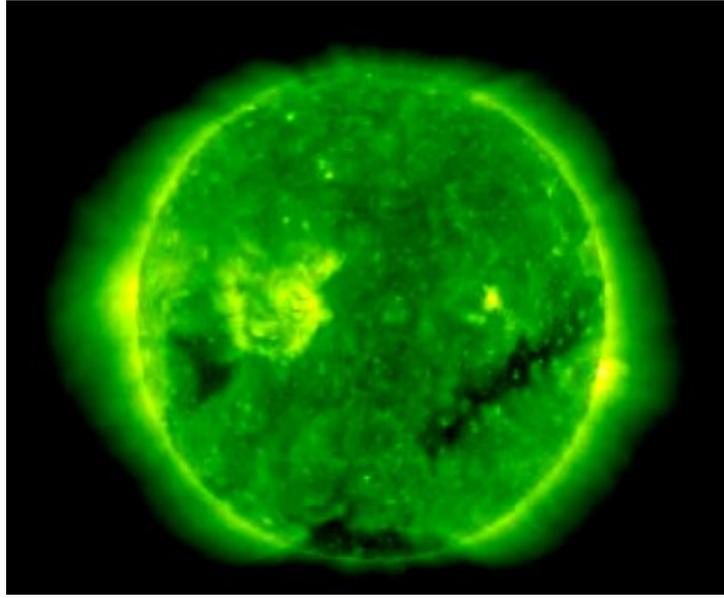


Figura 1.11: Imagen del experimento EUVI del grupo SECCHI/STEREO a 195 \AA , realizada el 25 de Marzo de 2007 a las 03 : 01 UT. En la imagen se observan dos hoyos coronales en la región ecuatorial del disco solar. Imagen reportada en el artículo de Kilpua et al. (2009).

corona con simetría esférica por simplicidad (sin cascos coronales, sino con un campo magnético radial) tenemos,

$$4\pi r^2 k \frac{dT}{dr} = \text{constante} \quad (1.1)$$

en donde r es la distancia desde el centro del Sol y el término $k \frac{dT}{dr}$ es el flujo de calor y $k = k_0 T^{5/2}$ es el coeficiente de conductividad térmica para un plasma completamente ionizado. Integrando la ecuación 1.1, imponiendo que la temperatura tienda a cero a grandes distancias,

$$T = T_0 \left(\frac{r_0}{r} \right)^{2/7} \quad (1.2)$$

Considerando una temperatura de 10^6 K en la corona, ésto implica que a la altura de la Tierra tendría que adquirir un valor de cerca de $2 \times 10^5 \text{ K}$, demostrando que la corona no acaba cerca de la superficie del Sol, sino que se extiende mucho más allá de la órbita de la Tierra. De este resultado se sugirió que la Tierra está inmersa en un plasma con altas temperaturas y no de un vacío, como se pensaba en la época.

Uniendo ahora a este resultado la ecuación de equilibrio hidrostático, tenemos

$$\frac{dp}{dr} = -\frac{GM\rho}{r^2} \quad (1.3)$$

en donde G es la constante de la gravitación universal, ρ la densidad, y M la masa del Sol. Tomando en cuenta que para un gas ideal $p = \rho RT$, tenemos entonces la siguiente expresión,

$$p = p_0 \exp \frac{7A}{5} \left[\left(\frac{r_0}{r} \right)^{5/7} - 1 \right] \quad (1.4)$$

Con la ecuación 1.4 se tendría una presión al infinito poco inferior a la presión que se encuentra en la corona del Sol, y así superior en muchos órdenes de magnitud que la presión del medio interestelar. En otras palabras, el medio interestelar no tendría una presión suficiente para confinar al material de la corona.

Parker (1958) resolvió esta inconsistencia sugiriendo que la corona no puede estar en un estado de equilibrio estático, sino en una *expansión supersónica*, llamando a este hipotético flujo de plasma *viento solar*. De este modo Parker resolvió el problema encontrando las soluciones con presión cero al infinito. Para encontrar la solución, Parker partió de nuevo de una simetría esférica, buscando soluciones estacionarias descritas por las siguientes ecuaciones,

$$4\pi r^2 \rho v = \text{constante} \quad (1.5)$$

$$\rho v \frac{dv}{dr} = -\frac{dp}{dr} - \frac{GM\rho}{r^2} \quad (1.6)$$

$$p\rho^\gamma = K \quad (1.7)$$

La ecuación 1.5 es la conservación de masa, la ecuación 1.6 expresa la conservación de momento, y la ecuación 1.7 es la ley adiabática de la energía. Eliminando p y ρ del sistema, se obtiene

$$\left(v - \frac{c_s^2}{r} \right) \frac{dv}{dr} = -\frac{2c_s^2}{r^2} - \frac{GM}{r^2} \quad (1.8)$$

que al integrarla analíticamente, da

$$\frac{1}{2}v^2 + \frac{c_s^2}{\gamma-1} - \frac{GM}{r} = C \quad (1.9)$$

en donde $c_s = (\frac{\gamma p}{\rho})^{1/2}$ es la velocidad del sonido, que varía con r , y C es la constante de integración.

El punto crítico de la solución a la ecuación 1.9 es $r_c = \frac{GM}{2c_s^2}$ se obtiene cuando $v = c_s$, dando como resultado un punto singular y los diferentes perfiles de las soluciones, los cuales están representados en la Figura 1.12. Las soluciones I y II se excluyen, ya que físicamente no son aceptables al tener dos valores de velocidad para la misma posición, mientras que el grupo de soluciones III es eliminado, ya que describen un flujo extremadamente veloz ($> c_s$) cercano a la superficie del Sol, no revelados por los datos observacionales hasta la fecha. Así quedan los grupos de tipo V y IV, en donde el primero de éstos indica un flujo que acelera atravesando el punto crítico (el punto sónico, r_c), pasando de velocidades subsónicas a supersónicas, representando al viento solar. En cambio las soluciones del tipo IV permanece como un flujo siempre subsónico.

En el caso en el que $\gamma = 1$ tenemos una temperatura T constante y entonces la ecuación 1.9 no es más válida, teniendo que

$$\frac{1}{2}v^2 + c_s^2 \log v = 2c_s^2 \log r + \frac{GM}{r} + \text{constante} \quad (1.10)$$

Si hacemos ésto podemos considerar el comportamiento límite de la presión, por ejemplo, cuando $r \gg r_c$ y cuando $v \gg c_s$, obteniendo de la ecuación 1.10 la siguiente expresión,

$$v \approx 2c_s \sqrt{\log(r/r_c)} \quad (1.11)$$

y haciendo uso de la ecuación 1.5 tenemos,

$$p \sim \rho \approx \left(r^2 \sqrt{\log r} \right)^{-1} \quad (1.12)$$

la cual tiende a cero para distancias muy grandes, como se buscaba.

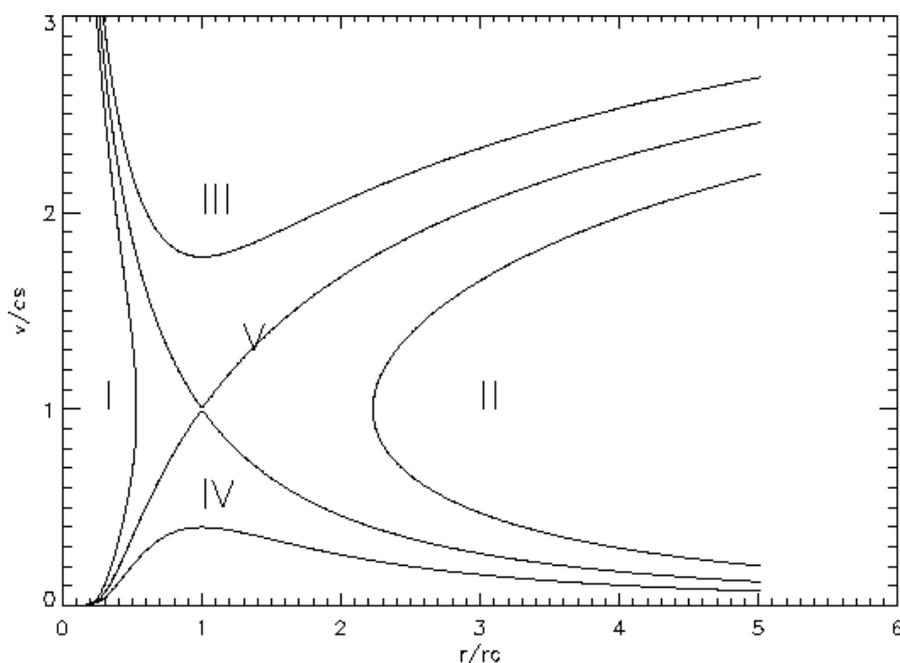


Figura 1.12: La velocidad del viento solar (v) en función del radio (r) para valores diferentes de la constante de integración C . Los cinco grupos de soluciones se indican en la misma gráfica.

El modelo de Parker permite obtener velocidades del viento cerca de 300 km/s , sin embargo, en realidad se han observado velocidades muy por encima de ésta, como lo es el viento solar rápido. Positivamente, en el modelo isotrópico de Parker es posible adquirir velocidades muy por encima de los 300 km/s , dependiendo de la temperatura inicial que se elija. Este modelo indicó así firmemente la existencia del viento solar, y es un excelente punto de partida para los modelos que mejoran el cálculo de la velocidad del viento solar, ya sea lento o rápido.

El trabajo que presentamos no está dedicado a describir a la corona estacionaria sino a la identificación de estructuras que se observan en las cercanías de la corona solar alta, analizando sus perfiles de velocidad y de aceleración, siempre dentro del estado estacionario estudiado por Parker.

1.3.1.2. Modelos teóricos de las dos componentes del viento solar

Una buena aproximación de la expansión de la corona en el MI y que mejora con la distancia al alejarse de la superficie del Sol, es el considerarla como una expansión radial con una temperatura del orden de $1 - 2 \times 10^6 \text{ K}$. A tales temperaturas, aproximadamente a $2 R_{\odot}$, el flujo se propaga con velocidades supersónicas (Parker, 1958), y a



Figura 1.13: Esquema tridimensional de la espiral de Parker (hoja de corriente heliosférica), la cual permea a todo el MI.

causa de la altísima conductividad del plasma coronal, las líneas del campo magnético solar son transportadas por el viento solar, y debido a que hay ausencia de difusión de las partículas que emanan del Sol, éstas permanecen sobre la misma línea de campo magnético. Si aunado a esto consideramos la rotación del Sol sobre su propio eje, las líneas del campo magnético que se encuentran a grandes distancias forman entonces la conocida *espiral de Parker*, que permea a todo el MI (ver Figura 1.13).

Bajo este modelo, la conservación de la masa en simetría esférica, implica que para velocidades constantes del viento, la densidad decrece como r^{-2} , produciendo un decremento en la presión cinética del viento, que a su encuentro con el viento interestelar, el viento supersónico encuentra un obstáculo, formándose un choque (el cual recibe el nombre de *choque terminal*), en donde se da lugar a la transición de un viento supersónico con baja presión, a un viento subsónico que se mezcla con el interestelar. A la región del viento supersónico se le conoce como la *heliósfera*; más allá del choque terminal, en donde se encuentran el viento subsónico con el interestelar (que tiene un movimiento en conjunto respecto a la del Sol, debido al movimiento del Sol en la galaxia), se encuentra la *heliopausa*.

Como hemos mencionado, el viento solar tiene dos componentes, el viento solar rápido y el viento solar lento. El rápido ($v \geq 500$ km/s), tiene su origen en los hoyos coronales, en las regiones de campo magnético abierto; en donde se observan fluctuaciones del campo magnético y de velocidad transversales fuertemente correlacionadas, que nos recuerdan a las ondas de Alfvén, con modos característicos del plasma magnetizado. Estas ondas se propagan en dirección opuesta al Sol, es decir, en dirección anti-solar, y se piensa que puedan ser una de las causas de las velocidades más altas que alcanza el viento solar. En cambio, el viento solar lento ($v < 500$ km/s) se piensa que tiene su origen al interior o a los alrededores de los cascós coronales (Sheeley y Wang, 1991; Sheeley et al., 1997; Wang et al., 1998, 2007), en donde las fluctuaciones del campo y de la velocidad no están correlacionadas, como se muestra en la Figura 1.14.

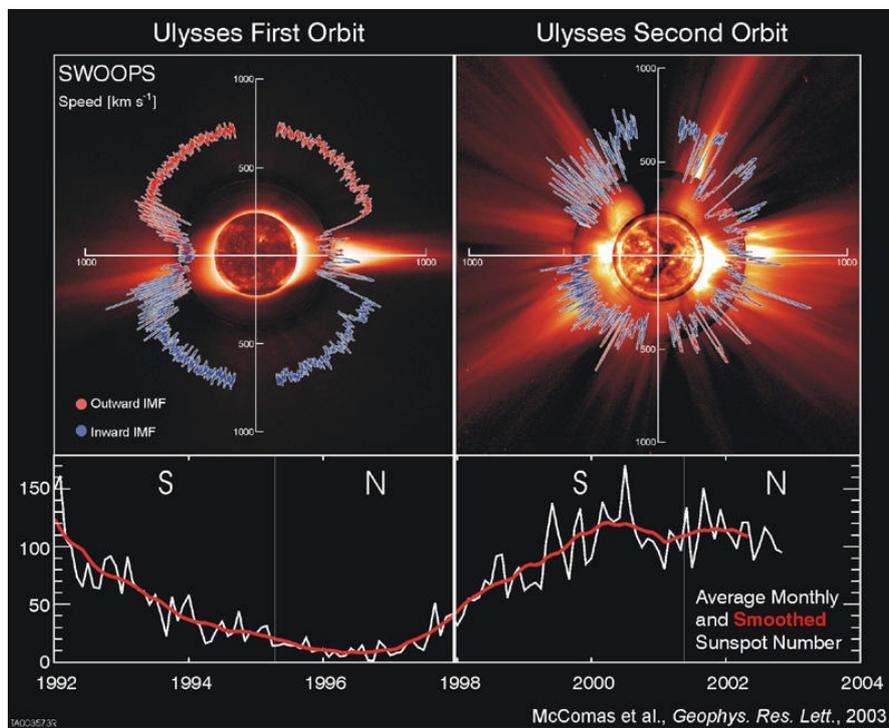


Figura 1.14: Observaciones de la misión Ulysses durante el ciclo de actividad 23 de las dos componentes de velocidad del viento solar en función de la latitud de los dos primeros viajes orbitales de la misión. Del lado izquierdo durante la fase descendente del ciclo (17 de Agosto de 1996) y del lado derecho durante el máximo del ciclo (07 de Diciembre de 2000). Las curvas, en rojo y azul, son los valores de la velocidad del viento solar y los colores indican la dirección del campo magnético interplanetario (la polaridad del campo). Sobrepuesta a los perfiles de la velocidad, en el centro, se reportan los datos en el extremo ultravioleta (Fe XII) de la misión SOHO, la corona - K del Mauna Loa (700 - 950 nm), y las imágenes del coronógrafo C2 de SOHO en luz visible. El panel inferior muestra el número de manchas solares. Crédito: McComas.

Además de los hoyos coronales y de los cascos coronales, la corona se encuentra permeada de estructuras "filamentadas", las cuales se encuentran alrededor, ya sea de estructuras de escala más grande con campos magnéticos cerrados (cascos coronales), como de estructuras con campo magnético abierto, como los son las plumas coronales que se encuentran al interior de los hoyos coronales. La asociación entre el viento solar lento y la zona de los cascos coronales es conocida desde hace tiempo (Borrini et al., 1981; Gosling et al., 1981), debido a que las mediciones de los espectros de frecuencia de las fluctuaciones de densidad electrónica, a través de las observaciones de centelleo, han demostrado que la ruptura del espectro alrededor de 1 Hz, indica la escala característica de las estructuras filamentadas (del orden de 20 a 340 kilómetros). Este resultado en conjunto con las observaciones previas de los Voyager 1 y 2, de 1979 a 1982, muestran que las estructuras filamentadas, puedan encontrarse en la extensión de los cascos coronales, lo que ha llevado a pensar a la comunidad de que estas estructuras son probables fuentes del viento solar lento. Dando sustento al hecho de que la velocidad con la cual se expanden es muy baja (Woo et al., 1995), como consecuencia de que es material expulsado directamente desde el interior de los cascos coronales.

Por otro lado, los datos de los coronógrafos de LASCO/SOHO han confirmado la hipótesis de que efectivamente son la extensión de los cascos coronales una de las fuentes del viento solar lento, en las cuales las estructuras de "pequeña" escala de plasma (plasmoides) que se observan en la cima de los cascos (~ 0.3 AU), se propagan con un movimiento lento hacia el MI (Habbal et al., 1997), como veremos en detalle en el Capítulo 2.1.

La explicación de cómo las dos componentes del viento solar se aceleran, continúa siendo uno de los problemas más interesantes de la Física Solar. Por ejemplo, en el modelo de Parker, el gradiente de presión debido al calentamiento coronal impulsa al plasma a escapar a lo largo de las líneas del campo magnético abiertas en la heliófera, con velocidades acordes con el modelo de ~ 300 km/s, sin embargo, el mecanismo por el cual el viento solar rápido alcanza velocidades > 500 km/s es aún un misterio.

Para el caso del viento solar lento, una corriente de pensamiento considera que el viento sea una consecuencia natural del calentamiento al interior de los cascos coronales, guiada por la continua expansión y vaporización en la base de los mismos (Wang et al., 1988). Las soluciones que se obtienen de este modelo dependen de un alto número de parámetros y de funciones de incierta justificación física y observacional, sin embargo, insertando valores adecuados en los parámetros de dicho modelo, se pueden reproducir las propiedades típicas del viento en su globalidad, pero no al grado de dar una explicación de las grandes inhomogeneidades y de la formación de los plasmoides (blobs), que son claramente observados en este caso.

Otra posición es la que afirma que la mayoría del viento solar lento tiene su origen en regiones con una rápida expansión de tubos de flujo, en la interfase de separación

entre la hoja de corriente y el hoyo coronal (Bravo y Stewart, 1997). La idea en este caso es que el viento solar, lento o rápido, proviene siempre de las regiones de campo magnético abierto (hoyos coronales) y que la diferencia de velocidad es atribuida a la tasa de expansión de las líneas del campo magnético. Bajo esta idea tenemos entonces que el centro de los hoyos coronales, con líneas de campo que divergen poco, dan origen al viento rápido, mientras que en los bordes (en proximidad de los cascos coronales) de los hoyos coronales, existe una expansión superior, que a causa del efecto de botella, causa un flujo de viento mucho más lento (Wang, 1994). En general, en estos modelos se busca obtener las propiedades del origen del viento solar, siempre en analogía con el viento rápido, ya que éste es más simple, tomando ventaja de las inhomogeneidades de los hoyos coronales al variar la posición.

Durante el mínimo de actividad solar la heliósfera presenta corrientes de viento solar rápido, debido a la extensión de los hoyos coronales ubicados en los polos y eventualmente a la presencia de “pequeños” hoyos coronales a latitudes ecuatoriales sobre el disco solar (Figura 1.11). Como podemos imaginar, a lo largo del ciclo solar, continuamente son inyectados hacia el MI flujos de viento rápido y flujos de viento con velocidades menores, que ocasionalmente cuando interaccionan entre sí, permiten la formación de regiones de encuentro entre ambos flujos. Esto sucede cuando un flujo de viento solar rápido alcanza a un flujo de viento más lento, formando una *región de interacción* que se propaga en el MI.

Para dar inicio al análisis de propagación de eventos transitorios en el viento solar durante el mínimo del ciclo solar 23 y la fase ascendente del ciclo solar 24, en el siguiente Capítulo (2) se hace una revisión de los trabajos publicados hasta la fecha, para conocer las características físicas de los eventos transitorios de estudio, así como las dificultades técnicas a nivel observacional que se han presentado al estudiar principalmente a los eventos transitorios de “pequeña” escala (blobs) y a las regiones de interacción desde $2 R_{\odot}$ hasta 1 AU.

2 Eventos transitorios y el ciclo de actividad solar

En el medio interplanetario se propagan eventos transitorios de diferente escala, desde regiones de interacción, debido al encuentro entre dos flujos del viento solar (rápido alcanza al lento); eyecciones de masa coronal (CMEs), hasta transientes de “pequeña” escala, conocidos como *blobs*. En este capítulo hacemos una revisión de la identificación de blobs en el viento solar en época de mínima actividad, de 2 a 318 R_{\odot} en las imágenes de los coronógrafos y en las imágenes heliosféricas, así como a 1 AU con datos *in situ*.

2.1. Eventos transitorios en el viento solar

A lo largo del ciclo solar se hacen presentes en el viento solar estructuras que se propagan desde el Sol hacia el MI. Las características y las propiedades físicas que se observan *in situ* de estas estructura son relevantes para el estudio de su posible correlación con estructuras observadas en luz blanca. En muchas ocasiones esta correlación no es clara, motivo por el cual en el presente capítulo mostramos los resultados de la búsqueda de los trabajos publicados, en los cuales se hace mención sobre las características espaciales y temporales de los eventos transitorios de “pequeña” escala y de las regiones de interacción, a lo largo del ciclo de actividad solar de 11 años. La información recabada de esta revisión, tiene como objetivo conocer y tener presente a nivel observacional, las dificultades de la identificación de los dos tipos de eventos transitorios, así como las épocas favorables de su identificación a lo largo del ciclo de actividad, esto con la finalidad de plantear el procedimiento de análisis de los eventos.

Los eventos transitorios que mencionaremos a lo largo de este trabajo son tres. Sheeley et al. (1997), llamaron blobs a una serie de estructuras de “pequeña” escala, con una expansión radial promedio inicial de $1 R_{\odot}$ y con una extensión angular promedio de $0.1 R_{\odot}$; que se identificaron con los coronógrafos C2 y C3 de LASCO/SOHO a bajas latitudes sobre el disco solar. Otro tipo de eventos transitorios y que son los más estudiados, son las CMEs. Éstos son eventos más intensos en brillo en comparación con los blobs y pueden considerarse como estructuras de escala mayor a la de los blobs, ya que llegan a tener una extensión angular de hasta 360° alrededor del disco solar, conocidos como eyecciones tipo halo. Estos eventos se propagan de manera explosiva en el MI e interaccionan con el viento solar ambiente, formando en ocasiones choques.

Y el tercer tipo de evento, es detectable a distancias mayores al FOV máximo de los coronógrafos ($30 R_{\odot}$), en donde se identifica la interacción entre flujos de viento solar rápido y flujos de viento solar lento, la cual se hace evidente a través de la formación de regiones de interacción, las cuales se propagan hacia el MI y son observables a mayores distancias del Sol, como por ejemplo a 1 AU.

Evidentemente las características de los tres eventos varían con el ciclo de actividad solar. Para el caso de los blobs, su estudio se realiza durante el mínimo de actividad, por dos razones. La primera es debida a que su identificación ocurre en la cima de los cascacos coronales ($3 - 4 R_{\odot}$), los cuales permanecen por largos periodos a latitudes ecuatoriales por la configuración magnética que adquiere el Sol, permitiendo la observación continua de estos eventos. La segunda, se debe a que la presencia de eventos más intensos en brillo, como las CMEs, dificultan la detección de los eventos menos intensos en brillo, como es el caso de los blobs, y la tasa de aparición de las CMEs incrementa con el ciclo hacia el máximo de actividad. Para el caso de las regiones

de interacción (SIRs y CIRs)¹ a lo largo del ciclo solar, su tasa de aparición, como las CMEs, incrementa al avanzar el ciclo, debido a que existen regiones con campo abierto y cerrado a diversas latitudes sobre el disco solar, promoviendo así la formación de las regiones de interacción.

Por lo que la pregunta obligada a nivel observacional, es si es posible asociar a las diferentes estructuras detectadas desde pocos radios solares de la superficie solar (datos en luz blanca) con las mediciones *in situ* a 1 AU.

Hoy en día la era espacial permite hacer uso de los datos de varias misiones espaciales para estudiar en conjunto a la corona y al viento solar, como a las estructuras que se presentan en estas regiones de la atmósfera solar. Dichas misiones llevan a bordo diversos experimentos como: coronógrafos, ya sean de LASCO/SOHO como los COR1 y COR2 de la sonda STEREO; los instrumentos de imágenes heliosféricas HI1 y HI2 (*Heliospheric Imagers*) de STEREO, los cuales en conjunto con los coronógrafos cubren un campo de visión en luz blanca de 1.3 a 318 R_{\odot} . Por otro lado, las mediciones *in situ* de las características físicas del MI a 1 AU, se pueden realizar con las misiones: Wind, ACE² y STEREO. Esta última misión es de las más recientes, fue lanzada el 25 de octubre de 2006 y cuenta con dos naves gemelas (B- *behind* y A- *ahead*) en donde cada nave lleva a bordo un conjunto de experimentos que generan imágenes del Sol (FOV de 1.3 - 318 R_{\odot}), aunado a estos experimentos las naves cuentan con un conjunto de experimentos que realizan mediciones *in situ* a 1 AU.

Con esta serie de experimentos se han identificado, entre otras estructuras, blobs y regiones de interacción en el viento solar, durante el ciclo solar 23 y durante el presente ciclo 24 (Sheeley y Rouillard, 2010; Rouillard et al., 2011).

Los datos obtenidos en luz visible por la misión SOHO por el conjunto de experimentos de LASCO, han confirmado la hipótesis que efectivamente la extensión de los cascos coronales son la fuente del viento solar lento y que los blobs que se forman en la cima de éstos, presumiblemente han tomado ventaja de la apertura intermitente de las líneas de campo magnético, para propagarse hacia el MI con un movimiento lento (Habbal et al., 1997).

El mecanismo físico que genera la emisión de luz blanca (o luz visible) en la corona observada por los coronógrafos, es la dispersión Thomson, el cual da como resultado una inhomogeneidad de densidad relativamente prominente en las regiones en donde se presenta más material. Así, la sucesión de imágenes en luz visible de los coronógrafos de LASCO, permiten observar un flujo continuo de material en la posición de la hoja de corriente heliosférica (HCH) con una velocidad moderada de 200 a 300 km/s.

¹SIRs por sus siglas en inglés *Stream Interaction Regions* y CIRs por sus siglas en inglés *Corrotating Interaction Regions*.

²ACE por sus siglas en inglés *Advance Composition Explorer*.

Con este tipo de observaciones es posible seguir el movimiento de estructuras finas y alargadas que se originan por encima de la cima de los cascos coronales.

En 1997, utilizando los datos de LASCO durante el mínimo solar del ciclo 23, a nivel observacional (Sheeley et al., 1997), definen estas inhomogeneidades como blobs, las cuales son estructuras con incrementos en densidad e identificables a partir de la cima de los cascos coronales, con una tasa de aparición de 4 blobs por día. Las imágenes de los blobs en los coronógrafos C2 y C3 de LASCO se muestran en la figura 2.1 y en general se observa que los blobs se vuelven visibles a partir de los 3 y 4 R_{\odot} , y tienen velocidades del orden de 100 km/s con incrementos de velocidad de 250 a 400 km/s en los límites externos del campo de visión del coronógrafo C3 ($\sim 25 - 30 R_{\odot}$). Sus dimensiones iniciales, que van de acuerdo con otras observaciones precedentes, son de 1 R_{\odot} en la dirección radial y de 0.1 R_{\odot} en la dirección transversal; lo que indica que son estructuras que se propagan con una apertura angular prácticamente constante e incrementan su longitud en la dirección radial con una velocidad en la misma dirección de 150 km/s cerca de los 5 R_{\odot} , hasta 300 km/s para una distancia del Sol de $\sim 25 R_{\odot}$.

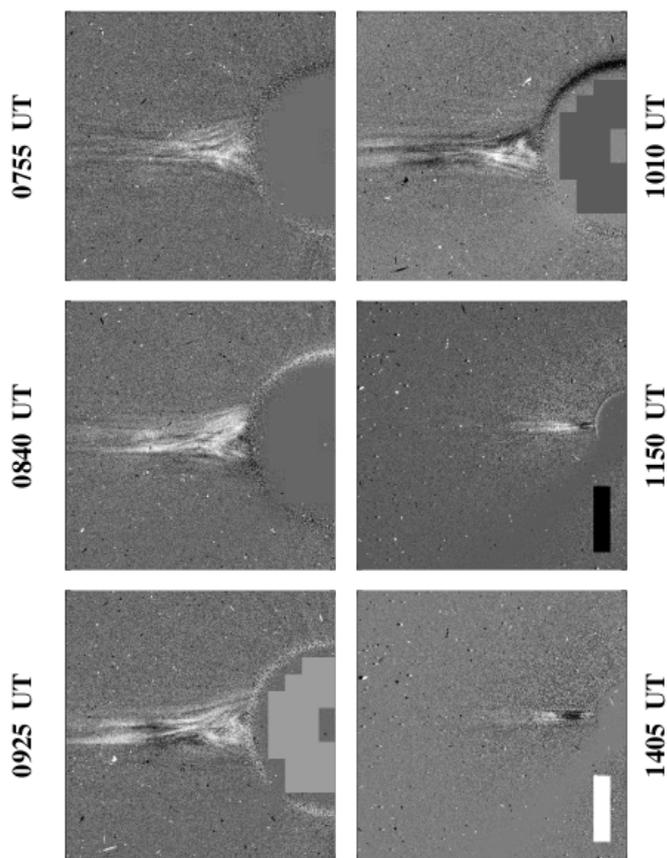


Figura 2.1: Las imágenes muestran la salida de un blob detectado por los coronógrafos C2/LASCO (del lado izquierdo) y C3/LASCO (lado derecho) el 30 de Octubre de 1996, en la hora indicada en cada imagen en tiempo universal (UT). Figura reportada en el artículo de Sheeley et al. (1997).

Los perfiles de la velocidad de propagación de los blobs tienen forma parabólica caracterizada por una aceleración constante de $\sim 4 \text{ m/s}^2$, como se muestra en la figura 2.2. Este perfil es consistente con una expansión isotérmica de viento solar a una temperatura $T \sim 1.1 \times 10^6 \text{ K}$ con un punto sónico entre 5 y 6 R_{\odot} (Parker, 1958). Considerando entonces las pequeñas dimensiones iniciales, de baja intensidad en brillo, el movimiento lento radial, que aumenta en velocidad a lo largo de la hoja de corriente; se puede concluir que estas estructuras finas en movimiento, trazan pasivamente al viento solar lento, como si fueran "hojas" arrastradas por el mismo viento, describiendo una línea curva de velocidad como la que muestra la figura 2.2. El resultado de la aceleración del material se puede apreciar a partir de un perfil de la distancia del Sol con el tiempo, como se muestra en la figura 2.2, en la cual la forma parabólica hacia arriba indica un incremento de la velocidad.

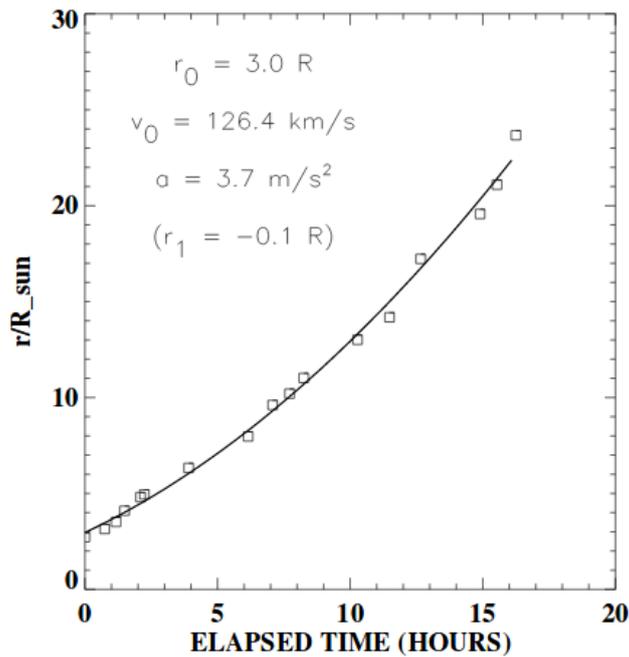


Figura 2.2: Esta gráfica muestra el perfil de velocidad para una serie de blobs identificados el 30 de Octubre de 1996 por los coronógrafos C2 y C3 de LASCO de la Figura 2.1. Gráfica reportada en el artículo de Sheeley et al. (1997).

Para estudiar la propagación del material que es expulsado del Sol hacia el MI, existe una técnica llamada *height-time maps* (Sheeley et al., 1997), a los cuales llamaremos *mapas de altura-tiempo*. Éste es un mapa de densidad en brillo que se construye escogiendo un camino radial, por ejemplo, a lo largo de la HCH, ver figura 2.3a, en el cual se hace el seguimiento de un flujo proveniente del Sol colocando una ventana de observación en la zona de interés. Posteriormente se sobreponen las imágenes formadas por la ventana del recorte de cada una de las imágenes, una seguida de la otra, para formar una imagen final, en donde a lo largo del eje horizontal se encuentra el tiempo y a lo largo del eje vertical se ubica la distancia radial de la superficie solar, ver figura 2.3b.

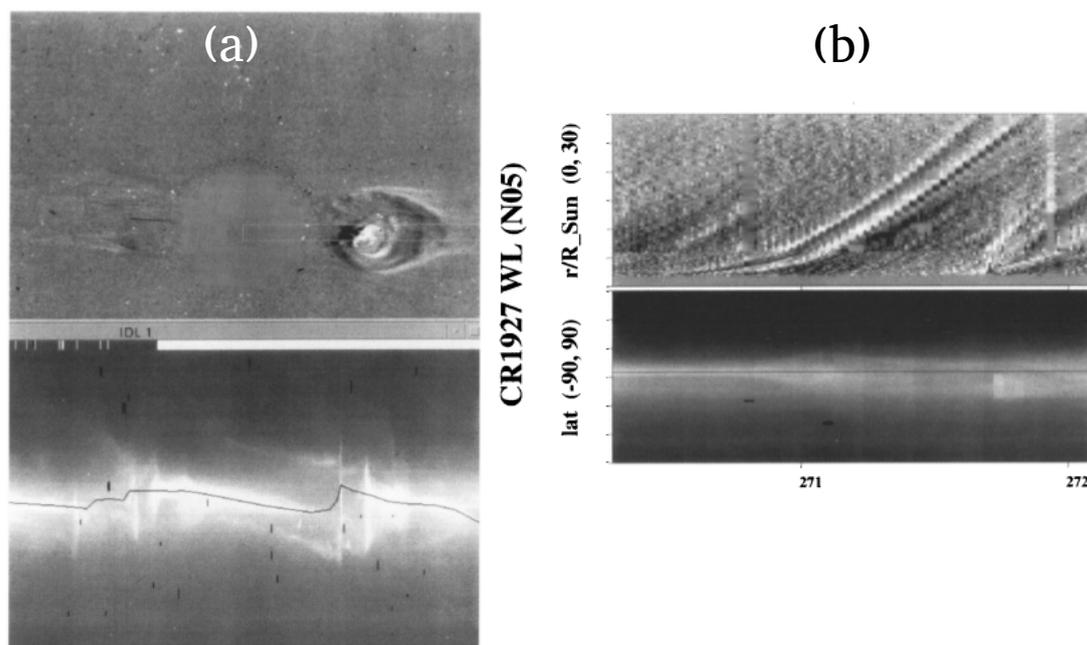


Figura 2.3: En la parte superior de la figura 2.3a se observa una CME en el lado Oeste del Sol, en donde se aprecia una ventana de observación en la imagen generada por C2/LASCO. En la parte inferior de la figura 2.3a se ilustra la HCH en luz visible a aproximadamente $4.5 R_{\odot}$ correspondiente a la rotación Carrington 1927, del 14 de Septiembre al 12 de Octubre de 1997 (Sheeley et al., 1999). En la figura 2.3b, la parte superior corresponde a la región de observación en donde se detectó la propagación de la CME y representa el mapa de altura-tiempo, generada con la serie de imágenes de la figura 2.3a (arriba). En la parte inferior de esta figura 2.3b se ilustra la HCH en luz visible correspondiente al intervalo temporal del 27 de Septiembre al 28 de Septiembre de 1997.

