

UNIVERSIDAD NACIONAL DE SAN JUAN

FACULTAD DE CIENCIAS EXACTAS, FÍSICAS Y
NATURALES

DEPARTAMENTO DE GEOFÍSICA Y ASTRONOMÍA

DOCTORADO EN ASTRONOMÍA

**Eyecciones coronales de masa
interplanetarias en la heliósfera
interna: evolución cinemática y
morfológica**

Autor:

LIC. FRANCO MANINI

Directora:

DRA. HEBE CREMADES

Co-Director:

DR. CARLOS FRANCILO

SAN JUAN

Año 2026

Índice general

Agradecimientos	III
Resumen	VI
Abstract	VIII
Índice de figuras	X
Índice de cuadros	XVIII
1. Introducción	1
1.1. El Sol y la heliosfera	2
1.2. Consideraciones magnetohidrodinámicas	7
1.2.1. Ecuaciones macroscópicas de la magnetohidrodinámica	8
1.2.2. Reconexión magnética	9
1.2.3. Flujo magnético	10
1.2.4. Cuerda de flujo magnético	12
1.2.5. Ondas de choque	13
1.3. Eyecciones coronales de masa	15
1.3.1. Estructura	15
1.3.2. Evolución de las ECMs	17
1.3.3. ECMs y CFs	19
1.3.4. Evolución morfológica	21
1.3.5. Eyecciones coronales de masa interplanetarias	22
1.3.6. Observaciones	26
1.4. Meteorología del espacio	34
1.4.1. Impacto	36
1.4.2. Problema de la predicción	37

1.5. Motivación y objetivos	38
2. Observaciones y modelos	41
2.1. Instrumentación	41
2.1.1. Observaciones de la baja atmósfera solar	42
2.1.2. Observaciones de la corona en luz blanca	43
2.1.3. Observaciones en la heliosfera	44
2.1.4. Observación <i>in situ</i>	46
2.1.5. Asociación con shocks	47
2.2. Modelos	47
2.2.1. Modelo de cuerda de flujo magnético	47
2.2.2. Modelo GCS	53
3. Base de datos	55
3.1. Identificación de eventos	55
4. Herramientas de python	68
4.1. Caracterización de sección transversal de CFs	68
4.2. Caracterización de vainas	72
5. Aspectos Morfológicos de ECMs	81
5.1. Evolución morfológica de la sección transversal de CFs	81
5.2. Evento con observaciones múltiples: SoloHI y HI-1A	85
5.3. Estudio estadístico de la sección transversal de CFs en el medio interpla- netario	91
5.3.1. Estadística descriptiva	91
5.3.2. Diferencias estadísticas entre funciones morfológicas	93
5.3.3. Análisis <i>Post-hoc</i>	95
5.4. Evolución de la vaina en luz blanca	96
6. Discusión	105
7. Conclusiones	108
A. Caracterización de FR	110
B. Caracterización de vainas	114
Referencias	120

Agradecimientos

A mis padres Roberto y Gladys, por ser el pilar fundamental de mi vida. Gracias por enseñarme el valor del esfuerzo, por su apoyo incondicional en cada etapa de este largo camino y por recordarme siempre la importancia de seguir adelante. Todo lo que he logrado es, en gran parte, gracias a los valores y la confianza que me brindaron desde el primer día.

A mis hermanos y al resto de mi familia, por estar siempre presentes, por escucharme hablar de física y astronomía sin entender del todo el rumbo, y por regalarme esos momentos de desconexión y calidez humana tan necesarios para mantener el eje durante estos años de doctorado.

A mi novia María Paz, por su amor, su paciencia infinita y por convertirse en el refugio más seguro frente a las presiones de este proceso. Gracias por sostener mi mano en los momentos de mayor incertidumbre, por celebrar cada pequeño avance como propio y por construir, día a día, el proyecto de un futuro compartido.

Gracias a Hebe, mi directora de tesis, quien fue la que me guió durante este camino, así como a mis colegas y amigos del Grupo de Estudios en Heliofísica de Mendoza, por su contribución al desarrollo de esta tesis, su amistad y siempre buena predisposición.

Agradezco a Teresa Nieves-Chinchilla y Manuela Temmer, dos grandes científicas con las que tuve la fortuna y el gusto de trabajar en el transcurso del doctorado; así como a los colegas y amigos de todo el mundo con los que tuve el gusto de charlar y compartir buenos momentos.

A mis amigos de toda la vida, que a pesar de no entender nada de lo que estoy haciendo, están siempre en todas;

A la Facultad de Ciencias Físicas, Exactas y Naturales de la Universidad Nacional de San Juan; la Facultad de Ingeniería de la Universidad de Mendoza; y a CONICET, por haberme brindado la beca que me permitió llegar hasta aquí, así como los miembros del tribunal por su gran predisposición y valiosas contribuciones;

Gracias por leer!

Franco

Franco

*We are going to die, and that makes us the lucky ones
Most people are never going to die because they are never going to be born
The potential people who could have been here in my place
But who will in fact never see the light of day, outnumber the sand grains of Sahara
Certainly, those unborn ghosts include greater poets than Keats, scientists greater than
Newton
We know this because the set of possible people allowed by our DNA
So massively exceeds the set of actual people
In the teeth of those stupefying odds, it is you and I, in our ordinariness, that are here
We privileged few, who won the lottery of birth against all odds
How dare we whine at our inevitable return to that prior state
From which the vast majority have never stirred?
There is grandeur in this view of life, with its several powers
Having been originally breathed into a few forms or into one
And that whilst this planet has gone cycling on according to the fixed law of gravity
From so simple a beginning endless forms most beautiful and most wonderful have been
And are being, evolved
Nightwish - The Greatest Show on Earth*

Resumen

Las eyecciones coronales de masa (ECMs) son enormes erupciones de plasma solar, que se liberan al espacio de forma frecuente. Estas enormes nubes de plasma pueden encontrarse en su camino e interactuar con los diversos objetos que conforman el sistema solar, tales como asteroides, planetas y naves espaciales. Las ECMs son estructuras complejas cuyo estudio es de vital importancia, ya que es necesario comprender sus potenciales efectos adversos sobre nuestro planeta y sobre la infraestructura que el ser humano posee operativa en el sistema solar.

El objetivo de esta tesis es investigar la propagación y evolución morfológica de ECMs durante su tránsito en los campos visuales de instrumentos de observación heliosférica a bordo de la misión STEREO. Para ello, se construyó una base de datos con 370 ECMs identificadas inicialmente en el instrumento HI-1. Para estas observaciones, cuando fue posible, se buscó observar la ECM en otras etapas de su evolución, con diversos telescopios que captan desde su origen en el Sol y su etapa inicial de evolución, hasta su etapa previa a la llegada a Tierra, así como la ECM Interplanetaria (ECMI) a 1 unidad astronómica (UA).

Para poder evaluar el cambio en la morfología 3D de las ECMs en su trayectoria por el medio interplanetario, además de la observación directa, se construyó una herramienta computacional capaz de aplicar el modelo de cuerda de flujo distorsionada (*Distorted-toroidal Flux Rope Model*, Nieves-Chinchilla et al., 2023a) sobre imágenes de ECMs en instrumentos heliosféricos, que mayormente exhiben una cavidad oscura. Esta cavidad se atribuye a la sección transversal de una cuerda de flujo magnético (CF) cuyo eje axial está orientado paralelo a la línea de la visual. Inicialmente, sobre una muestra de 10 eventos de la lista, se realizó un análisis morfológico aplicando el modelo en distintos instantes de tiempo, a lo largo del campo visual de HI-1. Además, para un evento reciente de características particulares, se pudieron combinar observaciones heliosféricas desde dos puntos de vista distintos, mediante observaciones de las naves STEREO-A y Solar Orbiter. De este modo, se pudieron medir las variaciones de los parámetros del modelo a medida que la ECM se propaga en el campo visual de los instrumentos.

Por otro lado, para una muestra de 78 eventos de tipo FR, se examinó su morfología general en el campo visual de HI-1, para determinar cuáles son los tipos de distorsiones más frecuentes a nivel estadístico.

Por último, se desarrolló una interfaz gráfica para analizar la región frontal de la ECM

llamada vaina, permitiendo obtener el ancho de la estructura y compararla con la morfología provista por el modelo anteriormente mencionado, así como hacer un análisis cinemático de las ECMs bajo estudio. Para 8 eventos, se estudiaron parámetros relevantes de la vaina, tales como su ancho en luz blanca, intensidad y velocidad.

Este trabajo contribuye a responder interrogantes pendientes de la comunidad heliosférica, tales como si la complejidad general de las ECMs se incrementa con la distancia al Sol, o si es más común que la estructura se simplifique, o si es posible que algunas subestructuras se simplifiquen mientras que otras se hagan más complejas, y entender cuáles son las causales de estos cambios. Los resultados obtenidos aquí demuestran que el modelo teórico aplicado a las imágenes heliosféricas es de gran utilidad para cuantificar los cambios sufridos por las ECMs, y que es más común que la complejidad general de las estructuras se incremente a medida que se propagan en el medio interplanetario. Resulta fundamental destacar que los descubrimientos de esta investigación representan un potencial aporte a la mejora de los pronósticos de meteorología del espacio. Esto resalta la importancia del trabajo, dado que la interacción entre las ECMs y el campo magnético terrestre puede producir efectos adversos e indeseados para nuestra sociedad.

Abstract

The aim of this thesis is to investigate the propagation and morphological evolution of Coronal Mass Ejections (CMEs) during their transit through the fields of view of Heliospheric Imagers (HI) on board the STEREO mission. To this end, a database comprising 368 CMEs initially identified in the HI-1 instrument was constructed. Whenever possible, efforts were made to observe these CMEs at other evolutionary stages: their solar origin using Extreme Ultraviolet (EUV) telescopes; their initial evolution via COR2 coronagraphs on STEREO-A and -B, and LASCO C2 on board the SoHO spacecraft; their pre-Earth arrival stage through the HI-2 instrument; and the Interplanetary CME (ICME) at 1 astronomical unit (au) using *in situ* plasma analysis from the Wind and ACE spacecraft.

To assess the evolution of the 3D morphology of CMEs as they traverse the interplanetary medium, in addition to direct observation using the aforementioned instruments, the Distorted-toroidal Flux Rope Model was applied. For this purpose, 10 events exhibiting a dark cavity were selected; this feature is attributed to the cross-section of a magnetic flux rope (FR) with its axis oriented parallel to the line of sight. A morphological analysis was conducted for these events by applying the model at various time steps across the HI-1 field of view. For three events, the model was also applied to HI-2 and COR2 imagery. For a recent event with distinct characteristics, it was possible to combine two different heliospheric viewpoints using observations from STEREO-A and Solar Orbiter. Consequently, variations in the model parameters were measured as the CME propagated through the instruments' fields of view.

Furthermore, the general morphology of 78 FR-type events was examined within the HI-1 field of view to statistically determine the most frequent types of distortion.

Finally, for applicable events within the same HI-1A imagery, a graphical interface was developed to analyze the CME frontal region (sheath). This allowed for the derivation of the structure's width and its comparison with the morphology predicted by the aforementioned model, as well as a kinematic analysis of the CMEs under study.

This work contributes to addressing open questions within the heliospheric community, such as whether the overall complexity of ICMEs increases with solar distance or if simplification is more common; whether specific substructures may simplify while others become more complex; and understanding the drivers behind these changes. The results demonstrate that applying the theoretical model to heliospheric imagery is highly effective

for quantifying CME evolution, and indicate that the overall structural complexity tends to increase as CMEs propagate through the interplanetary medium. It is important to highlight that the findings of this research represent a potential contribution to improving space weather forecasting. This underscores the significance of this work, given that the interaction between CMEs and Earth's magnetic field can generate adverse effects for modern society.