Las propiedades morfológicas y cinemáticas de una serie de blobs, utilizando las técnicas ya experimentadas por Sheeley et al. (1997), fueron analizadas un año más tarde por Wang et al. (1998). Para ello utilizaron, en primer lugar, la técnica llamada *running-difference*, para obtener un mejor contraste para los eventos que presentan bajas intensidades en brillo, como sería el caso de los blobs. Posteriormente a la obtención de una serie de imágenes en movimiento con la técnica de *running-difference*, los autores procedieron a realizar la selección de la ventana de observación de la zona de interés, lo que les permitió generar el mapa de altura-tiempo de dichas imágenes. La figura 2.4 muestra un ejemplo del tipo de imágenes que se obtienen al aplicar dichas técnicas para una serie de blobs. De los tres casos mostrados en la figura 2.4, el evento del 23 de Enero de 1997, muestra la aparición de un blob en forma de "V", al cual Wang et al.

(1998) atribuyen que el blob adquiere esta forma, al hecho que la hoja de corriente está inclinada respecto a la línea de observación de la nave (LOS³).

Las CMEs que expulsan alrededor de 10^4 a 10^{16} gramos hacia el espacio interplanetario y tienen velocidades que van de entre 10^2 y 10^3 km/s. La tasa de aparición de las CMEs varía con el ciclo de actividad solar. Durante el mínimo se pueden llegar a presentar periodos temporales de 3 a 4 días en los cuales no se observa algún evento de CME (Sheeley et al., 1997) y durante el máximo de actividad se observan de 5 a 6 eventos por día (Gopalswamy, 2006).

En el presente trabajo no analizaremos a las CMEs, sin embargo, sí utilizamos la información de sus eventuales expulsiones para realizar la identificación de los periodos de observación más adecuados para la detección de los eventos de nuestro interés (blobs).

Como habíamos mencionado, las regiones de interacción se forman debido a que el flujo de viento solar rápido alcanza a un flujo de viento solar más lento, obteniendo como resultado que se formen regiones de interacción (SIRs) con forma espiral en el plano ecuatorial y que al corrotar con el Sol se formen las llamadas regiones de interacción corrotantes (CIRs), como podemos apreciar en el esquema de la figura 2.5. La diferencia primordial entre ambas regiones de interacción es que a nivel observacional las CIRs son corrientes de interacción que duran lo suficiente para poder apreciar la rotación solar en los datos, y las SIRs son regiones de interacción que no duran lo suficiente para apreciar la rotación, o simplemente las observaciones se realizan cuando la región de interacción aún no está lo suficientemente desarrollada. Actualmente existen técnicas que permiten realizar la identificación de las regiones de interacción en luz blanca a apartir de $20 R_{\odot}$ hasta 1 AU (Plotnikov et al., 2016).

³LOS por sus siglas en inglés *Line Of Sight*

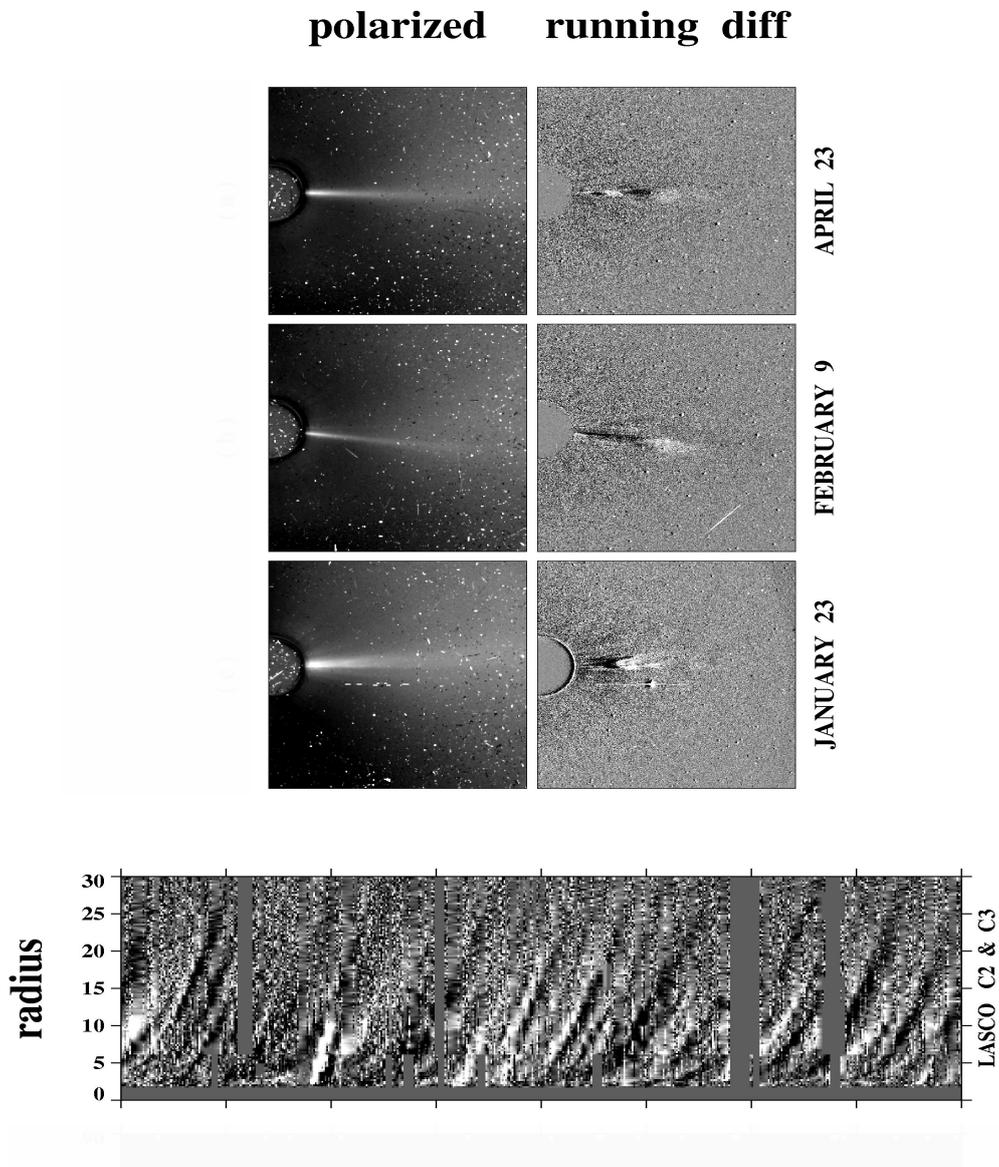


Figura 2.4: La figura de arriba muestra las observaciones del coronógrafo C₃/LASCO en las cuales se puede apreciar la salida de blobs en las tres imágenes tratadas con la técnica de *running-difference* (a la derecha). Las fechas de las imágenes son el 23 de Abril, el 9 de Febrero y el 23 de Enero de 1997. La imagen de abajo muestra el mapa de altura-tiempo correspondiente a las imágenes de blobs detectados por los coronógrafos C₂ y C₃ de LASCO, del 19 al 23 de Abril de 1997 (Wang et al., 1998).

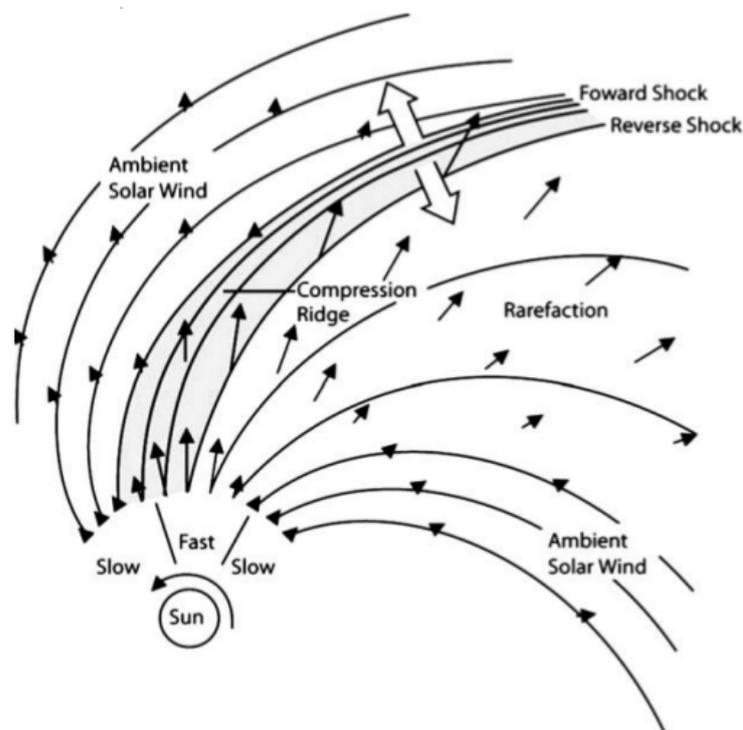


Figura 2.5: Esquema en 2D que ilustra la estructura de flujo corrotante (CIRs) sobre el plano ecuatorial en la heliósfera (Pizzo, 1978).

En el trabajo de Jian et al. (2006) los autores realizaron un estudio estadístico de la propagación de regiones de interacción a 1 AU, las observaciones fueron efectuadas de 1995 a 2004 con los datos disponibles de ACE y de Wind, en donde en total observaron 365 SIRs de las cuales 196 fueron CIRs. Los autores reportan que durante 1999 se dio la tasa aparición de CIRs más alta relacionado con el 64 % de las SIRs. Ese año corresponde a la fase ascendente del ciclo solar 23, sin embargo, la diferencia de la tasa de aparición varía relativamente poco, visto que el mínimo de la relación CIRs con SIRs es del 49 % y se dio en el 2002, correspondiente a la fase descendente inicial del ciclo 23.

Como es bien sabido, a lo largo del ciclo solar la estructura magnética en la corona modula la estructura del viento solar, y tradicionalmente en el mínimo del ciclo el campo magnético adquiere una forma semejante a la de un dipolo, con una inclinación mínima respecto al eje de rotación del Sol. Al avanzar del ciclo de 11 años dicha inclinación varía generando un cambio en la configuración de la HCH, adquiriendo una inclinación máxima en la fase descendente del ciclo.

La figura 2.6 muestra el registro de una SIR detectada por la nave Wind durante el mínimo del ciclo solar 23. En este evento la letra *a* y *c* indican el inicio y el final de

la SIR, respectivamente, mientras que la letra b indica la separación entre los flujos de viento lento y rápido, conocida como la interfase de flujo (*Stream Interphase-SI*).

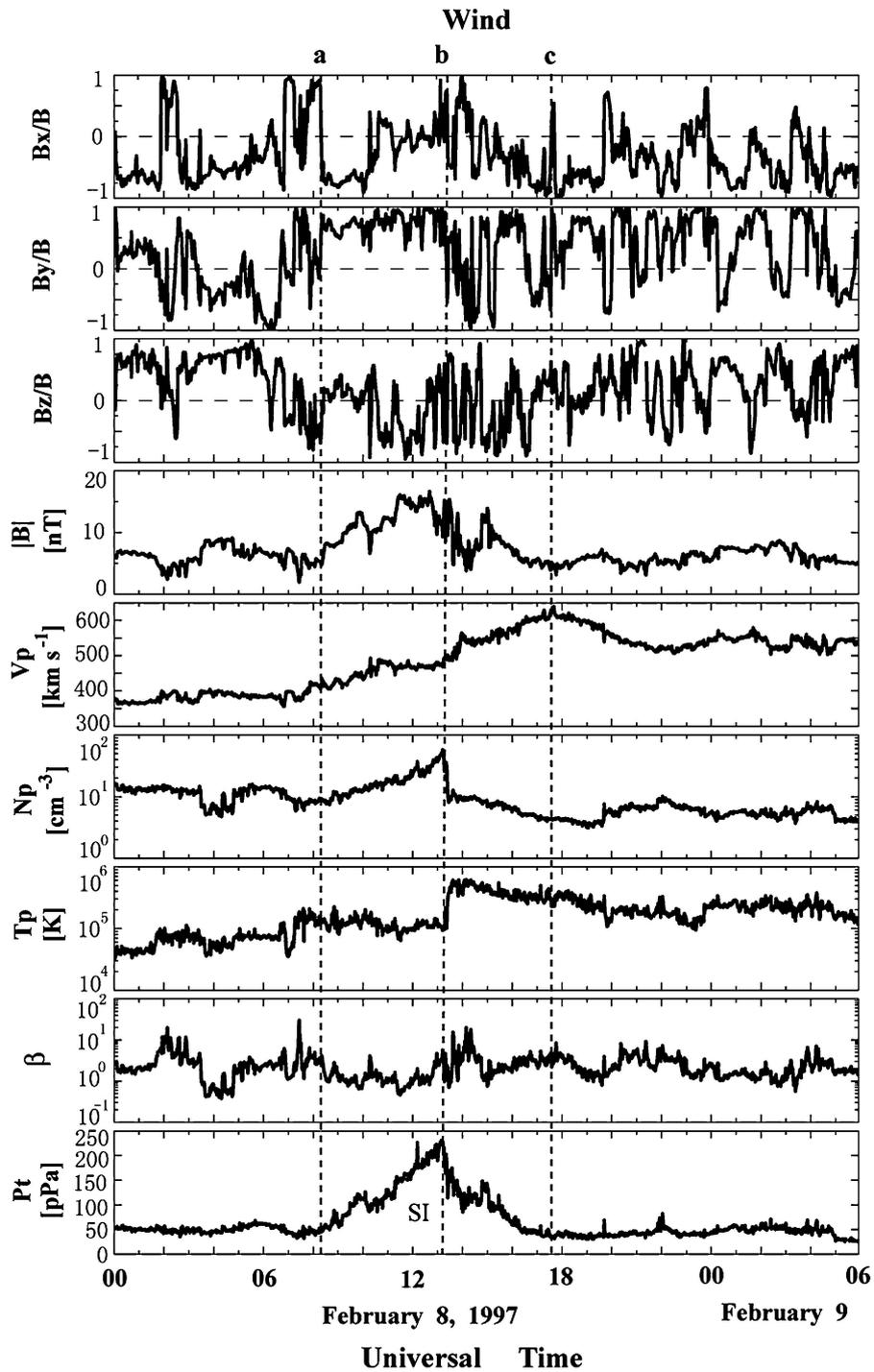


Figura 2.6: Evento de una SIR sin choque, realizada por la sonda espacial Wind. Del panel superior hacia abajo se muestra: las componentes del campo magnético interplanetario (CMI), la intensidad del campo magnético, la velocidad del viento solar, la densidad protónica, la temperatura protónica, β (presión térmica/presión magnética), y la presión total perpendicular. Las líneas punteadas en a y en c, indican los límites de la SIR y la línea punteada en b, indica la interfase del flujo (SI). Figura reportada en el artículo de Jian et al. (2006).

El registro de las mediciones *in situ* para el evento de la figura 2.6 no presenta choques, sin embargo, las SIRs llegan a presentar choques tanto delanteros como reversos al expandirse en el MI, *i.e.*, de 324 SIRs en diez años la asociación para estos eventos con choques fue del 21% a 1 AU (Jian et al., 2006). Para el caso de 60 CIRs que fueron analizados en el artículo de Jian et al. (2006), el 31% de los eventos presentaron choques. El hecho que los CIRs presenten choques ligeramente más frecuente que las SIRs, se debe a que estos eventos tienen flujos más fuertes (con más momento), ya que son formados por flujos que duran más en el MI y son más rápidos (Gosling and Pizzo, 1999).

La importancia de haber realizado el presente estudio a lo largo del *mínimo extendido*⁴ es una ocasión única, ya que permite realizar estudios de identificación de eventos que en general son poco energéticos y poco intensos en brillo, y que son excelentes trazadores del viento solar lento, permitiendo así estudiar su comportamiento y su posible origen.

Por otro lado, el hecho de que se observaron hoyos coronales a bajas latitudes (ver figura 1.11) durante el mínimo extendido del ciclo solar 24, permite estudiar también a las regiones de interacción que se forman en la heliósfera cerca del plano de la eclíptica. Es relevante considerar que para este mínimo inusual, existe un conjunto apreciable de misiones espaciales que llevan a bordo un grupo de instrumentos que permiten hacer observaciones en luz blanca desde 1.25 hasta 318 R_{\odot} , así como imágenes del disco solar en diferentes longitudes de onda (304 Å, 284 Å, 195 Å y 171 Å); permiten así observar a la fotosfera en luz blanca, realizar magnetogramas y hacer observaciones *in situ* con un grupo de instrumentos que miden las cantidades físicas del viento solar.

Algunos trabajos en donde se analizan los datos de observación *in situ*, han mostrado la existencia de pequeños eventos transitorios en el viento solar a 1 AU (Rouillard et al., 2009; Kilpua et al., 2009; Sheeley y Rouillard, 2010; Rouillard et al., 2011) con una ocurrencia de hasta 17 eventos en dos rotaciones Carrington (Kilpua et al., 2009), durante el mínimo del ciclo solar 24. Las velocidades y la escala de tamaño de estos eventos pequeños *in situ* a 1 AU, los convierte en posibles candidatos para ser la contraparte de los blobs identificados en las imágenes de la corona (Sheeley et al., 1997), los cuales se aceleran a la velocidad del viento solar lento.

Para la fase ascendente del ciclo solar 24 se espera que la ocurrencia de las regiones de interacción aumente, como se ha reportado por ejemplo para el ciclo solar 23 (Jian et al., 2006), debido a la estructura magnética que va adquiriendo el Sol hacia el máximo solar, en donde existen flujos de viento solar rápido también a latitudes ecuatoriales, como consecuencia de la presencia de campos magnéticos abiertos relacionados con los hoyos coronales. En particular, en la fase ascendente del presente ciclo solar, ya

⁴Un mínimo así de largo, como el que se presentó entre finales del ciclo de actividad solar 23 y principios del ciclo 24, fue reportado a inicios del siglo XX.

se han observado hoyos coronales que se expanden a bajas latitudes. Por otro lado, conforme avanza el ciclo de actividad, las reconexiones magnéticas ocurren con más frecuencia, dando origen a la expulsión de material con diferentes energías, que al propagarse hacia el MI se observan como estructuras de diferente escala. Ésto traerá presumiblemente como consecuencia, que en las mediciones *in situ* se observen más eventos de nuestro interés, ya sean regiones de interacción como eventos transitorios de “pequeña” escala, y la detección de ambas estructuras en un único evento.

2.2. Identificación de blobs en el viento solar

A lo largo del mínimo de actividad solar, entre los ciclos 23 y 24, se han realizado estudios en donde a menudo se asocia la identificación de blobs con la hoja de corriente heliosférica (HCH). La HCH está caracterizada por una alta densidad y por una alta β del plasma (presión térmica/presión magnética), la cual es una región delgada⁵, que debido a la baja tasa de CMEs en este periodo, permite hacer la asociación de blobs con regiones de interacción. Lo que convierte a los blobs en estructuras predilectas para poder estudiar de forma más detallada a la heliósfera en épocas de baja actividad, haciendo uso tanto de las imágenes en luz blanca de la corona y de la heliósfera, como de las mediciones *in situ* por un conjunto de sondas espaciales que se encuentran a la altura de la órbita terrestre (ver sección 2.1). Los estudios han permitido identificar a los blobs cerca de la corona ($\sim 3 R_{\odot}$ por coronógrafos) hasta 1 AU (por los HI's-*Heliospheric Imagers* de la misión STEREO), enfatizando el hecho de ser hasta la fecha los únicos eventos transitorios en luz blanca que permiten trazar al viento solar lento, otorgando a la vez información sobre su origen (Wang et al., 1998, 1997; Sheeley et al., 1997, 1999; Song et al., 2009, 2012).

Antes de entrar de lleno a la parte de investigación del trabajo de tesis, en esta sección se presenta una breve revisión de los trabajos publicados hasta la fecha para la identificación de los blobs por diferentes instrumentos. Por ejemplo, sabemos que los datos de los coronógrafos más utilizados para identificarlos son C2 y C3 de LASCO/SOHO y COR2/STEREO (ver Tabla 1.2). Y a pesar de la particular identificación de los blobs, autores como Rouillard et al. (2010a, 2011) han desarrollado técnicas apropiadas para identificarlos en las imágenes de los experimentos HI1 y HI2 de STEREO, los cuales cubren en conjunto un FOV en luz blanca de 15 a 318 R_{\odot} . En donde los HI's son instrumentos que se utilizan principalmente para identificar eventos transitorios de mayor escala, como son las CMEs y las regiones de interacción (SIRs y CIRs).

En la sección (2.1) se mostraron imágenes de los coronógrafos C2 y C3 de la identificación de blobs, mostrando cómo se observan en las imágenes de los coronógrafos. En esta sección en cambio, se ilustra la detección de blobs en las imágenes de los HI's a través de la figura 2.7, la cual muestra en la parte superior, una serie de imágenes realizadas por el experimento HI2 de la nave A de STEREO (STEREO/A). En las imágenes a – c se muestra la estructura de un mismo blob indicada por las flechas en color blanco, mientras en las imágenes d – f se muestra otro blob, indicado por las flechas en color negro. Las imágenes fueron tomadas del 25 al 29 de Enero de 2008. En esta misma figura, en la parte inferior, se muestra el mapa de *elongación–tiempo* realizado por el conjunto de datos del coronógrafo COR2 y de los HI1 y HI2 de STEREO/A. En ella se indican las trayectorias de propagación de los dos blobs señalados por las

⁵A la altura de la Tierra su grosor es de ~ 0.01 AU.

flechas en color blanco y negro, correspondientes a los eventos de las imágenes de la parte superior de la figura 2.7. Este mapa se realiza de la misma manera que los mapas de *altura-tiempo* revisada en la sección 2.1. La diferencia es que en este caso al requerir hacer un mapa conjunto de las imágenes de coronógrafos con imágenes heliosféricas, se hace en términos de la elongación⁶, por una razón principal, se desconoce la distancia real en términos respecto al radio solar para el caso de los HI's y facilita entonces la manipulación de las imágenes realizadas por los diferentes experimentos.

⁶El ángulo entre el Sol y el evento transitorio visto desde la Tierra.

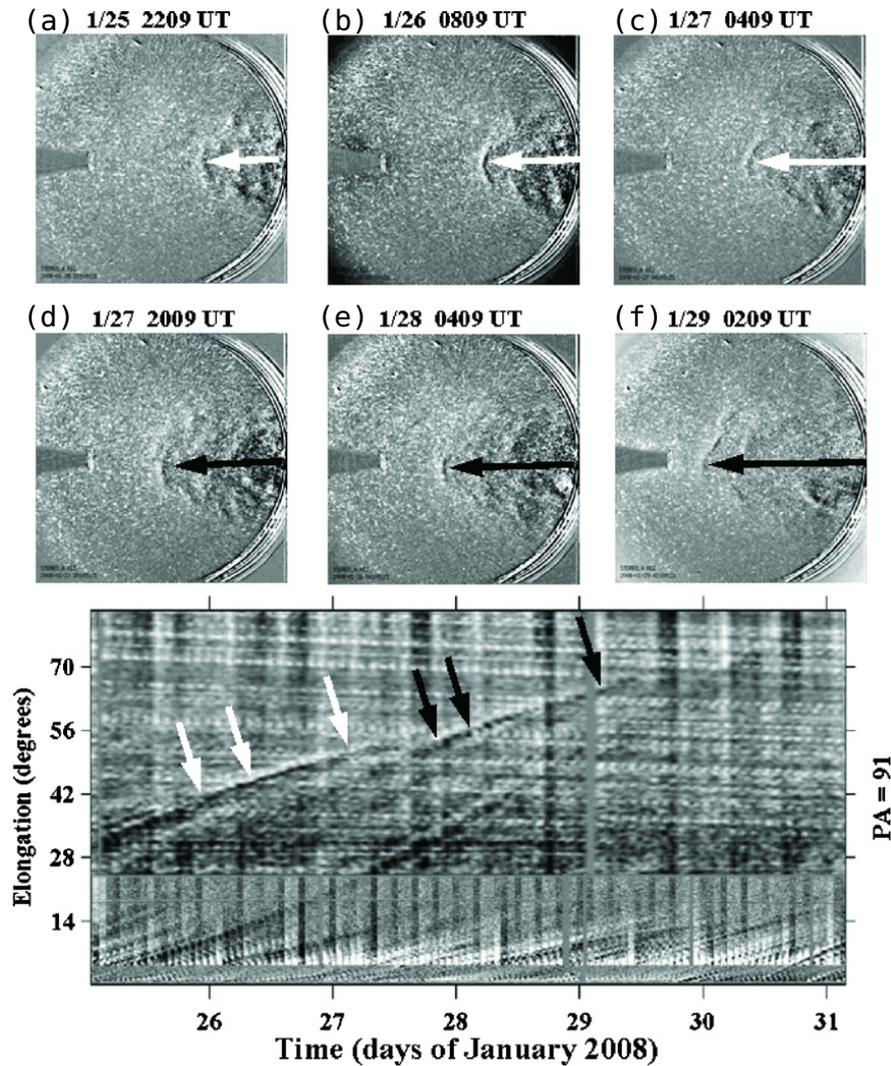


Figura 2.7: Imágenes heliosféricas realizadas por HI2-A en una secuencia de seis imágenes. En la parte inferior se muestra el mapa de elongación–tiempo formada por las imágenes de COR2, HI1-A y HI2-A. El mapa muestra la propagación de dos blobs indicados por las flechas en color blanco y en negro. Las trayectorias de los blobs es trazada por la parte frontal de la espiral corrotante identificada por la nave A de la misión STEREO (Sheeley y Rouillard, 2010).

Por otro lado, en la figura 2.8 se muestra el mapa de elongación–tiempo realizado por los instrumentos HI1-A y HI2-A. En este mapa se muestra la formación de cinco regiones de interacción corrotantes (CIRs) a la altura del HCH, que se propagan hacia el MI hasta ser detectadas a 1 AU por las mediciones *in situ*. En particular la CIR

indicada en el mapa por la letra *D* fue identificada por la nave ACE y por las naves gemelas A y B de STEREO, como se muestra en la figura 2.9.

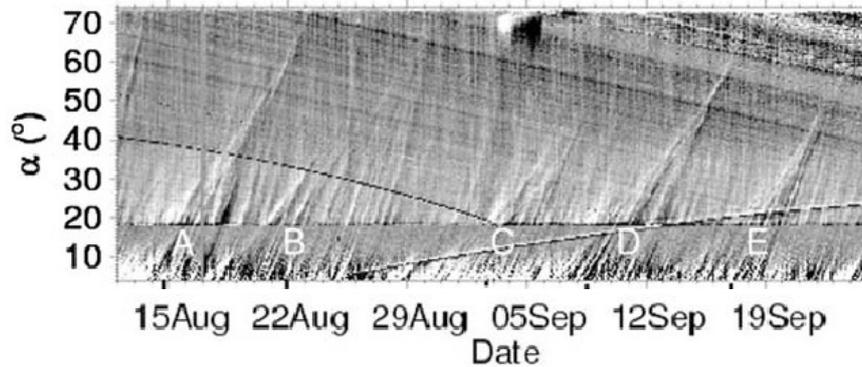


Figura 2.8: Mapa de elongación–tiempo (de 4° a 74°) realizado con los datos de HI1-A y HI2-A. Las imágenes fueron tomadas del 15 de Agosto al 19 de Septiembre de 2007 correspondiente al mínimo del ciclo solar 24. Las regiones de interacción corrotantes (CIRs) están indicadas en el mapa por las letras: A, B, C, D y E. Imagen publicada en Rouillard et al. (2010a).

En la figura 2.9 se muestran las mediciones *in situ* al pasar la CIR-D que se identificó en el mapa de elongación–tiempo de la figura 2.8. La CIR fue identificada *in situ* por las naves A y B de STEREO y por ACE. En el primer conjunto de gráficas de la figura 2.9, se muestran los datos de la nave STEREO/B, en el segundo conjunto se presentan los datos de la nave ACE y en el tercero se muestran los datos de la nave STEREO/A. Los datos reportados en cada uno de los conjuntos de gráficas son, del panel superior al inferior: el *pitch angle*⁷ (p.a.) para las energías de 250 eV (STEREO) y 272 eV (ACE), la intensidad del campo magnético interplanetario (B), el ángulo azimutal (φ), el ángulo de elevación (θ), la velocidad (V), la densidad (N), la beta del plasma (β) y la temperatura (T).

En los tres conjuntos de gráficas, las líneas verticales indican los límites de observación de electrones bidireccionales (*Bidirectional Electrons*-BDE) para las naves ACE y STEREO/A. Para el caso de STEREO/B no se detectaron BDE, sin embargo, se detectaron electrones supratérmicos (*Suprathermal Electrons Distributions*-SED), presentes en los flujos eyectados hacia el MI. La tercera línea vertical punteada indica la región de interfase de la CIR.

Si observamos los datos de la densidad (N) de las tres naves, estos tienen un incremento en las tres gráficas. El incremento en este parámetro ocurre 12 horas en desfase con el arribo de la CIR (0600 UT el 19 de Septiembre de 2007) para las mediciones

⁷Es el ángulo entre la velocidad del electrón y el campo magnético del MI que se mide localmente.

de STEREO/B y de STEREO/A. Dicho desfaseamiento es el resultado de la posición física en donde se encontraban las naves una respecto a la otra. En estas regiones en donde el plasma es más denso, no se correlaciona con el incremento en la intensidad del campo magnético, pero sí con un salto en dicho parámetro (ver figura 2.9 b), esto lleva a que en el parámetro β se registre un valor alto (ver figura 2.9 g).

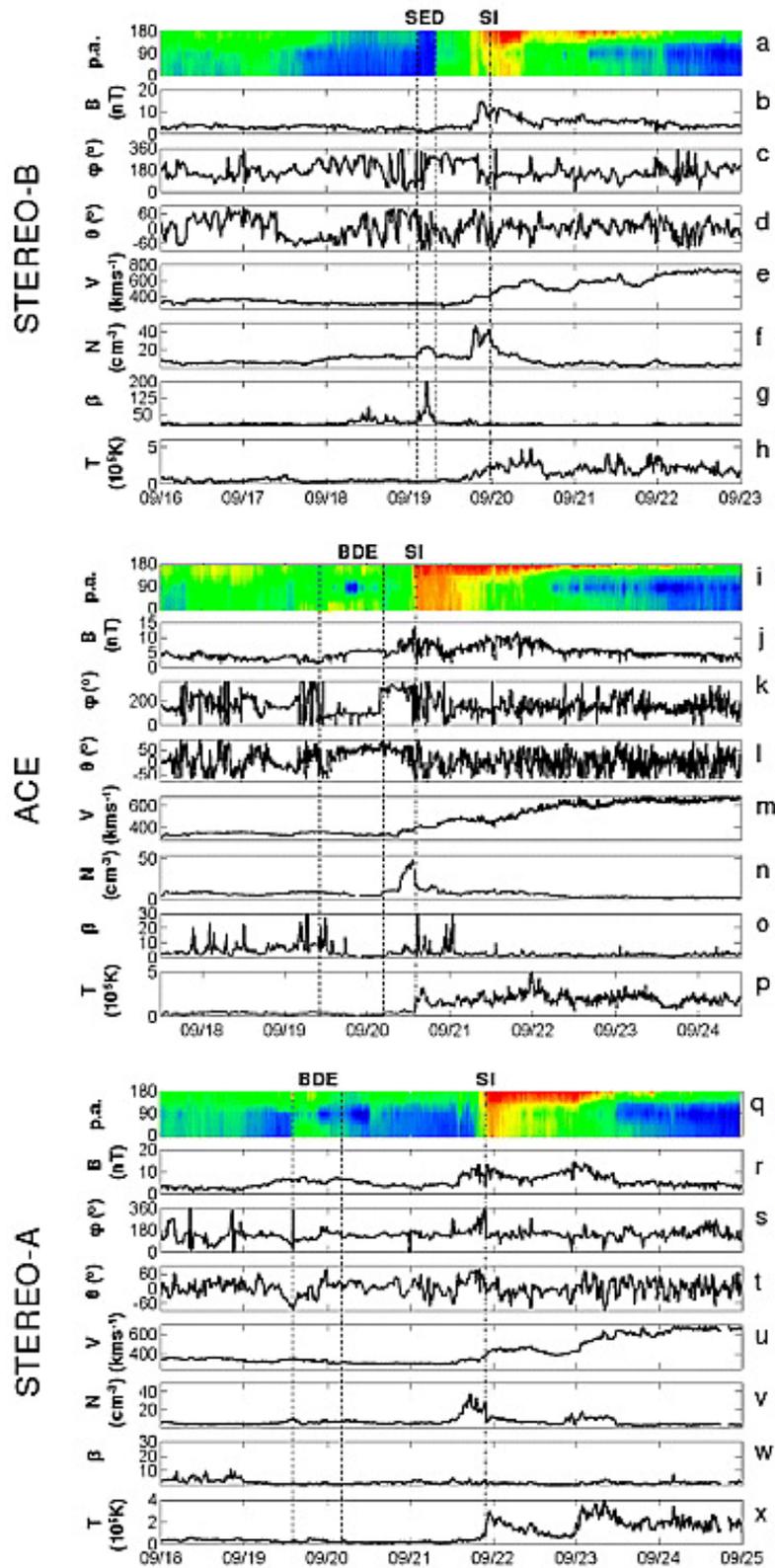


Figura 2.9: Las mediciones *in situ* de la CIR-D observada en la figura 2.8. Las gráficas muestran las mediciones registradas por las naves: STEREO/B (arriba), ACE (en medio), y STEREO/A (abajo).

El análisis de observaciones de un mismo evento por diferentes experimentos a bordo de diversas misiones espaciales, ha revelado que a lo largo del mínimo del ciclo solar 24, existen blobs dentro y en las vecindades de las regiones de interacción observadas *in situ* a 1 AU (Kilpua et al., 2009; Rouillard et al., 2009), así como en las imágenes generadas en luz blanca (Rouillard et al., 2011).