Índice de figuras

1.1.	Representación gráfica de la estructura interna y atmósfera del Sol. Imagen generada por IA (Google Gemini).	3
1.2.	Imagen de manchas solares observadas sobre la fotosfera, provista por el instrumento MDI (Michelson Doppler Imager, a 676.8 nm) abordo del satélite SOHO. Izquierda: disco solar completo. Derecha: acercamiento a las manchas solares en negro, rodeadas por gránulos y supergránulos fotosféricos.	3
1.3.	Serie temporal del Número Internacional de Manchas Solares (S_n). El gráfico muestra la evolución de la actividad solar desde mediados del siglo XX hasta la actualidad (1954-2024). El gráfico muestra la media mensual (línea azul, Mensual) que refleja la variabilidad a corto plazo, superpuesta con el número suavizado mediante media móvil de 13 meses (línea roja, Suavizado) que define la tendencia del ciclo solar. Crédito: página web del Observatorio Real de Bélgica: https://www.sidc.be/SILSO/ssngraphics	4
1.4.	Composición de imágenes anuales capturadas por el instrumento EIT (Extreme ultraviolet Imaging Telescope) a bordo de la misión SOHO. La secuencia abarca el periodo 1996-2006, ilustrando la transición desde el mínimo solar (1996), pasando por el máximo de actividad caracterizado por una alta densidad de regiones activas y bucles coronales (2001), hasta el declive hacia un nuevo mínimo (2006). Las regiones más brillantes corresponden a gas más caliente, el cual puede llegar a los 2 MK. Fuente: SOHO (ESA & NASA).	5
1.5.	Fulguración solar X5.4, observada en 131 Å por la misión espacial Solar Dynamics Observatory (SDO) de la NASA, el 7 de Marzo del 2012.	6

- 1.6. Esquema bidimensional del proceso de reconexión magnética. (a) Formación de una hoja de corriente producto del acercamiento de dos dominios magnéticos con líneas de campo antiparalelas (B_1 y B_2). (b) Región de difusión central o nulo magnético, donde el plasma fluye hacia el interior (V_{in}) y se rompe la condición de congelamiento, permitiendo el cambio topológico. (c) Fase de post-reconexión, donde la fuerte curvatura de las nuevas líneas relaja la tensión magnética eyectando el plasma a gran velocidad (V_{out}) en direcciones opuestas, convirtiendo la energía magnética almacenada en cinética y térmica. Adaptado de Genestreti and Kistler (2012). 11
- 1.7. Representación esquemática de la estructura interna de una CF magnético. El diagrama muestra una configuración de capas cilíndricas concéntricas donde el campo magnético en el núcleo central es puramente axial. A medida que se incrementa la distancia radial desde el eje, las líneas de campo se envuelven progresivamente adquiriendo una configuración helicoidal. En las capas más externas, el grado de torsión es máximo, resultando en un campo predominantemente azimutal. Adaptado de Russell and Elphic (1979). 13
- 1.8. Esquema conceptual de una discontinuidad magnetohidrodinámica en la configuración de un choque transversal (o perpendicular). El plano vertical gris representa el frente de choque que separa el plasma incidente no perturbado (Región 'Adelante', indicada con el subíndice 1); del plasma comprimido (Región 'Atrás', indicada con el subíndice 2). En esta geometría específica, las líneas del campo magnético (\vec{B}) son estrictamente paralelas al plano de la discontinuidad, mientras que el vector velocidad del fluido (\vec{v}) es normal al frente. Se indican además las variables termodinámicas de densidad de masa (ρ) y presión térmica (p) a ambos lados de la transición. 14
- 1.9. Izquierda: ECM del 3 de diciembre del 2023 observada por el coronógrafo LASCO C3, abordo de la nave SoHO. En este caso particular, el eje principal de la ECM se encuentra paralelo a la línea de la visual del observador, con lo que la estructura es fácilmente visible. En la imagen se muestran las tres partes típicas de una ECM, que se describen en el texto. Derecha: ECM del 9 de agosto de 2009 observada por el coronógrafo SECCHI COR2, abordo de STEREO A. Hacia la izquierda de la imagen se puede observar la ECM de tipo CF, cuya cavidad oscura está señalada por la flecha blanca. 15

1.10. Datos de plasma *in situ* que muestran una nube magnética de ejemplo, durante los días 14 y 15 de diciembre de 2006. La línea gris marca la llegada de la onda de choque. Las líneas roja y verde marcan el comienzo y final de la ECMI, respectivamente, tal como se computa en la lista de Cane and Richardson (2003) (Puede consultarse en: <https://izw1.caltech.edu/ACE/ASC/DATA/level3/icmetable2.htm>). Se muestran en los gráficos, de arriba hacia abajo: las componentes del campo magnético B_x , B_y y B_z , en sistema GSE; el módulo del campo magnético promedio; la velocidad del flujo de viento solar; la densidad de protones y el índice SYM-H. 23

1.11. Posición de las naves STEREO para el primer y último día del rango de observación considerado para la selección de eventos a analizar en esta tesis. STEREO-B se mueve en sentido horario y STEREO-A lo hace en sentido antihorario, alejándose de la Tierra en este periodo. Imágenes generadas en https://stereo-ssc.nascom.nasa.gov/cgi-bin/make_where_gif 34

1.12. Esquema de la geometría de dispersión y eficiencia máxima de la luz Thomson. El círculo punteado representa la Superficie de Thomson, centrada entre el Sol y el observador, y su diámetro corresponde a la línea Sol-Observador. En el diagrama, P marca una partícula dispersora, R es la distancia Sol-Observador, ϕ representa la dirección de propagación relativa al plano del cielo y ϵ es la elongación de la partícula dispersora. Adaptado de Vourlidis and Howard (2006). 35

2.1. Imagen del coronógrafo COR2, abordado de STEREO-B. La circunferencia blanca en el centro de la imagen corresponde a la ubicación del Sol. Hacia el suroeste se observa una ECM en curso. 44

2.2. Representación del modelo DT. Izquierda: vista del plano $x - y$, donde se observa el ángulo ψ y la distancia ρ , así como el borde interno y externo de la figura mostrada en el panel derecho, y su eje central. Derecha: vista del plano $x - z$, correspondiente a la sección transversal distorsionada con forma de ‘maní’ (ver Figura 2.3), graficada en color verde. En líneas punteadas rosadas se muestra la sección transversal circular, para mostrar la diferencia geométrica entre ambas representaciones. En este caso, $\delta = 0,6$, $\lambda = 0,6$, $\rho = 5$, $\psi = 45^\circ$, $R = 2$ 49

2.3. Representaciones geométricas de las funciones $F = F(\delta, \lambda, \varphi)$ utilizadas para el modelo DT en esta tesis. En la parte superior de cada gráfico se encuentra su denominación coloquial como subíndice, junto con la ecuación constituyente. 50

2.4. Secciones transversales del modelo analítico de CF ilustrando su capacidad de deformación geométrica. La función que se ejemplifica en este gráfico corresponde a $F_{empanada} = \delta(1 - \lambda \cos \varphi)$. La fila superior muestra el efecto de variar el parámetro δ (manteniendo $\lambda = 0,5$ constante). La fila inferior exhibe el impacto de incrementar el parámetro λ (con $\delta = 0,5$ constante). 51

2.5. Esquema del modelo GCS, que incluye su vista de frente (panel a), y su perspectiva 3D (panel b) que muestra la región fuente en la superficie solar. Se representan los 6 parámetros: la longitud (ϕ) y latitud (θ) central de la figura GCS en sistema Stonyhurst, la altura del ápice (h), el ángulo de inclinación (γ), el ancho angular de las piernas (α), y la relación de aspecto (κ). Gráfico tomado de Iglesias et al. (2026), adaptado de Thernisien et al. (2009). 54

2.6. El modelo GCS (malla verde) aplicado a una ECM del día 19 de Marzo del 2010, vista simultáneamente por tres coronógrafos ubicados en tres puntos de vista diferentes: COR2-B (izquierda), LASCO C2 (centro) y COR2-A (derecha). 54

3.1. Instantánea de una ECM transitando de derecha a izquierda el campo visual de HI-1A, tal como se puede observar en las animaciones mensuales examinadas. La línea azul horizontal marca la línea Sol-Tierra. El Sol se encuentra fuera de la imagen, más allá del borde derecho. Se marca con flechas rojas los límites de la estructura de interés 57

3.2. Campo visual de HI-2A, con una ECM en curso. La línea azul horizontal marca la línea Sol-Tierra, y de igual forma que en HI-1A, el Sol se encuentra en la dirección hacia la derecha de la imagen, mientras que la ECM transita de derecha a izquierda. Las flechas rojas marcan el frente de la ECM. . . . 58

3.3. Región fuente de una ECM catalogada en este trabajo, observada el día 31 de agosto de 2012, mediante el instrumento AIA a bordo de la nave SDO. A la izquierda, a las 18:48 UT se observa el filamento, que da lugar a la erupción posterior. A la derecha: el filamento erupciona y se observa la prominencia. Los círculos rojos marcan la región de interés. 63

3.4. Esquema representativo de las asociaciones realizadas en este trabajo. El punto de partida los constituyeron las observaciones en HI-1, donde se detectaron 368 eventos. Respecto a este total, el 51 % posee observaciones en HI-2, en tanto que el 86,7 % fue detectado en coronógrafos. Además, solo el 21,7 % pudo ser identificado visualmente como de tipo CF, de los cuales se extrajo la muestra de 10 eventos que se analiza en detalle en el capítulo 5. 63

4.1. Esquema procedural que ilustra el procedimiento de ajuste para la herramienta desarrollada para aplicar el modelo DT 70

4.2.	Ejemplo de aplicación del modelo DT a una ECM vista en HI-1A el 01-11-2012 a las 10:09:01 UT. La línea blanca que cruza la imagen representa la línea Sol-Tierra.	73
4.3.	Herramienta para análisis de vainas en luz blanca. El rectángulo sombreado rosa indica la selección del área de interés a analizar, realizada por un operador.	74
4.4.	Una vez seleccionada el área de interés, el algoritmo ajusta la curva spline (línea punteada amarilla), y calcula el máximo de intensidad (cuadrado azul), así como el ancho de la estructura (puntos de los límites en rojo y verde). Las áreas sombreadas corresponden a la porción frontal (rosa) y posterior (verde) del frente de la ECM.	76
4.5.	Esquema representativo de los dos métodos matemáticos para conversión de elongación a distancia, el Punto-P, y el ϕ fijo.	80
5.1.	Los tres casos de ejemplo presentados en esta sección. Las imágenes corresponden a capturas de los tres eventos en el campo visual de HI-1A. De izquierda a derecha: 29-11-2011 02:09UT, 08-08-2012 12:09UT y 01-11-2012 18:08UT. La línea blanca en cada caso corresponde a la línea Sol-Tierra.	82
5.2.	Resultados del ajuste de la morfología de la sección transversal de la cavidad para el evento estudiado del día 29-11-2011. En este caso, tres instrumentos fueron utilizados (COR2-A: negro, HI-1A: azul, HI-2A: magenta), y la ECM pudo ser seguida por mas de tres días luego de su erupción en el Sol. De arriba hacia abajo, los paneles muestran ángulo de elongación, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación θ_{tilt}	83
5.3.	Resultados del ajuste para el evento del día 08-08-2012 durante su paso por el campo visual de HI-1A. De arriba hacia abajo, los paneles muestran ángulo de elongación, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación θ_{tilt}	84
5.4.	Resultados del ajuste para el caso ‘maní’ del día 01-11-2012 durante su paso por el campo visual de HI-1A. De arriba hacia abajo, los paneles muestran ángulo de elongación, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación θ_{tilt}	85
5.5.	Vista del plano de la eclíptica, que muestra las posiciones de las naves STEREO-A (①, rojo) y Solar Orbiter (③, celeste), además de Tierra (②, verde), para la fecha del evento bajo estudio (09-04-2022). La flecha negra indica la dirección de propagación del ápice de la ECM. Gráfico generado con Solar-MACH.	87
5.6.	Imágenes de la ECM en el coronógrafo COR2-A (izquierda, a las 16:54 UT) y LASCO C2 (derecha, a las 13:48 UT), el día 04-09-2022. La perspectiva de COR2-A provee una mejor vista de la cavidad oscura, mientras que LASCO C2 ofrece una vista menos favorable.	87