Uno de los puntos a destacar del artículo de (Rouillard et al., 2011), es que en algunos casos para pares de registros *in situ* de diferentes naves para el mismo evento, los blobs no pueden ser rastreados en los mapas conjuntos (de los HI's) de elongación-tiempo, debido a que los blobs tienen un intervalo temporal de duración muy corto en el punto L1 (< 5 horas). Sin embargo, en otras ocasiones es posible inclusive hacer el rastreo de los blobs detectados *in situ* hacia la superficie del Sol con los datos en luz blanca, como lo ilustra la figura 1 d y la figura 6, reportadas en el artículo de Rouillard et al. (2011).

Así, la detección de los blobs más allá de $30 R_{\odot}$ es un desafío debido a su baja densidad a esas distancias, razón por la cual diversos autores han desarrollado técnicas para su detección en los HI's. Por ejemplo, Rouillard et al. (2008, 2010b) desarrollaron una técnica para analizar los datos de HI1 y HI2 en conjunto con los datos de los coronógrafos COR2 de las naves gemelas de STEREO (Sheeley y Rouillard, 2010), lo que permite rastrear la trayectoria 3D de los blobs en los mapas de elongación-tiempo. Este tipo de mapas permiten realizar la predicción de arribo a 1 AU de los eventos, y por lo tanto son útiles para trabajarlos en conjunto con los datos *in situ*, como hemos ilustrado. El escenario físico que ayuda a detectar a estas estructuras tan tenues a altitudes heliosféricas (de 20 a $318 R_{\odot}$), es la formación de las regiones de compresión que forman parte de las regiones de interacción (ya sean SIRs o CIRs), en donde los blobs quedan "encapsulados" en la región comprimida, y han recibido recientemente el nombre de estructuras de densidad corrotantes ⁸ (Plotnikov et al., 2016).

Las observaciones *in situ* analizadas por Rouillard et al. (2010b) muestran que las CDS (blobs) están relacionados con campos magnéticos, que posiblemente sean tubos de flujo magnéticos que están asociados con la HCH, en donde ocurre la inversión de polaridad del campo magnético. Los valores de velocidad de estas estructuras son similares a los de la velocidad del viento solar lento (Plotnikov et al., 2016).

Por otro lado, Viall y Vourlidas (2015) detectaron estructuras de densidad periódica (*Periodic Density Structures*-PDS) en el FOV de los COR2/SECCHI, en donde encontraron que al trazarlas hacia la superficie del Sol, los PDS se ubican preferentemente a lo largo o cerca de los cascos coronales durante el mínimo de actividad solar. Este resultado va de acuerdo con la sugerencia previa, sobre los lugares de desprendimiento de los blobs (Sheeley et al., 1997; Wang et al., 1998; Song et al., 2009). La figura 2.10 muestra los perfiles de las periodicidades de los PDS reportados en Viall y Vourlidas (2015),

⁸Por sus siglas en inglés (CDS), *Corrotating Density Structures*.

y quienes mencionan tres hechos importantes: (1) el origen de los PDS tiene lugar a distancias inferiores a $2.5 R_{\odot}$, (2) la variedad de las periodicidades de los PDS (de 65 a 100 minutos) indican que los cascos coronales son muy dinámicos y, por lo tanto, son estructuras muy variables, y (3) las periodicidades de los PDS sugieren que éstos son expulsado como resultado del mecanismo de la reconexión magnética. Como Viall y Vourlidas (2015) señalan en su trabajo, existe una amplia gama de PDS y los blobs son parte de esta gama de estructuras, con escalas temporales de alrededor de 90 minutos.

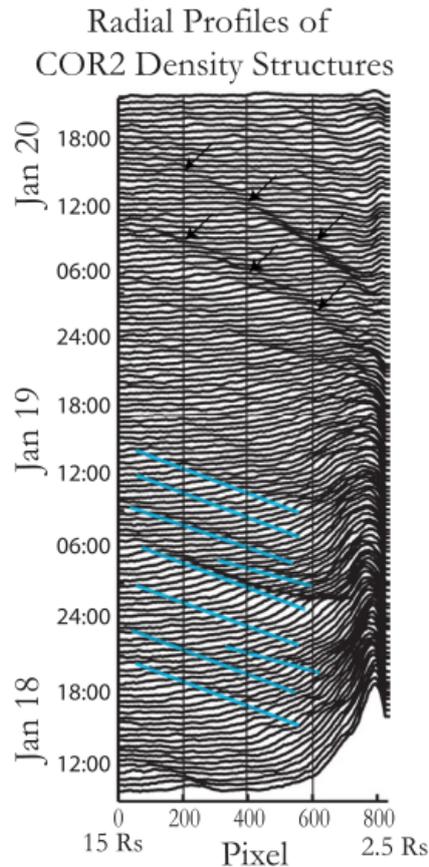


Figura 2.10: La imagen muestra el perfil de los PDSs en la dirección radial de las mediciones de COR2-A/SECCHI. Las líneas en azul indican los eventos consecutivos de blobs (con duraciones ~ 90 minutos). Las flechas en la parte superior de la imagen (20 de Enero 2008), indican los eventos reportados en la figura 1 del artículo de Viall y Vourlidas (2015).

Un estudio reciente que utiliza mapas de elongación–tiempo, es el de Sanchez-Diaz et al. (2017), en donde se muestra la detección de blobs asociados con CMEs, en donde los blobs “regresan” hacia la superficie del Sol, que a su vez son vinculados con la HCH. En el estudio los autores realizaron las observaciones durante la rotación de

Carrington 2137, y muestran la primera evidencia observacional de que el material coronal es liberado como consecuencia de la reconexión magnética en la cima de los cascos coronales. La asociación encontrada, de “entradas” y “salidas” de blobs como parte de un mismo evento, es muy baja (2%), sin embargo, Sanchez-Diaz et al. (2017) obtuvieron el siguiente resultado interesante. La distancia en donde se produjo la reconexión magnética se encuentra alrededor de 5 y 6 R_{\odot} , es decir, a distancias más lejanas que en donde se localiza la cima de los cascos coronales durante los mínimos solares, esto es, entre 3 y 4 R_{\odot} , debido a la alta inclinación de la línea neutra, a través de la cual se propagan los blobs después de la reconexión magnética.

La combinación de los resultados de Sanchez-Diaz et al. (2017) con los resultados de las observaciones *in situ* y con las observaciones por percepción remota de Rouillard et al. (2009, 2011), en donde el tiempo de arribo de los blobs tiende a ser muy similar al registrado con los tiempos de la parte trasera de las cuerdas de flujo magnético (CMEs); da lugar a la idea de que los blobs se forman en la parte final de las CMEs, de la misma manera a como se forman los blobs en la corona alrededor de 3 – 4 R_{\odot} , es decir, en la cima de los cascos coronales en el mínimo del ciclo y a distancias más lejanas a lo largo de la fase ascendente del ciclo (de 5 a 6 R_{\odot}).

3 Herramientas para realizar el análisis de propagación de eventos transitorios de 2 a 318 R_{\odot} en luz blanca

Con los datos observacionales en luz blanca que se obtienen desde el espacio como en la Tierra, se han desarrollado a lo largo de varias décadas las herramientas necesarias para detectar los eventos transitorios de diferente escala que se propagan en el medio interplanetario, dependiendo de las características de los instrumentos de observación: coronógrafos e imágenes heliosféricas. En este trabajo de tesis el objetivo es realizar un análisis observacional de la propagación de los blobs en la corona solar interna, para realizar tal objetivo se utilizaron los datos de los coronógrafos C2 y C3 de LASCO/SOHO y de los COR2 de las naves gemelas de SECCHI/STEREO en los años 2007 y 2008. Por esta razón en este capítulo se presentan las herramientas que se utilizan para realizar la detección de los blobs en luz blanca.

3.1. Herramientas para la detección de blobs en luz blanca

Durante el ciclo de actividad solar y en particular en el máximo de actividad, la corona solar es una región muy dinámica en donde el fenómeno energético más imponente es la expulsión de manera explosiva de material coronal hacia el medio interplanetario (MI). Se trata de las llamadas eyecciones de masa coronal (CMEs). La erupción de una CME lanza una cantidad de masa del orden de 10^{14} a 10^{16} gramos con una velocidad de propagación que varía entre 10^2 y 10^3 km/s. El interés por estudiar dichas estructuras se refleja en el número de misiones espaciales que se han puesto en acción con el objetivo, entre otros, de identificar a las CMEs y caracterizar su dinámica para entender así los mecanismos que dan lugar a su origen, analizar y prever su transmisión hacia el MI.

A mediados de 1970 fue puesta en acción la misión *Helios* la cual operaba en un perihelio de 0.31 AU en donde los fotómetros que trabajaban con luz zodiacal fueron utilizados para detectar CMEs (Jackson y Leinert, 1985). La técnica con la que *Helios* generó los mapas en los que se detectaban CMEs en luz visible era un poco complicada, ya que utilizaba tres fotómetros con diferentes direcciones de escaneado, los cuales barrían el cielo haciendo uso de la rotación de la nave misma, por lo que la interpretación de los datos de las imágenes requería solucionar problemas complicados de proyección. No obstante de esta complicación, *Helios* generó los primeros mapas en los que se detectaron CMEs en luz blanca fuera de la línea Sol-Tierra.

Una misión más moderna que mantenía entre sus objetivos la detección de CMEs en el visible fue *Coriolis*, la cual llevaba a bordo un conjunto de instrumentos dentro del experimento llamado SMEI (*Solar Mass Ejection Imager*) y puesto en acción en 2003 (Eyles et al., 2003). SMEI hacía uso de tres cámaras en donde cada una escaneaba 60 grados del cielo conforme la nave se movía alrededor de la Tierra. La misión cumplió su objetivo, sin embargo, las imágenes no fueron generadas fuera de la línea Sol-Tierra.

El estudio de la propagación de las CMEs a lo largo de la línea Sol-Tierra es un tópico primordial para la comunidad solar, en especial para los grupos de investigación que estudian la interacción Sol-Tierra. Las CMEs son estudiadas tanto por los coronógrafos montados en observatorios en nuestro planeta como a bordo de misiones que orbitan la Tierra. Estos experimentos han realizado un excelente trabajo para la detección de estructuras que se encuentran de manera cuasi-estática o en movimiento en la corona solar, y en donde su identificación se realiza como una proyección sobre el plano del cielo; haciendo así posible la detección de CMEs tipo halo las cuales se propagan a lo largo de la dirección Sol-Tierra (Howard et al., 1982). Aún así, identificando a las CMEs tipo halo, no se conoce con excelente precisión cómo es su propagación a lo largo de todo su trayecto hacia la Tierra.

Un hecho notorio de esta falta de información es que no existe siempre una correlación 1 : 1 entre la detección por percepción remota de las CMEs con las ICMEs (*Interplanetary Coronal Mass Ejections*) detectadas con instrumentos *in situ*, ésto debido a que las CMEs son estructuras que evolucionan al propagarse en el MI y en ocasiones interaccionan con otras estructuras en su camino hacia la Tierra, como puede ser simplemente con otras CMEs. Por lo que alrededor de hace 20 años dicha correlación se efectúa con la ayuda de modelos empíricos que consideran los datos *in situ* de 1 ó 2 naves (por lo menos), en conjunto con los datos de las imágenes en luz blanca. Así con la combinación de los modelos con los datos observacionales, es como se hace posible la obtención de los perfiles de la velocidad de predicción de las CMEs tipo halo a lo largo de la línea Sol-Tierra con relativa precisión, como los resultados reportados por (Gopalswamy et al., 2000, 2001), o los trabajos en donde se reportan los perfiles de propagación de velocidad de interacción entre CMEs (Liu et al., 2012; Temmer et al., 2012; Harrison et al., 2012; Niembro et al., 2015).

Existen otros trabajos en donde se analizan CMEs que se detectan en las imágenes en luz blanca con poco tiempo de haber sido eyectadas hacia el MI, pero que debido a que sufren una deflexión en su trayectoria a la altura de la Tierra, no se detectan por la mediciones *in situ* como eventos que interaccionen entre sí (Dasso et al., 2009; Lugaz et al., 2012). Actualmente, debido a la multiposición de naves espaciales en el MI, existe también la posibilidad de realizar el análisis de propagación de la evolución de las CMEs en el espacio 3D, como el trabajo reportado por Nieves-Chinchilla et al. (2012).

Se ha hecho mención de estos trabajos con la finalidad de citar de manera muy breve algunos ejemplos en esta área de estudio dentro de la Física Espacial, y no entraremos en detalle en el presente trabajo de tesis, sin embargo, es más que evidente, que el contar con instrumentos que tengan la capacidad de obtener imágenes para detectar CMEs lejos de la línea Sol-Tierra, es de interés primordial para este tipo de estudios. Por lo que los instrumentos con esta capacidad, requieren entonces poder observar CMEs u otro tipo de eyectas, ya no sólo en el FOV de los coronógrafos, sino en la heliósfera.

Actualmente se han identificado estructuras de diferente escala, ya sea en la corona interna (FOV de los coronógrafos) como en la corona externa (FOV de las imágenes heliosféricas). En la corona interna se han detectado, entre otras estructuras, CMEs y blobs. Los blobs son estructuras de escala más “pequeña” en comparación con la escala de las CMEs, ya que tienen intensidades en brillo y tamaños físicos de menor escala (Sheeley et al., 1997). Por otro lado, la identificación de estructuras de diferente escala en la corona externa es aún más complicada, debido a que la intensidad en brillo disminuye considerablemente con la distancia, sin embargo, se han desarrollado cuidadosamente una serie de técnicas que permiten identificar blobs a distancias más grandes de $30 R_{\odot}$ de la superficie del Sol, como revisamos en la sección 2.2.

El objetivo de la presente unidad está enfocado en hacer una revisión de las herramientas desarrolladas hasta la fecha de los instrumentos que se encuentran actualmente funcionando para realizar imágenes en el visible desde 2 a $318 R_{\odot}$, con el propósito de estudiar la propagación de estructuras coronales de diferente escala.

3.1.1. Herramientas para detectar blobs en coronógrafos

El objetivo de los coronógrafos es eclipsar de forma total al disco solar y de manera continua, para poder observar la actividad en la corona, y llevar a cabo la detección de eventos transitorios de diferente escala en la corona misma. Esta detección ocurre siempre y cuando los eventos tengan una densidad de masa más alta que el medio en el cual se propagan. Ésto se comprende al considerar que el fenómeno físico más significativo en dicha emisión de intensidad luminosa dentro del FOV de los coronógrafos es el efecto Thomson, el cual toma lugar en la corona - K. La etiqueta K es por *kontinuum* en alemán que significa continuo, es decir, no presenta líneas de Fraunhofer y tiene entonces un espectro plano. Cabe hacer notar que a las imágenes obtenidas de los coronógrafos de la Tabla 1.2 y que se presentan en las publicaciones, se les han aplicado una serie de rutinas estándar proporcionadas por *SolarSoftWare* (SSW) en donde la corona - F y los brillantamientos producidos por los instrumentos mismos han sido removidos.

La figura 3.1 muestra cuatro imágenes compuestas por los datos de los coronógrafos C2 y C3 de una CME el día 6 de Noviembre de 1997. En la figura 3.1 el disco interno se refiere al coronógrafo C2 y el disco externo a C3.

Para el caso de estructuras de muy baja intensidad en brillo, es decir, poco densas electrónicamente, la herramienta primordial para hacer evidente la presencia de estas estructuras en los coronógrafos es la sustracción de una imagen "base" con otra, a esta técnica se le conoce como *base-difference*, la cual en pocas palabras es lo siguiente. Se resta la imagen de "base", que funge como la imagen de *background* en donde están presentes estrellas, planetas y cometas; a todas las imágenes en las que estamos interesados en resaltar una estructura en particular.

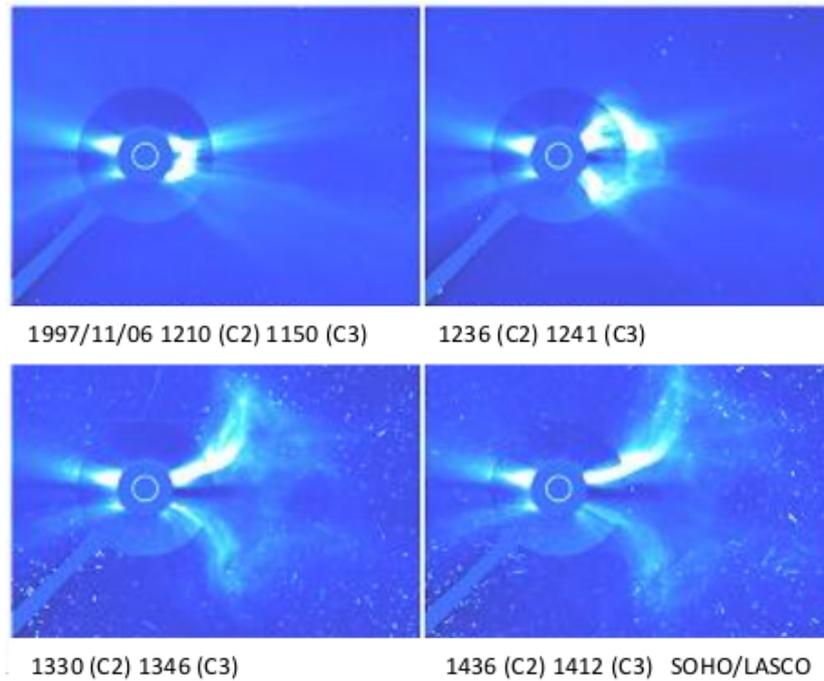


Figura 3.1: Imágenes obtenidas con los coronógrafos C2 y C3 de LASCO/SOHO de una CME el 6 de Noviembre de 1997. Las imágenes se encuentran en secuencia, el tiempo se reporta en tiempo universal (UT) debajo de cada imagen compuesta por ambos coronógrafos.

En el caso de seguir la trayectoria de un evento de baja intensidad en brillo y en movimiento, se recurre a la técnica de *running-difference*, como explicamos anteriormente, es con esta técnica que Sheeley et al. (1997) rastrearon el movimiento y caracterizaron a las fluctuaciones de densidad que observaron en la corona, es de hecho en este artículo en donde bautizan a estas “pequeñas” estructuras como blobs. Esta técnica es hasta la fecha una de las más utilizadas para detectar y analizar a las estructuras de muy baja intensidad, así como para observar de manera muy detallada a estructuras de mayor escala como lo son las CMEs.

En otro artículo, Sheeley et al. (1999) utilizan una herramienta más que es de suma importancia para realizar el análisis de propagación de las CMEs. Esta es los mapas de altura-tiempo conocidos también como (*J-maps*). Los mapas reportados en Sheeley et al. (1999) tienen una ventana de observación de $0.5 R_{\odot}$ de grosor y la distancia límite de propagación de $30 R_{\odot}$ (el límite del FOV de C3/LASCO). El mapa generado con los datos de los coronógrafos C2 y C3, se muestra en la figura 3.2.

Es a partir de este tipo de mapas de evolución temporal que se puede deducir el tipo de movimiento de las estructuras. En el ejemplo de la figura 3.2, la pendiente

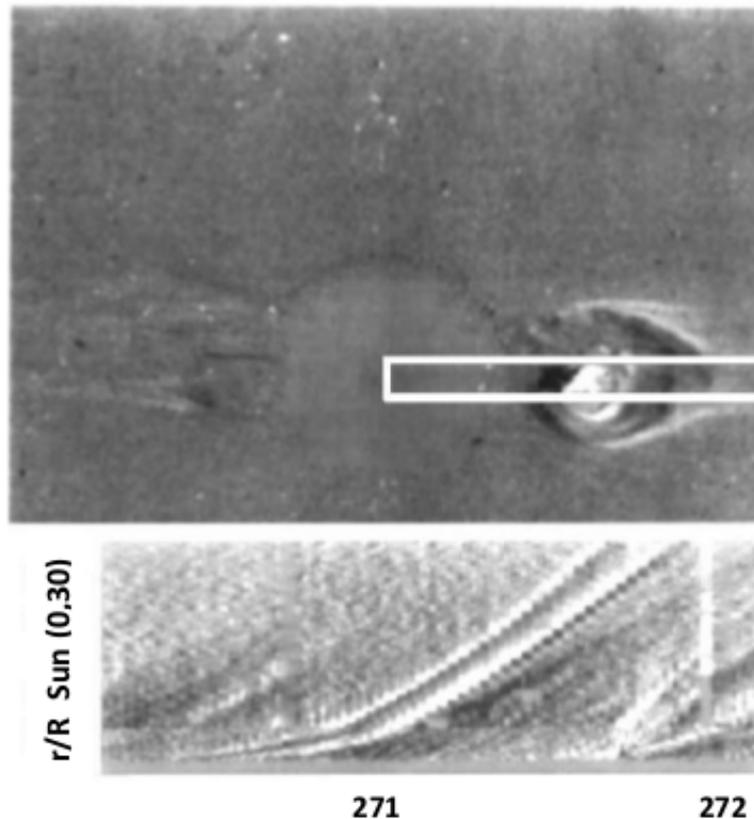


Figura 3.2: La imagen superior es la imagen en *running-difference* de una CME detectada por C2/LASCO. En esta imagen se encuentra sobrepuesto un recuadro en blanco a la altura de la latitud ecuatorial del disco solar, el cual representa la “ventana” de observación. Abajo se presenta el mapa de altura-tiempo correspondiente a una serie de imágenes de los coronógrafos C2 y C3 de LASCO, en donde el tiempo se encuentra sobre el eje de las abscisas del 27 al 28 de Septiembre de 1997. Imagen publicada en el artículo de Sheeley et al. (1999).

de las regiones en blanco y negro (fluctuaciones de densidad en el medio, en este caso de la CME) se curva hacia arriba, indicando una aceleración. En otras ocasiones podemos observar curvas hacia abajo, lo que nos indica una desaceleración del evento que estamos analizando. Se pueden obtener también curvas muy planas las cuales nos indican que la estructura que estamos observando se propaga a velocidad constante. Es así, que basándonos en las trayectorias sobre los mapas de altura-tiempo, es que posible cuantificar el tipo de movimiento haciendo uso de modelos de propagación que mejor se ajusten a dichas trayectorias (*best fit*).

Las trayectorias que se observan en los mapas de altura–tiempo se les puede hacer un ajuste a través de una función cuadrática, exponencial u otras curvas, las cuales se transforman posteriormente en velocidades en función del tiempo.

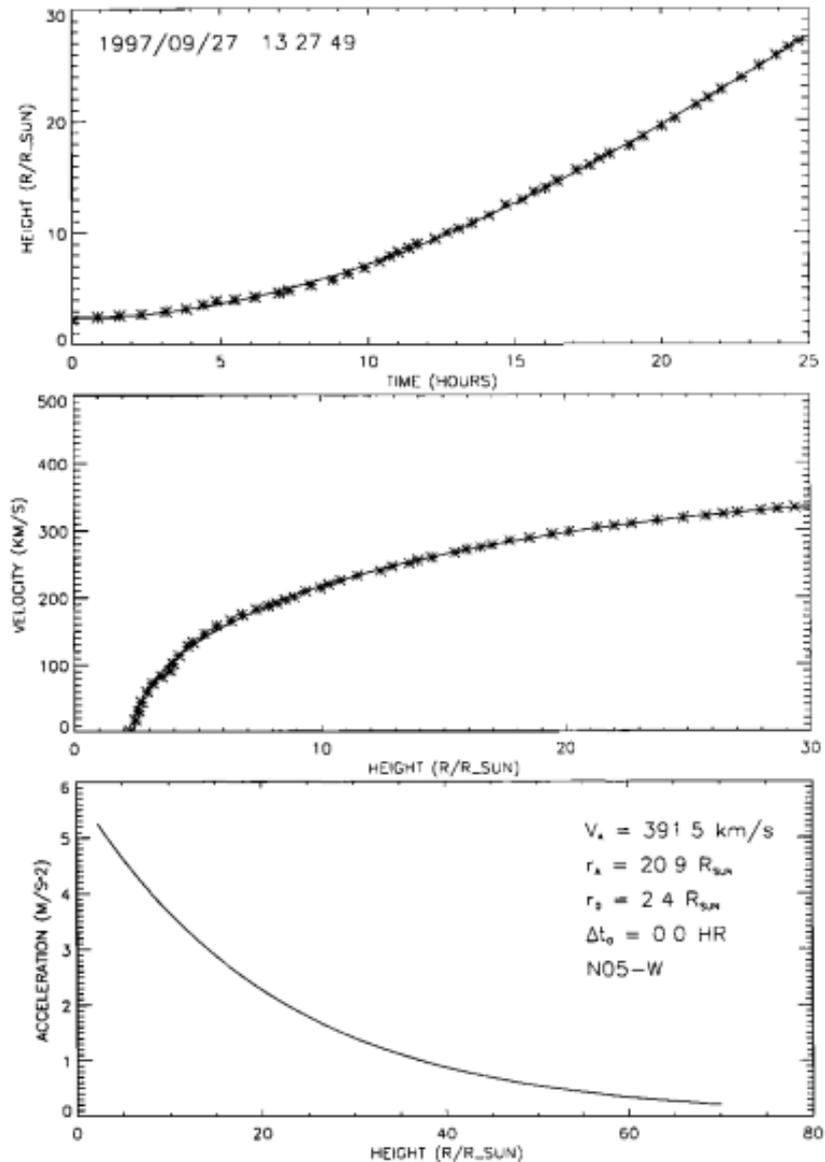


Figura 3.3: En el gráfico superior se encuentran las medidas de la altura (posición) y el tiempo referente a la parte frontal de la CME de la figura 3.2. En la gráfica del panel siguiente, se han graficado los datos de la velocidad en función de la distancia y la gráfica inferior representa la aceleración en función de la distancia (R/R_{\odot}) y los valores de las variables de la ecuación del ajuste reportado en el artículo mismo.

Con este tipo de herramientas, además de Sheeley et al. (1997, 1999) otros autores han reportado el análisis de propagación de blobs. Por ejemplo, Song et al. (2009) publicaron un artículo en donde estudiaron la propagación de 10 blobs durante el año de 2007, utilizando solo la información del coronógrafo C₃/LASCO. Las características físicas que encontraron para los blobs fueron: una tasa de aparición de 3 a 5 blobs por día, una expansión radial promedio de $1 R_{\odot}$, y una expansión en la dirección transversal promedio de $0.1 R_{\odot}$. El tipo de imágenes que obtuvieron se muestra en la figura 3.4.

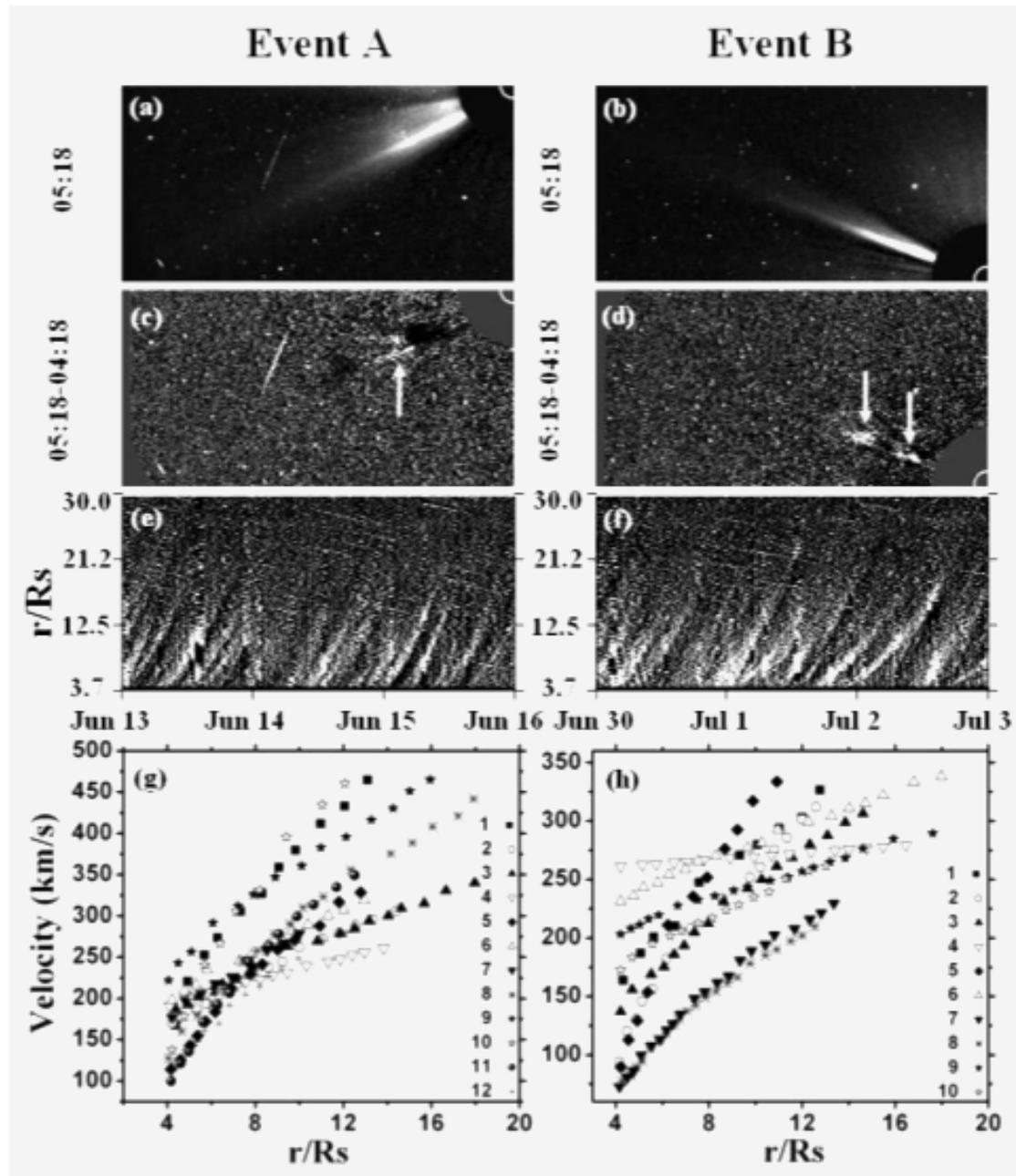


Figura 3.4: Ejemplo de observaciones de una serie de blobs publicados en el artículo de Song et al. (2009). El periodo de observación de los eventos es del 13 de Junio al 16 Junio, para los paneles, a, c, y e; y para el evento que considera dos blobs que salieron de manera consecutiva, el periodo de observación de los mapas es del 30 de Junio al 3 de Julio de 1997. En el panel superior b, se muestra una zona muy brillante colocado aproximadamente a una posición angular (PA) de 66° sobre C₃/LASCO y a la cual se aplica la técnica de *running-difference* que permite identificar una serie de blobs. La imagen que se obtiene con esta técnica, se muestra en el panel d de esa columna de datos, en donde las flechas blancas indican la salida de dos blobs consecutivos. El panel f, de esa misma columna, muestra el mapa de altura-tiempo para una serie de 10 blobs. El panel de abajo h, de esa misma columna, es la gráfica de la velocidad en función de la distancia (r/R_s) de la serie de blobs etiquetados por los símbolos que se encuentran en la misma gráfica del lado derecho, estos datos fueron calculados utilizando la ecuación 3.1.

La ecuación que aplicaron Song et al. (2009) para el modelo de propagación de los blobs es la siguiente,

$$r(t) = r_0 + v_0 t + \frac{1}{2} a t^2, \quad (3.1)$$

en donde r_0 es la posición inicial, v_0 la velocidad inicial y a es aceleración. El último panel de la figura 3.4 f (lado izquierdo) muestra el ajuste de la ecuación 3.1 a la serie de trayectorias de los blobs observados del 30 de Junio al 2 de Julio de 1997.

Por otro lado, con este tipo de herramientas es posible indagar sobre la geometría en la cual se propagan las estructuras y cómo son observados por los coronógrafos a bordo de sondas espaciales que se encuentran orbitando cerca de la Tierra. Es muy importante considerar que lo que observamos con este tipo de instrumentos está proyectado sobre el plano del cielo. Así, Sheeley et al. (1999) realizaron un análisis interesante sobre los problemas de proyección cuando una CME tipo halo se propaga a lo largo de la línea Sol-Tierra y cuando una CME se propaga sobre el plano del cielo del instrumento. La revisión de estos efectos geométricos se encuentran los Apéndices B y C.

Cabe mencionar que a bordo de la misión STEREO hay dos coronógrafos llamados COR1 (FOV de 1.3 - 4.0 R_\odot) y COR2 (FOV de 2.0 - 15 R_\odot), y generan imágenes similares a las de los coronógrafos de LASCO, y en práctica las herramientas que se han descrito, son las que se aplican para efectuar el análisis de propagación de estructuras en la corona solar interna también para estos coronógrafos.

La figura 3.5 muestra la imagen de una CME y de una serie de blobs que fueron detectados en el coronógrafo C3/LASCO el día 23 de Abril de 2008 a las 11 : 01 : 32 UT. La herramienta que se utilizó para la detección de los blobs (lado Oeste del Sol) fue la de *running-difference*. Al aplicar esta técnica a una serie de imágenes del coronógrafo que contengan el evento o eventos de interés, se procede a generar los mapas de altura-tiempo, como lo ejemplifica la figura 3.6. Este mapa de evolución temporal muestra las imágenes del día 22 al 24 de Abril de 2008, en donde se aprecian "cortinas" de inhomogeneidades de densidad, es decir, los blobs. Ambas figuras 3.5 y 3.6 muestran el resultado de una serie de rutinas desarrolladas en el Instituto de Geofísica de la UNAM durante el trabajo de doctorado y que fueron utilizadas en conjunto con rutinas desarrolladas por el grupo de SECCHI del NRL (*Naval Research Laboratory*), para el análisis del trabajo de investigación.