5.7.	Imágenes heliosféricas del evento bajo estudio del 2022-04-10. En el panel izquierdo, la vista de STEREO-A HI1, a las 02:08UT. En el panel inferior, la imagen mosaico del instrumento SoloHI, a las 02:43UT.	88
5.8.	Parámetros obtenidos para el evento 2022-04-09, producto de la aplicación de la herramienta computacional aplicada al modelo DT, en imágenes de COR2-A (negro), HI-1A (azul) y SoloHI (rojo).	88
5.9.	Extrapolación a 1 UA de los parámetros del evento del 2022-04-09, utilizando una función exponencial negativa.	89
5.10.	Distribución porcentual del grupo de 78 ECMs analizadas, con cada categoría representando las distintas funciones morfológicas consideradas. . . .	92
5.11.	Gráfico de cajas de acuerdo a los tipos morfológicos. Izquierda: parámetro δ . Derecha: parámetro λ	93
5.12.	Esquema ilustrativo de algunas de las cantidades definidas para el estudio de las vainas. La curva negra marca la intensidad de la línea analizada. Las áreas sombreadas marcan el área bajo la curva de lo que se define como parte frontal y posterior, en color rosa y verde respectivamente. La línea punteada amarilla muestra la curva ajustada con el spline. El eje X se encuentra en unidades de píxeles del detector.	97
5.13.	Evolución de la vaina en luz blanca correspondiente al evento del 02-03-2011. De arriba hacia abajo: evolución temporal de la distancia del pico de intensidad y del frente, variación de la velocidad de ambos rasgos con la distancia, variación de la intensidad relativa del pico y del área bajo la curva, y variación del ancho total de la vaina, de su parte frontal y de su parte posterior.	100
5.14.	Ídem Figura 5.13pero para el evento del 01-11-2012.	101
5.15.	Ídem Figura 5.13pero para el evento del 15-09-2011.	102
5.16.	Variación del ancho total (ΔAT) vs. diferencia entre las velocidades iniciales del pico y del frente ($\Delta V_{ini} = V_{pico} - V_{frente}$).	104
A.1.	Resultados del ajuste para el evento del día 2010-02-03 durante su paso por el campo visual de HI1-A. De arriba hacia abajo, los paneles muestran distancia en UA, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación <i>tilt</i> . . .	110
A.2.	Resultados del ajuste para el evento del día 2010-03-20 durante su paso por el campo visual del coronógrafo COR2-A (verde) y de HI1-A (azul). De arriba hacia abajo, los paneles muestran distancia en UA, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación <i>tilt</i>	111
A.3.	Resultados del ajuste para el evento del día 2010-12-08 durante su paso por el campo visual de HI1-A (azul) y de HI2-A (violeta). De arriba hacia abajo, los paneles muestran distancia en UA, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación <i>tilt</i>	111

A.4. Resultados del ajuste para el evento del día 30-01-2011 durante su paso por el campo visual de HI1-A (azul). De arriba hacia abajo, los paneles muestran distancia en UA, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación *tilt*. 112

A.5. Resultados del ajuste para el evento del día 02-03-2011 durante su paso por el campo visual de HI1-A (azul). De arriba hacia abajo, los paneles muestran distancia en UA, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación *tilt*. 112

A.6. Resultados del ajuste para el evento del día 25-03-2011 durante su paso por el campo visual de HI1-A (azul). De arriba hacia abajo, los paneles muestran distancia en UA, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación *tilt*. 113

A.7. Resultados del ajuste para el evento del día 15-09-2011 durante su paso por el campo visual de HI1-A (azul). De arriba hacia abajo, los paneles muestran distancia en UA, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación *tilt*. 113

B.1. Evolución de la vaina en luz blanca correspondiente al evento del 20-03-2010. De arriba hacia abajo: evolución temporal de la distancia del pico de intensidad y del frente, variación de la velocidad de ambos rasgos con la distancia, variación de la intensidad relativa del pico y del área bajo la curva, y variación del ancho total de la vaina, de su parte frontal y de su parte posterior. 115

B.2. Evolución de la vaina en luz blanca correspondiente al evento del 08-12-2010. De arriba hacia abajo: evolución temporal de la distancia del pico de intensidad y del frente, variación de la velocidad de ambos rasgos con la distancia, variación de la intensidad relativa del pico y del área bajo la curva, y variación del ancho total de la vaina, de su parte frontal y de su parte posterior. 116

B.3. Evolución de la vaina en luz blanca correspondiente al evento del 30-01-2011. De arriba hacia abajo: evolución temporal de la distancia del pico de intensidad y del frente, variación de la velocidad de ambos rasgos con la distancia, variación de la intensidad relativa del pico y del área bajo la curva, y variación del ancho total de la vaina, de su parte frontal y de su parte posterior. 117

B.4. Evolución de la vaina en luz blanca correspondiente al evento del 26-03-2011. De arriba hacia abajo: evolución temporal de la distancia del pico de intensidad y del frente, variación de la velocidad de ambos rasgos con la distancia, variación de la intensidad relativa del pico y del área bajo la curva, y variación del ancho total de la vaina, de su parte frontal y de su parte posterior. 118

B.5. Evolución de la vaina en luz blanca correspondiente al evento del 08-08-2012. De arriba hacia abajo: evolución temporal de la distancia del pico de intensidad y del frente, variación de la velocidad de ambos rasgos con la distancia, variación de la intensidad relativa del pico y del área bajo la curva, y variación del ancho total de la vaina, de su parte frontal y de su parte posterior. 119

Índice de cuadros

2.1. Características de ambos instrumentos de observación heliosférica abordo de STEREO: HI-1 y HI-2. ^a Desde el centro del Sol. ^b Medido en el plano del cielo relativo a la ubicación de observación. ^c Valores actuales optimizados durante la misión, difieren de las especificaciones originales.	45
3.1. Regiones fuente para la muestra de 17 eventos encontrados que poseen observaciones en coronógrafos, instrumentos heliosféricos e <i>in situ</i> . Se computan las coordenadas aproximadas del evento, como así también la cercanía a regiones activas, la fecha y hora aproximada de erupción, y el instrumento (EUVI de STEREO A o B, o AIA de SDO) y longitud de onda donde fue observada. La latitud y longitud se encuentran en coordenadas HPC desde el punto de vista de la nave, en segundos de arco. Debe ser tomado como una aproximación, dado el tamaño de la estructura en erupción, y está referenciada siempre al primer instrumento computado, por ejemplo, en el segundo evento las coordenadas refieren al punto de vista de STEREO A.	62
3.2. Valores de latitud y longitud obtenidos por medio del modelo GCS para la muestra de 10 eventos.	65
3.3. Extracto de la lista de ECMs identificadas en observaciones heliosféricas, con fecha (en formato yyymmdd) y hora de comienzo y fin en los campos visuales de HI-1A y HI-2A. Con respecto a los coronógrafos COR2 y LASCO C2, así como también a las detecciones <i>in situ</i> , se informa sólo el horario de inicio.	66
3.4. Muestra de ECMs catalogadas candidatas a ser analizadas mediante el modelo DT. De izquierda a derecha: fecha (en formato yyymmdd) y hora de comienzo y fin en los campos visuales de HI-1A y HI-2A, fecha y hora de inicio en los coronógrafos COR2 y LASCO C2, fecha y hora de inicio en observaciones <i>in situ</i>	67

5.1. Resultados de los ajustes a los eventos analizados en esta sección. Las columnas muestran los valores medios de δ y λ , con sus respectivas tasas diarias de cambio, obtenidas como la pendiente de un ajuste lineal a lo largo de la duración de ese evento. La penúltima columna presenta los valores medios y la desviación estándar de la inclinación θ_{tilt} , así como la forma general detectada por el algoritmo. 86

5.2. Valores medios y desviación estándar de los parámetros δ y λ , clasificados por categoría (tipo de función de distorsión). 93

5.3. Valor-p para el test de Shapiro-Wilk. 94

5.4. Características de las vainas estimadas a partir del análisis de imágenes heliosféricas de luz blanca. Cada columna corresponde a un evento determinado. 98

Capítulo 1

Introducción

El presente capítulo tiene como objetivo fundamental introducir y consolidar los conceptos físicos, observacionales y fenomenológicos que sustentan el desarrollo de esta tesis doctoral. A lo largo de este capítulo, se describe el marco teórico necesario para comprender el origen, la dinámica y el impacto de las perturbaciones solares en el medio interplanetario, sentando así las bases conceptuales para el análisis morfológico que se abordará en los capítulos posteriores.

El Sol es la estrella central de nuestro sistema planetario y su comportamiento dinámico rige las condiciones físicas de todo su entorno. Desde una perspectiva estelar, es una estrella típica de la secuencia principal, con una edad estimada de 4500 millones de años y un diámetro aproximado de 1.4 millones de kilómetros. Al concentrar más del 99% de la masa total del sistema solar, su campo gravitatorio y su intensa actividad magnética dominan el medio interplanetario.

Históricamente, el Sol ha sido reconocido por ser el protagonista principal que sustenta la vida en la Tierra. Sin embargo, en la era contemporánea, su relevancia ha adquirido una nueva dimensión crítica. La creciente dependencia de la humanidad hacia la tecnología satelital, las redes de telecomunicaciones globales y los programas de exploración espacial han puesto de manifiesto nuestra profunda vulnerabilidad ante la diversa actividad solar.

Para comprender la física que rige la actividad solar y su impacto en el entorno de nuestro planeta y del resto del sistema solar, es fundamental notar que la materia solar se encuentra en estado de plasma, un gas ionizado que actúa como un excelente conductor eléctrico. Este plasma no está confinado dentro de la superficie estelar, sino que se eyecta continuamente dando forma al ambiente interplanetario mediante el viento solar y el campo magnético, conformando la estructura de la heliosfera, introducida en la Sección 1.1. Dado su carácter fluido y electromagnético, la herramienta teórica para estudiar este estado de la materia a escalas macroscópicas es la Magnetohidrodinámica (MHD), cuyos conceptos base se presentan en la Sección 1.2.

Dentro de los fenómenos dinámicos descritos por la MHD que perturban severamente el entorno espacial de nuestro planeta, las eyecciones coronales de masa (ECMs) destacan como las erupciones más violentas y de mayor impacto adverso. Estos eventos se presen-

tan en detalle en la sección 1.3. Una motivación importante para este trabajo es que, a pesar de su importancia crucial, actualmente existe una notable escasez de estudios (e.g. Lugaz et al., 2016; Temmer, 2021) que caractericen en detalle la evolución morfológica y cinemática de estas estructuras durante su tránsito temprano en la heliosfera interna. Comprender cómo se reconfiguran las ECMs después de abandonar la corona es un requisito indispensable para mejorar el desempeño de los métodos actuales de predicción de la meteorología del espacio (Sección 1.4).