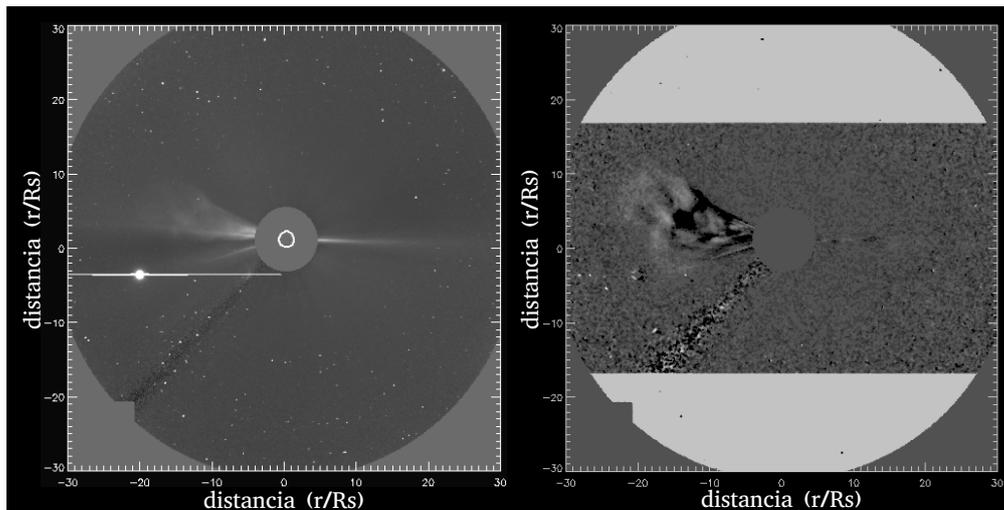


Figura 3.5: A la izquierda se muestra una imagen en blanco y negro obtenida del coronógrafo C₃/LASCO del 23 de Abril de 1997 a las 11 : 01 : 32 UT, en donde se observa una CME en la región Este del Sol y un abrillantamiento colimado (*streamer*) aparentemente estático en la región occidental a latitud ecuatorial. Aplicando la técnica de la sustracción de la imagen anterior (*running-difference*) [(11 : 01 : 32) - (10 : 06 : 05)] UT, en la imagen de la derecha, la CME está mejor definida y en el lado Oeste observamos la presencia de blobs.

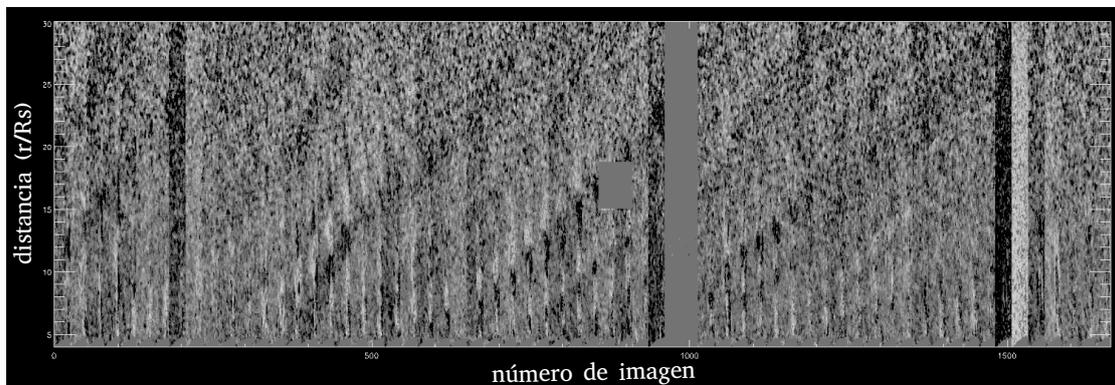


Figura 3.6: Mapa de altura-tiempo realizado con los datos de C₃/LASCO, del 22 al 24 de Abril de 1997. El tiempo se encuentra asociado al número de imagen a lo largo del eje-x, el espesor de la ventana de observación es de $3 R_{\odot}$ centrada en el lado Oeste del plano ecuatorial. A lo largo del eje-y se encuentra la distancia de la superficie solar en radios solares de 4 a $30 r/R_s$.

3.1.2. Herramientas para la detección de blobs en HI

Fuera del FOV de los coronógrafos, como los que se encuentran en LASCO (ver figura 3.1), o en la misión STEREO en el grupo de SECCHI (COR1 y COR2), existen dos instrumentos que tienen una capacidad de imagen en el visible con ángulos de observación más amplios que los de los coronógrafos (C₃ tiene la máxima capacidad de FOV en instrumentos de su tipo) a bordo de la misión STEREO.

Las sondas espaciales de STEREO, que actualmente se encuentran orbitando cada una a una separación angular de la Tierra de alrededor 103°, fueron lanzadas el 25 de Octubre de 2006. Esta misión es la primera que se ha diseñado para generar imágenes en tercera dimensión, haciendo uso de dos naves espaciales gemelas colocadas estereoscópicamente. La nave que se encuentra adelante lleva el nombre de "STEREO-A" (por sus siglas en Inglés *A - ahead*) y la nave gemela que se encuentra orbitando detrás de STEREO-A, se llama "STEREO-B" (por sus siglas en inglés *B - behind*). A parte de otros instrumentos que las naves llevan a bordo, cada una de ellas cuenta con un grupo de instrumentos para observar a la corona interna y a la corona externa en el visible.

La configuración orbital de la misión STEREO, está diseñada para posicionar a las naves en un ángulo estereográfico de 45° por año. Después de una serie de calibraciones STEREO finalmente en Abril de 2007 generó sus primeras observaciones con las cámaras HI de STEREO-A. La Tabla 3.1 contiene los parámetros básicos de dichos telescopios.

Tabla 3.1: Parámetros básicos de las cámaras HI.

Imágenes de las cámaras heliosféricas		
	HI ₁	HI ₂
Dirección del FOV	14 grados	53.7 grados
Campo de visión angular	20 grados	70 grados
Rango angular	4 - 24 grados	18.7 - 88.7 grados
Arreglo de la imagen	1024 × 1024 pixeles	1024 × 1024 pixeles
Tamaño de pixel en imagen	70 arcseg	4 arcmin

Es importante hacer notar que el CCD (*Charge Couple Device*) utiliza un arreglo de 2048 × 2048 pixeles y que en operaciones estándares las imágenes se generan en arreglos de 1024 × 1024 pixeles. La geometría de las imágenes de los HI's son diferentes a las generadas por los coronógrafos, principalmente porque las imágenes ya no contienen al disco solar como referencia espacial, razón por la cual se consideran las distancias y posiciones de las naves en ángulos¹. Por ejemplo, HI₁ se encuentra a 13.2°

¹Para tener una idea de los dimensiones de grados en R_{\odot} , basta considerar que en estos instrumentos $1^{\circ} = 0.25 R_{\odot}$.

del Sol y genera imágenes con un FOV de 20° , mientras que HI2 se encuentra a 53.4° del Sol y muestra imágenes con un FOV de hasta 70° .

La figura 3.7 muestra una sobreposición de imágenes generadas por HI1 y HI2 de STEREO-A, en ella se muestra una CME que se encuentra en el limbo Este del Sol y se propaga a lo largo del plano de la eclíptica.

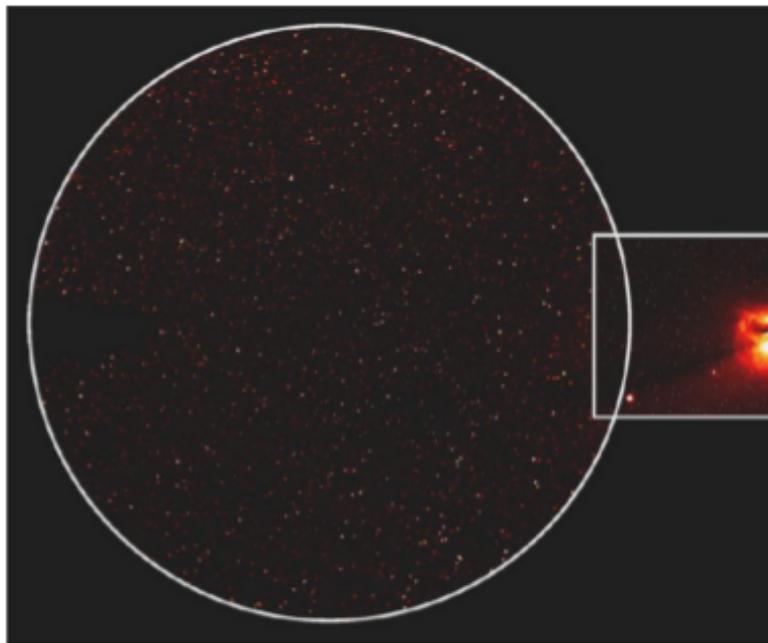


Figura 3.7: La figura muestra una combinación de imágenes generadas por HI1 (imagen de la derecha) y por HI2 (imagen de la izquierda) de la nave A de STEREO. En la imagen se puede apreciar una CME el día 25 de Enero de 2007. Esta figura se encuentra publicada en el artículo de Harrison et al. (2008).

Para extraer de las imágenes generadas por los HI estructuras como las CMEs, es importante considerar que la corona - K se puede “opacar” a estas distancias por la presencia intensa de la corona - F, por lo que en este caso es necesario quitar la intensidad en brillo de la corona - F generada por el polvo interplanetario alrededor del Sol. Esta sustracción se puede hacer a través de tres métodos: (1) sustraer imágenes sucesivas, (2) realizar la sustracción de un modelo de distribución de densidad de la corona - F, ó (3) sustraer una distribución de la corona - F que se establece a partir del análisis de intensidades mínimas en las imágenes alrededor del tiempo de observación. Una vez que se ha elegido el método de la sustracción de la corona - F, como la que se muestra en la figura 3.7, se puede observar en las imágenes menos emisión luminosa proveniente de partículas suspendidas en la corona a estas distancias, dejando únicamente fuentes discretas estelares de magnitudes mayores a 13.

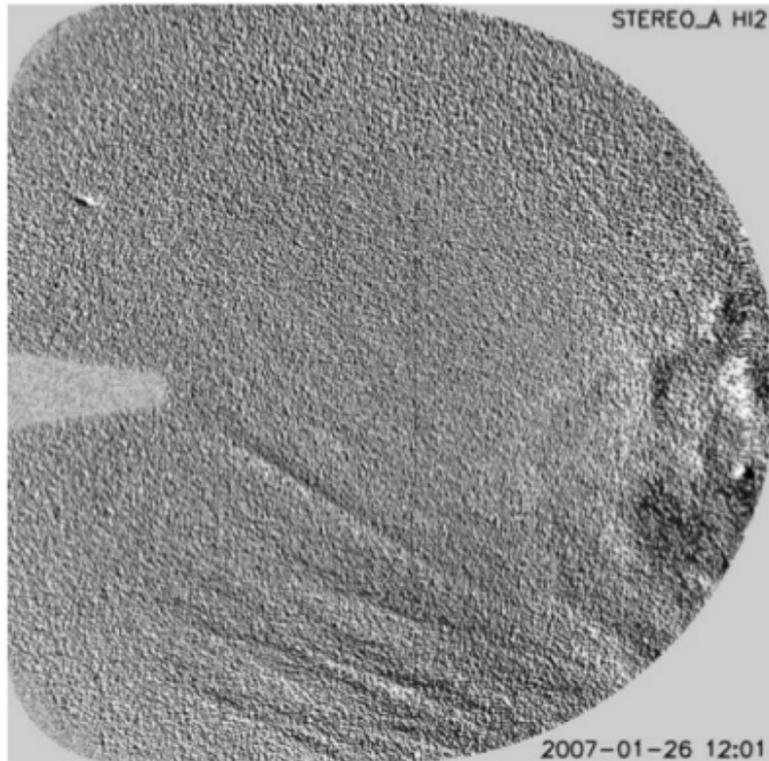


Figura 3.8: Imagen correspondiente de la CME del 25 de Enero de 2007 generada por HI2. Las estructuras que forman parte de la CME se observan del lado derecho como zonas en negro y blanco en forma circular. Las estructuras como “estrías” que se encuentran en la parte inferior a la mitad de la imagen son debidas a la cola del cometa McNaught, ver Fulle et al. (2007). La estructura a la mitad del lado izquierdo de la imagen es el ocultador diseñado para bloquear el reflejo de luz de nuestro planeta, ésto únicamente al inicio de la misión.

La figura 3.8 muestra la CME del 25 de Enero de 2007 (ver figura 3.7) pero en este caso se ha aplicado la técnica de *running-difference* para la imagen generada por HI2 de STEREO-A. En la figura 3.8 se puede observar una serie de estructuras que no son evidentes cuando se observa la imagen sin aplicar ninguna técnica, ya sea *base-difference* o *running-difference*.

Una vez que se decide qué herramientas o qué técnicas considerar al manipular las imágenes para poder resaltar estructuras como las CMEs, se genera entonces el mapa equivalente al mapa de altura-tiempo, en donde se abandona la idea de alturas (distancias en coordenadas cartesianas) y se piensa en ángulos de elongación para generar mapas de *elongación-tiempo*. El ángulo de elongación es simplemente el ángulo formado entre la línea Sol-Tierra y la línea que conecta a la nave con la estructura en observación, como pueden ser las CMEs, blobs u otras estructuras. En la figura D.1 del

Apéndice D, se puede encontrar esquematizada la geometría de la posición del Sol, de la nave y de la estructura en observación.

Los mapas de elongación–tiempo para los HI’s se construyen como lo describen Davis et al. (2009), en donde en primer lugar se fija la posición angular de la estructura en análisis sobre la imagen de HI₁, después de ello se calcula² la velocidad de propagación de la estructura para conocer el tiempo en el que aparecerá la estructura en el FOV de HI₂.

La figura 3.9 (a), muestra la imagen combinada de las dos cámaras en *running–difference* a bordo de STEREO-A el 12 de Julio de 2007 en el tiempo 18 : 00 UT en el cual la estructura de una CME aparece en ambos FOV. Los ejes están dados en términos de elongación a lo largo del centro de las imágenes combinadas (línea punteada) y el ángulo de elevación es perpendicular a la línea punteada. En la misma figura se muestra una secuencia de imágenes combinadas (20b - 20i) en donde las barras gruesas horizontales en negro indican la posición de la CME. Aproximadamente a los 50° de elongación se encuentra Venus y entre los ~ 53° y 54° se encuentra una estructura debido a un efecto óptico de la cámara HI₂. El rectángulo que se muestra en la figura 3.9 (a), es la ventana de observación sobre la cual se realiza el seguimiento de la CME en los dos cámaras, cubriendo un FOV de 4° a 74° de elongación centrado sobre el plano de la eclíptica (ángulo de elevación = 0°) y con un grosor de 20° de elevación. Una vez que se determina la dimensión de la ventana y el intervalo temporal de observación, se colocan dichas ventanas para generar el mapa de elongación–tiempo, en donde la elongación se coloca sobre el eje vertical y el de elevación sobre el eje horizontal. La figura 3.10 muestra el mapa correspondiente al tipo de imágenes que se muestran de la figura 3.9 (b) a la figura 3.9 (i).

²Se hace uso de algún método de alineación de los HI como el publicado por Brown et al. (2009).

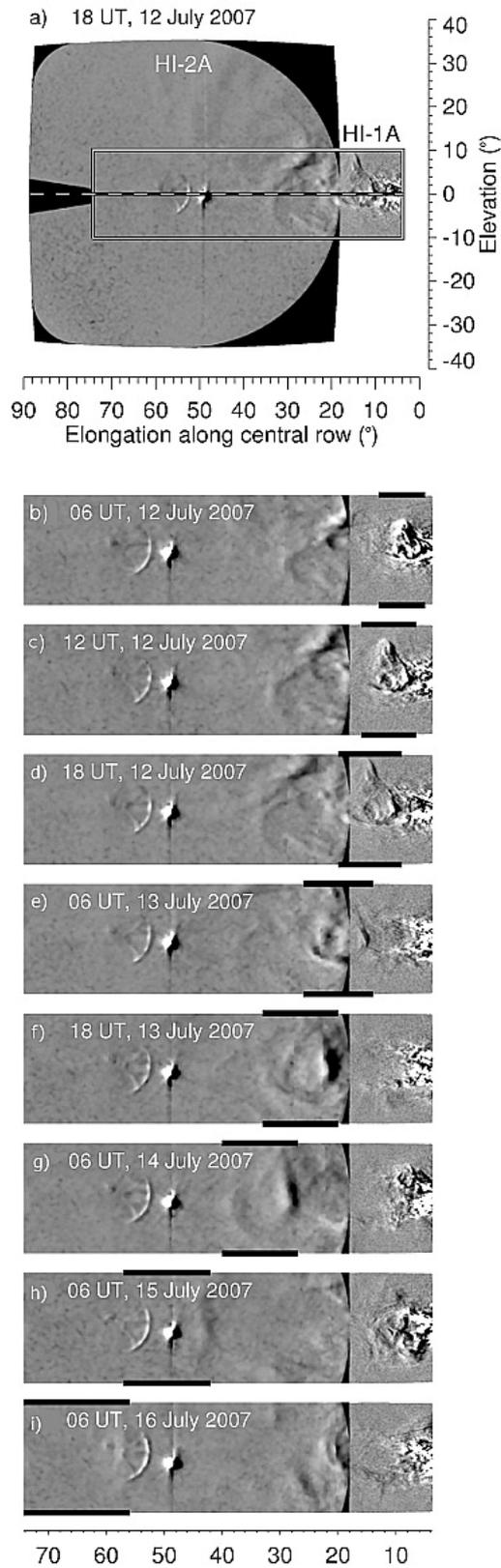


Figura 3.9: (a) Imagen en *running-difference* que ilustra los arreglos de alineación de las imágenes combinadas entre HI₁ y HI₂. (b-i) Muestran una serie de imágenes que indican la propagación de una CME en los FOV de los HI. Estas figuras se encuentran publicadas en el artículo de Davis et al. (2009).

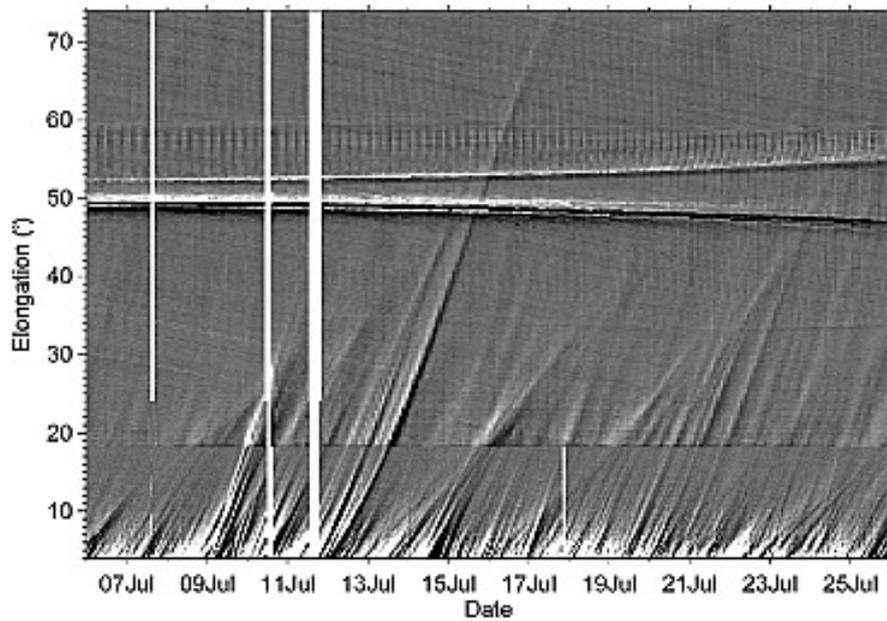


Figura 3.10: La imagen muestra el mapa de elongación–tiempo construido con imágenes como las que muestran en la figura 3.9 (b - i) del 6 de Julio al 25 de Julio de 2007. Esta figura se encuentran publicadas en el artículo de Davis et al. (2009).

Con este tipo de herramientas se pueden identificar y realizar un análisis de estructuras como los blobs. Sheeley y Rouillard (2010) realizaron un estudio de la propagación de blobs utilizando imágenes de los instrumentos: COR2, HI1, HI2 de las naves gemelas de STEREO (ver sección 2.2).

La figura 3.11 ilustra un ejemplo en donde se identifica un blob en los instrumentos a bordo de STEREO-B. La figura muestra, en el sentido de las manecillas del reloj, un blob identificado el 20 de Junio de 2008 a las 10 : 38 UT en *running-difference* por el coronógrafo COR2-B indicado por la flecha blanca. El segundo panel muestra la imagen en *running-difference* de la cámara HI1-B correspondiente al blob de la imagen de COR2-B detectado el 21 de Junio de 2008 a las 10 : 49 UT. En la imagen la flecha blanca indica la estructura del blob a una posición angular (PA) de 263° , a esta PA se encuentra una línea blanca muy delgada que indica la posición sobre la cual se realiza la observación de la propagación del blob. El tercer panel muestra el mismo blob identificado por HI1-B a las 02 : 49 UT. Los tres paneles siguientes muestran la identificación en *running-difference* del mismo blob pero en la cámara de HI2-B a la misma PA = 263° , indicados en cada imagen por la flecha blanca del día 22 a las 22 : 10 UT, el 23 a las 18 : 10 UT y el día 24 a las 10 : 10 UT. La imagen del mapa de elongación–tiempo correspondiente a la propagación del blob en los diferentes instrumentos se encuentra en el centro de la figura 3.11. El mapa tiene un intervalo temporal de observación del 20 al 25 de Junio de 2008.

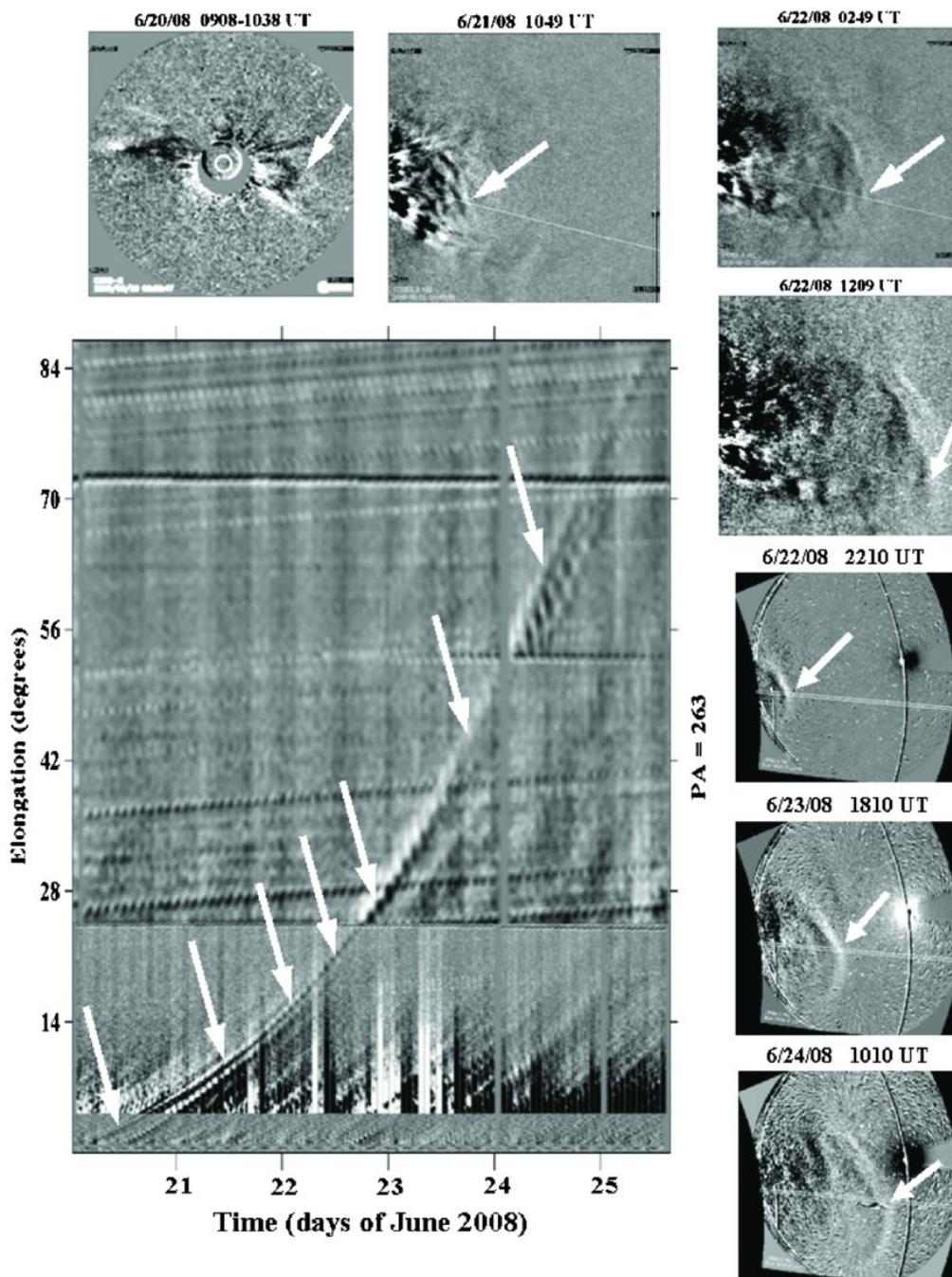


Figura 3.11: Imágenes en *running-difference* de los instrumentos a bordo de STEREO-B: COR2, HI1 y HI2, y el mapa de elongación-tiempo para un blob identificado del 20 al 25 de Junio de 2008. Imagen publicada en el artículo de Sheeley y Rouillard (2010).

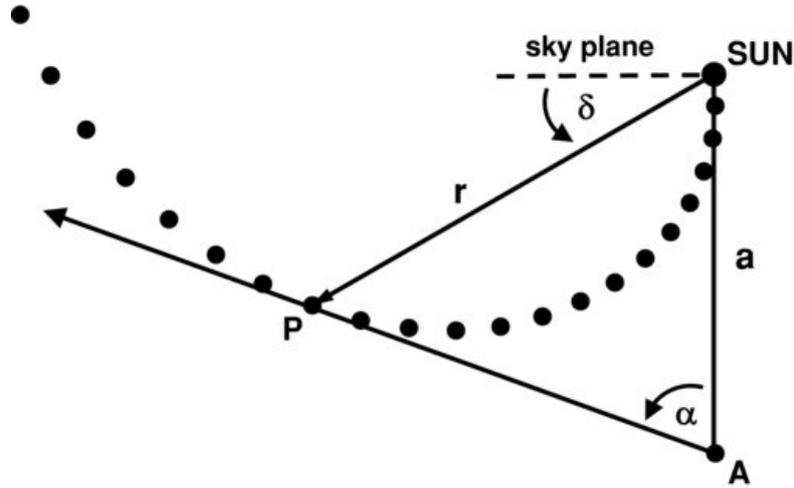


Figura 3.12: Geometría de un blob que sale hacia el MI de forma radial, A denota el observador (en este caso STEREO-B), δ la declinación, α el ángulo de elongación y PA la posición del blob.

La ecuación que consideraron Sheeley y Rouillard (2010) para realizar el ajuste a la curva de propagación en el mapa de elongación–tiempo, fue a partir de la geometría que se muestra en la figura 3.12 y de donde se obtiene,

$$\frac{r}{a} = \frac{\text{sen}\alpha}{(\text{cos}\alpha - \delta)}, \quad (3.2)$$

la cual se puede reescribir considerando al parámetro $\rho = r/a$ como,

$$\tan\alpha = \frac{\rho \cos\delta}{(1 - r \text{sen}\delta)}, \quad (3.3)$$

De la ecuación 3.3 se puede obtener la dependencia de ρ en el tiempo, por lo que considerando que el periodo de rotación del Sol (~ 27.0 días) y que la estructura sigue acelerándose hasta una distancia radial de $\rho_0 \sim 20 R_s/a$, podemos escribir,

$$\rho(t) = \rho_0 + \frac{v_r}{a}[t - t_0(\delta)], \quad (3.4)$$

siempre y cuando $t > t_0(\delta)$.

A partir de los mapas de elongación–tiempo, como lo hemos ya mencionado para el caso de los mapas de altura–tiempo, es posible indagar sobre la geometría real

que existe entre los instrumentos y las estructuras en observación. En el Apéndice D se ilustra la situación geométrica de lo que detectan los HI's y lo que se obtiene al comparar las observaciones de un mismo evento por ambas cámaras (de HI1 y HI2) y su interpretación correcta.

4 Análisis cinemático de propagación de los blobs

En este capítulo describimos el análisis cinemático que se realizó en el trabajo de tesis para estudiar, en forma observacional, la propagación de 44 blobs. El trabajo está dividido en: (1) la selección de los datos del análisis, (2) la descripción de la técnica de reconstrucción tridimensional $H-T$, y (3) los resultados de la técnica $H-T$ a los eventos transitorios de “pequeña” escala en la corona solar (de 2 - 15 radios solares).

4.1. Análisis tridimensional de propagación

Desde los años 70's, las observaciones de los coronógrafos han ayudado a revelar la existencia de eventos transitorios muy dinámicos que se encuentran embebidos en el viento solar y que se propagan hacia afuera de la superficie solar (MacQueen et al., 1974; Hildner et al., 1976; Gosling et al., 1976). Usando los datos de LASCO/SOHO, Sheeley et al. (1997) analizaron el comportamiento de ~ 100 blobs, en donde modelaron su evolución cinemática suponiendo una aceleración constante, y obtuvieron una aceleración promedio de aproximadamente 4 m/s^2 , dentro del FOV del coronógrafo C3/LASCO. El valor encontrado por Sheeley et al. (1997) de la aceleración, es consistente con una expansión isotérmica del viento solar con una temperatura de 1.1 MK, con un punto sónico cercano a $5 R_{\odot}$, motivo por el cual Sheeley et al. (1997) llegaron a la conclusión que los blobs se pueden utilizar como *trazadores del viento solar lento*.

La figura 4.1 muestra la imagen de datos procesados por las rutinas desarrolladas en el Instituto de Geofísica de la UNAM, de un blob detectado por C2/LASCO, el evento se aprecia como una región esférica compuesta por un área blanca y otra más oscurecida como resultado de la técnica de sustracción de imágenes que se aplicó (*running-difference*) del lado Este del disco solar.

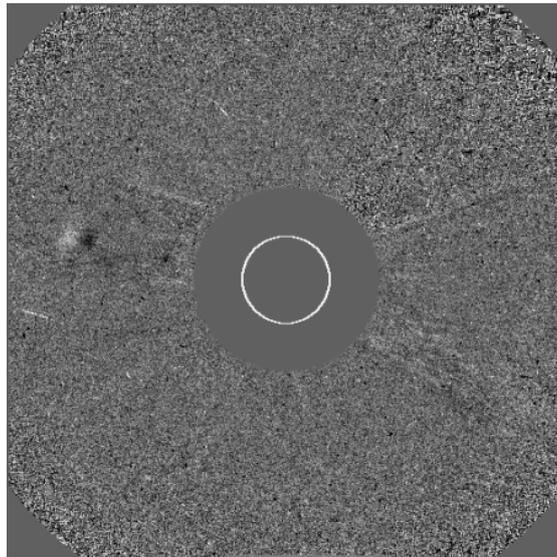


Figura 4.1: La imagen muestra el blob detectado por el coronógrafo C2/LASCO el día 20 de Junio de 2008 a las 16 : 06 : 04 UT.

A partir de los resultados reportados por Sheeley et al. (1997), varios autores han estudiado la evolución y la morfología de los blobs, por citar algunos ejemplos, están los trabajos de Wang et al. (1997, 1998); Sheeley et al. (1999); Song et al. (2009, 2012). En

estos trabajos el estudio morfológico y las propiedades cinemáticas, fueron medidas y calculadas como proyecciones sobre el plano del cielo de los instrumentos de observación, y por lo tanto, los resultados son una aproximación de la trayectoria real de los blobs. En particular, Song et al. (2009) encontraron características muy similares a los observados por Sheeley et al. (1997), también utilizando los datos del coronógrafo C₃/LASCO pero durante el año 2007. Los autores de Song et al. (2009) observaron que las burbujas de plasma (blobs) se liberan continuamente de la cima de los cascos coronales a partir de entre 2 y 4 R_☉. El estudio de Song et al. (2009) reporta los resultados de la selección de diez blobs que fueron modelados, en el FOV de C₃/LASCO, con un ajuste polinomial de segundo orden (ecuación 3.1), con el cual encontraron una gran variabilidad en la aceleración, que va de un mínimo de 0.6 m/s² hasta un máximo de 18.2 m/s², a una distancia heliocéntrica fija de 9 R_☉. Esta variabilidad en la aceleración de propagación de los blobs en el análisis de Song et al. (2009), que en conjunto con la gran variabilidad que muestran las mediciones *in situ* del viento solar lento (Schwenn, 2006; Kilpua et al., 2016; Sanchez-Diaz et al., 2016), sugiere que los blobs se desarrollan en las cercanías de la superficie solar, y por lo tanto son entonces eventos clave para indagar sobre el origen del viento solar lento. Por otro lado, las regiones fuente del viento solar lento son aún un tema de debate (Slemzin et al., 2013; Brooks et al., 2015; Sanchez-Diaz et al., 2016).

En este sentido, previamente Wang et al. (1998) investigaron sobre la naturaleza y el origen de los blobs, y plantearon algunas preguntas a la comunidad sobre la relación aparentemente clara entre el movimiento en la dirección anti-solar de los blobs y la hoja (o lámina) de corriente heliosférica (HCH), ya conjeturada en trabajos previos (Sheeley et al., 1997; Wang et al., 1997). En las películas conformadas por las imágenes de los coronógrafos, los blobs se indentifican como pequeñas estructuras que parten de la cima de los cascos coronales y se mueven radialmente hacia afuera de la superficie solar a lo largo de trayectorias prácticamente rectas, siempre por encima de los cascos coronales, es decir, se propagan a lo largo de la HCH, que se observa como una estructura muy tenue en brillo y similar a los “rayos de un ventilador”. Wang et al. (1998) sugirieron entonces que la liberación de los blobs no causan dislocaciones o interrupciones permanente de la estructura de la HCH, sino que la estructura de la HCH permanece en un estado de cuasi-equilibrio, con alargamientos hasta alrededor de los 3 R_☉. Estas características físicas y cinemáticas llevaron a Wang et al. (1998) a conjeturar sobre tres posibles mecanismos que dan origen a la salida de los blobs. La primera sugerencia considera que la expulsión de los blobs es el resultado de la expansión continua de la HCH, en donde los blobs se presentan como estructuras alargadas como consecuencia del mecanismo que ocurre en la cima de los cascos coronales, produciendo nuevo material de flujo magnético abierto (blobs). La segunda sugerencia, es que el mecanismo del *pinch-off* de reconexión magnética libera material coronal de forma aislada (blobs como plasmoides); y la tercera opción sugiere que los cascos co-

ronales de la HCH, liberan el material que se encuentra almacenado para pasar a un estado de energía inferior a través de la reconexión magnética con las líneas vecinas de campo magnético abierto, en un proceso de relajación para que el sistema permanezca en un estado de “cuasi-equilibrio”.

Con la finalidad de estudiar las fuentes de origen del viento solar lento, el presente trabajo de tesis se desarrolló en dos etapas principales: (1) se llevó a cabo un análisis cinemático 3D de los datos en luz blanca de un grupo de coronógrafos y (2) se exploró sobre sus regiones de origen en la corona solar con la ayuda de las extrapolaciones del campo magnético de la fotosfera (sección 5.1). Para lograr estos objetivos, se tomó ventaja de las observaciones simultáneas de la corona solar desde los tres puntos de visión de los coronógrafos a bordo de las misiones SOHO y STEREO. La observación de las tres diferentes perspectivas de los blobs en luz blanca, contribuyó a atenuar los efectos de proyección, lo que permitió modelar su trayectoria en el espacio de manera tridimensional. Debido al bajo brillo y al pequeño tamaño de las inhomogeneidades de densidad de los blobs, el interés inicial de este estudio fue eliminar la presencia de eventos más grandes y brillantes, que dificultarían el análisis, como es el caso de la presencia de las CMEs, por lo que se restringió el estudio de los blobs a un periodo de observación a lo largo del último mínimo de actividad solar (mínimo extendido), es decir, a una época en donde hubo escasas CMEs.

4.1.1. La selección de datos

Para este estudio, usamos imágenes de luz visible obtenidas por el conjunto de datos de C₂ y C₃ de LASCO/SOHO y de los coronógrafos gemelos COR2 de SECCHI a bordo de las naves de STEREO, durante los años 2007 y 2008.

La selección de los eventos para el análisis fue realizada en intervalos temporales de 5 a 10 días durante. Estos intervalos fueron elegidos en base a la ausencia de CMEs, de acuerdo con el catálogo *CME-CACTus*¹ (Robbrecht, 2004), a latitudes ecuatoriales solares ($\pm 30^\circ$). En este periodo se identificaron 44 blobs proyectados sobre el plano del cielo de los coronógrafos. La figura 4.2 muestra dos imágenes del catálogo de CACTus. Del lado izquierdo los datos de COR2-B y del lado derecho los datos de los eventos detectados por COR2-A, en donde la región en amarillo indica el periodo de interés, es decir, en donde no hay CMEs. La figura 4.3, muestra el mapa de las posiciones de las naves de STEREO en el día 04 de Septiembre de 2007 a las 12 : 00 UT, los datos de las posiciones físicas en diferentes coordenadas, se encuentra al lado derecho del mismo mapa. En la parte inferior de la figura 4.3 se muestran las imágenes de los coronógrafos COR2/SECCHI en las fechas de la región en amarillo de la figura 4.2,

¹CACTus (sidc.oma.be/cactus/)

con la finalidad de ilustrar cómo lucen las imágenes de los coronógrafos en usencia de CMEs.

COR2-B

CMEs detected by Cactus
 :Issued: Thu Feb 25 17:40:40 2010
 :Product: CACTus catalogue (<http://sidc.be/cactus>)
 #-----
 # Instrument: SECCHI | Detector: cor2B
 # Threshold : 0.20 | Factor : 5 | Minimal CME width: 5
 #
 first cor2: 2007/08/31 00:08:32.121 20070831_000730_d4c2B.fts
 last cor2: 2007/10/01 23:38:24.379 20071001_233730_d4c2B.fts



COR2-A

CMEs detected by Cactus
 :Issued: Mon Feb 22 05:25:45 2010
 :Product: CACTus catalogue (<http://sidc.be/cactus>)
 #-----
 # Instrument: SECCHI | Detector: cor2A
 # Threshold : 0.30 | Factor : 6 | Minimal CME width: 5
 #
 first cor2: 2007/08/31 00:07:30.006 20070831_000730_d4c2A.fts
 last cor2: 2007/10/01 23:37:30.007 20071001_233730_d4c2A.fts



Figura 4.2: La figura muestra los mapas de las estructuras detectadas (básicamente CMEs) por CACTus con los datos de los coronógrafos COR2-B (a la izquierda) y por COR2-A (a la derecha). La región en amarillo indica el intervalo temporal de interés, ya que hubo escasas CMEs.

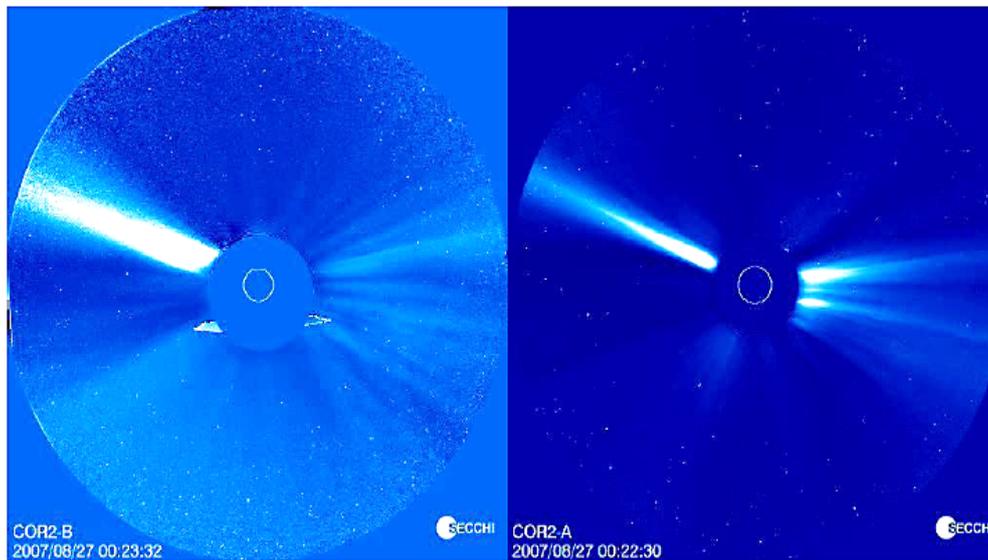
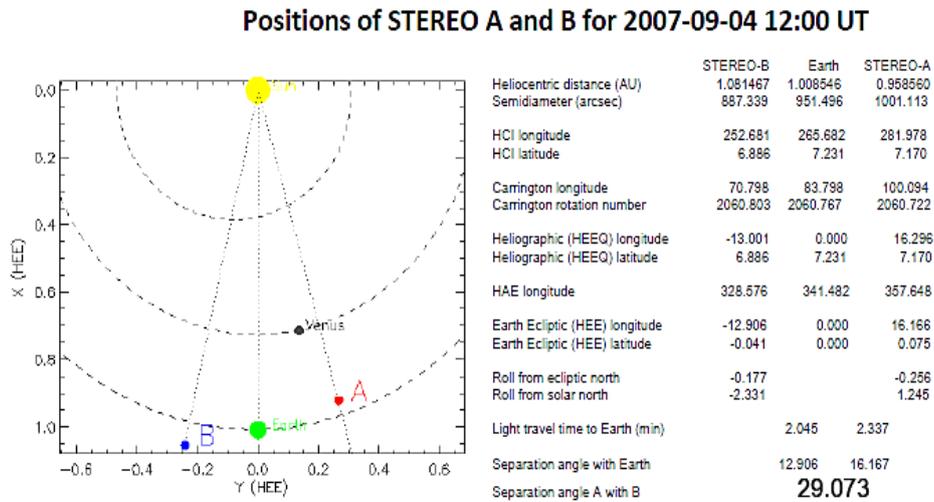


Figura 4.3: La figura muestra el esquema de la posición geométrica en la que se encontraban las naves de STEREO en el mes de Septiembre de 2007, y LASCO en la posición de la Tierra. En la parte inferior al esquema se muestran las imágenes en luz blanca de los coronógrafos COR2-A y COR2-B.

En este estudio todas las imágenes que se procesaron con la técnica de *running-difference*, para imágenes de 1024×1024 píxeles en el nivel 0.5 y normalizadas por el fondo de brillo mínimo mensual (construidas a partir de la media en brillo de las imágenes diarias). La dirección de propagación de los blobs con esta técnica, fue determinada por las áreas en blanco y negro que se forman en cada una de las imágenes,

en donde las áreas blancas preceden a las áreas negras en la dirección de propagación. Una vez que se obtuvieron, tanto el tiempo como la posición proyectada en 2D de los eventos detectados por los coronógrafos, se procedió a calcular la trayectoria 3D de propagación de los blobs. Para realizar este cálculo, aplicamos la técnica descrita por Mierla et al. (2008), lo que nos permitió determinar las cantidades cinemáticas de velocidad y de aceleración, así como calcular el tamaño radial de los blobs en el espacio real (3D).

4.1.2. La técnica de reconstrucción H-T

Para calcular las propiedades cinemáticas 3D de los blobs se hizo uso de la técnica desarrollado por Mierla et al. (2008), que es muy adecuada para estructuras de “pequeña” escala. La técnica consiste en localizar cualquier punto en el espacio real, considerando la información de las imágenes bidimensionales de dos coronógrafos sincronizados. Una vez que se obtiene la selección de las imágenes de los coronógrafos involucrados, se presentan en un mapa de evolución temporal y que nombraremos a partir de esta sección como mapas H-T. En estos mapas (ver figura 4.4) cada punto contiene los datos de la *posición angular* (PA^2) y de la *distancia radial* desde la superficie del Sol, generada por la información de un solo coronógrafo. Una vez que se seleccionan los puntos del evento de interés, se seleccionan los puntos en las imágenes consecutivas del mismo evento. La información de cada punto del primer coronógrafo, se combina entonces con la información del punto correspondiente en el mapa H-T generado por el segundo coronógrafo, finalmente, para iniciar la reconstrucción 3D de las posiciones dentro de la geometría vectorial estudiada por Mierla et al. (2008), el último dato que se requiere es el ángulo de separación (γ) entre las dos naves (S/C - *spacecraft*) involucradas, dato obtenido de la herramienta de posición orbital del grupo SCC de la misión STEREO³.

²PA se mide en el sentido antihorario desde el polo solar norte (en grados).

³STEREO *Science Center-SSC* (<https://stereo-ssc.nascom.nasa.gov/where.shtml>).

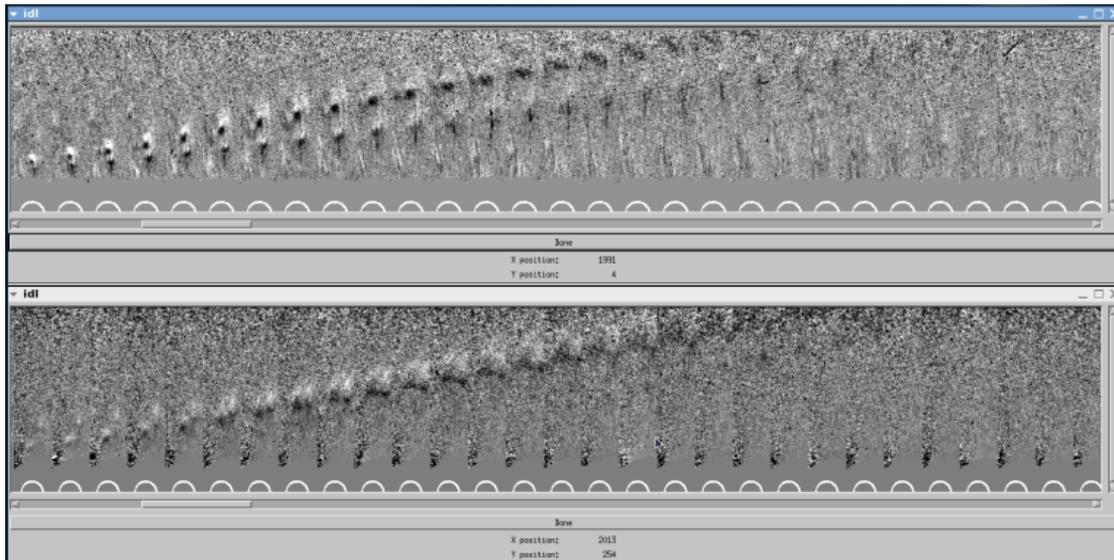


Figura 4.4: La figura muestra dos mapas H-T de los coronógrafos COR2/SECCHI de la misión STEREO-A (arriba) y de STEREO-B (abajo). Los mapas H-T tienen una ventana de observación con un grosor de $3 R_{\odot}$ (eje-x) y una distancia de 0 a $15 R_{\odot}$ (eje-y). En la rutina de IDL las coordenadas de cada pixel indican el tiempo, la distancia, y la posición angular (PA). Los mapas H-T muestran la detección del mismo evento en *running-difference* del día 20 al 21 de Junio de 2008.

Para ilustrar tanto los pasos de la técnica de reconstrucción H-T y así realizar el cálculo de la evolución cinemática, como el cálculo de la morfología de los blobs en el espacio real, el primer paso es medir los parámetros que determinan la posición proyectados sobre el plano del cielo de cada coronógrafo. Para aclarar este punto, la figura 4.5 muestra un par de imágenes obtenidas por C2/LASCO (panel izquierdo) y por COR2-A (panel derecho) el 20 de Junio de 2008 a las 16 : 26 : 04 UT y a las 16 : 37 : 30 UT, respectivamente. La línea verde en ambas imágenes, señala el camino radial de propagación del blob (PA a 78.91° y a 77.26° para C2 y COR2-A, respectivamente), a lo largo de la cual se ubicaron los puntos de los datos necesarios para la determinación de los parámetros cinemáticos, así como del tamaño radial y la extensión transversal del evento.

Para calcular el tamaño radial (d) del blob, consideramos un punto inicial y un punto final en el área más oscura del blob a lo largo de la trayectoria de propagación, mientras que para calcular el tamaño transversal 3D (h), éste fue determinado por un punto sur y un punto norte a lo largo de la dirección vertical en el área más oscura del mismo blob, indicado en este caso por la línea naranja en la imagen de la izquierda de la figura 4.5. El tamaño radial promedio del blob de este evento, detectado en el coronógrafo C2 es $0.46 R_{\odot}$ y $0.44 R_{\odot}$ para el detectado en COR2-A, mientras que el

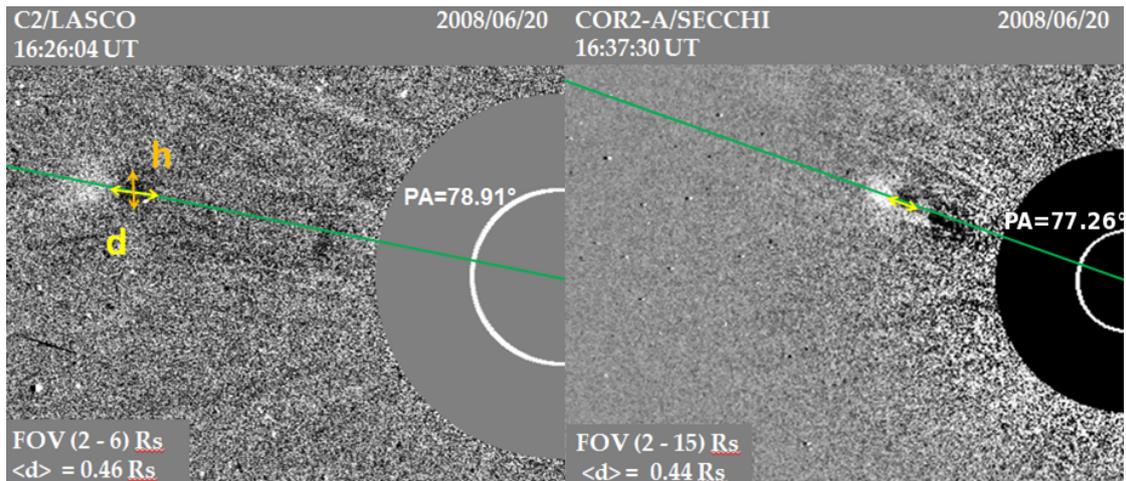


Figura 4.5: Las imágenes muestran el evento del 20 de Junio de 2008, en donde se indica el tamaño radial (d), el tamaño transversal (h) y la relación entre ambas medidas, conocida como el *aspect ratio* definida por d/h . El tamaño radial calculado por la técnica de análisis H-T considera dos puntos en el espacio 3D dados por dos imágenes cercanas en el tiempo de dos coronógrafos diferentes. La imagen del lado izquierdo corresponde a C2/LASCO a las 16 : 26 : 04 UT y la imagen del lado derecho corresponde a los datos del coronógrafo COR2-A/SECCHI a las 16 : 37 : 30 UT. Figura presentada en el artículo López-Portela et al. (2018).

tamaño transversal promedio detectado en C2 es $0.47 R_{\odot}$ y $0.44 R_{\odot}$ para el caso de COR2-A.

El método de reconstrucción 3D desarrollado por Mierla et al. (2008), conocido como análisis H-T, se basa en un sistema de coordenadas para una reconstrucción estereoscópica usando la geometría epipolar descrita por Inhester (2006), la cual supone: (1) ambas naves se encuentran en el plano de la eclíptica, (2) la geometría considerada en la técnica es *ad hoc* para la reconstrucción estereoscópica en lugar de una reconstrucción con geometría proyectiva, y (3) las líneas epipolares (EP) se pueden tratar en cada imagen como si fueran paralelas a la eclíptica. Así, dentro de esta geometría es posible calcular las posiciones 3D de los blobs calculadas a través de las imágenes 2D de un par de coronógrafos, como se describe en el trabajo de Mierla et al. (2008).

En este trabajo realizamos la reconstrucción 3D usando el análisis H-T solo para la dirección radial de propagación de los blobs, con el objetivo de analizar su expansión en la dirección más prominente de la evolución del viento solar (ver sección 6.1), dejando la evolución 3D de la dirección transversal para un análisis futuro. Para el ejemplo que se muestra en la figura 4.5, la reconstrucción 3D dio como resultado un tamaño radial de $0.50 R_{\odot}$.

4.1.3. Resultados de la técnica H–T

Para calcular la evolución de la velocidad de los blobs a lo largo de su trayectoria de propagación “real” desde el Sol, se utilizó un enfoque similar al descrito en Song et al. (2009), en donde se hizo un ajuste de la trayectoria proyectada de los mapas H–T de cada evento con un polinomio de segundo orden del tipo: $h(t) = h_0 + v_0 t + 0.5at^2$, en donde v_0 y a son los parámetros libres del modelo, y representan la velocidad inicial y la aceleración, respectivamente.

Como la técnica de reconstrucción analizada por Mierla et al. (2008) requiere del conjunto de datos de dos instrumentos, agrupamos los eventos de interés en tres conjuntos para facilitar su lectura. El primer grupo (“a”) corresponde a los eventos analizados por la combinación de COR2-A con C2 y C3. El segundo grupo (“b”) corresponde a la combinación de COR2-B con C2 y C3; y el tercer grupo (“c”) corresponde a la combinación de los datos de COR2-A con COR2-B, en donde cada uno de los tres grupo cubre un FOV de 2.5 a 15.0 R_\odot .

En la Tabla 4.1 se encuentran numerados los eventos de los blobs analizados con los resultados del análisis H–T. En particular, la Tabla 4.1 contiene el número de evento, la fecha, la hora de inicio de la detección y la hora en la que finalizó dicha detección para cada evento en tiempo universal (UT), la posición angular PA promedio (grados); en donde tanto el tiempo y como la PA se refieren a los datos promedio de las dos naves.

Una vez que obtuvimos la combinación de los datos de las naves, procedimos a utilizarlos para calcular el tamaño radial promedio (en R_\odot) y la velocidad a las distancias fijas de 5 R_\odot y de 9 R_\odot , así como los parámetros cinemáticos determinados por el modelo del ajuste de la velocidad promedio de la trayectoria completa de los blobs (km/s) y de la aceleración (m/s^2).

Tabla 4.1: Lista de los eventos elegidos y sus parámetros morfológicos y cinemáticos 3D.

# Evento	Fecha	Inicio UT	Fin UT	Combinación de naves	$\angle PA$ °	R_{\odot} <tamaño radial>	$5R_{\odot}$	$9R_{\odot}$	<velocidad> kms^{-1}	Aceleración ms^{-2}
1a	08-Sep-07	15:06:47	20:12:47	COR2A-LASCO	95.92	0.82	133.34	256.24	203.57	7.86
1b	08-Sep-07	15:34:17	18:40:17	COR2B-LASCO	97.30	0.90	125.18	—	192.54	9.49
1c	08-Sep-07	15:38:00	18:38:00	COR2A-COR2B	96.47	0.67	144.95	—	197.98	9.82
2a	09-Sep-07	09:06:47	14:12:47	COR2A-LASCO	102.75	0.86	236.68	323.83	251.01	7.15
2b	09-Sep-07	11:07:20	14:40:16	COR2B-LASCO	106.18	1.35	243.48	434.89	310.66	15.34
2c	09-Sep-07	11:07:59	13:37:59	COR2A-COR2B	105.31	0.86	278.08	320.34	299.21	4.70
3a	21-Jan-08	10:28:45	14:12:47	COR2A-LASCO	108.68	0.91	214.35	218.56	210.36	1.40
3b	21-Jan-08	10:06:56	14:12:56	COR2B-LASCO	107.11	0.70	169.36	226.35	195.57	4.82
3c	21-Jan-08	10:37:38	15:37:38	COR2A-COR2B	108.56	0.75	172.28	235.40	224.88	5.84
4a	22-Jan-08	04:06:47	07:39:59	COR2A-LASCO	117.61	0.88	266.03	299.20	281.52	2.38
4b	22-Jan-08	04:06:56	07:40:08	COR2B-LASCO	115.60	0.82	252.80	311.94	278.87	5.97
4c	22-Jan-08	04:07:39	07:37:39	COR2A-COR2B	117.33	0.99	252.52	329.16	306.16	8.51
5a	23-May-08	02:33:47	07:39:47	COR2A-LASCO	254.83	0.71	119.63	186.13	156.77	5.37
5b	23-May-08	03:07:08	06:13:08	COR2B-LASCO	254.65	0.68	162.89	184.12	176.95	2.00
5c	23-May-08	03:07:51	07:07:51	COR2A-COR2B	253.35	0.72	157.14	237.49	210.71	7.44
6a	24-May-08	15:34:17	20:12:47	COR2A-LASCO	249.22	1.69	180.93	290.60	237.22	8.56
6b	24-May-08	16:34:08	20:13:08	COR2B-LASCO	249.30	1.13	226.38	301.86	279.49	7.69
6c	24-May-08	16:37:51	20:07:51	COR2A-COR2B	246.35	0.72	212.00	314.14	284.96	11.35
7a	26-May-08	00:33:47	08:39:47	COR2A-LASCO	84.56	1.03	189.41	230.96	241.13	4.66
8b	19-Jun-08	00:34:13	04:40:14	COR2B-C3	234.45	1.46	—	264.03	305.38	12.58
9a	19-Jun-08	12:06:47	17:39:47	COR2A-LASCO	251.22	0.96	170.88	255.25	239.83	5.15
10a	20-Jun-08	15:06:47	17:31:47	COR2A-LASCO	78.31	0.57	207.75	289.53	241.96	5.56
10b	20-Jun-08	16:07:13	17:32:13	COR2B-LASCO	78.66	0.80	189.65	290.87	262.55	5.24
10c	20-Jun-08	16:07:56	22:37:56	COR2A-COR2B	77.44	1.02	253.35	280.27	282.96	2.99

Continúa en la página siguiente.

Continuación de la Tabla 4-1.

# Evento	Fecha	Inicio UT	Fin UT	Combinación de naves	<PA> °	<tamaño radial> R_{\odot}	Velocidad (kms^{-1}) $5R_{\odot}$	Velocidad (kms^{-1}) $9R_{\odot}$	<velocidad> kms^{-1}	Aceleración ms^{-2}
11a	20-Jun-08	16:12:47	22:12:47	COR2A-C3	78.67	1.22	251.58	288.57	296.50	4.19
11b	20-Jun-08	16:13:13	22:13:13	COR2B-C3	79.13	1.26	234.24	290.87	281.91	5.24
11c	20-Jun-08	16:37:56	21:37:56	COR2A-COR2B	83.05	0.77	199.18	228.48	220.11	2.32
12a	22-Jun-08	00:31:47	02:31:47	COR2A-LASCO	256.63	0.64	203.16	270.04	239.47	5.06
13c	22-Jun-08	06:07:56	09:37:56	COR2A-COR2B	89.10	1.03	165.40	286.78	226.09	9.63

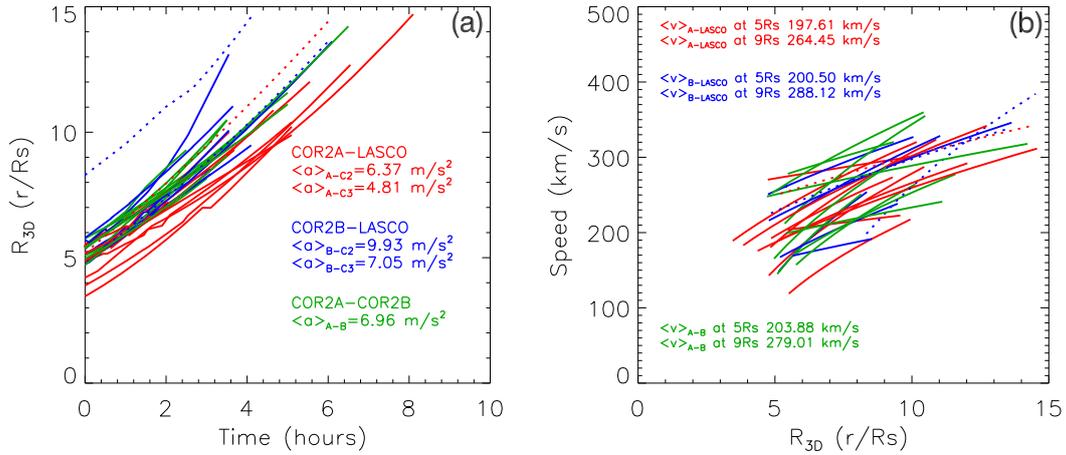


Figura 4.6: (a) Distancia radial del centro del Sol en función del tiempo y (b) velocidad 3D en función de la distancia radial. Los colores de las líneas en los gráficos indican la combinación de las naves utilizada en el análisis H-T. Las líneas en color rojo representan la propagación de los blobs analizada con COR2-A en combinación con C2 y C3. Las líneas en azul representan la combinación de los datos de COR2-B con C2 y C3, y las líneas en verde representan la propagación de los blobs analizados con la combinación de datos de COR2-A con COR2-B. Figura presentada en el artículo López-Portela et al. (2018).

Los paneles de la figura 4.6a y la figura 4.6b contienen la información obtenida de los tres grupos mediante el uso de la combinación de COR2-A con C2 y C3 de LASCO gráficos (en rojo), COR2-B con C2 y C3 de LASCO (en azul) y los resultados de la combinación de COR2-A con COR2-B de SECCHI (en verde). En la figura 4.6a se muestra la gráfica de la evolución de todos los eventos de la Tabla 4.1, y en la figura 4.6b se muestran las velocidades de los tres grupos en función de la distancia heliocéntrica.

Como se puede observar en la figura 4.6a, la mayoría de los blobs comienzan su tránsito entre 4.8 y 5.8 R_{\odot} , con la excepción de unos pocos valores atípicos, éstos a las distancias de 3.4, 4.0, y 4.2 R_{\odot} . Se hace notar que el valor 3.4 R_{\odot} es $\sim 1 R_{\odot}$ por encima del borde interno del FOV de C2/LASCO. Como se puede apreciar en la Tabla 4.1, los eventos del grupo “a” (COR2-A con LASCO) muestran una velocidad promedio de 197.61 km/s a $\sim 5 R_{\odot}$ y de 264.45 km/s a $\sim 9 R_{\odot}$, la velocidad promedio del ajuste a lo largo de todo el FOV de este grupo es de 236.30 km/s y presentan una aceleración promedio (en todo FOV de COR2-A con C2) de 6.37 m/s^2 y de 4.81 m/s^2 en el FOV de COR2-A con C3, y tienen un tamaño radial promedio a lo largo del FOV completo (en los datos de COR2-A con LASCO) que oscila entre 0.57 y 1.69 R_{\odot} .

De manera similar al grupo “a”, en la figura 4.6a y en la figura 4.6b pero en azul, se presentan los cálculos de los eventos del grupo “b”, los cuales se realizaron con

la combinación de los datos de COR2-B con LASCO. Estos eventos muestran una velocidad promedio de 200.50 km/s a la distancia de $\sim 5 R_{\odot}$ y de 288.12 km/s a $\sim 9 R_{\odot}$. La velocidad promedio a lo largo de todo el FOV de la combinación de los coronógrafos es de 253.77 km/s. Los eventos de este grupo presentan una aceleración promedio en el FOV de COR2-B con C2 de 9.93 m/s^2 y de 7.05 m/s^2 para el caso del FOV de COR2-B con C3. El tamaño radial promedio de los blobs a lo largo de toda la trayectoria 3D en el FOV de este grupo, varía entre 0.68 y $1.46 R_{\odot}$. El evento 8b de la Tabla 4.1, es el único evento con una PA de menos de 30° , el cual se localizó del lado Oeste a -35.55° del ecuador solar.

La mayoría de los blobs de los grupos "a" y "b" se detectaron en el espacio 3D a lo largo del FOV del grupo "c". Los blobs en este tercer grupo están representados en las gráficas de la figura 4.6 en verde. Los eventos tienen una velocidad promedio de 203.88 km/s a $\sim 5 R_{\odot}$ y de 279.01 km/s a la distancia de $\sim 9 R_{\odot}$, la velocidad promedio del ajuste a lo largo del FOV de COR2-A con COR2-B es 250.34 km/s, y presentan una aceleración promedio de 6.96 m/s^2 . En donde el promedio del tamaño radial de los blobs de este grupo oscila entre 0.67 y $1.03 R_{\odot}$.

Los primeros seis eventos de la Tabla 4.1(1a - 6c) se detectaron en los cuatro coronógrafos, sin embargo, hay ocasiones en los que no se detectan los blobs en uno o dos de los cuatro coronógrafos. Por ejemplo, los eventos 7o, 9o y 12o de la Tabla 4.1, no se detectaron en COR2-B. En otros casos, sucede que el blob desaparece antes de llegar al FOV de C3, o por el contrario, en otros casos el blob comienza a detectarse más allá del FOV de C2, como es el caso del 11o evento de la Tabla 4.1. En otros casos más desafortunados, no se detectan blobs en dos coronógrafos, como es el evento 8o, en donde el blob se detecta más allá del FOV de C2 y tampoco es detectado en el FOV de COR2-A. Finalmente, el 13o evento de la Tabla 4.1 también fue no detectado en dos de los cuatro coronógrafos, en este caso por C2 y C3 de LASCO.

En las gráficas de la figura 4.6, las líneas continuas indican los eventos que fueron detectados por la combinación de las naves en los tres grupos ("a", "b", y "c"), mientras que las curvas de punteadas en rojo y en azul, indican los eventos en donde no se detectaron blobs en las imágenes de C2/LASCO (8b, 11a y 11b de la Tabla 4.1).

Los blobs del grupo "a" tienen una velocidad promedio del ajuste de 236.30 km/s a lo largo del FOV de COR2-A con LASCO, tienen una aceleración promedio de 5.21 m/s^2 , y tienen un tamaño radial promedio de $0.94 R_{\odot}$. Los blobs del grupo "b" tienen una velocidad promedio a lo largo de su trayectoria en el FOV de COR2-B con LASCO de 253.77 km/s, tienen una aceleración promedio de 8.25 m/s^2 , con un tamaño radial promedio de $1.01 R_{\odot}$. Los blobs del grupo "c" tienen una velocidad promedio de 250.34 km/s a lo largo de su tránsito en el espacio 3D de la combinación de datos de los COR2 gemelos de SECCHI. Los eventos presentan una aceleración promedio de 6.96 m/s^2 , y tienen un tamaño radial promedio de $0.84 R_{\odot}$.

Los resultados en esta sección indican que los blobs tienen velocidades ligeramente más altas cuando se detectan a distancias mayores, en este caso a las distancias fijas de 5 y de $9 R_{\odot}$, sin embargo, cerca de la superficie solar los blobs están más acelerados. En otras palabras, la velocidad a la que cambian su velocidad es mayor a distancias más cercanas al Sol, mientras que el cambio de su velocidad disminuye a distancias mayores cuando el blob entra en el FOV de la combinación de las naves COR2/SECCHI con C3/LASCO.

Respecto a la evolución morfológica de los blobs, su tamaño en la dirección radial se alarga a medida que se propagan más lejos en el FOV de los coronógrafos COR2 en combinación con C3, aproximadamente siempre a la misma PA. El promedio del tamaño radial 3D en los tres grupos, son similares al tamaño radial 2D promedio ($\sim 1 R_{\odot}$) reportado por Sheeley et al. (1997).

Como hemos mencionado, el viento solar lento es muy variable, por citar un ejemplo está el trabajo de Schwenn (2006), y los datos en luz blanca de los coronógrafos permiten realizar el análisis observacional de propagación de los blobs. Para ilustrar el hecho de que el viento solar lento es muy variable, en cuanto a que es un medio que fluctúa mucho, la figura 4.7 muestra la información de los blobs analizados en el trabajo de tesis. En esta figura los datos están divididos en los blobs menos acelerados (paneles a y c) y en los blobs más acelerados (paneles b y d). Los paneles a y b muestran la variación que tiene la morfología de los blobs de los grupos a través del *aspect ratio*. Este parámetro evidencia que los blobs a lo largo de su propagación en la corona interna, su tamaño varía más en la dirección radial que en la dirección transversal, y los blobs son más alargados ($d/h > 1$) cuando se propagan con aceleraciones mayores (paneles b y d), en comparación con los blobs de los paneles a y c. Sin embargo, para ambos grupos se observa que el valor del *aspect ratio* (en 2D) fluctúa todo el tiempo de la detección de los blobs.

Así, la evolución morfológica de los blobs, y en base a estudios previos (Sheeley et al., 1997; Wang et al., 1998; Song et al., 2009), en donde los autores señalan que la expansión del viento solar es más prominente a lo largo de la dirección radial; es que realizamos un análisis centrado en la evolución del tamaño radial de los blobs reportados en la Tabla 4.1. En las siguientes subsecciones 4.1.4 y 4.1.5 se hace una discusión con más detalle de la aplicación del análisis H-T para la evolución del tamaño radial 3D de los blobs.

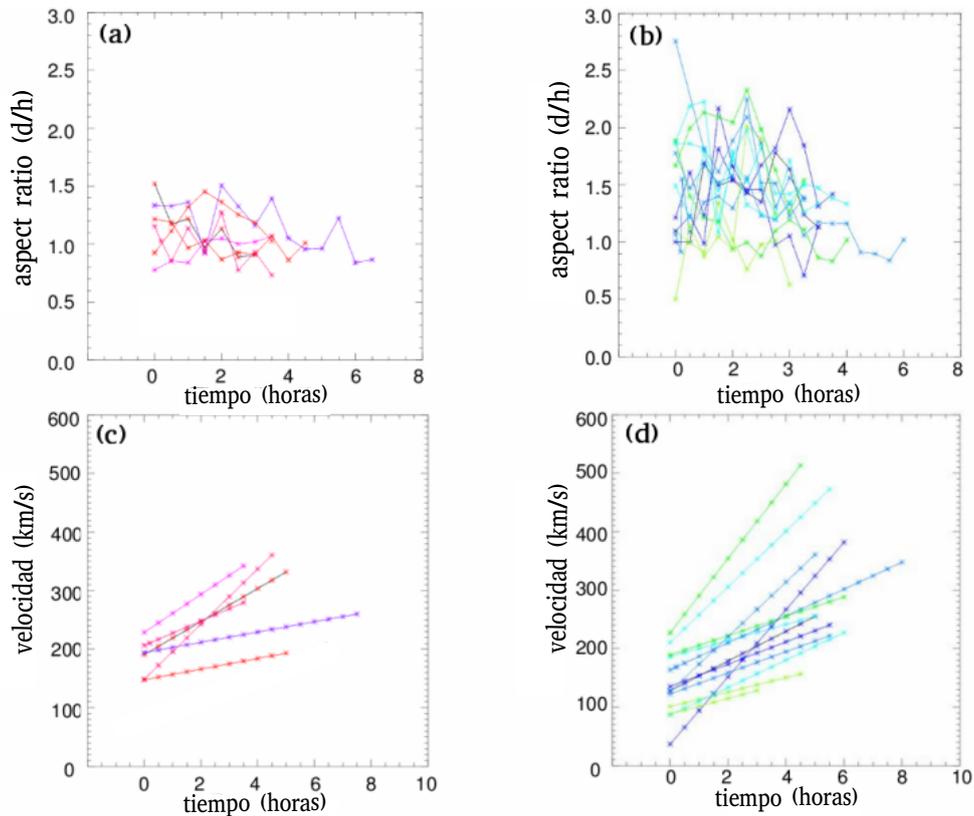


Figura 4.7: La figura muestra en los paneles a y b el *aspect ratio*, y en los paneles c y d las gráficas de velocidad contra tiempo, en donde se aprecia la división de los blobs más acelerados (lado derecho) y los blobs menos acelerados (lado izquierdo).