1.1. El Sol y la heliosfera

El Sol constituye la principal fuente de luz y calor del sistema solar, y su masa está compuesta en su mayoría por hidrógeno (71 %) y helio (27 %), y un 2 % de otros elementos más pesados.

La Figura 1.1 muestra un esquema idealizado de la compleja estructura solar (Turck-Chièze et al., 1993), tanto de su interior como de su atmósfera. Está formado por distintas capas, que ordenadas desde el interior hacia afuera son: el núcleo; la zona radiativa; la zona convectiva; la fotosfera; la cromosfera y la corona. La teoría hipotetiza un núcleo interno que ocupa menos del 2 % del volumen total, pero casi un 40 % de la masa, y donde se genera casi el 90 % de la energía a unos 15 millones de K. Esta temperatura permite que, por medio de reacciones de fusión nuclear, se produzca una conversión de hidrógeno en helio, generando en el proceso fotones de muy alta energía. Posteriormente, estos fotones se mueven hacia afuera del núcleo, a la zona radiativa, donde debido a la muy alta densidad, los fotones demoran cientos de miles de años en atravesarla, colisionando en el proceso con el material circundante y siendo reemitido y absorbido múltiples veces, lo que provoca que pierdan energía.

Por fuera de la zona radiativa se encuentra la zona convectiva. Como su nombre lo indica, los movimientos de convección transportan el plasma y los gases calientes, los cuales ascienden y se enfrían, transfiriendo así energía a la superficie. Estos movimientos convectivos se manifiestan como gránulos y supergránulos en la fotosfera solar, los cuales pueden ser observados en la imagen derecha de la Figura 1.2, rodeando las imponentes manchas solares.

La dinámica global de los fenómenos solares está dictada por su naturaleza netamente magnética. El origen de este campo magnético reside en el interior estelar, impulsado por un mecanismo magnetohidrodinámico de conversión de energía conocido como dínamo solar (Charbonneau, 2014). Este proceso opera fundamentalmente en la tacoclina, una capa de fuerte cizalla que separa la zona radiativa de la convectiva. Allí, la interacción entre la rotación diferencial y los movimientos convectivos del plasma enrollan y amplifican las líneas de campo, generando un intenso flujo magnético que eventualmente emerge, manifestándose de manera evidente en la fotosfera solar.

La fotosfera corresponde a la primera capa de la atmósfera solar, y es la que se aprecia

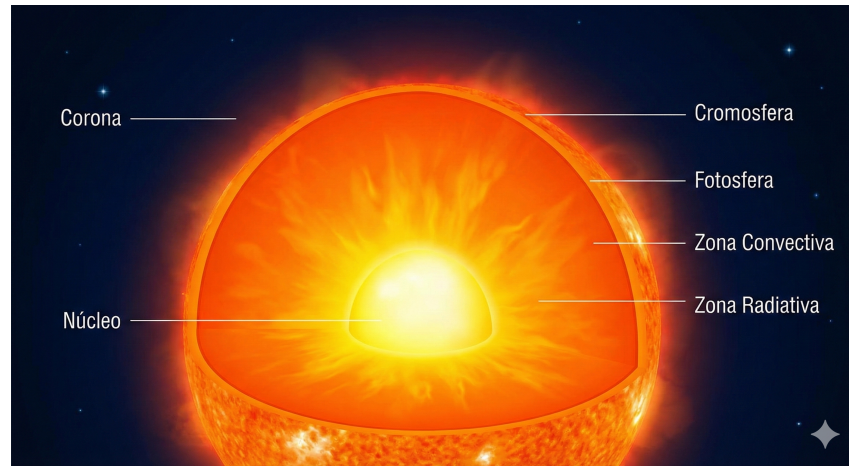


Figura 1.1: Representación gráfica de la estructura interna y atmósfera del Sol. Imagen generada por IA (Google Gemini).

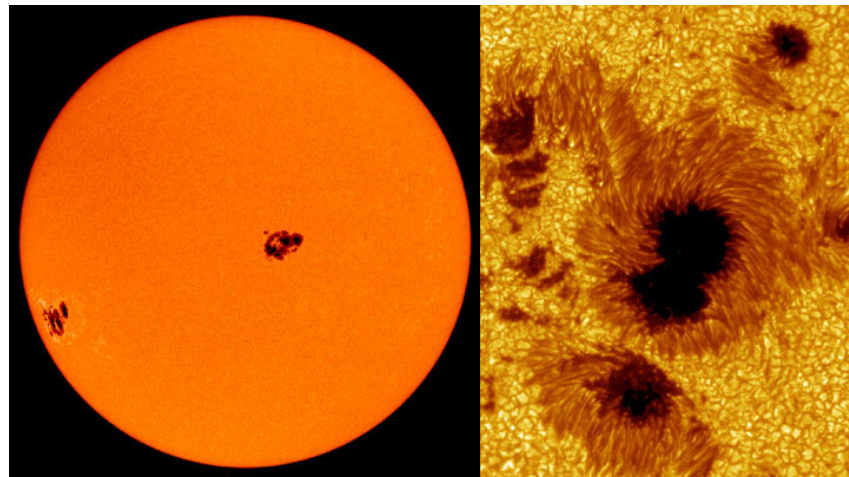


Figura 1.2: Imagen de manchas solares observadas sobre la fotosfera, provista por el instrumento MDI (Michelson Doppler Imager, a 676.8 nm) abordo del satélite SOHO. Izquierda: disco solar completo. Derecha: acercamiento a las manchas solares en negro, rodeadas por gránulos y supergránulos fotosféricos.

cotidianamente en el rango visible al observar el Sol. Esta capa es ópticamente gruesa, permitiendo el paso de los fotones y emitiendo la mayor cantidad de radiación que percibimos, asemejándose a una superficie aunque realmente no lo sea. Por simplicidad, cuando se hace referencia a la superficie del Sol, se hace referencia a la fotosfera. La temperatura en esta zona es de 5.700 K, y en ella se observa una gran cantidad de actividad en escalas temporales cortas, con procesos y fenómenos que pueden durar días, horas o minutos. Dentro de la fotosfera, una de las estructuras más importantes que existen son las denominadas manchas solares. Estas se aprecian como manchas oscuras sobre la superficie más brillante (Fig.1.2), al ser más frías que su entorno, en torno a 3.800 K. Las manchas suelen definir regiones activas del Sol, por lo que los eventos eruptivos suelen estar asociados a las mismas.

Las manchas solares fueron una pieza clave para descubrir el ciclo solar. Los primeros registros sobre manchas solares datan de hace casi mil años atrás. El registro exhaustivo moderno de las manchas solares nació más tarde, en 1775. Más adelante, entre 1826 y

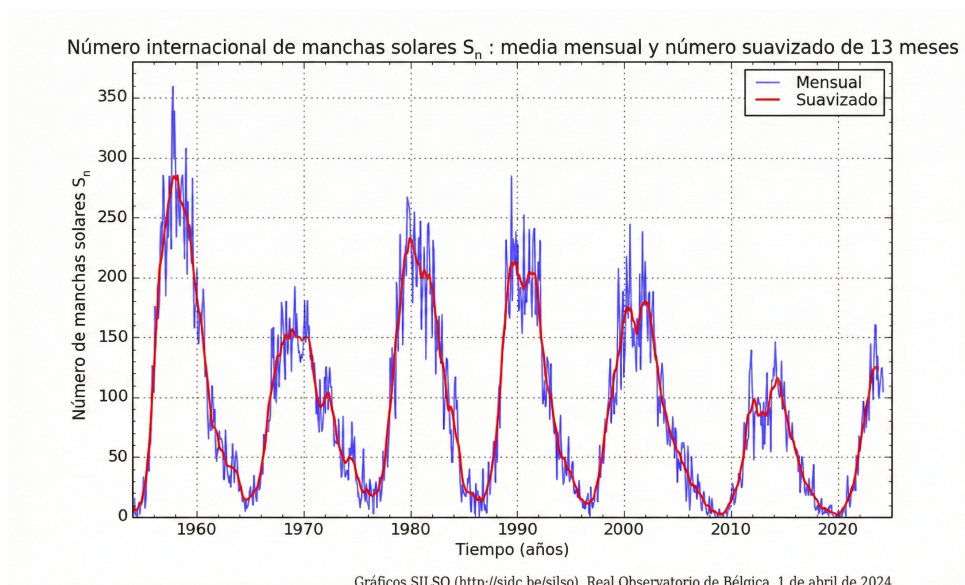


Figura 1.3: Serie temporal del Número Internacional de Manchas Solares (S_n). El gráfico muestra la evolución de la actividad solar desde mediados del siglo XX hasta la actualidad (1954-2024). El gráfico muestra la media mensual (línea azul, Mensual) que refleja la variabilidad a corto plazo, superpuesta con el número suavizado mediante media móvil de 13 meses (línea roja, Suavizado) que define la tendencia del ciclo solar. Crédito: página web del Observatorio Real de Bélgica: <https://www.sidc.be/SILSO/ssngraphics>

1843, científicos como Heinrich Schwabe y Rudolf Wolf, notaron que el número de manchas cambiaba periódicamente en el tiempo, evidenciando un ciclo de aproximadamente 11 años entre períodos de máxima o mínima actividad, como demuestra la Figura 1.3. Hoy se sabe que la actividad solar se ve regida por este ciclo.

Dado que el Sol es un cuerpo magnetizado, el ciclo solar está altamente dominado por cambios internos en su campo magnético (Hathaway, 2015; Charbonneau, 2010), alternando entre periodos de calma y de gran actividad, tal como se puede observar en la figura 1.4, y no solamente ligado a cambios en la fotosfera, sino a cambios globales en sus otros regímenes atmosféricos (Aschwanden, 2005) que afectan a todo el sistema solar (Schwenn, 2006).

La siguiente capa de la atmósfera solar corresponde a la cromosfera, la cual se extiende por varios miles de kilómetros por encima de la fotosfera. A diferencia de esta última, la cromosfera es ópticamente delgada en el continuo del espectro visible, motivo por el cual es enmascarada por el intenso resplandor fotosférico y resulta invisible a simple vista. Sin embargo, el plasma cromosférico es ópticamente grueso en longitudes de onda específicas correspondientes a ciertas transiciones atómicas, como la línea $H\alpha$ (656,3 nm). Por este motivo, su observación requiere el uso de filtros de banda estrecha que aislen estas líneas espectrales, o bien aprovechar la ocultación de la fotosfera durante un eclipse solar total, momento en el cual la cromosfera se revela con su tono rojizo característico.