4.1.4. Análisis H–T del tamaño radial de los blobs

Un parámetro crucial en la técnica del análisis H–T, es el ángulo de separación (γ) entre las naves espaciales (Mierla et al., 2008). Para ilustrar su importancia, la figura 4.8 muestra la evolución del tamaño radial (d) a diferentes distancias heliocéntricas en el espacio tridimensional del evento número 10 de la Tabla 4.1. El tamaño radial de este evento se calculó con las observaciones de los cuatro coronógrafos, del día 20 de Junio de 2008 a lo largo de la $\langle PA \rangle = 78.14^\circ$. El panel de la izquierda de la figura muestra la variación de d con la distancia heliocéntrica (r/R_s , en donde $R_s = R_\odot$), calculada por las diferentes combinaciones de los datos de las naves utilizadas en el análisis H–T. En el panel de la derecha se muestran las posiciones físicas de las naves proporcionadas por el software SSC⁴. Las posiciones se indican para STEREO-B, para SOHO (\sim Earth), y para STEREO-A, a las 17 : 30 : 00 UT del día del evento. El ángulo de separación

⁴STEREO SCIENCE CENTER (<http://stereo-ssc.nascom.nasa.gov/where.shtml>).

promedio $\langle \gamma \rangle$ de las naves utilizadas en el análisis H-T, se muestra debajo del gráfico de la posición, en diferentes colores y símbolos. Para la combinación de las naves de STEREO-A con STEREO-B $\langle \gamma \rangle = 56.84^\circ$ (diamantes en púrpura), para STEREO-A con LASCO $\langle \gamma \rangle = 30.66^\circ$ (cruces en rojo), y para STEREO-B con LASCO $\langle \gamma \rangle = 26.18^\circ$ (asteriscos en azul).

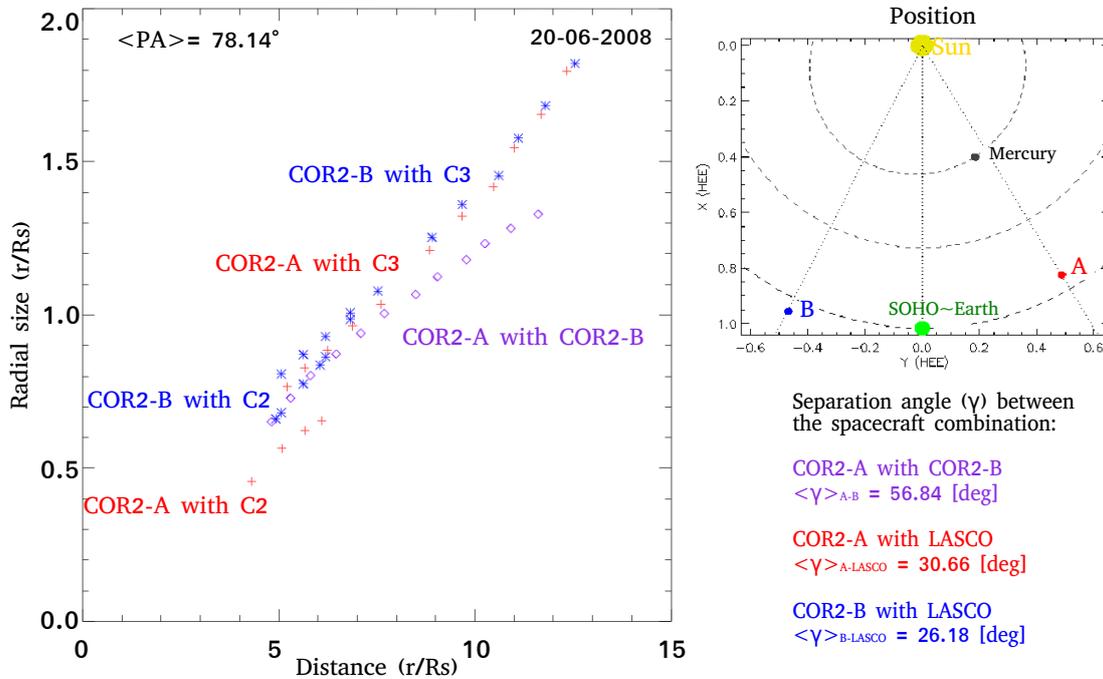


Figura 4.8: Evolución del tamaño radial (d) a lo largo de las distancias heliocéntricas del evento del 20 de Junio de 2008. El panel de la izquierda muestra la variación de d calculada para diferentes ángulos de separación (γ) entre la combinación de la nave espacial considerada en la técnica de análisis H-T. El panel a la derecha, se muestra la posición de la nave en longitud (HEE) y la latitud a las 17 : 30 : 00 UT. La posición del Sol (amarillo), STEREO-B (azul), SOHO en la Tierra posición (verde) y STEREO-A (rojo). Debajo de este gráfico, los promedios de $\langle \gamma \rangle$ están indicados para cada combinación de naves por diferentes colores y símbolos. El tamaño radial del blob se calculó a lo largo de la $\langle PA \rangle = 78.14^\circ$. Figura presentada en el artículo López-Portela et al. (2018).

Las mayores variaciones de d para el evento ocurrieron alrededor de dos distancias heliocéntricas, a 5 r/R_s y a 11.75 r/R_s , en donde el valor promedio del tamaño radial de la combinación de COR2-A con C2 a $\sim 5 r/R_s$ es de 0.55 r/R_s y de 0.82 r/R_s para la combinación de COR2-B con C2, dando una diferencia de 0.27 R_\odot .

En $\sim 11.75 r/R_s$ el valor de d calculado por COR2-A con COR2-B es de 1.35 r/R_s , mientras que el valor calculado por COR2-B con C3 es de 1.70 r/R_s , dando una diferencia

de $0.35 R_{\odot}$. De la figura 4.8, concluimos que los diferentes valores de γ varían el cálculo del tamaño radial a lo largo de distancias heliocéntricas desde la superficie del Sol, calculado por el análisis H-T.

Teniendo en cuenta la relevancia de este parámetro, en la próxima subsección (4.1.5), presentamos un análisis de la dependencia de la distancia y de la posición angular PA con γ . El análisis considera un conjunto de eventos de blobs en donde γ duplica su valor, ésto con la finalidad de apreciar la dependencia tanto de la distancia como de la PA con el parámetro γ , al hacer uso del análisis H-T.

4.1.5. Distancia y posición angular en función del parámetro γ

Debido a la importancia del ángulo de separación (γ) entre las dos naves utilizadas en el análisis H-T, se seleccionaron tres eventos de blobs en donde γ duplica su valor para diferentes combinaciones de naves, y se analizaron las mediciones 3D de la distancia y de la posición angular (PA). La figura 4.9 muestra el resultado de la selección de los blobs cuando γ de las naves STEREO-A y STEREO-B, aumenta de $\sim 30^{\circ}$ en Septiembre de 2007, a $\sim 60^{\circ}$ en Junio de 2008. Los paneles superiores de la figura 4.9 (a, b, y c), muestran que COR2-B registra distancias más lejanas (asteriscos en azul), que los registrados por COR2-A (cruces en rojo). Los paneles de la figura 4.9 (d, e, y f), muestran la PA del blob para cada imagen de los coronógrafos COR2 (A y B).

La relación entre la PA y la distancia desde la superficie del Sol, muestran que la mejor determinación de la posición 3D de los blobs, ocurre cuando los valores de PA son más parecidos entre ellos, como lo revelan las figuras 4.9b y la figura 4.9e. En estos tres ejemplos, la mayor diferencia de la PA es a 57.1° ($\sim 1.78 R_{\odot}$) del día 22 de Junio de 2008, lo que trae como consecuencia que el cálculo de la posición del blob es la más errada (ver panel c) de este grupo de datos. En el análisis H-T, los tres eventos de blobs presentan las siguientes aceleraciones. Para el primer evento del 8 de Septiembre de 2007, de $9.82 \pm 1.76 \text{ m/s}^2$; para el segundo evento del 23 de Mayo de 2008 de $7.44 \pm 1.73 \text{ m/s}^2$, y para el último evento del 22 de Junio de 2008, de $9.63 \pm 0.92 \text{ m/s}^2$.

Estos resultados indican que el modelo de propagación tiene un error de ajuste que disminuye cuando γ aumenta, en otras palabras, los parámetros cinemáticos son más precisos cuando la combinación de las naves tiene un ángulo mayor de separación, siempre con $\gamma < 180^{\circ}$. En el caso de la figura 4.9, el valor mayor de γ ocurrió para la combinación de las naves gemelas de STEREO del evento del día 22 de Junio de 2008 (figura 4.9c y f).

Una ventaja valiosa de la técnica de análisis H-T aplicada a eventos transitorios de "pequeña" escala, es el hecho que un solo punto del evento puede prácticamente representar a la estructura completa, y por lo tanto, se puede seguir su trayectoria en

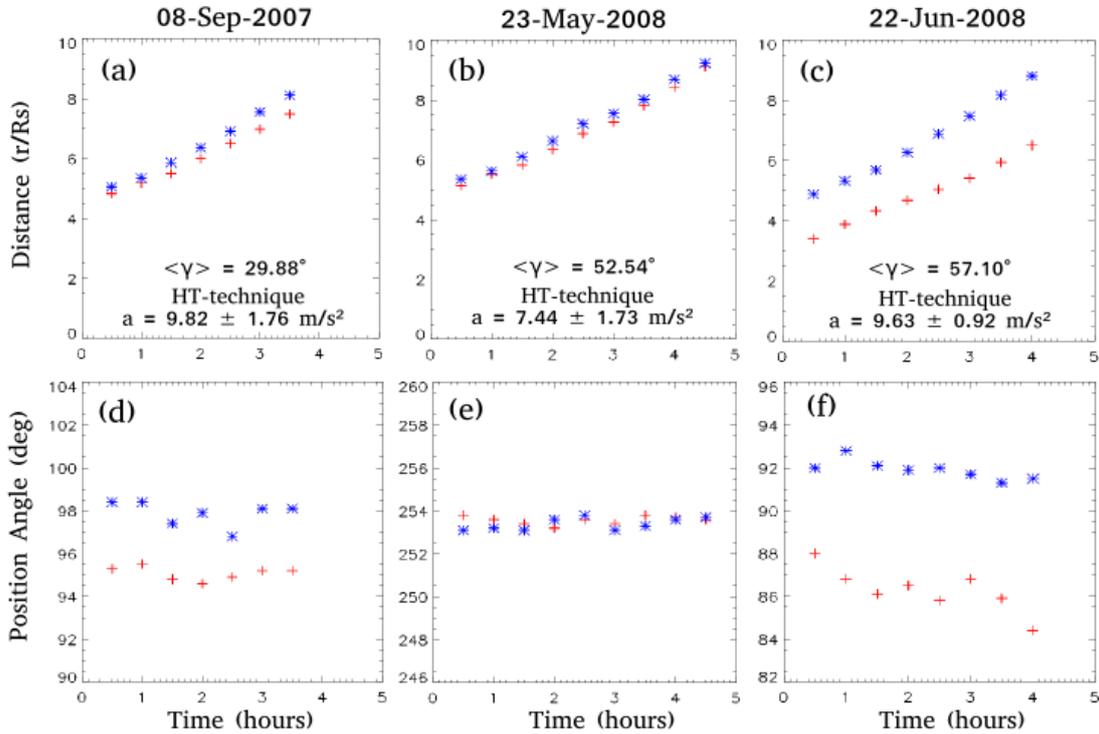


Figura 4.9: El análisis H-T y el parámetro γ . (a) - (c) Distancia 3D del Sol en función del tiempo. (d) - (f) PA en función del tiempo. Los gráficos de izquierda a derecha representan la PA de los blobs y la distancia registrados por COR2-A (cruces en rojo) y COR2-B (asteriscos en azul). El primer evento ocurrió el 8 de Septiembre de 2007, cuando $\langle \gamma \rangle = 29.88^\circ$ y presentan una aceleración calculada con el análisis H-T de $9.82 \pm 1.76 \text{ m/s}^2$. El segundo evento es del día 23 de Mayo de 2008, en donde $\langle \gamma \rangle = 52.54^\circ$, y tienen una aceleración de $7.44 \pm 1.73 \text{ m/s}^2$. El último evento ocurrió el 22 de Junio 2008, cuando $\langle \gamma \rangle = 57.10^\circ$, y presentan una aceleración de $9.63 \pm 0.92 \text{ m/s}^2$. Figura presentada en el artículo López-Portela et al. (2018).

las imágenes de los coronógrafos con facilidad. Lo que no es posible realizar para estructuras más grandes, como las CMEs, ya que se componen de diferentes partes, que evolucionan de forma diferente, y por lo tanto no es posible determinar un comportamiento general de toda la estructura utilizando el análisis H-T (Mierla et al., 2008), en la manera en como se aplicó dicho análisis en este trabajo de tesis.

De la figura 4.9 podemos concluir, que incluso si existe una diferencia en la PA de propagación del mismo blob detectado en los coronógrafos (2D), el cálculo de la posición 3D realizado por el análisis H-T, lo que implica el cálculo de la velocidad y de la aceleración 3D; son bien estimadas. Esto significa que el análisis H-T es más sensible con el dato de la distancia proyectada (2D) que con el dato del parámetro PA, medido en cada imagen de los coronógrafos.

4.1.6. Resultados del estudio cinemático y de la evolución morfológica de los blobs

Hemos utilizado la técnica de reconstrucción 3D conocida como análisis H-T, desarrollada por Mierla et al. (2008) para estudiar las imágenes de los grupos de los coronógrafos de SECCHI y de LASCO en los años 2007 y 2008.

Con el fin de apreciar el comportamiento del perfil cinemático y de la evolución del tamaño radial de los blobs, dividimos nuestros resultados en tres conjuntos. El primero es el grupo "a" y corresponde a la combinación de los datos de COR2-A con LASCO (C2 y C3), en donde se observaron los blobs en un rango de 3.42 a 14.80 R_{\odot} y se encontró que los eventos se expanden de 0.57 a 1.69 R_{\odot} a lo largo de la dirección radial. Los eventos reportan un tamaño radial promedio de 0.94 R_{\odot} y una aceleración promedio de 5.21 m/s^2 .

El segundo es el grupo "b", que corresponde al conjunto de blobs analizados con la combinación de datos de COR2-B con LASCO. En este caso los blobs fueron detectados en el mismo rango de observación que el grupo "a". En el grupo "b" los blobs se expanden radialmente desde 0.68 a 1.46 R_{\odot} , tienen un tamaño radial promedio de 1.01 R_{\odot} , y tienen una aceleración promedio de 8.25 m/s^2 .

El tercer conjunto de blobs está representado por el grupo "c" y corresponde a la combinación de los datos de COR2-A con COR2-B. En este grupo, se observaron blobs en un rango de 4.60 a 14.80 R_{\odot} , y se expandieron radialmente desde un tamaño de 0.67 a 1.03 R_{\odot} , exhibiendo un tamaño radial promedio de 0.84 R_{\odot} , y evolucionando con una aceleración promedio de 6.96 m/s^2 .

Los resultados muestran que los blobs tienen una velocidad promedio a una distancia de $\sim 5 R_{\odot}$ de 200.66 km/s y de 277.19 km/s a $\sim 9 R_{\odot}$, lo que indica que los blobs aumentan su velocidad a medida que se alejan de la superficie del Sol. Sin embargo, el comportamiento de la aceleración muestra que los blobs tienen mayor aceleración cuando se detectan en el FOV de la combinación de los coronógrafos de COR2 (A y B) con C2 (FOV ~ 3.4 a $7.0 R_{\odot}$), que cuando se están propagando en el FOV de la combinación de los coronógrafos COR2 (A y B) con C3 (FOV ~ 5.0 a $15.0 R_{\odot}$), *i.e.*, tienen aceleraciones promedio de 8.15 y 5.93 m/s^2 , respectivamente. En otras palabras, estos resultados sugieren que los blobs tienen aceleraciones mayores cuando están más cerca de la superficie del Sol y alargan su tamaño en la dirección radial, a medida que se alejan de la superficie del Sol.

5 Lugar de origen del viento solar lento

Con los datos observacionales de los mapas sinópticos del campo magnético de la fotosfera solar, que se obtienen desde Tierra o desde el espacio, es posible analizar la configuración del campo magnético sobre la superficie solar, a través del modelo de campo potencial, conocido como *PFSS*. Con este modelo se indagó en este trabajo de tesis, sobre los lugares de origen de los blobs (y entonces del viento solar lento) de la reconstrucción 3D del análisis H-T, lo que permitió conocer más sobre la configuración magnética del campo en la superficie solar descrito por el modelo de *PFSS*.

5.1. Lugar de origen de los blobs y el modelo de campo potencial (PFSS)

El campo magnético global de la corona se puede reconstruir con el modelo de campo potencial conocido como *PFSS* (*Potential Field Source Surface*), desarrollado originalmente por Altschuler y Newkirk (1969). Schatten and Wilcox (1969) aproximaron la conexión entre el campo magnético en la superficie y el campo magnético en la heliósfera con el modelo llamado *source-surface* (superficie fuente), en donde el campo potencial se considera radial a partir de cierta distancia del centro del Sol (R_{ss}). En general, el objetivo de los modelos PFSS es resolver la configuración del campo magnético que se encuentra en la región entre la superficie solar y la superficie fuente (generalmente colocada en $R_{ss} = 2.5R_{\odot}$), en donde a partir de esta distancia el campo magnético se supone radial; lo que implica que la componente de la latitud y de la longitud de la hoja de corriente heliósferica (HCH), es la misma en la superficie fuente y a distancias más allá de $2.5 R_{\odot}$.

En este trabajo de tesis se utilizó el modelo de PFSS (Schatten and Wilcox, 1969) desarrollado en un paquete por DeRosa M. L. (<http://www.lmsal.com/derosa/pfsspack/>), con el cual se puede visualizar la morfología del campo magnético en la superficie solar. Éste es un *software* escrito en el lenguaje IDL y está disponible en *SolarSoft*¹. En el modelo en el software de DeRosa, compensa de manera parcial los tiempos para la construcción del campo magnético, ya que que los magnetogramas de los mapas sinópticos tradicionales usan datos que se extienden a una Rotación Carrington (RC) completa hacia atrás en el tiempo, mientras que en el software de DeRosa, el campo magnético evoluciona en el tiempo de la fecha que se le indica, recolectando los datos del magnetograma de dicha fecha y extendiéndose hacia atrás en todo el mapa sinóptico (1 RC). Ésto es posible porque el modelo de Schatten and Wilcox (1969), y tiempo después el modelo de Schrijver and De Rosa (2003), utilizan a su vez un modelo de transporte de flujo que incluye la rotación diferencial y la difusión.

En la práctica, el software de DeRosa, considera el modelo descrito en Schrijver y De Rosa (2003), y hace uso de los datos de los magnetogramas MDI (*Michelson Doppler Imager*) a bordo de SOHO, como los datos de entrada al modelo del transporte de flujo, que es capaz de aproximar la evolución del campo magnético fotosférico en el hemisferio no observable del Sol, obteniendo así un modelo de evolución continua de la morfología del campo magnético sobre toda la superficie solar (3D).

Los autores Schrijver y De Rosa (2003) en el paquete, eligieron una resolución temporal de seis horas, en lugar de la resolución a menudo empleada en este tipo de modelos de aproximadamente un mes. Adicionalmente, la resolución de seis horas puede combinarse con las actualizaciones diarias del campo en el limbo visible de la

¹<https://www.lmsal.com/solarsoft/>

esfera solar, lo que permite tener una reconstrucción más precisa del campo magnético a gran escala (global). El modelo de Schrijver y De Rosa (2003), usa entonces el campo magnético derivado de un modelo de transporte de superficie de flujo en evolución, como condición de frontera inicial, lo que es una extensión del modelo tradicional de la superficie de difusión estudiada por DeVore et al. (1985); Wang y Sheeley (1991); Wang et al. (2000); e incorpora todos los ingredientes que han demostrado desempeñar un papel primordial para definir la estructura del campo magnético coronal calculado por los modelos PFSS.

Para evitar cualquier aplicación imprecisa del software de PFSS de DeRosa (o modelo PFSS de aquí en adelante), a los eventos de los blobs, probamos el modelo por periodos de dos a cinco días, en los que no hubo presencia de CMEs cerca de las latitudes ecuatoriales del disco solar. El objetivo de esta sección es localizar la región fuente de dónde se liberaron los blobs, haciendo uso de la morfología del campo magnético reconstruida por el modelo PFSS de Schrijver y De Rosa (2003).

La figura 5.1 muestra la ubicación de los eventos de blobs que ocurrieron a lo largo de dos días de observación, del 8 al 9 de Septiembre de 2007, en el lado Este del disco solar. La figura 5.1a y la figura 5.1c, muestran las imágenes en luz visible del 8 de Septiembre de 2007 a las 16 : 54 : 06 UT detectado por C2 y a las 17 : 07 : 30 UT detectado por COR2-A. La imagen de la morfología del campo magnético calculado por el modelo PFSS, está superpuesta en el centro del disco solar, la PA a lo largo de la cual se propagaron los blobs está indicada por las líneas amarillas discontinuas, que tiene una forma recta por encima de $\sim 2 R_{\odot}$, es decir, desde la altura mínima tanto del FOV de C2 como de COR2-A, lo que indica el camino radial característico de la propagación de los blobs a distancias más grandes (Sheeley et al., 1997). A distancias más cortas, representamos las líneas amarillas de trazado como curvas que siguen la forma de la morfología del campo magnético calculada por el modelo PFSS. El posible sitio en la morfología del campo magnético del origen de los blobs en este evento, está indicado por las líneas de seguimiento por debajo de los $2 R_{\odot}$, en donde el sitio de origen está más cerca del hoyo coronal 1 (CH1, por sus siglas en inglés *Coronal Hole*) que del hoyo coronal 2 (CH2). Los CH fueron observados en los datos de EIT (*Extreme Ultraviolet Imaging Telescope*) a 195 \AA , a bordo de la misión SOHO, y se indican con las flechas blancas en la figura 5.1b.

La imagen del modelo PFSS en la figura 5.1b, está rotada ligeramente hacia el limbo Oeste del disco solar, para localizar mejor la región de origen del blob en la imagen de EIT. De esta imagen, es posible observar que CH1 y CH2 coinciden con la polaridad positiva (en verde) del campo magnético abierto, reconstruido por el modelo PFSS. La figura 5.1d, muestra, de izquierda a derecha, los datos a 171 \AA del telescopio EUVI a bordo de STEREO-B, los datos a 195 \AA del telescopio EIT a bordo de SOHO, y los datos a 195 \AA de EUVI a bordo de STEREO-A. La secuencia de los datos del extremo ultravioleta muestran dos hoyos coronales débiles, CH1 y CH2, que están localizados

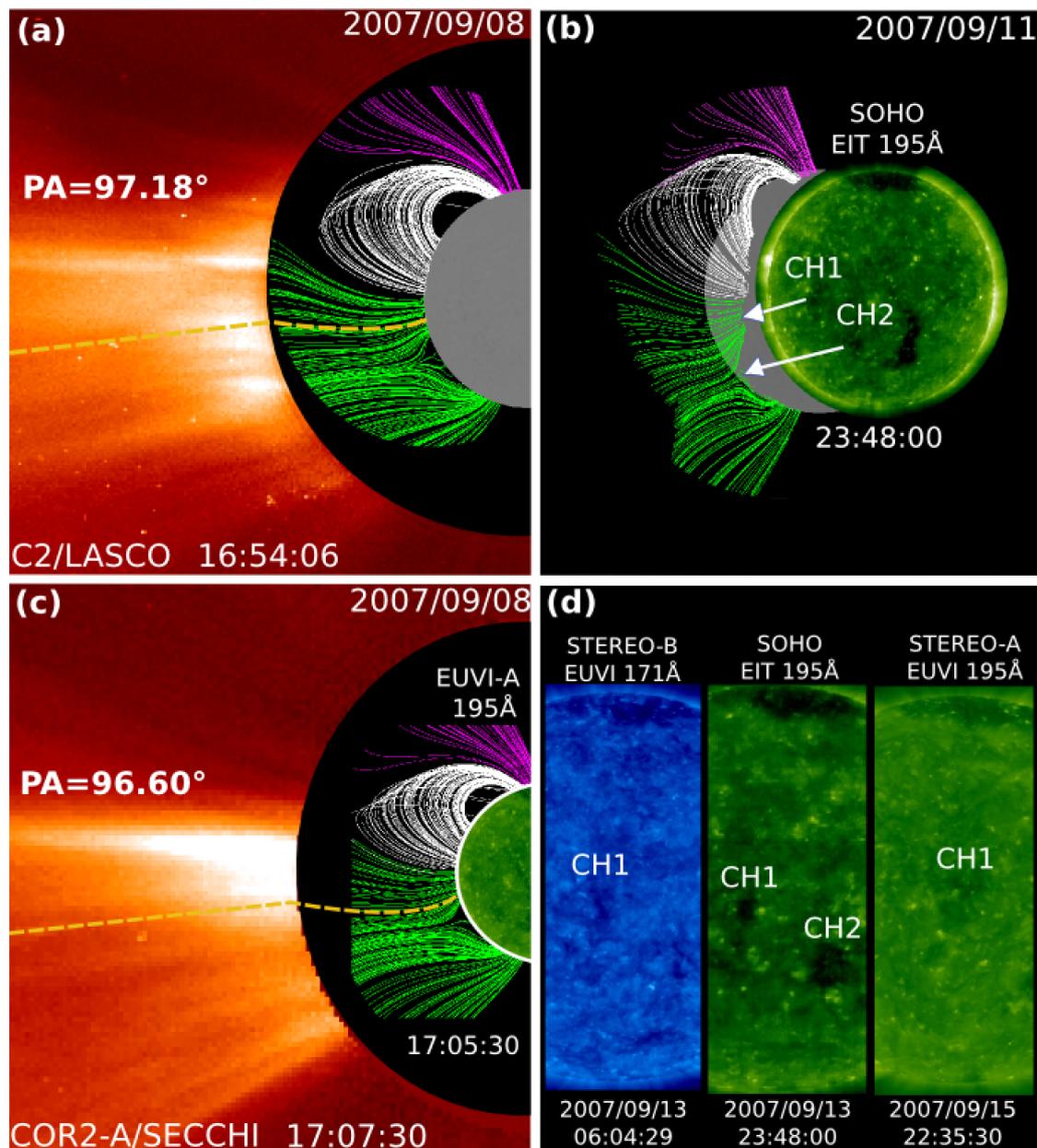


Figura 5.1: (a) Datos de C2/LASCO y la imagen del modelo PFSS. (b) La imagen del modelo PFSS y los datos de EIT 195 Å. (c) Datos de COR2-A, la imagen del modelo PFSS y los datos de EUVI-A a 195 Å. (d) Las imágenes del extremo ultravioleta del día 13 de Septiembre de 2007 a las 06 : 04 : 29 UT (STEREO-B), del día 13 de Septiembre de 2007 a las 23 : 48 : 00 UT (SOHO), y del día 15 de Septiembre de 2007 a las 22 : 35 : 30 UT (STEREO-A). Las líneas amarillas discontinuas en las imágenes (a) y (c), indican la PA de propagación del blob. La morfología del campo magnético de la ubicación del desprendimiento de los blobs, se estima mediante el software PFSS desarrollado por DeRosa (Schrijver y De Rosa., 2003), y su origen de ubicación en el disco solar están indicados en las imágenes del extremo ultravioleta (<http://stereo-ssc.nascom.nasa.gov/browse/>), en donde están localizados los hoyos coronales CH1 y CH2 en las imágenes (b) y (d). Figura presentada en el artículo López-Portela et al. (2018).

aproximadamente en el centro del disco solar, es decir, a latitudes bajas. Los datos de las imágenes en el extremo ultravioleta del día 13 de Septiembre de 2007, se muestran de izquierda a derecha en la figura 5.1d: a las 06 : 04 : 29 UT (EUVI/STEREO-B), 13 de Septiembre de 2007 a las 23 : 48 : 00 UT (EIT/SOHO), y el día 15 de Septiembre de 2007 a las 22 : 35 : 30 UT (EUVI/STEREO-A).

Para el blob reportado en la figura 5.1a y en la figura 5.1b, C2/LASCO detectó la posición del blob a una altura más alejada de la superficie solar, que la posición detectada por COR2-A/SECCHI, lo que sugiere que la propagación de los blobs, en este caso, está más cerca del plano del cielo de C2/LASCO. Este resultado se puede corroborar también al comparar las posiciones bidimensionales con las posición 3D del evento. Ésto es, la posición del blob se detectó a $6.16 R_{\odot}$ en el FOV de C2 y a una posición en el FOV de COR2-A a $6.00 R_{\odot}$. La posición 3D para este evento calculada por el análisis H-T es de $6.29 R_{\odot}$, indicando que el blob se propagó más cerca del plano del cielo del coronógrafo C2/LASCO.

Estudios previos basados en las observaciones de la corona por el telescopio UVC-S/SOHO a lo largo del mínimo solar, indican que los cascos coronales *heliospheric-streamers* (HS) y los *pseudo-streamers* (PS), son ambos fuentes del viento solar lento. En donde la región fuente de la liberación del flujo lento se lleva a cabo en la región formada entre el límite de los *streamers* y los bordes de los hoyos coronales (Antonucci et al., 2005; Susino et al., 2008; Abbo et al., 2010). En el caso de las regiones con una configuración de campo unipolar (PS), estas estructuras separan a hoyos coronales con la misma polaridad, y no están relacionadas con la hoja de corriente heliosférica (HCH).

En el trabajo de Riley y Luhmann (2012) se sugiere que el viento solar lento puede provenir de los PS, lo que está también sustentado por el trabajo de Abbo et al. (2016), en donde se encontró que la salida del viento solar lento proveniente de los PS, están bien predichos por los modelos, en donde el mecanismo físico más favorable para explicar su origen, se debe a la reconexión por intercambio de líneas (ver sección 6.1). En particular, en el trabajo previo de Abbo et al. (2015), mencionan que la combinación de los datos de los telescopios UVCS con la extrapolación del modelo PFSS, dentro del modelo 3D-MHD, indica que la liberación del flujo coronal lento, puede ocurrir en regiones con la misma polaridad de campo magnético.

En este trabajo de tesis, en base a la figura 5.1, se encontró que algunos desprendimientos de los blobs observados en las imágenes en luz blanca, están relacionados con los bordes (o áreas) de los hoyos coronales observados como estructuras débiles en las imágenes del extremo ultravioleta, los cuales tienen campos magnéticos abiertos con la misma polaridad. Esto sugiere que el *streamer* dipolar (HS) no es la única fuente del viento solar lento, y que los PS son una fuente alternativa del origen del viento solar lento (Riley y Luhmann, 2012; Panasenco y Velli, 2013; Owens et al., 2014).

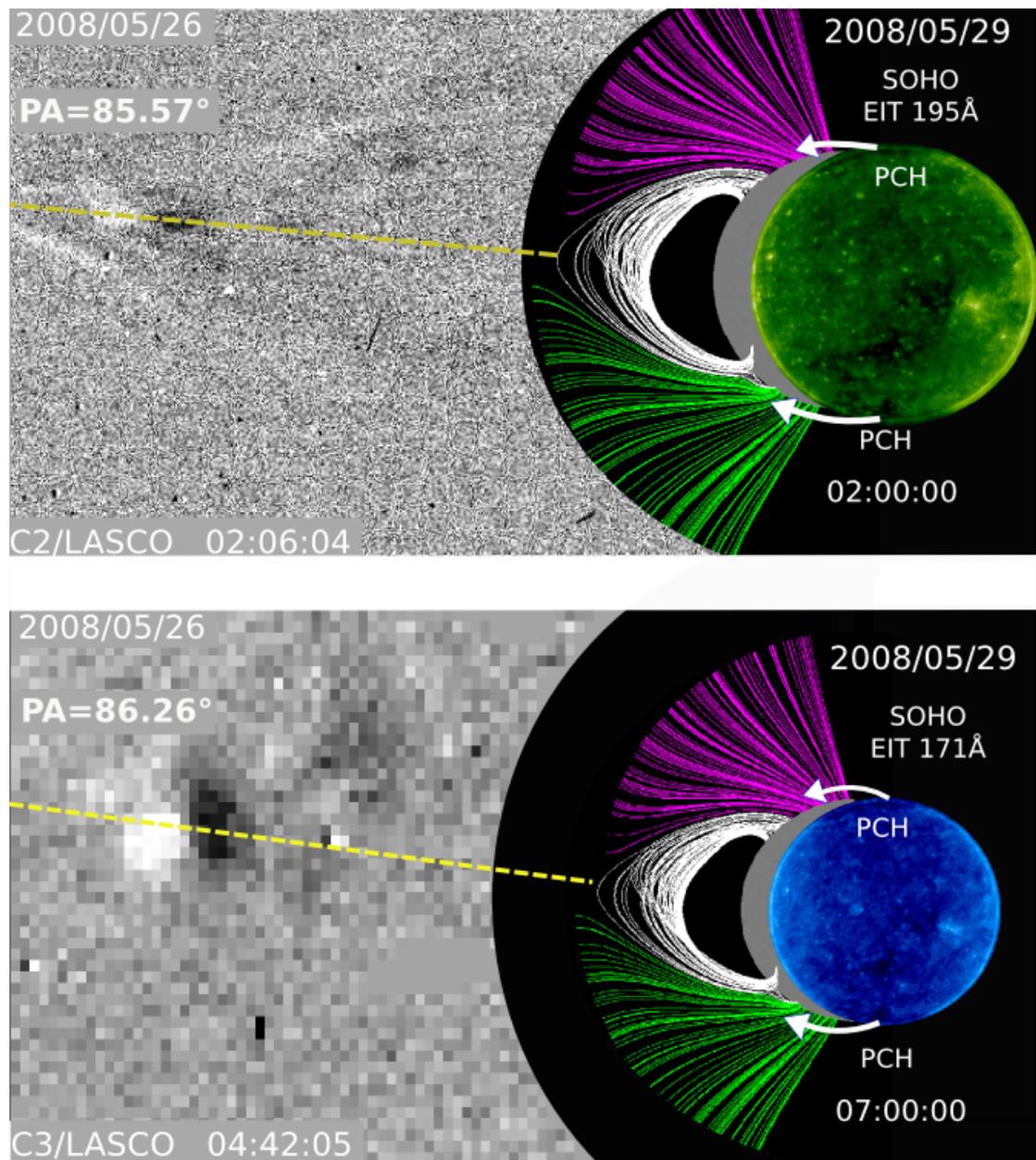


Figura 5.2: El desprendimiento del blob detectado en C2/LASCO a las 02 : 06 : 04 UT (arriba) y en C3/LASCO a las 04 : 42 : 05 UT (abajo), del día 26 de Mayo de 2008; las imágenes están en *running-difference*. Sobrepuesto a las imágenes, se colocaron las imágenes de la morfología del campo magnético calculada por el software PFSS desarrollado por DeRosa (Schrijver y De Rosa., 2003). Las líneas amarillas discontinuas indican la PA de propagación del blob en los coronógrafos y la ubicación de los hoyos coronales en los polos del disco solar (PCH, por sus siglas en inglés *Polar Coronal Holes*), están indicados en las imágenes de EIT/SOHO. Figura presentada en el artículo López-Portela et al. (2018).