Por último, la capa más externa y extensa de la atmósfera del Sol es la corona solar. Se extiende desde la abrupta región de transición térmica hasta fusionarse de manera gradual con el medio interplanetario. El borde externo de la corona está definido por la superficie de Alfvén, la cual forma una superficie irregular alrededor del Sol a alturas que

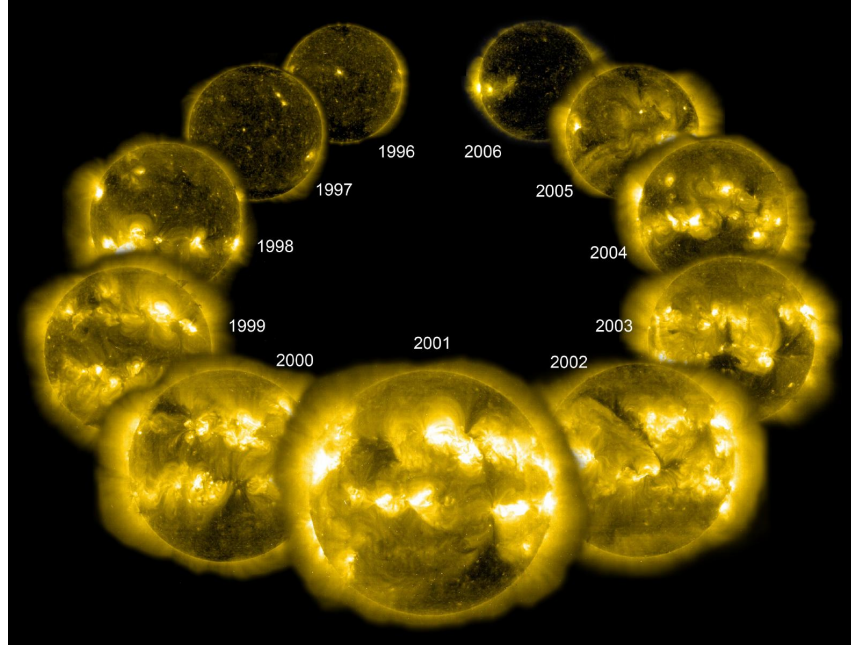


Figura 1.4: Composición de imágenes anuales capturadas por el instrumento EIT (Extreme ultraviolet Imaging Telescope) a bordo de la misión SOHO. La secuencia abarca el periodo 1996-2006, ilustrando la transición desde el mínimo solar (1996), pasando por el máximo de actividad caracterizado por una alta densidad de regiones activas y bucles coronales (2001), hasta el declive hacia un nuevo mínimo (2006). Las regiones más brillantes corresponden a gas más caliente, el cual puede llegar a los 2 MK. Fuente: SOHO (ESA & NASA).

pueden variar entre 10 a 20 radios solares (R_{\odot}). A diferencia de la fotosfera, la corona es un medio ópticamente delgado y de una densidad extremadamente baja (típicamente del orden de 10^8 a 10^9 partículas por cm^3 en su base), lo que hace que su emisión en luz blanca sea aproximadamente un millón de veces más débil que la del disco solar, requiriendo de eclipses totales o coronógrafos para su observación (Golub and Pasachoff, 2009).

La morfología y dinámica de la corona solar están fundamentalmente estructuradas por el campo magnético. Al ser un entorno dominado por la presión magnética, es en esta región de la atmósfera donde se originan y observan las ECMs. Como se detallará en la Sección 1.3, estas violentas erupciones se caracterizan por expulsar hacia el medio interplanetario enormes volúmenes de plasma que viajan confinados dentro de campos magnéticos intrínsecamente organizados. Es esta coherencia estructural la que convierte a las ECMs en el objeto de estudio central de la presente tesis.

Además de las ECMs, otro de los eventos eruptivos de corto plazo más impresionantes son las denominadas fulguraciones. Las fulguraciones son repentinas liberaciones de grandes cantidades de energía en todo el espectro electromagnético, acelerando partículas cargadas a muy altas energías que alcanzan velocidades relativistas. La intensidad de las fulguraciones se clasifica de acuerdo al flujo emitido en rayos X blandos, con las letras A, B, C, M o X, siendo X las más intensas Fletcher et al. (2011). Un ejemplo de fulguración intensa puede verse en la Figura 1.5.

La característica más interesante —y enigmática— de la corona solar es su temperatura extrema: mientras que la fotosfera se encuentra a unos 5700 K, el plasma coronal

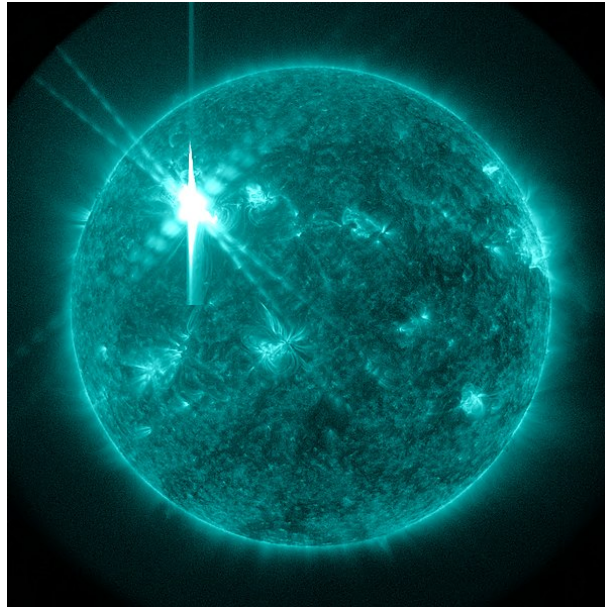


Figura 1.5: Fulguración solar X5.4, observada en 131 Å por la misión espacial Solar Dynamics Observatory (SDO) de la NASA, el 7 de Marzo del 2012.

alcanza temperaturas que oscilan entre 1 y 3 MK, pudiendo superar los 10 MK en regiones activas. Este gradiente térmico invertido constituye lo que se conoce como el problema del calentamiento coronal (Klimchuk, 2006).

El Sol además de liberar energía y materia en forma de eventos eruptivos y localizados, tales como las fulguraciones y ECMs, también lo hace mediante el viento solar. El mismo consiste en una permanente liberación de materia en todas las direcciones, compuesto de un flujo continuo de electrones, protones y partículas alfa, que forma un plasma de baja densidad y se propaga en promedio a 450 km s^{-1} cubriendo todo el sistema solar (Parker, 1958). Puede clasificarse en dos tipos según su velocidad y origen: el rápido ($v > 500 \text{ km s}^{-1}$, proviene de agujeros coronales) y el lento ($v < 500 \text{ km s}^{-1}$, ligado a regiones ecuatoriales activas)

Como fuera mencionado, el dínamo solar produce un campo magnético intenso (Hale, 1908) que se extiende por todo el sistema solar. El viento solar, al estar formado por partículas cargadas y estar magnetizado, está atado a este campo magnético. Al propagarse por el medio interplanetario, el viento solar y el campo magnético conforman un gran volumen que conocemos como heliosfera. Cuando el viento solar, que viaja a velocidades supersónicas, se ralentiza hasta hacerse subsónico, se forma la onda de choque de terminación. Mas allá de esta zona, el viento solar ahora subsónico, se encuentra con el viento solar previamente desacelerado, produciendo una zona más densa, caliente y turbulenta conocida como heliofunda. Cuando este material se encuentra con el viento interestelar o galáctico, se forma la heliopausa, marcando así el límite final de la heliosfera.

Es difícil determinar hasta dónde se extiende la heliosfera, ya que su estructura es compleja y es complicado obtener mediciones, pero de acuerdo a Reisenfeld et al. (2021), la distancia mínima del Sol a la heliopausa es de aproximadamente 120 UA en la dirección

y sentido de la órbita del sistema solar, mientras que en el sentido opuesto se extiende al menos 350 UA. En esta tesis nuestro enfoque está puesto en la región de la heliosfera comprendida entre el Sol y la Tierra, espacio que denominaremos heliosfera interna.

1.2. Consideraciones magnetohidrodinámicas

Previamente se ha establecido que el Sol es una esfera masiva de plasma; no obstante, es necesario definir con precisión qué implica este estado de la materia, así como otros conceptos que se utilizaron y se detallarán a continuación.

Cuando a un gas se le suministra energía, llega un punto en el que se alcanza un umbral crítico donde la energía térmica supera la energía de enlace de los electrones a los núcleos atómicos. Este proceso, conocido como ionización, despoja a los átomos de sus electrones, resultando en un gas altamente ionizado compuesto de iones positivos y electrones libres (Priest, 2014). Sin embargo, un plasma no es simplemente un gas ionizado. Para ser considerado como tal, el medio debe cumplir con requisitos específicos que lo diferencian de un gas neutro. Langmuir (1928), quien acuñó el término, y posteriormente autores como Chen (1984), definen el plasma como un gas cuasi-neutral de partículas cargadas y neutras que exhiben un comportamiento colectivo. A diferencia de un gas neutro, donde dominan las colisiones de corto alcance, en un plasma las partículas interactúan mediante fuerzas electromagnéticas de largo alcance. Esto implica que el movimiento de una partícula cargada genera corrientes y campos que afectan simultáneamente a muchas otras partículas distantes (Gurnett and Bhattacharjee, 2005). Para que un gas ionizado se considere plasma, debe satisfacer tres criterios fundamentales (Baumjohann and Treumann, 1996):

- Cuasi-neutralidad: A escala macroscópica, las densidades de carga positiva y negativa se cancelan ($n_e \approx n_i$).
- Apantallamiento de Debye: La longitud de Debye (λ_D), que es la distancia a la cual el campo eléctrico de una carga individual es apantallado por las partículas circundantes, debe ser mucho menor que las dimensiones físicas del sistema (L). Es decir, $\lambda_D \ll L$.
- Frecuencia del plasma: La frecuencia de oscilación de los electrones (ω_{pe}) debe ser alta en comparación con la frecuencia de colisiones con partículas neutras, permitiendo que las interacciones electromagnéticas dominen sobre la hidrodinámica ordinaria.

Aunque en la Tierra este estado es poco común —limitándose a fenómenos transitorios como descargas atmosféricas (rayos), la ionosfera, o aplicaciones tecnológicas específicas—, constituye el estado dominante en el Universo. Se estima que más del 99 % de la materia visible del universo se encuentra en estado de plasma (Kippenhahn and Weigert, 1990), constituyendo el medio fundamental para la formación de estrellas y el medio interestelar.

Dada la naturaleza conductora de este fluido y las escalas macroscópicas involucradas en la física solar, el tratamiento dinámico del medio requiere un enfoque que unifique el electromagnetismo y la mecánica de fluidos. Este marco teórico se conoce como Magnetohidrodinámica (MHD). En la aproximación MHD, el plasma se modela no como un conjunto discreto de partículas, sino como un medio continuo y eléctricamente neutro capaz de soportar corrientes eléctricas (Parker, 2004). La esencia de la MHD reside en el acoplamiento no lineal entre el campo magnético y el movimiento del plasma. Por un lado, el movimiento del fluido conductor a través de un campo magnético induce corrientes eléctricas, por la Ley de Ohm generalizada; recíprocamente, estas corrientes interactúan con el campo magnético generando fuerzas de Lorentz ($\mathbf{J} \times \mathbf{B}$) que modifican el movimiento del fluido (Priest, 2014).

Uno de los parámetros centrales de un plasma es el cociente entre la densidad de energía térmica con la densidad de energía magnética (también llamada presión magnética), es decir:

$$\beta = \frac{nK_B T}{B^2/2\mu_0}, \quad (1.1)$$

Es un concepto importante, dado que cuando este valor $\beta < 1$, implica que en el plasma está dominando el campo magnético (como es el caso de la baja corona solar), permitiendo confinar el plasma. Cuando este valor $\beta > 1$ la dinámica es gobernada por el fluido debido a que la presión del gas es mayor.

1.2.1. Ecuaciones macroscópicas de la magnetohidrodinámica

La Magnetohidrodinámica (MHD) constituye un marco teórico apropiado para describir la dinámica macroscópica de plasma que compone la corona solar y el viento solar. Esta aproximación trata al plasma como un fluido continuo y único, acoplando las ecuaciones de la dinámica de fluidos (Navier-Stokes) con las ecuaciones del electromagnetismo clásico (ecuaciones de Maxwell).

La teoría MHD es altamente efectiva para estudiar fenómenos lentos y de escalas espaciales grandes. Se asume que el plasma es cuasineutro y que las velocidades involucradas son no relativistas frente a la velocidad de la luz, condiciones que se cumplen de manera robusta en el estudio de la propagación y evolución morfológica de las ECMs a lo largo de la heliosfera.

El sistema de ecuaciones de la MHD se compone de las leyes de conservación de la masa, momento y energía, acopladas a la evolución temporal del campo magnético. Asumiendo un comportamiento de gas ideal, el conjunto cerrado de ecuaciones macroscópicas se expresa de la siguiente manera:

La conservación de la masa o ecuación de continuidad:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho \mathbf{v}) = 0, \quad (1.2)$$

donde ρ es la densidad de masa del plasma y \mathbf{v} es el campo de velocidades del fluido.

La conservación del momento, que incorpora la fuerza de Lorentz actuando sobre el fluido:

$$\rho \left(\frac{\partial \mathbf{v}}{\partial t} + \mathbf{v} \cdot \nabla \mathbf{v} \right) = -\nabla p + \mathbf{J} \times \mathbf{B} + \rho \mathbf{g}, \quad (1.3)$$

donde p es la presión térmica, \mathbf{B} es el campo magnético, \mathbf{J} es la densidad de corriente eléctrica y \mathbf{g} representa fuerzas externas (como la gravedad solar).

La ecuación de la energía, que describe la termodinámica del sistema:

$$\frac{\partial p}{\partial t} + \mathbf{v} \cdot \nabla p + \gamma p \nabla \cdot \mathbf{v} = (\gamma - 1) \eta |\mathbf{J}|^2, \quad (1.4)$$

donde γ es el índice adiabático y el término derecho representa el calentamiento óhmico debido a la difusividad magnética η . En los casos en que η puede considerarse nulo, obtenemos lo que se conoce como MHD ideal, donde el término disipativo se anula.

La ecuación de inducción magnética rige la evolución topológica y temporal del campo magnético:

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) + \eta \nabla^2 \mathbf{B}, \quad (1.5)$$

Finalmente, el sistema está sujeto a la restricción física fundamental de la ausencia de monopolos magnéticos:

$$\nabla \cdot \mathbf{B} = 0. \quad (1.6)$$

1.2.2. Reconexión magnética

Tal como se infiere de la ecuación de inducción magnética (Ecuación 1.5), la evolución temporal del campo magnético está gobernada por la competencia entre dos términos del lado derecho: un término advectivo $\nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B})$ y un término difusivo $\eta \nabla^2 \mathbf{B}$. La relación entre las magnitudes de estos términos se cuantifica mediante el número de Reynolds magnético (R_m).

En la inmensa mayoría de los plasmas astrofísicos, como la corona solar y el viento solar en la heliosfera, las escalas espaciales gigantescas hacen que $R_m \gg 1$. Bajo estas condiciones, el término difusivo es despreciable y el plasma opera bajo el régimen de la MHD ideal. Esto da lugar al célebre teorema de Alfvén o condición de congelamiento (Alfvén, 1942), el cual establece que las líneas de campo magnético se mueven rígidamente acopladas al fluido de plasma, conservando de forma estricta la topología magnética del sistema a lo largo del tiempo.

Sin embargo, esta condición ideal colapsa drásticamente de forma localizada. De acuerdo con el exhaustivo marco teórico detallado por Pontin and Priest (2022), cuando dos dominios de flujo magnético con orientaciones antiparalelas son forzados a interactuar debido a la dinámica macroscópica del plasma, se generan fuertes gradientes espaciales del campo magnético ($\nabla \times \mathbf{B} = \mu_0 \mathbf{J}$). Esto fuerza la formación de láminas de corriente

extremadamente delgadas. En el interior de estas fronteras, la escala espacial de variación colapsa, provocando que el término difusivo $\eta\nabla^2\mathbf{B}$ se vuelva dominante localmente, neutralizando el alto valor global de R_m .

Es estrictamente en estas regiones singulares de difusión donde ocurre la **reconexión magnética**, un proceso físico fundamental caracterizado por el cambio en la topología de las líneas de campo y la conversión repentina de energía magnética en energía térmica y cinética (Dungey, 1961). En estas zonas de alta difusión, se rompe localmente la condición de conductividad ideal y deja de cumplirse el teorema de congelamiento de Alfvén. Esto permite que elementos de volumen del fluido, originalmente vinculados a una misma línea de campo, se separen y pasen a formar parte de estructuras magnéticas diferentes. Al perder su conectividad inicial, las líneas se reconfiguran rápidamente hacia un estado de menor energía magnética, forzando al plasma a acoplarse en nuevas configuraciones topológicas. Este proceso se muestra esquemáticamente en la Figura 1.6.

Independientemente de su dimensionalidad geométrica, este cambio topológico desencadena consecuencias dinámicas drásticas. Las nuevas líneas de campo resultantes presentan un alto grado de curvatura, generando una tensión magnética insostenible. El sistema relaja esta tensión contrayendo las líneas y eyectando el plasma atrapado a velocidades comparables a la velocidad de Alfvén local. Este mecanismo da lugar a la formación de dos chorros de plasma eyectados en sentidos opuestos, convirtiendo eficientemente la energía magnética almacenada en energía cinética, calentamiento térmico y aceleración de partículas.

Un aspecto a tener en cuenta es la diferencia significativa del proceso de reconexión magnética en espacios tridimensionales (Pontin and Priest, 2022). Mientras que los modelos clásicos bidimensionales restringen la reconexión a puntos nulos tipo X donde la velocidad del flujo diverge, la reconexión en 3D —el escenario físicamente realista que da origen a la compleja morfología de las ECMs— presenta una complejidad significativamente mayor. En 3D, el proceso topológico no requiere necesariamente de un punto nulo, sino que puede manifestarse de forma continua a lo largo de capas cuasi-separatrices mediante lo que se conoce como reconexión deslizante.

En la corona solar, donde el plasma es un conductor excepcional, la reconexión es el único mecanismo capaz de romper la condición de campo congelado para permitir la liberación de energía acumulada en configuraciones de no equilibrio, siendo el responsable físico inicial de la desestabilización y lanzamiento de las cuerdas de flujo que estructuran a las ECMs estudiadas a lo largo de este trabajo.

1.2.3. Flujo magnético

En plasmas magnetizados, las estructuras fundamentales a través de las cuales se organiza y confina el campo magnético adoptan morfologías predominantemente tubulares. Esta configuración geométrica es una consecuencia directa de la condición solenoidal del campo magnético, expresada por la ecuación 1.6.

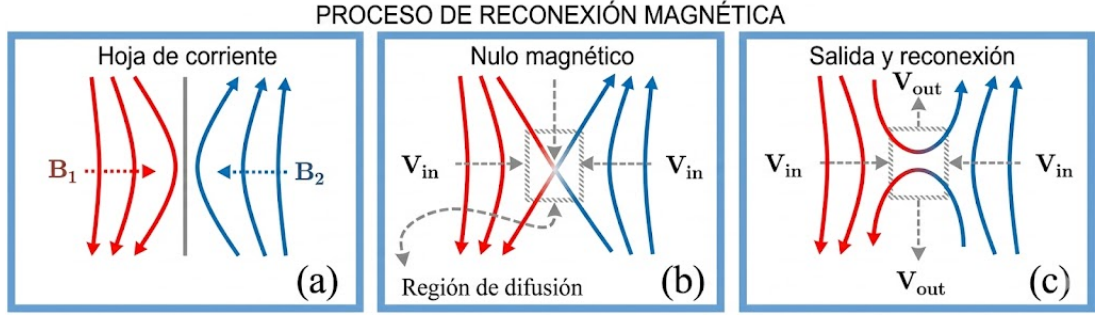


Figura 1.6: Esquema bidimensional del proceso de reconexión magnética. (a) Formación de una hoja de corriente producto del acercamiento de dos dominios magnéticos con líneas de campo antiparalelas (B_1 y B_2). (b) Región de difusión central o nulo magnético, donde el plasma fluye hacia el interior (V_{in}) y se rompe la condición de congelamiento, permitiendo el cambio topológico. (c) Fase de post-reconexión, donde la fuerte curvatura de las nuevas líneas relaja la tensión magnética eyectando el plasma a gran velocidad (V_{out}) en direcciones opuestas, convirtiendo la energía magnética almacenada en cinética y térmica. Adaptado de Genestreti and Kistler (2012).

Debido a esta propiedad, las líneas de campo magnético no tienen principio ni fin continuo; deben cerrarse sobre sí mismas o extenderse hacia los límites del dominio. Si consideramos una curva cerrada arbitraria en el espacio y trazamos todas las líneas de campo que pasan a través de ella, se define un volumen espacial conocido como *tubo de flujo magnético*. Estas estructuras son los constituyentes esenciales de cualquier configuración de confinamiento magnético, incluyendo las cuerdas de flujo que estructuran a las ECMs.

Si tomamos una sección transversal arbitraria S_1 del tubo, el flujo magnético Φ_B (o intensidad del tubo) que la atraviesa se define mediante la integral de superficie:

$$\Phi_B = \int_{S_1} \mathbf{B} \cdot d\mathbf{S} \quad (1.7)$$

Aplicando el teorema de la divergencia de Gauss a un segmento del tubo delimitado por dos secciones transversales S_1 y S_2 , y considerando que por la superficie lateral del tubo no hay flujo neto (ya que \mathbf{B} es paralelo a la superficie por definición geométrica del tubo, haciendo que $\mathbf{B} \cdot d\mathbf{S} = 0$), la Ecuación 1.7 garantiza que el flujo entrante por S_1 debe ser exactamente igual al flujo saliente por S_2 :

$$\int_{S_1} \mathbf{B} \cdot d\mathbf{S} = \int_{S_2} \mathbf{B} \cdot d\mathbf{S} = \text{constante} \quad (1.8)$$

De este modo, el flujo magnético a través de cualquier sección transversal de un tubo de flujo es una cantidad conservada e invariante espacialmente a lo largo del mismo.

Establecida la conservación espacial del flujo, surge la interrogante sobre su evolución temporal cuando el plasma se encuentra en movimiento. Como se introdujo en la Sección 1.2.1 mediante la ecuación de inducción magnética, en el régimen de la MHD ideal el campo está ‘congelado’ al fluido. Bajo este régimen, la intensidad del tubo permanecerá estrictamente invariante en el tiempo; el tubo de flujo se moverá y deformará topológicamente en conjunto con el plasma, pero el flujo magnético total que lo atraviesa se conservará inalterado.

1.2.4. Cuerda de flujo magnético

Una CF es un volumen de plasma confinado donde el campo magnético \mathbf{B} exhibe una configuración de líneas de campo enrolladas o helicoidales alrededor de un eje central común (Figura 1.7).

Matemáticamente, estas estructuras se estudian a menudo bajo la aproximación de campos libres de fuerzas (En inglés se denominan *force-free*) en plasmas con un valor bajo de su parámetro beta ($\beta \ll 1$), como es el caso de la baja corona solar. En este estado dominado por el campo magnético, la fuerza de Lorentz macroscópica se asume nula:

$$\mathbf{J} \times \mathbf{B} = 0, \quad (1.9)$$

lo que implica que la densidad de corriente \mathbf{J} es estrictamente paralela al campo magnético en todo punto:

$$\nabla \times \mathbf{B} = \alpha \mathbf{B}, \quad (1.10)$$

donde α es el parámetro de torsión que determina qué tan ‘enroscadas’ están las líneas de campo respecto al eje. Si α es espacialmente constante, nos encontramos ante un campo de Taylor o una solución de Lundquist (1950), el cual constituye el modelo cilíndrico estándar para describir la geometría interna de estas cuerdas.