La figura 5.2, muestra la ubicación de la liberación de un blob, el día 26 de Mayo de 2008, en el limbo Este del disco solar. La imagen en la parte superior de la figura muestra una imagen de C2/LASCO en *running-difference* a las 02 : 06 : 04 UT, cubriendo un FOV de ~ 2.1 a $6.3 R_{\odot}$. La PA de la propagación del blob en el coronógrafo ocurrió a lo largo de 85.57° . La imagen inferior de la figura 5.2, muestra la imagen en *running-difference* ampliada del coronógrafo C3/LASCO a las 04 : 42 : 05 UT, que cubre un FOV de ~ 4.3 a $10.2 R_{\odot}$, con una PA de propagación situada a 86.26° . La morfología del campo magnético se calculó mediante el modelo PFSS para la longitud y la posición latitudinal de SOHO a las 06 : 04 : 00 UT. Las imágenes de la morfología del campo magnético, está sobrepuesta en el centro del disco solar, en cada una de las imágenes del coronógrafo. La PA de la propagación del blob está indicada en ambas imágenes por la línea discontinua en amarillo, situada en la cima de las estructuras con líneas de campo magnético cerrado (en blanco). En este caso, la morfología del campo magnético muestra que el blob se libera de la cima del casco coronal (HS), como el escenario de configuración sugerida por Wang et al. (1998), y representado en la figura 5.2 por el modelo PFSS, por las líneas cerradas del campo magnético.

En cada imagen generada por el modelo PFSS, se han sobrepuesto los datos de las imágenes del telescopio EIT a 195 \AA para C2/LASCO y a 171 \AA para C3/LASCO. En el caso de la figura 5.2, el disco solar está rotado alrededor de tres días después del evento del blob, del día 26 de Mayo de 2008, para reducir los efectos de proyección en el limbo, y así poder observar las regiones en el disco solar que están relacionadas con la configuración del campo magnético calculada por el modelo PFSS. Las líneas del campo magnético abierto (en verde y en rosa) coinciden con la polaridad de los hoyos coronales ubicados en los polos del disco solar, sur y norte (PCH), respectivamente, y están indicados en la figura 5.2 por las flechas blancas en ambos paneles.

En la configuración clásica del campo magnético coronal en el mínimo de actividad solar, se ha aceptado que la componente del viento solar rápido tiene su origen en los polos (Phillips et al., 1994), es decir, en los hoyos coronales a latitudes polares (PCH), mientras que el viento solar lento tiene su origen en la región fuente de la hoja de corriente heliosférica (HCH). En este caso, el *streamer* del casco coronal (HS) es una estructura dipolar que a distancias mayores se asocia con una HCS, que se forma en la punta del mismo HS, como lo discute por ejemplo, McComas et al. (2008); y el cual se observa como un "tallo" fino brillante en las imágenes de los coronógrafos. Bajo este escenario, los desprendimientos de los blobs son el resultado de la reconexión por intercambio de líneas con diferente polaridad, como lo sugirió Wang y Sheeley (1993), y es el escenario compatible con lo que se muestra en la figura 5.2. La cual indica que la liberación del blob del día 26 de Mayo de 2008, (correspondiente al evento 7a en la Tabla 4.1) se originó en la cima del casco coronal (HS).

En la investigación observacional de este trabajo de tesis, basado en los datos de los coronógrafos y en los datos de imagen del telescopio del extremo ultravioleta, se empleó

una técnica precisa para determinar la ubicación de los sitios de origen de los blobs, basado en el seguimiento de los eventos en la morfología del campo magnético, calculado por el modelo PFSS. Bajo esta técnica de precisión, se encontraron dos regiones de origen para la liberación de los blob. El primero sugiere que el desprendimiento de estos eventos está relacionando con los PS, formados por la interacción entre los bordes de dos hoyos coronales débiles (CH) que tienen la misma polaridad de campo magnético, como lo ilustran las observaciones de la figura 5.1. El segundo sitio de la salida de los blobs, se muestra en la figura 5.2, en donde los blobs se liberan desde la cima del casco coronal (HS), el cual presenta líneas de campo magnético cerradas situadas a latitudes ecuatoriales, lo que confirma la sugerencia de Wang et al. (1998), en donde los blobs se liberan de manera intermitentemente, debido al conocido proceso de reconexión por intercambio de líneas (*interchange reconnection process*) descrito por algunos autores, como en los trabajos de Wang y Sheeley (1993); Viall y Vourlidas (2015), y en donde se realiza la descripción detallada del proceso.

6 Conclusiones

En esta última parte se resumen los resultados y la discusión del trabajo de tesis, así como el trabajo futuro que se plantea realizar para dar seguimiento al estudio sobre el origen del viento solar lento, a través de los eventos transitorios de “pequeña” escala en la corona solar.

6.1. Resultados y discusión

Mediante el uso de la técnica de reconstrucción geométrica 3D (análisis H-T) desarrollada por Mierla et al. (2008), se ha analizado la propagación cinemática 3D de 44 blobs detectados en los coronógrafos de LASCO y de SECCHI, durante los años 2007 y 2008. Se modeló la evolución de los blobs en el espacio 3D asumiendo un modelo balístico, con una función polinómica de segundo orden, del tipo, $h(t) = h_0 + v_0t + 0.5at^2$.

Estos “pequeños” eventos transitorios se detectaron a partir de ~ 3.42 a $14.80 R_{\odot}$, con la combinación de las observaciones de los coronógrafos COR2-A, COR2-B, C2, y C3. Los blobs exhibieron una velocidad promedio de 200.45 km/s a una distancia fija de la superficie del Sol de $5 R_{\odot}$ y de 275.77 km/s a la distancia fija de $9 R_{\odot}$, lo que indica que los blobs aumentan su velocidad a medida que se propagan hacia afuera de la superficie del Sol. Teniendo en cuenta su trayectoria inicial 3D en el FOV de la combinación de los coronógrafos de COR2 con C2, los blobs se propagan con una aceleración promedio de 8.15 m/s^2 y continúan su tránsito a través del FOV de la combinación de los coronógrafos de COR2 con C3, con una aceleración promedio de 5.93 m/s^2 . Este resultado sugiere que la velocidad de los blobs cambia más rápido a distancias más cercanas al Sol y disminuye a distancias mayores. El promedio de la aceleración 3D de los blobs, a lo largo del FOV de 2.5 a $15.0 R_{\odot}$, varía de 1.4 a 15.34 m/s^2 .

El tamaño promedio radial inicial de los blobs detectados de 3.42 a $6.94 R_{\odot}$ es $\langle d \rangle = 0.76 R_{\odot}$ y se expanden a $\langle d \rangle = 1.01 R_{\odot}$ cuando son detectados en el FOV de 4.63 a $14.80 R_{\odot}$. En el trabajo se reportaron las expansiones del tamaño radial de los blobs, y no del *aspect ratio*, definido como la razón entre la expansión en la dirección radial (d) y la expansión transversal (h), porque hemos observado que en el análisis 2D (trabajo en desarrollo con el Dr. Alejandro Lara Sánchez del Departamento de Ciencias Espaciales de la UNAM), los blobs tienen cambios significativos en el *aspect ratio*, debido a la alta fluctuación del viento solar lento, y como el tamaño más significativo de variación se da a lo largo de la dirección radial (Sheeley et al., 1997; Wang et al., 1998; Song et al., 2009), hemos analizado la evolución del tamaño radial de los blobs a lo largo de su trayectoria 3D. Así, en el análisis cinemático de propagación de los blobs, se concluye que la aceleración de los eventos transitorios y su tamaño radial, calculados por el análisis H-T, es comparable con los resultados reportados por otros autores (Sheeley et al., 1997; Wang et al., 1998; Song et al., 2009), en donde los datos analizados por dichos autores son los proyectados sobre el plano del cielo.

Un parámetro importante en el análisis H-T, es el ángulo de separación espacial entre las naves (γ). Para mostrar el efecto de γ en el análisis H-T, se han estudiado tres eventos de blobs para diferentes valores de este parámetro. En Septiembre de 2007 y en Junio de 2008, γ duplicó su valor entre las naves STEREO-A y STEREO-B de aproxi-

madamente 30° a 60° . Estos casos ejemplifican el hecho de que el análisis H–T, es más sensible para el dato de la distancia proyectada, que para los valores de PA proyectados, medidos en cada uno de los coronógrafos involucrados en la reconstrucción 3D del análisis H–T. La aceleración calculada por el análisis H–T con la combinación de los datos de COR2-A y COR2-B del primer blob de la Tabla 4.1, observado en 2007, es de $9.82 \pm 1.76 \text{ m/s}^2$, y de $9.63 \pm 0.93 \text{ m/s}^2$ para el blob observado en 2008, correspondientes al evento 130 de la Tabla 4.1. Esto muestra que los parámetros cinemáticos 3D calculados por el análisis H–T, son más precisos cuando γ aumenta su valor ($<180^\circ$), en donde los valores de precisión son los calculados por el modelo de ajuste que se utilizó.

Combinando la morfología global del campo magnético en la superficie del Sol, calculada por el *software* PFSS desarrollado por DeRosa (Schrijver y De Rosa, 2003), en conjunto con los datos de los coronógrafos y con los datos de imagen de los telescopios en el extremo ultravioleta; en intervalos temporales cuando se produjeron las liberaciones de los blobs (en periodos de dos a cinco días de observación sin CMEs localizadas a latitudes ecuatoriales), se encontró que las salidas de los blobs se pueden originar en dos regiones. Una de estas regiones “fuente”, se ilustra con las observaciones de la figura 5.1, en donde los desprendimientos de los blobs se localizan entre dos hoyos coronales débiles (CH, por sus siglas en inglés *coronal holes*) con la misma polaridad de campo magnético, formando una estructura conocida como *pseudo-streamers* (PS). La idea de que material coronal provenga de regiones de los PS, con velocidades similares a la del viento solar lento que proviene de regiones de los cascos coronales *helmet-streamers* (HS), ha sido sugerido previamente por Riley y Luhmann (2012). Este escenario asume que la salida de los blobs ocurren en sitios en donde un PS está cerca de un CH, y su mecanismo físico es descrito favorablemente, por la reconexión entre las líneas de campo magnético cerradas del PS y las líneas abiertas del campo magnético de los CH (Wang et al., 2010). Bajo este escenario las reconexiones de intercambio continuo entre las líneas de campo magnético (Edmondson et al., 2009; Wang et al., 2012; Rappazzo et al., 2012; Lynch y Edmondson, 2013; Abbo et al., 2016; Wang, 2017), permite que el viento solar lento se origine en cualquier sitio en donde esté presente originalmente una estructura con un campo magnético cerrado.

Durante el máximo y la fase ascendente del ciclo solar, la línea neutra fotosférica (flujo no axisimétrico), se encuentra ubicada a latitudes altas, y los CH que se encuentran a esas latitudes interactúan con dicha línea, provocando la eventual desaparición de los CH. Sin embargo, cuando el flujo no axisimétrico está ubicado a latitudes más bajas, provoca que los CH que están ubicados a esas latitudes, roten de manera más rígida que la fotosfera; lo que corresponde al principio de flujo de corriente libre en la corona (Nash et al., 1988). En el escenario de la figura 5.1, los blobs se liberan del límite entre la zona sur del CH₁ y la zona norte del CH₂. El hoyo coronal CH₁ se puede apreciar en los mapas del modelo PFSS como una extensión del hoyo coronal polar sur (PCH),

que estaba rotando más rígidamente (de manera cualitativa), en comparación con la tasa de rotación diferencial del Sol en esa región, en ese momento. Esta tendencia va de acuerdo con el modelo de campo potencial de Wang y Sheeley (1993), en donde la línea neutra está ubicada a latitudes ecuatoriales, y causa que el hoyo coronal rote de forma más rígida que la fotosfera. Ésto nos lleva a concluir que el campo magnético de la figura 5.1, se abría constantemente en el límite Este y se cerraba en el límite Oeste, debido a la reconexión por intercambio de líneas, dando lugar a la liberación del plasma (Wang et al., 1998; Wang y Sheeley, 2004; Madjarska et al., 2004; Rappazzo et al., 2012; Crooker y Owens, 2012; Wang, 2017).

La segunda región “fuente” de la liberaciones de los blobs, se muestra en la figura 5.2, en donde la liberación del material ocurre en la cima de los cascos coronales (HS) situados a latitudes ecuatoriales. Este escenario va de acuerdo con lo propuesto por Wang et al. (1998). En donde se describe que el mecanismo físico que da lugar a la liberación de los blobs, es la reconexión magnética entre las líneas del campo magnético cerrado, que interactúa con las líneas del campo magnético más débil presente en la cima de los HS, permitiendo así que el material coronal sea liberado a lo largo de los “tallos” que se extienden por encima de los HS.

A lo largo del último mínimo solar extendido estuvieron presentes a latitudes ecuatoriales, CH pequeños y débiles (Riley y Luhmann, 2012), lo que sugiere que estas estructuras pueden producir un viento solar con velocidades más bajas en comparación con las velocidades del viento proveniente de hoyos coronales ubicados a latitudes polares. Esta sugerencia está sustentada por trabajos anteriores (Miralles et al., 2001, 2004; Neugebauer et al., 2002). Como resultado de este hecho, trabajos más reciente, han publicado que los PS son estructuras que han atraído la atención de la comunidad, ya que son estructuras que potencialmente pueden ser regiones “fuente” del viento solar lento (Riley y Luhmann, 2012; Owens et al., 2014; Panasenco y Velli, 2016; Sanchez-Diaz et al., 2016).

Con base en los resultados presentados en este trabajo y en los hallazgos previos, la próxima etapa de este estudio será explorar con más detalle la morfología del campo magnético de las dos posibles regiones de origen de los blobs (HS y PS), para los eventos reportados en la Tabla 4.1. Esta exploración detallada, se puede hacer considerando las predicciones de la configuración magnética realizada por modelos estándar, como lo es el modelo PFSS, o por los modelos MHD, basados en el límite fotosférico. Estos modelos dan información sobre la morfología del campo magnético de los HS y de los PS, a través de las líneas de inversión, de los lóbulos principales y de los sub-lóbulos magnéticos, así como de los puntos nulos del campo magnético. La relación entre estos modelos de predicción y las observaciones de la corona, puede ser examinada usando el paquete FORWARD del software desarrollado por Gibson et al. (2016). Este tipo de estudio sería facilitado por las observaciones de polarización lineal de la luz del telescopio CoMP, que posee un diagnóstico independiente de la morfología de los PS y de

los puntos nulos del campo magnético en la corona (Rachmeler et al., 2014; Gibson et al., 2017); que requieren una detección precisa de los blobs por observaciones de coronógrafos a distancias menores a $2 R_{\odot}$ (Jones y Davila, 2009) e incluso distancias menores de $1.5 R_{\odot}$, en donde se ubican las cimas de los PS (Wang, 2015).

Respecto a las características morfológicas de los blobs en 3D, es importante realizar el estudio sobre el tamaño transversal de estos eventos transitorios. El hacer dicho estudio sobre la forma física completa de los blobs nos da más información, por ejemplo, de las fuerzas de arrastre que existen en el viento solar. En particular, la sección transversal de los blobs es un dato principal para conocer la fuerza de arrastre que ejerce el viento solar sobre los eventos transitorios a nivel coronal (trabajo en desarrollo con el Dr. Alejandro Lara Sánchez del Instituto de Geofísica de la UNAM).

Adicionalmente, las observaciones en luz blanca también se pueden asociar con los datos del extremo ultravioleta, que detectan erupciones de filamentos y de regiones activas (RA), que al estar también vinculadas con las imágenes H- α (para las observaciones de los canales de los filamentos), esto haría posible resolver entonces los escenarios de los desprendimientos de los blobs, y por lo tanto sería viable probar diferentes modelos que describan el mecanismo físico responsable para el origen del viento solar lento.

Las próximas misiones *Parker Solar Probe* y *Solar Orbiter*, darán una oportunidad única para estudiar a las estructuras y a la dinámica, que tienen lugar en regiones de la heliósfera interna, aún inexploradas, mediante el acceso de mediciones *in situ* como de datos de imagen; en sus vuelos que ocurrirán dentro de una distancia desde la superficie solar de $\sim 9 R_{\odot}$. Esta información será crucial para mejorar nuestra comprensión sobre el origen y el calentamiento del viento solar, así como dar más información sobre las características de los blobs, por ejemplo, la información que se obtenga sobre la forma de estos eventos, podrá ser complementada con los datos *in situ*. Lo que nos llevará a conocer más sobre el tipo de fuerzas que dominan la dinámica de la corona solar a esas distancias.

Parte I
Apéndices

A Parámetros solares

-Masa del Sol

La tercera ley de Kepler nos indica:

$$T^2 = \frac{4\pi^2}{GM_{\odot}} a^3, \quad (\text{A.1})$$

en donde T es el periodo de traslación de la Tierra que es 1 año sideral (365.256363004 días¹), G es la constante de la gravitación universal², M_{\odot} la masa del Sol, y a es la distancia entre el Sol-Tierra (1 AU). Resolviendo para la masa obtenemos,

$$M_{\odot} = \frac{4\pi^2 \times (1\text{AU})^3}{G \times (1\text{año})^2}, \quad (\text{A.2})$$

Tomando en cuenta el parámetro gravitacional del Sol (μ_{\odot}^3), que tiene un valor de $1.32712440018 \times 10^{20} \pm 9\text{m}^3\text{s}^{-2}$ para el caso del Sol, con lo que se obtiene,

$$M_{\odot} = 1.98855 \pm 0.00024 \times 10^{30}\text{kg}, \quad (\text{A.3})$$

-Luminosidad del Sol

Para conocer la luminosidad del Sol, se resuelve la ecuación de Stefan-Boltzmann considerando una temperatura efectiva de $T_{\text{eff}} = 5772.0 \pm 0.8\text{K}$ (Prša et al., 2016),

$$L_{\odot} = 4\pi R_{\odot}^2 \sigma T_{\text{eff}}^4 \quad (\text{A.4})$$

¹<http://hpiers.obspm.fr/eop-pc/models/constants.html>

²<https://ssd.jpl.nasa.gov/?constants>

³Esta constante es la masa del objeto multiplicado por la constante de la gravitación universal G .

B Velocidad observada de una burbuja en expansión

Se considera la expansión de una CME la cual tiene un movimiento con aceleración gradual, observada sobre el plano del cielo, es decir, de manera lateral. En el artículo Sheeley et al. (1999) hacen referencia a la figura 3a de la misma publicación, en donde se observa una CME lateral.

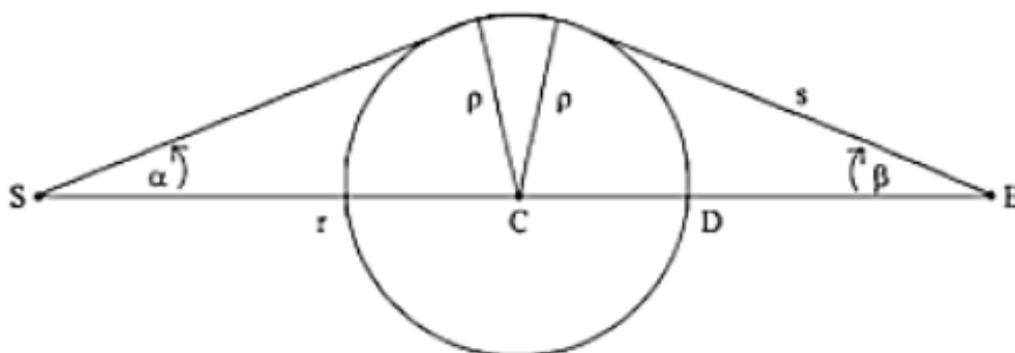


Figura B.1: Problema geométrico de proyección para las CMEs aceleradas.

La geometría del problema se muestra en la figura B.1, en donde de esta figura podemos escribir,

$$\text{sen}(\beta) = \frac{\rho}{D}, \quad (\text{B.1})$$

β = PA (posición angular)

D = distancia del centro de la CME a la Tierra

ρ = radio de la CME

entonces,

$$\frac{d\beta}{dt} = \frac{1}{D} \left(\frac{d\rho}{dt} + \frac{\rho}{D} \frac{dr}{dt} \right), \quad (\text{B.2})$$

Considerando que la CME se encuentra muy cerca del Sol ($\rho \ll D$), nos da que D es aproximadamente s ,

$$\frac{d\beta}{dt} = \frac{1}{s} \left(\frac{d\rho}{dt} + \frac{\rho}{D} \frac{dr}{dt} \right), \quad (\text{B.3})$$

Identificando ahora los términos:

$$v_m = D \frac{d\beta}{dt}, \text{ la velocidad medida}$$

$$v_{ex} = \frac{d\rho}{dt}, \text{ la velocidad de expansión de la CME}$$

$$v_r = \frac{dr}{dt}, \text{ la velocidad radial}$$

La ecuación B.3 se convierte en,

$$v_m = v_{ex} + \frac{\rho}{D} v_r, \quad (\text{B.4})$$

Y visto que $D \gg \rho$ tenemos que v_m es aproximadamente v_{ex} , y considerando también que la CME mueve con un ángulo constante, de la ecuación B.4 tenemos,

$$v_{ex} = v_r \text{sen}\alpha, \quad (\text{B.5})$$

En donde α es la mitad del ángulo constante, y si estamos cercanos a la superficie del Sol (válido para el FOV de C3), tenemos $v_m \sim v_{ex}$ y entonces,

$$v_r = \frac{v_m}{\text{sen}\alpha}, \quad (\text{B.6})$$

Considerando que α tiene un valor típico de 20° , la relación B.6 nos indica que si se calculara, en particular, una velocidad de $v_m = 200$ km/s, ésta correspondería a una velocidad radial de $v_r = 600$ km/s. Con esto se concluye que la velocidad radial es ~ 3 mayor que la velocidad de expansión de la CME, que se mueve sobre el plano del cielo, como consecuencia del efecto de proyección que entra en juego y esquematizado en la figura B.1. Esta geometría fue estudiada por Sheeley et al. (1999) para el caso de CMEs con aceleraciones graduales, para la parte frontal con velocidades de entre 400 km/s y 600 km/s, y para el centro de la CME con velocidades en el rango de 300 a 400 km/s. Por este motivo no se afirma el comportamiento aquí descrito para CMEs con velocidades mayores a las reportadas por Sheeley et al. (1999), dado que en ese caso implicaría una desaceleración, no considerada en el efecto de proyección de la figura B.1.

C Aceleración/desaceleración aparente debida a la geometría

Si un proyectil es disparado fuera del plano del cielo en dirección hacia el observador, en este caso para el observador la única cantidad que cambia es la posición angular respecto al tiempo. La geometría de este problema se ilustra en la figura C.1, en donde S denota la fuente del evento (por ejemplo, una CME o un blob), C es su posición a un cierto tiempo y E es la posición de observador.



Figura C.1: Geometría de un proyectil lanzado en dirección hacia el observador.

Asumiendo que l es la distancia entre la fuente y el observador, de la figura C.1 tenemos la siguiente relación,

$$r = l \left(\frac{\text{sen}\beta}{\text{sen}(\alpha + \beta)} \right), \quad (\text{C.1})$$

La variación de la posición angular del proyectil observado desde E en el tiempo es por consiguiente dado por,

$$\frac{d\beta}{dt} = \frac{dr}{dt} \text{sen}^2(\alpha + \beta) \text{sen}\alpha, \quad (\text{C.2})$$

haciendo las identificaciones la velocidad en el plano del cielo es v_S y la velocidad radial del proyectil es v_r ,

$v_S = l \frac{d\beta}{dt}$ y $v_r = l \frac{dr}{dt}$, la ecuación C.2 será,

$$v_S = v_r \frac{\text{sen}^2(\alpha + \beta)}{\text{sen}(\alpha)}, \quad (\text{C.3})$$

Al derivar esta cantidad respecto al tiempo, nos dará una relación entre la aceleración del proyectil, su velocidad y los ángulos respecto a los cuales el proyectil es lanzado desde la fuente y cómo es observado por el observador.

$$a_S = \left[\frac{\text{sen}^2(\alpha + \beta)}{\text{sen}(\alpha)} \right] \left[a_r + \frac{v_r^2}{l} \frac{\text{sen}^2(\alpha + \beta)}{\text{sen}(\alpha)} \right], \quad (\text{C.4})$$

Cuando $\beta \ll \alpha$, como es el caso del coronógrafo C₃/LASCO el cual cubre un ángulo máximo de 8°, las ecuaciones C.2 y C.3 se reducen a,

$$r_S = r \text{sen}\alpha, \quad (\text{C.5})$$

$$v_S = v_r \text{sen}\alpha, \quad (\text{C.6})$$

Mientras la aceleración está dada por,

$$a_s = a_r \operatorname{sen} \alpha + v_r^2 \operatorname{sen} 2\alpha, \quad (\text{C.7})$$

Las ecuaciones C.5 y C.6 indican que para distancias angulares pequeñas del Sol, r_s y v_s son la distancia y la velocidad radial proyectadas sobre el plano del cielo. Mientras que la ecuación C.7 indica que la aceleración medida sobre el plano del cielo, a_s , contiene un término extra, proporcional a $\operatorname{sen} 2\alpha$, y que depende de la velocidad radial del proyectil y del ángulo respecto al cual fue expulsado del Sol. Esto significa que un proyectil moviéndose a una velocidad constante, aparentará ser un objeto que se acelera cuando éste se propaga en dirección hacia el observador.

D Flujos observados por los HI de las naves A y B de la misión STEREO

Este apéndice tiene la finalidad de ilustrar cómo son las trayectorias de los eventos transitorios cuando son detectados en los mapas de elongación, mencionado en la sección (3.1.2), y su dependencia de la posición geométrica de las naves. En este ejemplo, los flujos detectados por los HI a bordo de STEREO-A se observan como trayectorias convergentes, mientras que la nave B observa los mismos eventos pero con trayectorias divergentes, como se muestra en la figura D.1 y en la figura D.2, respectivamente. En la figura D.1 y en la figura D.2, los eventos que se analizaron fueron dos regiones de interacción corrotantes (CIRs) a lo largo de un periodo de 15 días (del 8 al 23 de Septiembre de 2007) para las cámaras de imágenes heliosféricas HI1 y HI2 de ambas naves de STEREO.

El ángulo de elongación es simplemente el ángulo formado entre la línea Sol-Tierra y la línea que conecta a la nave con la estructura en observación, como pueden ser las CMEs, blobs u otras estructuras. En la figura D.3 se puede encontrar esquematizada la geometría de la posición del Sol, de la nave y de la estructura en observación.

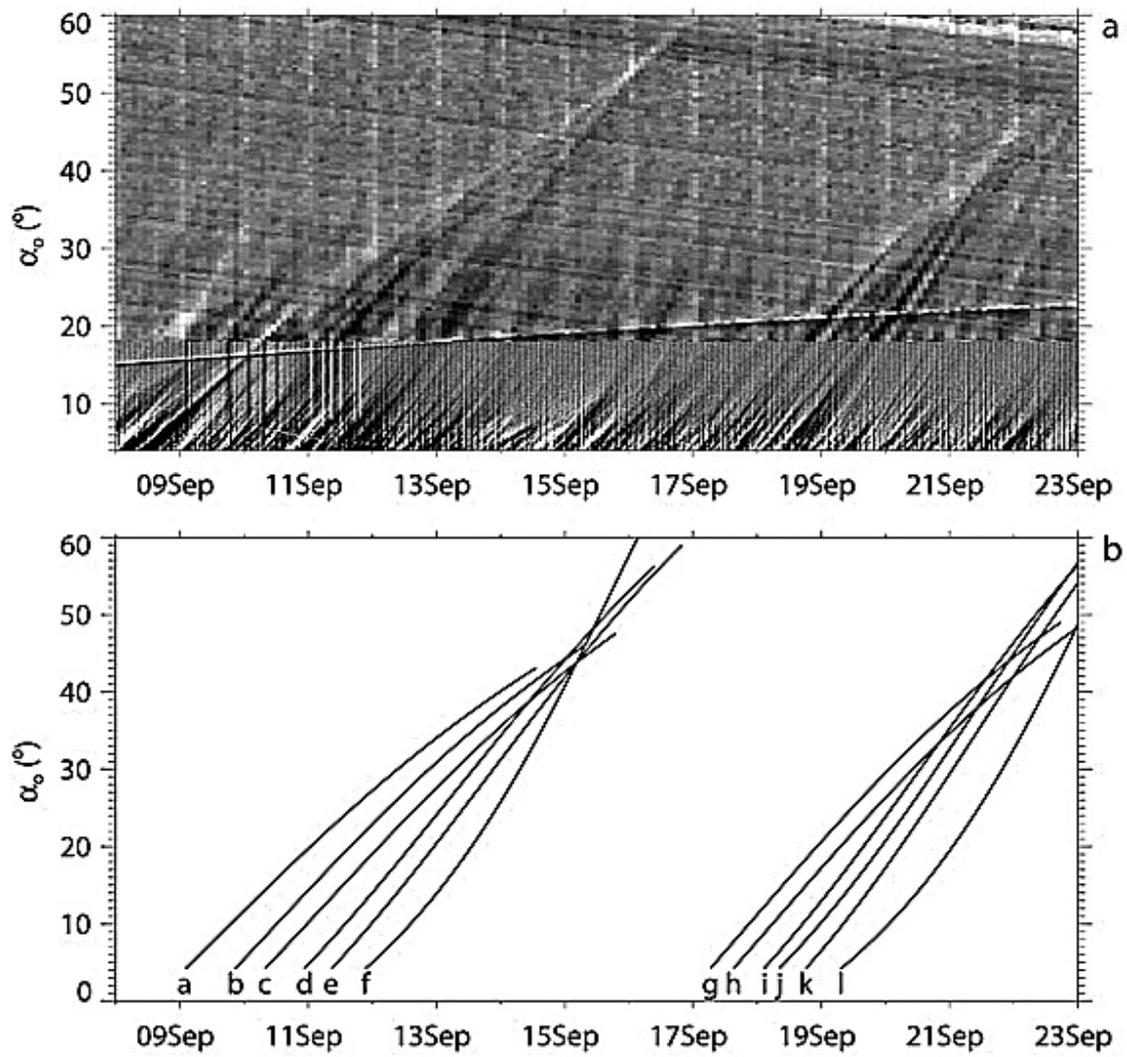


Figura D.1: Las figura superior a, es el mapa de elongación–tiempo para HI1 y HI2, correspondiente a los datos de STEREO-A. La figura inferior b, muestra las curvas ajustadas a las trayectorias de las 2 CIRs, en donde la nave A observa que las trayectorias convergen. Imágenes publicadas en el artículo de Rouillard et al. (2010a).

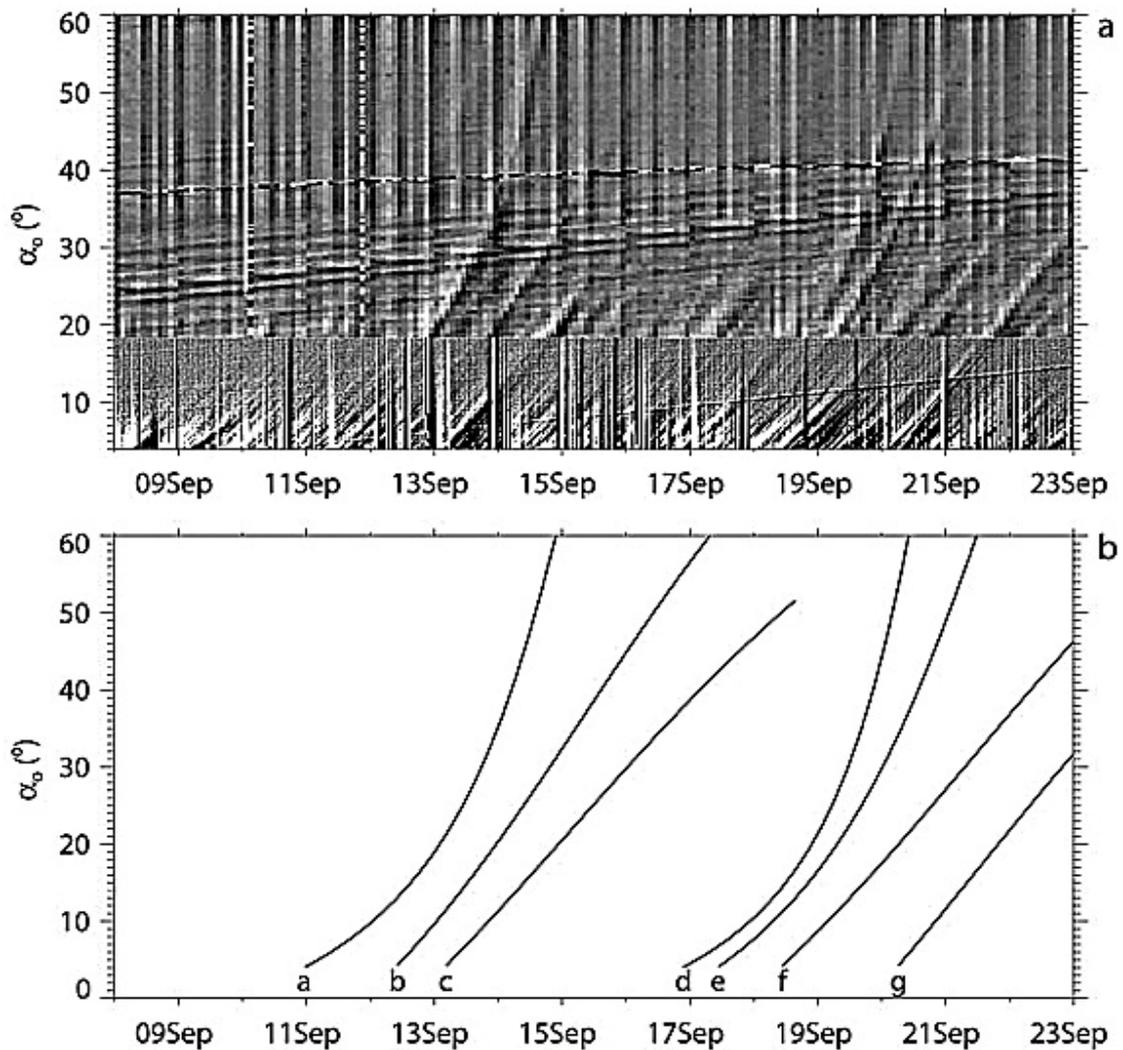


Figura D.2: Las figura superior a, es el mapa de elongación–tiempo para HI1 y HI2, correspondiente a los datos de STEREO-B. La figura inferior b, muestra las curvas ajustadas a las trayectorias de las 2 CIRs, en donde la nave B, observa las mismas CIRs que en la figura D.1, pero en éste caso las trayectorias divergen. Imágenes publicadas en el artículo de Rouillard et al. (2010a).