Las cuerdas de flujo presentan las siguientes propiedades físicas fundamentales:

- **Helicidad Magnética (H_m):** Es la cantidad topológica que cuantifica el grado de entrelazamiento y torsión de las líneas de campo, definida como $H_m = \int \mathbf{A} \cdot \mathbf{B} dV$ (siendo \mathbf{A} el vector potencial magnético tal que $\mathbf{B} = \nabla \times \mathbf{A}$). En la MHD ideal, la helicidad global se conserva rigurosamente. Esta invariancia topológica explica por qué las cuerdas de flujo son estructuras tan robustas y persistentes durante su propagación a través del medio interplanetario.
- **Confinamiento de Plasma:** La estructura helicoidal genera un gradiente de presión magnética radial decreciente hacia el exterior, que es equilibrado dinámicamente por la tensión magnética de las líneas de campo curvadas. Este equilibrio permite que la cuerda transporte plasma originario de la corona —típicamente más denso y caliente— hacia la heliosfera, manteniéndolo coherente y magnéticamente aislado del viento solar circundante.
- **Acumulación de Energía:** Las cuerdas de flujo actúan como inmensos reservorios de energía magnética libre. Cuando esta configuración magnética se vuelve inestable (por ejemplo, cuando el campo magnético circundante disminuye con gran rapidez con la altura), la energía libre se libera de forma violenta, constituyendo el proceso físico fundamental que impulsa la erupción.

El concepto estructural de CF es central para el presente trabajo, ya que sienta las bases morfológicas que se caracterizarán y medirán tridimensionalmente en las siguientes secciones.

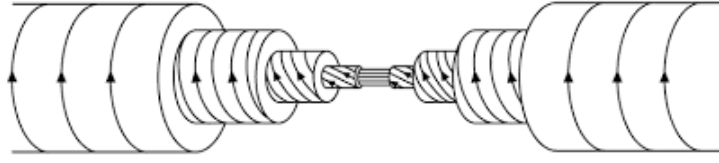


Figura 1.7: Representación esquemática de la estructura interna de una CF magnético. El diagrama muestra una configuración de capas cilíndricas concéntricas donde el campo magnético en el núcleo central es puramente axial. A medida que se incrementa la distancia radial desde el eje, las líneas de campo se envuelven progresivamente adquiriendo una configuración helicoidal. En las capas más externas, el grado de torsión es máximo, resultando en un campo predominantemente azimutal. Adaptado de Russell and Elphic (1979).

1.2.5. Ondas de choque

En un plasma pueden propagarse diferentes modos ondulatorios que transportan energía e información a través del medio. Las velocidades características fundamentales son la velocidad de Alfvén (v_A), asociada a la tensión magnética del sistema, y las velocidades magnetosónicas rápida (v_f) y lenta (v_s), las cuales combinan los efectos de las presiones térmica y magnética. La velocidad de Alfvén se define matemáticamente como:

$$v_A = \frac{B}{\sqrt{\mu_0 \rho}}, \quad (1.11)$$

donde B es la magnitud del campo magnético, μ_0 es la permeabilidad del vacío y ρ es la densidad de masa del plasma. Por su parte, las velocidades de fase de los modos magnetosónicos rápidos y lentos están dadas por la solución a la ecuación de dispersión acoplada:

$$v_{f,s}^2 = \frac{1}{2} \left[(v_A^2 + v_c^2) \pm \sqrt{(v_A^2 + v_c^2)^2 - 4v_A^2 v_c^2 \cos^2 \theta} \right], \quad (1.12)$$

donde v_c representa la velocidad del sonido acústica convencional del fluido estricta de la hidrodinámica ($v_c = \sqrt{\gamma p / \rho}$, siendo γ el índice adiabático y p la presión térmica) y θ es el ángulo entre el vector de onda \mathbf{k} y el campo magnético de fondo \mathbf{B} . Estos tres valores determinan de manera independiente los umbrales críticos para la formación de ondas de choque en el medio.

En un plasma pueden propagarse diferentes modos ondulatorios que transportan energía e información a través del medio. Las velocidades características fundamentales son la velocidad de Alfvén (v_A) y las velocidades magnetosónicas (rápida y lenta), las cuales definen la velocidad del sonido efectiva del sistema magnetizado.

Cuando una perturbación impulsiva y masiva, como una ECM o un flujo rápido de viento solar, se propaga a través del medio interplanetario a una velocidad relativa superior a la velocidad magnetosónica rápida del plasma ambiente, se supera el límite de comunicación del fluido. El plasma inalterado frente a la estructura no puede reconfigurarse adiabáticamente para acomodar el flujo entrante. Esta ruptura violenta de la continuidad hidrodinámica da lugar a la formación de una onda de choque (Kilpua et al., 2017; Priest, 2014). El parámetro adimensional que caracteriza este régimen es el número de Mach magnetosónico ($M_{ms} > 1$).

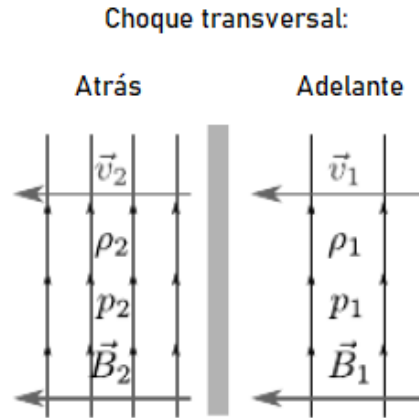


Figura 1.8: Esquema conceptual de una discontinuidad magnetohidrodinámica en la configuración de un choque transversal (o perpendicular). El plano vertical gris representa el frente de choque que separa el plasma incidente no perturbado (Región 'Adelante', indicada con el subíndice 1); del plasma comprimido (Región 'Atrás', indicada con el subíndice 2). En esta geometría específica, las líneas del campo magnético (\vec{B}) son estrictamente paralelas al plano de la discontinuidad, mientras que el vector velocidad del fluido (\vec{v}) es normal al frente. Se indican además las variables termodinámicas de densidad de masa (ρ) y presión térmica (p) a ambos lados de la transición.

En la figura 1.8 se muestra cómo, al atravesar el choque (transitando desde la región no perturbada 1 hacia la región perturbada 2), el plasma del viento solar experimenta una discontinuidad abrupta. Específicamente, el flujo es fuertemente comprimido ($\rho_2 > \rho_1$), desacelerado en el sistema de referencia del choque ($v_2 < v_1$), calentado de forma no adiabática incrementando su presión termodinámica ($p_2 > p_1$) y su campo magnético local se incrementa ($B_2 > B_1$). Todo este material acumulado y perturbado entre el frente de choque y el cuerpo principal de la CF, forma una región altamente turbulenta e inestable conocida como vaina (*sheath* en inglés). La caracterización física y morfológica de la vaina es de suma importancia, y será abordada en detalle analítico en los capítulos posteriores de este trabajo.

Es fundamental distinguir que, a diferencia de los choques en la atmósfera terrestre o en fluidos neutros donde la disipación de energía ocurre netamente por colisiones moleculares, los choques en plasmas astrofísicos son predominantemente no colisionales. Dado que el camino libre medio de las partículas en el viento solar es del orden de 1 UA, la disipación de energía cinética y el aumento de entropía en el frente de choque no se deben a la viscosidad cinemática clásica, sino a procesos de interacción colectiva onda-partícula e inestabilidades electromagnéticas del plasma (Treumann, 2009; Burgess and Scholer, 2015).

Estas discontinuidades no colisionales son críticas en la física heliosférica, pues actúan como eficientes aceleradores de partículas, originando los eventos de partículas energéticas Solares (SEPs, por sus siglas en inglés), los cuales representan uno de los peligros más severos para la meteorología del espacio y la infraestructura espacial.

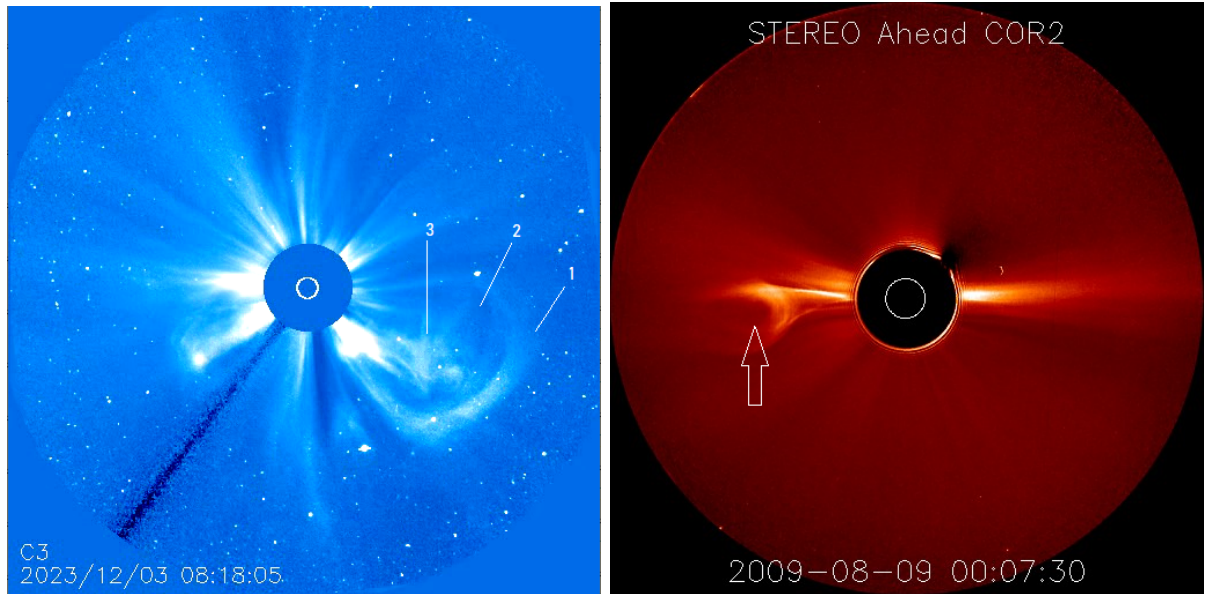


Figura 1.9: Izquierda: ECM del 3 de diciembre del 2023 observada por el coronógrafo LASCO C3, abordo de la nave SoHO. En este caso particular, el eje principal de la ECM se encuentra paralelo a la línea de la visual del observador, con lo que la estructura es fácilmente visible. En la imagen se muestran las tres partes típicas de una ECM, que se describen en el texto. Derecha: ECM del 9 de agosto de 2009 observada por el coronógrafo SECCHI COR2, abordo de STEREO A. Hacia la izquierda de la imagen se puede observar la ECM de tipo CF, cuya cavidad oscura está señalada por la flecha blanca.

1.3. Eyecciones coronales de masa

Uno de los eventos más impresionantes que produce el Sol, y que son el centro de estudio en este trabajo, son las ECMs. Las ECMs son enormes erupciones de plasma (Webb and Howard, 2012) que se observan principalmente mediante coronógrafos de luz blanca. Los coronógrafos son instrumentos que permiten visualizar la tenue corona, tal como se puede apreciar en la figura 1.9. Se propagan desde la atmósfera solar hacia el medio interplanetario, llevando consigo no sólo plasma sino también campo magnético. Las ECMs más impresionantes suelen ocurrir durante los máximos solares (Gopalswamy et al., 2003). La ocurrencia de estos eventos, la cual sigue el ciclo solar, puede variar aproximadamente entre 1 a 5 por día (St. Cyr et al., 2000). Como fuera antes mencionado, están asociadas a erupciones de filamentos/protuberancias, fulguraciones y/o manchas solares (Webb and Howard, 2012).