La posición geométrica que explica la formación de las trayectorias convergentes para STEREO-A y las trayectorias divergentes registradas por la nave STEREO-B, se muestra en la figura D.3. Las cámaras de HI1 y HI2 de la nave A observan el lado Este del Sol y registran flujos “entrantes”, mientras que los HI de la nave B observa el lado Oeste del Sol y registran los mismos flujos como “salientes”.

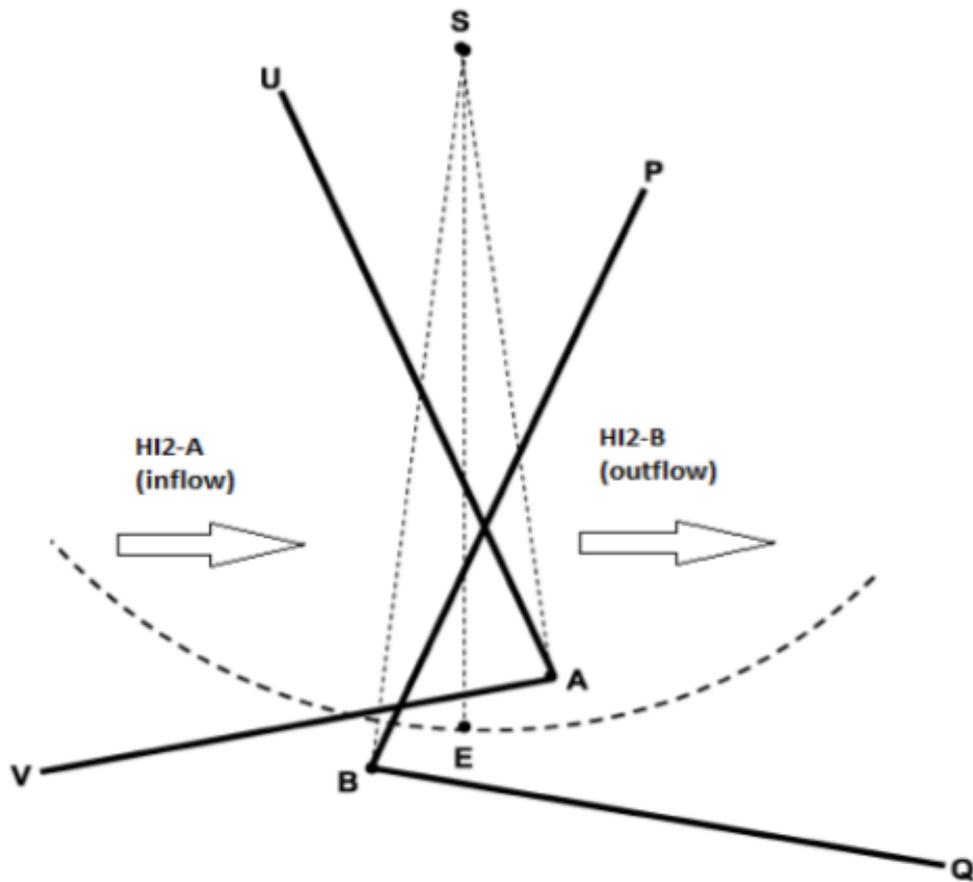


Figura D.3: Esquematización de los FOV de las naves A y B de STEREO. Figura publicada en el artículo de Sheeley et al. (2008).

Referencias

- Abbo, L., Antonucci, E., Mikić, Z., Linker, J. A., Riley, P., and Lionello, R. (2010). Characterization of the slow wind in the outer corona. *Adv. Space Res.*, 46:1400–1408. (Citado en la página 98.)
- Abbo, L., Lionello, R., Riley, P., and Wang, Y.-M. (2015). Coronal Pseudo-Streamer and Bipolar Streamer Observed by SOHO/UVCS in March 2008. *Solar Phys.*, 290:2043–2054. (Citado en la página 98.)
- Abbo, L., Ofman, L., Antiochos, S. K., Hansteen, V. H., Harra, L., Ko, Y.-K., Lapenta, G., Li, B., Riley, P., Strachan, L., von Steiger, R., and Wang, Y.-M. (2016). Slow Solar Wind: Observations and Modeling. *Space Science Reviews*. (Citado en la página 98.)
- Antia, H. M., Bhatnagar, A., and Ulmschneider, P., editors (2003). *Lectures on Solar Physics*, volume 619 of *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag. (Citado en la página 6.)
- Antonucci, E., Abbo, L., and Doderó, M. A. (2005). Slow wind and magnetic topology in the solar minimum corona in 1996-1997. *A&A*, 435:699–711. (Citado en la página 98.)
- Bethe, H. A. y Marshak, R. E. (1939). The physics of stellar interiors and stellar evolution. *Reports on Progress in Physics*, 6:1–15. (Citado en la página 6.)
- Borrini, G., Wilcox, J. M., Gosling, J. T., Bame, S. J., and Feldman, W. C. (1981). Solar wind helium and hydrogen structure near the heliospheric current sheet - A signal of coronal streamers at 1 AU. *J. Geophys. Res.*, 86:4565–4573. (Citado en las páginas 21 y 28.)
- Brooks, D. H., Ugarte-Urra, I., and Warren, H. P. (2015). Full-Sun observations for identifying the source of the slow solar wind. *Nature Communications*, 6:5947–5956. (Citado en la página 75.)
- Brown, D. S., Bewsher, D., and Eyles, C. J. (2009). Calibrating the Pointing and Optical Parameters of the STEREO Heliospheric Imagers. *Solar Phys.*, 254:185–225. (Citado en la página 67.)
- Brueckner, G. E., Howard, R. A., Koomen, M. J., Korendyke, C. M., Michels, D. J., Moses, J. D., Socker, D. G., Dere, K. P., Lamy, P. L., Llebaria, A., Bout, M. V., Schwenn,

- R., Simnett, G. M., and Bedford, D. K. y Eyles, C. J. (1995). The Large Angle Spectroscopic Coronagraph (LASCO). *Solar Phys.*, 162:357–402. (Citado en la página 9.)
- Chapman, S. y Zirin, H. (1957). Notes on the Solar Corona and the Terrestrial Ionosphere. *Smithsonian Contributions to Astrophysics*, 2:1. (Citado en la página 21.)
- Dasso, S., Mandrini, C. H., Schmieder, B., Cremades, H., Cid, C., Cerrato, Y., Saiz, E., Démoulin, P., Zhukov, A. N., Rodríguez, L., Aran, A., Menvielle, M., and Poedts, S. (2009). Linking two consecutive nonmerging magnetic clouds with their solar sources. *Journal of Geophysical Research (Space Physics)*, 114:A02109. (Citado en la página 55.)
- Davis, C. J., Davies, J. A., Lockwood, M., Rouillard, A. P., Eyles, C. J., and Harrison, R. A. (2009). Stereoscopic imaging of an Earth-impacting solar coronal mass ejection: A major milestone for the STEREO mission. *Geophys. Res. Lett.*, 36:Lo8102. (Citado en las páginas 14, 67, 68, y 69.)
- Domingo, V., Fleck, B., and Poland, A. I. (1995). The SOHO Mission: an Overview. *Solar Phys.*, 162:1–37. (Citado en la página 9.)
- Eyles, C. J., Simnett, G. M., Cooke, M. P., Jackson, B. V., Buffington, A., Hick, P. P., Waltham, N. R., King, J. M., Anderson, P. A., and Holladay, P. E. (2003). The Solar Mass Ejection Imager (Smei). *Solar Phys.*, 217:319–347. (Citado en la página 54.)
- Fulle, M., Leblanc, F., Harrison, R. A., Davis, C. J., Eyles, C. J., Halain, J. P., Howard, R. A., Bockelée-Morvan, D., Cremonese, G., and Scarmato, T. (2007). Discovery of the Atomic Iron Tail of Comet MCNaught Using the Heliospheric Imager on STEREO. *Astrophysical Journal, Letters*, 661:L93–L96. (Citado en la página 66.)
- Gibson, S., Kucera, T., White, S., Dove, J., Fan, Y., Forland, B., Rachmeler, L., Downs, C., and Reeves, K. (2016). FORWARD: A toolset for multiwavelength coronal magnetometry. *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, 3:8. (Citado en la página 105.)
- Gibson, S. E., Dalmasse, K., Rachmeler, L. A., De Rosa, M. L., Tomczyk, S., de Toma, G., Burkepile, J., and Galloy, M. (2017). Magnetic Nulls and Super-radial Expansion in the Solar Corona. *Astrophysical Journal, Letters*, 840:L13. (Citado en la página 106.)
- Gingerich, O., Noyes, R. W., Kalkofen, W., and Cuny, Y. (1971). The Harvard-Smithsonian reference atmosphere. *Solar Phys.*, 18:347–365. (Citado en la página 14.)
- Gopalswamy, N. (2006). Coronal Mass Ejections of Solar Cycle 23. *Journal of Astrophysics and Astronomy*, 27:243–254. (Citado en la página 37.)
- Gopalswamy, N., Lara, A., Lepping, R. P., Kaiser, M. L., Berdichevsky, D., and St. Cyr, O. C. (2000). Interplanetary acceleration of coronal mass ejections. *Geophys. Res. Lett.*, 27:145–148. (Citado en la página 55.)

- Gopalswamy, N., Lara, A., Yashiro, S., Kaiser, M. L., and Howard, R. A. (2001). Predicting the 1-AU arrival times of coronal mass ejections. *J. Geophys. Res.*, 106:29207–29218. (Citado en la página 55.)
- Gosling, J. T., Asbridge, J. R., Bame, S. J., Feldman, W. C., Borrini, G., and Hansen, R. T. (1981). Coronal streamers in the solar wind at 1 AU. *J. Geophys. Res.*, 86:5438–5448. (Citado en las páginas 21 y 28.)
- Gosling, J. T., Bame, S. J., McComas, D. J., Phillips, J. L., Pizzo, V. J., Goldstein, B. E., and Neugebauer, M. (1993). Latitudinal variation of solar wind corotating stream interaction regions: ULYSSES. *Geophys. Res. Lett.*, 20:2789–2792. (Citado en la página 19.)
- Gosling, J. T., Hildner, E., MacQueen, R. M., Munro, R. H., and Poland, A. I. y Ross, C. L. (1976). The speeds of coronal mass ejection events. *Solar Phys.*, 48:389–397. (Citado en la página 74.)
- Gosling, J. T. and Pizzo, V. J. (1999). Formation and Evolution of Corotating Interaction Regions and their Three Dimensional Structure. *Space Science Reviews*, 89:21–52. (Citado en la página 42.)
- Habbal, S. R., Woo, R., Fineschi, S., O’Neal, R., Kohl, J., Noci, G., and Korendyke, C. (1997). Origins of the Slow and the Ubiquitous Fast Solar Wind. *Astrophysical Journal, Letters*, 489:L103–L106. (Citado en las páginas 28 y 32.)
- Harrison, R. A., Davies, J. A., Möstl, C., Liu, Y., Temmer, M., Bisi, M. M., Eastwood, J. P., de Koning, C. A., Nitta, N., Rollett, T., Farrugia, C. J., Forsyth, R. J., Jackson, B. V., Jensen, E. A., Kilpua, E. K. J., Odstrcil, D., and Webb, D. F. (2012). An analysis of the origin and propagation of the multiple coronal mass ejections of 2010 august 1. *The Astrophysical Journal*, 750(1):45. (Citado en la página 55.)
- Harrison, R. A., Davis, C. J., Eyles, C. J., Bewsher, D., Crothers, S. R., Davies, J. A., Howard, R. A., Moses, D. J., Socker, D. G., Newmark, J. S., Halain, J.-P., Defise, J.-M., Mazy, E., Rochus, P., Webb, D. F., and Simnett, G. M. (2008). First Imaging of Coronal Mass Ejections in the Heliosphere Viewed from Outside the Sun Earth Line. *Solar Phys.*, 247:171–193. (Citado en las páginas 14 y 65.)
- Hildner, E., Gosling, J. T., MacQueen, R. M., Munro, R. H., and Poland, A. I. y Ross, C. L. (1976). Frequency of coronal transients and solar activity. *Solar Phys.*, 48:127–135. (Citado en la página 74.)
- Howard, R. A., Michels, D. J., Sheeley, Jr., N. R., and Koomen, M. J. (1982). The observation of a coronal transient directed at earth. *Astrophysical Journal, Letters*, 263:L101–L104. (Citado en la página 54.)

- Howard, R. A., Moses, J. D., Vourlidas, A., Newmark, J. S., Socker, D. G., Plunkett, S. P., Korendyke, C. M., Cook, J. W., Hurley, A., Davila, J. M., Thompson, W. T., St Cyr, O. C., Mentzell, E., Mehalick, K., Lemen, J. R., Wuelser, J. P., Duncan, D. W., Tarbell, T. D., Wolfson, C. J., Moore, A., Harrison, R. A., Waltham, N. R., Lang, J., Davis, C. J., Eyles, C. J., Mapson-Menard, H., Simnett, G. M., Halain, J. P., Defise, J. M., Mazy, E., Rochus, P., Mercier, R., Ravet, M. F., Delmotte, F., Auchere, F., Delaboudiniere, J. P., Bothmer, V., Deutsch, W., Wang, D., Rich, N., Cooper, S., Stephens, V., Maahs, G., Baugh, R., McMullin, D., and Carter, T. (2008). Sun Earth Connection Coronal and Heliospheric Investigation (SECCHI). *Space Science Reviews*, 136:67–115. (Citado en la página 9.)
- Inhester, B. (2006). Stereoscopy basics for the STEREO mission. *ArXiv Astrophysics e-prints*. (Citado en la página 82.)
- Jian, L., Russell, C. T., Luhmann, J. G., and Skoug, R. M. (2006). Properties of Stream Interactions at One AU During 1995–2004. *Solar Phys.*, 239:337–392. (Citado en las páginas 13, 39, 41, y 42.)
- Kilpua, E. K. J., Luhmann, J. G., Gosling, J., Li, Y., Elliott, H., Russell, C. T., Jian, L., Galvin, A. B., Larson, D., Schroeder, P., Simunac, K., and Petrie, G. (2009). Small Solar Wind Transients and Their Connection to the Large-Scale Coronal Structure. *Solar Phys.*, 256:327–344. (Citado en las páginas 22, 42, y 50.)
- Kilpua, E. K. J., Madjarska, M. S., Karna, N., Wiegmann, T., Farrugia, C., Yu, W., and Andreeva, K. (2016). Sources of the Slow Solar Wind During the Solar Cycle 23/24 Minimum. *Solar Phys.*, 291:2441–2456. (Citado en la página 75.)
- Koutchmy, S. y Livshits, M. (1992). Coronal Streamers. *Space Science Reviews*, 61:393–417. (Citado en la página 17.)
- Lang, K. R. (2013). *Essential Astrophysics*. (Citado en las páginas 4 y 5.)
- Leighton, R. B., Noyes, R. W., and Simon, G. W. (1962). Velocity Fields in the Solar Atmosphere. I. Preliminary Report. *ApJ*, 135:474. (Citado en la página 6.)
- Liu, Y. D., Luhmann, J. G., Möstl, C., Martínez-Oliveros, J. C., Bale, S. D., Lin, R. P., Harrison, R. A., Temmer, M., Webb, D. F., and Odstreil, D. (2012). Interactions between coronal mass ejections viewed in coordinated imaging and in situ observations. *The Astrophysical Journal Letters*, 746(2):L15. (Citado en la página 55.)
- Longair, M. S. (1999). *La evolución de nuestro universo*. (Citado en la página 5.)
- López-Portela, C., Panasenco, O., Blanco-Cano, X., and Stenborg, G. (2018). Deprojected Trajectory of Blobs in the Inner Corona. *Solar Phys.*, 293:99. (Citado en las páginas 11, 82, 86, 90, 92, 97, y 99.)

- Lugaz, N., Farrugia, C. J., Davies, J. A., Möstl, C., Davis, C. J., Roussev, I. I., and Temmer, M. (2012). The Deflection of the Two Interacting Coronal Mass Ejections of 2010 May 23-24 as Revealed by Combined in Situ Measurements and Heliospheric Imaging. *ApJ*, 759:68. (Citado en la página 55.)
- Lyot (1930). La couronne solaire étudiée en dehors des éclipses. *Bulletin Astronomique*, 6:305–316. (Citado en la página 12.)
- MacQueen, R. M., Eddy, J. A., Gosling, J. T., Hildner, E., Munro, R. H., Newkirk, Jr., G. A., and Poland, A. I. y Ross, C. L. (1974). The Outer Solar Corona as Observed from Skylab: Preliminary Results. *Astrophysical Journal, Letters*, 187:L85. (Citado en la página 74.)
- McComas, D. J., Ebert, R. W., Elliott, H. A., Goldstein, B. E., Gosling, J. T., Schwadron, N. A., and Skoug, R. M. (2008). Weaker solar wind from the polar coronal holes and the whole Sun. *Geophys. Res. Lett.*, 35:L18103. (Citado en la página 100.)
- McComas, D. J., Elliott, H. A., Gosling, J. T., and Skoug, R. M. (2006). Ulysses observations of very different heliospheric structure during the declining phase of solar activity cycle 23. *Geophys. Res. Lett.*, 33:L09102. (Citado en la página 19.)
- Mierla, M., Davila, J., Thompson, W., Inhester, B., Srivastava, N., Kramar, M., St. Cyr, O. C., Stenborg, G., and Howard, R. A. (2008). A Quick Method for Estimating the Propagation Direction of Coronal Mass Ejections Using STEREO-COR1 Images. *Solar Phys.*, 252:385–396. (Citado en las páginas 80, 82, 83, 89, 92, 93, y 103.)
- Miralles, M. P., Cranmer, S. R., and Kohl, J. L. (2004). Low-latitude coronal holes during solar maximum. *Adv. Space Res.*, 33:696–700. (Citado en la página 105.)
- Miralles, M. P., Cranmer, S. R., Panasyuk, A. V., Romoli, M., and Kohl, J. L. (2001). Comparison of Empirical Models for Polar and Equatorial Coronal Holes. *Astrophysical Journal, Letters*, 549:L257–L260. (Citado en la página 105.)
- Mullan, D. J. (2009). *Physics of the Sun: A First Course*. CRC Press. (Citado en la página 4.)
- Nash, A. G., Sheeley, Jr., N. R., and Wang, Y.-M. (1988). Mechanisms for the rigid rotation of coronal holes. *Solar Phys.*, 117:359–389. (Citado en la página 104.)
- Neugebauer, M., Liewer, P. C., Smith, E. J., Skoug, R. M., and Zurbuchen, T. H. (2002). Sources of the solar wind at solar activity maximum. *J. Geophys. Res.*, 107:1488. (Citado en la página 105.)
- Niembro, T., Cantó, J., Lara, A., and González, R. F. (2015). An Analytical Model of Interplanetary Coronal Mass Ejection Interactions. *ApJ*, 811:69. (Citado en la página 55.)

- Nieves-Chinchilla, T., Colaninno, R., Vourlidas, A., Szabo, A., Lepping, R. P., Boardsen, S. A., Anderson, B. J., and Korth, H. (2012). Remote and in situ observations of an unusual Earth-directed coronal mass ejection from multiple viewpoints. *Journal of Geophysical Research (Space Physics)*, 117:A06106. (Citado en la página 55.)
- Parker, E. N. (1958). Dynamics of the Interplanetary Gas and Magnetic Fields. *ApJ*, 128:664. (Citado en las páginas 6, 23, 25, y 34.)
- Phillips, J. L., Balogh, A., Bame, S. J., Goldstein, B. E., Gosling, J. T., Hoeksema, J. T., McComas, D. J., Neugebauer, M., Sheeley, Jr., N. R., and Wang, Y.-M. (1994). ULYSSES at 50 deg south: Constant immersion in the high-speed solar wind. *Geophys. Res. Lett.*, 21:1105–1108. (Citado en la página 100.)
- Pizzo, V. (1978). A three-dimensional model of corotating streams in the solar wind. I - Theoretical foundations. *J. Geophys. Res.*, 83:5563–5572. (Citado en las páginas 13 y 39.)
- Plotnikov, I., Rouillard, A. P., Davies, J. A., Bothmer, V., Eastwood, J. P., Gallagher, P., Harrison, R. A., Kilpua, E., Möstl, C., Perry, C. H., Rodriguez, L., Lavraud, B., Génot, V., Pinto, R. F., and Sanchez-Diaz, E. (2016). Long-Term Tracking of Corotating Density Structures Using Heliospheric Imaging. *Solar Phys.*, 291:1853–1875. (Citado en las páginas 37 y 50.)
- Prša, A., Harmanec, P., Torres, G., Mamajek, E., Asplund, M., Capitaine, N., Christensen-Dalsgaard, J., Depagne, É., Haberreiter, M., Hekker, S., Hilton, J., Kopp, G., Kostov, V., Kurtz, D. W., Laskar, J., Mason, B. D., Milone, E. F., Montgomery, M., Richards, M., Schmutz, W., Schou, J., and Stewart, S. G. (2016). Nominal Values for Selected Solar and Planetary Quantities: IAU 2015 Resolution B3. *Astronomical Journal*, 152:41. (Citado en la página 108.)
- Rachmeler, L. A., Platten, S. J., Bethge, C., Seaton, D. B., and Yeates, A. R. (2014). Observations of a Hybrid Double-streamer/Pseudostreamer in the Solar Corona. *Astrophysical Journal, Letters*, 787:L3. (Citado en la página 106.)
- Robbrecht, E. y Berghmans, D. (2004). Automated recognition of coronal mass ejections (CMEs) in near-real-time data. *A&A*, 425:1097–1106. (Citado en la página 76.)
- Rouillard, A. P., Davies, J. A., Forsyth, R. J., Rees, A., Davis, C. J., Harrison, R. A., Lockwood, M., Bewsher, D., Crothers, S. R., Eyles, C. J., Hapgood, M., and Perry, C. H. (2008). First imaging of corotating interaction regions using the STEREO spacecraft. *Geophys. Res. Lett.*, 35:L10110. (Citado en la página 50.)
- Rouillard, A. P., Davies, J. A., Lavraud, B., Forsyth, R. J., Savani, N. P., Bewsher, D., Brown, D. S., Sheeley, N. R., Davis, C. J., Harrison, R. A., Howard, R. A., Vourlidas, A., Lockwood, M., Crothers, S. R., and Eyles, C. J. (2010a). Intermittent release

- of transients in the slow solar wind: 1. Remote sensing observations. *Journal of Geophysical Research (Space Physics)*, 115:A04103. (Citado en las páginas 13, 15, 44, 47, 116, y 117.)
- Rouillard, A. P., Lavraud, B., Davies, J. A., Savani, N. P., Burlaga, L. F., Forsyth, R. J., Sauvaud, J.-A., Opitz, A., Lockwood, M., Luhmann, J. G., Simunac, K. D. C., Galvin, A. B., Davis, C. J., and Harrison, R. A. (2010b). Intermittent release of transients in the slow solar wind: 2. In situ evidence. *Journal of Geophysical Research (Space Physics)*, 115:A04104. (Citado en las páginas 13 y 50.)
- Rouillard, A. P., Savani, N. P., Davies, J. A., Lavraud, B., Forsyth, R. J., Morley, S. K., Opitz, A., Sheeley, N. R., Burlaga, L. F., Sauvaud, J.-A., Simunac, K. D. C., Luhmann, J. G., Galvin, A. B., Crothers, S. R., Davis, C. J., Harrison, R. A., Lockwood, M., Eyles, C. J., Bewsher, D., and Brown, D. S. (2009). A Multispacecraft Analysis of a Small-Scale Transient Entrained by Solar Wind Streams. *Solar Phys.*, 256:307–326. (Citado en las páginas 50 y 52.)
- Rouillard, A. P., Sheeley, Jr., N. R., Cooper, T. J., Davies, J. A., Lavraud, B., Kilpua, E. K. J., Skoug, R. M., Steinberg, J. T., Szabo, A., Opitz, A., and Sauvaud, J.-A. (2011). The Solar Origin of Small Interplanetary Transients. *ApJ*, 734:7. (Citado en las páginas 44, 50, y 52.)
- Sanchez-Diaz, E., Rouillard, A. P., Davies, J. A., Lavraud, B., Sheeley, N. R., Pinto, R. F., Kilpua, E., Plotnikov, I., and Genot, V. (2017). Observational Evidence for the Associated Formation of Blobs and Raining Inflows in the Solar Corona. *Astrophysical Journal, Letters*, 835:L7. (Citado en las páginas 51 y 52.)
- Sanchez-Diaz, E., Rouillard, A. P., Lavraud, B., Segura, K., Tao, C., Pinto, R., and Sheeley, N. R. y Plotnikov, I. (2016). The very slow solar wind: Properties, origin and variability. *Journal of Geophysical Research (Space Physics)*, 121:2830–2841. (Citado en la página 75.)
- Schatten, K. H. and Wilcox, J. M. y Ness, N. F. (1969). A model of interplanetary and coronal magnetic fields. *Solar Phys.*, 6:442–455. (Citado en la página 95.)
- Schrijver, C. J. and De Rosa, M. L. (2003). Photospheric and heliospheric magnetic fields. *Solar Phys.*, 212:165–200. (Citado en la página 95.)
- Schwenn, R. (2006). Solar Wind Sources and Their Variations Over the Solar Cycle. *Space Science Reviews*, 124:51–76. (Citado en las páginas 75 y 88.)
- Sheeley, N. R., Walters, J. H., Wang, Y.-M., and Howard, R. A. (1999). Continuous tracking of coronal outflows: Two kinds of coronal mass ejections. *J. Geophys. Res.*, 104:24739–24768. (Citado en las páginas 13, 14, 36, 44, 57, 58, 60, 62, 74, 109, y 111.)

- Sheeley, Jr., N. R., Herbst, A. D., Palatchi, C. A., Wang, Y.-M., Howard, R. A., Moses, J. D., Vourlidas, A., Newmark, J. S., Socker, D. G., Plunkett, S. P., Korendyke, C. M., Burlaga, L. F., Davila, J. M., Thompson, W. T., St. Cyr, O. C., Harrison, R. A., Davis, C. J., Eyles, C. J., Halain, J. P., Wang, D., Rich, N. B., Battams, K., Esfandiari, E., and Stenborg, G. (2008). SECCHI Observations of the Sun's Garden-Hose Density Spiral. *Astrophysical Journal, Letters*, 674:L109. (Citado en las páginas 15 y 118.)
- Sheeley, Jr., N. R. and Rouillard, A. P. (2010). Tracking Streamer Blobs into the Heliosphere. *ApJ*, 715:300–309.
- Sheeley, Jr., N. R., Wang, Y.-M., Hawley, S. H., Brueckner, G. E., Dere, K. P., Howard, R. A., Koomen, M. J., Korendyke, C. M., Michels, D. J., Paswaters, S. E., Socker, D. G., St. Cyr, O. C., Wang, D., Lamy, P. L., Llebaria, A., Schwenn, R., Simnett, G. M., Plunkett, S., and Biesecker, D. A. (1997). Measurements of Flow Speeds in the Corona between 2 and 30 R_{\odot} . *Astrophysical Journal*, 484:472. (Citado en las páginas 13, 21, 31, 33, 34, 35, 36, 37, 42, 44, 50, 55, 57, 60, 74, 75, 88, 96, y 103.)
- Slemzin, V., Harra, L., Urnov, A., Kuzin, S., Goryaev, F., and Berghmans, D. (2013). Signatures of Slow Solar Wind Streams from Active Regions in the Inner Corona. *Solar Phys.*, 286:157–184. (Citado en la página 75.)
- Song, H.-Q., Chen, Y., Li, G., Kong, X.-L., and Feng, S.-W. (2012). Coalescence of Macroscopic Magnetic Islands and Electron Acceleration from STEREO Observation. *Physical Review X*, 2:021015. (Citado en las páginas 44 y 74.)
- Song, H. Q., Chen, Y., Liu, K., Feng, S. W., and Xia, L. D. (2009). Quasi-Periodic Releases of Streamer Blobs and Velocity Variability of the Slow Solar Wind near the Sun. *Solar Phys.*, 258:129–140. (Citado en las páginas 14, 21, 44, 50, 60, 61, 62, 74, 75, 83, 88, y 103.)
- Susino, R., Ventura, R., Spadaro, D., Vourlidas, A., and Landi, E. (2008). Physical parameters along the boundaries of a mid-latitude streamer and in its adjacent regions. *A&A*, 488:303–310. (Citado en la página 98.)
- Temmer, M., Vršnak, B., Rollett, T., Bein, B., de Koning, C. A., Liu, Y., Bosman, E., Davies, J. A., Möstl, C., Žic, T., Veronig, A. M., Bothmer, V., Harrison, R., Nitta, N., Bisi, M., Flor, O., Eastwood, J., Odstrcil, D., and Forsyth, R. (2012). Characteristics of kinematics of a coronal mass ejection during the 2010 august 1 cme–cme interaction event. *The Astrophysical Journal*, 749(1):57. (Citado en la página 55.)
- Vernazza, J. E., Avrett, E. H., and Loeser, R. (1973). Structure of the Solar Chromosphere. Basic Computations and Summary of the Results. *ApJ*, 184:605–632. (Citado en la página 14.)

- Vernazza, J. E., Avrett, E. H., and Loeser, R. (1976). Structure of the solar chromosphere. II - The underlying photosphere and temperature-minimum region. *Astrophysical Journal, Supplement*, 30:1–60. (Citado en la página 14.)
- Vernazza, J. E., Avrett, E. H., and Loeser, R. (1981). Structure of the solar chromosphere. III - Models of the EUV brightness components of the quiet-sun. *Astrophysical Journal, Supplement*, 45:635–725. (Citado en la página 14.)
- Wang, S., Lee, L. C., and Wei, C. Q. y Akasofu, S.-I. (1988). A mechanism for the formation of plasmoids and kink waves in the heliospheric current sheet. *Solar Phys.*, 117:157–169. (Citado en la página 28.)
- Wang, Y.-M. (1994). Two types of slow solar wind. *Astrophysical Journal, Letters*, 437:L67–L70. (Citado en la página 29.)
- Wang, Y.-M. (2015). Pseudostreamers as the Source of a Separate Class of Solar Coronal Mass Ejections. *Astrophysical Journal, Letters*, 803:L12. (Citado en la página 106.)
- Wang, Y.-M., Robbrecht, E., Rouillard, A. P., Sheeley, Jr., N. R., and Thernisien, A. F. R. (2010). Formation and Evolution of Coronal Holes Following the Emergence of Active Regions. *ApJ*, 715:39–50. (Citado en la página 104.)
- Wang, Y.-M., Sheeley, Jr., N. R., Howard, R. A., Kraemer, J. R., Rich, N. B., Andrews, M. D., Brueckner, G. E., Dere, K. P., Koomen, M. J., Korendyke, C. M., Michels, D. J., Moses, J. D., Paswaters, S. E., Socker, D. G., Wang, D., Lamy, P. L., Llebaria, A., Vibert, D., Schwenn, R., and Simnett, G. M. (1997). Origin and Evolution of Coronal Streamer Structure during the 1996 Minimum Activity Phase. *ApJ*, 485:875. (Citado en las páginas 44, 74, y 75.)
- Wang, Y.-M., Sheeley, Jr., N. R., Walters, J. H., Brueckner, G. E., Howard, R. A., Michels, D. J., Lamy, P. L., Schwenn, R., and Simnett, G. M. (1998). Origin of Streamer Material in the Outer Corona. *Astrophysical Journal, Letters*, 498:L165. (Citado en las páginas 13, 21, 36, 38, 44, 50, 74, 75, 88, 100, 101, 103, y 105.)
- Woo, R., Armstrong, J. W., and Bird, M. K. y Patzold, M. (1995). Fine-Scale Filamentary Structure in Coronal Streamers. *Astrophysical Journal, Letters*, 449:L91. (Citado en la página 28.)
- Zurbuchen, T. H., Weberg, M., von Steiger, R., Mewaldt, R. A., Lepri, S. T., and Antiochos, S. K. (2016). Composition of Coronal Mass Ejections. *ApJ*, 826:10. (Citado en la página 16.)

Este documento fue escrito usando la plantilla `classicthesis` desarrollada por André Miede. El estilo fue inspirado por el libro trascendental sobre tipografía de Robert Bringhurst, titulado *"The Elements of Typographic Style"*. La plantilla `classicthesis` está disponible para \LaTeX y \LyX en la siguiente dirección electrónica:

<https://bitbucket.org/amiede/classicthesis/>

Declaración

La doctoranda, Cynthia López Portela, declaro aquí que esta tesis con título "Propagación de Estructuras de Pequeña Escala en el Viento Solar Lento", es el resultado de mi trabajo y esfuerzo, y que no ha sido sometida de manera total o parcial previamente, en ningún otro lugar con el objetivo de adquirir algún otro grado académico. A lo largo del trabajo, se han respetado los derechos de otros autores a ser citados, cuando se han utilizado sus resultados o publicaciones.

Declaro conocer el Código de Ética de la Universidad Nacional Autónoma de México, plasmado en la Legislación Universitaria. Con base en las definiciones de integridad y honestidad ahí especificadas, aseguro mediante mi firma al calce que el presente trabajo es original y enteramente de mi autoría. Todas las citas de, o referencias a, la obra de otros autores aparecen debida y adecuadamente señaladas, así como acreditadas mediante los recursos editoriales convencionales.

Ciudad de México, febrero 2019

M. en C. Cynthia López Portela