Estos eventos fueron inicialmente observados en 1973, mediante dos coronógrafos que se encontraban en las naves OSO-7 (*Orbiting Solar Observatory*) que observaron una docena de ECMs, y la estación espacial *Skylab*, que observó unas 100 ECMs.

1.3.1. Estructura

La estructura de una ECM es compleja, pero usualmente tienen una morfología general reconocible que ha sido bien descrita por observaciones coronográficas (e.g. Illing and Hundhausen, 1985; Cremades and Bothmer, 2004; Webb and Howard, 2012), y abordada conceptualmente por diversos modelos teóricos (e.g. Chen, 2011; Forbes, 2000). Si bien

no todas las ECMs exhiben esta estructura a la perfección, es posible generalizar y definir tres partes principales (Illing and Hundhausen, 1985). Estas estructuras están indicadas en la imagen de la figura 1.9, y se detallan a continuación:

1. **Frente brillante:** Representa la estructura delimitante externa de la ECM observada en luz blanca. Se entiende físicamente como un conjunto de líneas del campo magnético coronal preexistente que han sido barridas, comprimidas y rellenadas de plasma durante el proceso eruptivo originado en la baja corona (Poland and Munro, 1976). Topológicamente, este frente se estructura como una capa o carcasa que envuelve la cavidad y la CF subyacente (Gibson et al., 2006), situándose a una distancia característica por delante del eje magnético principal (Krall and Chen, 2005). Resulta crucial distinguir esta estructura intrínseca de la eyección, de la onda de choque magnetosónica y de la vaina que pueden desarrollarse más adelante, por delante de este límite, durante su interacción con el viento solar interplanetario.
2. **Cavidad oscura:** Es una región de menor densidad ubicada justo detrás del frente brillante. Se considera indicativo de la región interior del campo magnético helicoidal asociado a la CF en expansión (ver Sección 1.2.4), que constituye la estructura magnética central de la ECM.
3. **Núcleo brillante:** Corresponde típicamente a un filamento eruptivo o protuberancia solar que ha sido eyectado desde la baja corona (House et al., 1981). Este plasma se caracteriza por ser significativamente más denso y frío que el entorno coronal circundante.

Si bien la estructura de tres partes se considera la morfología estándar de las ECMs, las observaciones indican que aproximadamente solo el 30 % de los eventos exhiben la totalidad de estos componentes (Webb and Hundhausen, 1987). En la vasta fracción de eyecciones donde el núcleo brillante se encuentra ausente, su carencia se debe a diferentes factores físicos: el material del filamento pudo haber drenado de regreso hacia la superficie solar a lo largo de las líneas de campo magnético estiradas durante la fase eruptiva, la inestabilidad térmica pre-eruptiva no logró condensar la masa necesaria para formar un filamento observable, o bien el evento no estuvo topológicamente vinculado a una estructura de soporte de filamentos en primer lugar (Chen, 2011).

A menudo, las ECMs que son más rápidas que el viento solar que las rodea, pueden comprimir y calentar el plasma que está por delante de ellas, y provocar así ondas de choque interplanetarias (Sección 1.2.5). En ocasiones, esta onda de choque puede ser observada como un frente más tenue en imágenes heliosféricas, aunque su detección inequívoca es mediante la observación de cambios repentinos en algunos parámetros del plasma, por ejemplo: densidad, velocidad y campo magnético, mediante el uso de instrumentos *in situ*. Esta instrumentación es parte de misiones espaciales, y mide las propiedades termodinámicas del plasma de forma directa, así como su campo magnético. Si bien estas

misiones se ubican en diversos lugares de la heliósfera, en lo que respecta a esta tesis son de interés aquellas ubicadas típicamente en el punto de Lagrange L1 (a 1 UA). La instrumentación utilizada se detalla en la sección 1.3.6.

1.3.2. Evolución de las ECMs

La forma en que se originan estas estructuras en el Sol y su posterior evolución a lo largo de su propagación en el medio interplanetario, pueden pensarse en 3 fases:

Iniciación

En términos generales, los modelos teóricos de iniciación asumen una configuración magnética coronal que pierde su estado de equilibrio y erupciona. Si bien la reconexión magnética es el mecanismo fundamental aceptado para potenciar la erupción de una ECM (Forbes, 2000), la secuencia causal de estos procesos iniciadores sigue siendo objeto de intenso debate (e.g. Chen, 2011; Green et al., 2018). El paradigma central radica en determinar si la reconexión es la causa o la consecuencia de la erupción. Por un lado, los modelos basados en inestabilidades MHD ideales postulan que una CF preexistente puede desestabilizarse y elevarse cinemáticamente (por ejemplo, mediante la inestabilidad de toro), induciendo de manera secundaria la reconexión magnética por debajo de la estructura en ascenso (Kliem and Török, 2006). Por el contrario, los modelos guiados por reconexión, como el modelo de ruptura, sostienen que la reconexión magnética actúa como el detonante primario al remover el campo magnético restrictivo suprayacente; en estos escenarios, la CF no requiere existir previamente, sino que se forma y se eleva de manera dinámica como consecuencia directa del proceso de reconexión durante la erupción (Antiochos et al., 1999). En este esquema, la reconexión se produce en un punto nulo ubicado en la corona, sobre el núcleo de la región activa. Este es un escenario donde la reconexión magnética actúa como el detonante primario de la erupción.

Un mecanismo detonante es el impulsado por la inyección de nuevo flujo (Chen and Shibata, 2000). A diferencia de los modelos que dependen exclusivamente de la evolución coronal lenta, este paradigma postula que una nueva estructura magnética emerge desde las capas sub-fotosféricas e interactúa dinámicamente con el campo coronal preexistente. La reconexión magnética generada en esta interfaz altera el balance global de fuerzas del sistema, provocando la desestabilización y subsecuente erupción de la configuración magnética, la cual usualmente ya alberga una CF previamente formada.

Dentro de la teoría de la inestabilidad del flujo magnético, hay dos hipótesis: La inestabilidad toroidal, donde el flujo magnético asciende si la fuerza de su expansión supera la tensión del campo magnético envolvente, requiriendo un campo magnético que decrezca suficientemente rápido con la altura (Kliem and Török, 2006); y la inestabilidad de retorcimiento (del inglés *kink*), donde si la torsión del flujo magnético es demasiado alta, la estructura puede deformarse y provocar la erupción (Török and Kliem, 2005).

Además, en combinación con los mecanismos mencionados, la estructura magnética puede evolucionar lentamente bajo una acumulación continua de energía (por ejemplo, por movimientos de los anclajes de las líneas de campo magnético en la superficie solar). Al alcanzar un punto crítico, la configuración experimenta una pérdida de equilibrio y erupciona (Forbes and Isenberg, 1991).

Históricamente, muchos de los modelos que intentaban explicar esta pérdida de equilibrio requerían topologías magnéticas previas altamente complejas o CF preexistentes muy desarrolladas, condiciones que no siempre se evidencian en las observaciones pre-eruptivas. Sin embargo, simulaciones MHD recientes, como las de Jiang et al. (2021), han demostrado que las erupciones pueden iniciarse a partir de configuraciones topológicas mucho más simples en la corona solar, ya que la propia dinámica interna del campo es capaz de formar y expulsar la estructura.

Aceleración

Debido a la fuerza magnética de Lorentz, la ECM es acelerada en contra de la gravedad del Sol. La fase de aceleración puede separarse en dos etapas: Inicialmente, una fase inicial lenta, que puede durar desde algunos minutos hasta horas (Zhang and Dere, 2006), donde la estructura se empieza a elevar gradualmente a medida que el sistema evoluciona, acercándose al umbral crítico de inestabilidad.

Una vez superado este umbral, se desencadena una segunda fase de aceleración, la cual suele localizarse a alturas de entre 1.5 y 3 R_{\odot} . En esta etapa, la aceleración máxima coincide con la fase impulsiva (de rápido crecimiento) de la fulguración solar asociada. Esta sincronización observacional refleja el mecanismo físico subyacente: una intensa tasa de reconexión magnética debajo de la CF, la cual libera de manera explosiva una gran cantidad de energía magnética, transformándola simultáneamente en energía térmica (evidenciada como la fulguración) y en energía cinética (expansión y aceleración de la ECM). Durante esta fase violenta, la aceleración de la estructura puede superar los 500 m s^{-2} , alcanzando en eventos extremos valores del orden de 1000 m s^{-2} (Vršnak, 2008).

Propagación

La aceleración de la ECM a cortas distancias del Sol (aproximadamente $15 R_{\odot}$) está dominado por la fuerza de Lorentz (Vršnak et al., 2010). Las velocidades a estas alturas rondan los $100 - 3000 \text{ km s}^{-1}$. Más allá, cuando la ECM alcanza el espacio interplanetario, su aceleración disminuye debido a que la fuerza de Lorentz deja de tener relevancia, y se balancea su contribución con la fuerza de arrastre del viento solar (Sachdeva et al., 2015). De acuerdo con Vršnak et al. (2013), la aceleración a de una ECM en el espacio interplanetario puede aproximarse mediante la ecuación de arrastre:

$$a = -\gamma(v - w)|v - w|$$

Donde v es la velocidad de la ECM, w es la velocidad del viento solar y γ es el parámetro de arrastre, que depende de la densidad del viento solar, el área de la sección transversal de la ECM y su masa. Si la ECM es más veloz que el viento solar, tiende a desacelerar; de lo contrario, puede experimentar una aceleración adicional provocada por el medio circundante (Case et al., 2008; Gopalswamy et al., 2000). Este efecto es la razón por la cual la distribución de velocidades de las ECMs a 1 UA es mucho más estrecha que la observada cerca del Sol; el medio interplanetario intenta forzar a todas las estructuras a alcanzar un equilibrio con el flujo basal del viento solar. A grandes distancias, cuando se la detecta en el medio interplanetario, recibe el nombre de eyección coronal de masa interplanetaria (ECMI) (Gopalswamy et al., 2003), cuyas características serán introducidas en la sección 1.3.5.

A medida que la ECM se desplaza, su interacción con el viento solar no solo afecta su velocidad, sino también su geometría interna. Esta deformación cinemática significativa (Riley and Crooker, 2004) ocurre porque la expansión espacial de la estructura no es isotrópica. Cuando la ECM se aleja del Sol, la disminución de la presión ambiente permite que la estructura se expanda, impulsada por su alta presión magnética interna. Sin embargo, mientras que el frente de avance experimenta una fuerte resistencia dinámica y compresión al encontrarse en su camino con el plasma del viento solar ambiental, el gradiente de presión interna encuentra mucha menor resistencia a lo largo de los flancos. En consecuencia, la expansión se ve frustrada en la dirección radial y favorecida en la dirección lateral.

El fenómeno más destacable de esta interacción asimétrica es el achatamiento (frecuentemente referido en la literatura bajo el término *pancaking*). Durante este proceso, la CF, que conceptualmente nace con una sección transversal circular, sufre una deformación progresiva que la lleva a tomar la forma de una elipse de gran excentricidad, curvada en sus extremos en forma de arco. Tal como señalan Manchester et al. (2017), comprender esta evolución morfológica es un factor crítico para la interpretación de los datos *in situ*, ya que la curvatura global y el severo grado de achatamiento transversal determinan drásticamente la topología del campo magnético local que registrará una sonda al ser atravesada por la estructura.

1.3.3. ECMs y CFs

En heliofísica, el concepto de CF fue tomado de los experimentos de física de plasma realizados en laboratorios en los años 1950-60s, para explicar el comportamiento observado en ECMs. Estos experimentos tenían como objetivo confinar y alcanzar un plasma estable y en equilibrio para producir energía por medio de fusiones termonucleares (Lundquist, 1950). Mediante reactores Tokamaks, en estos experimentos se producían estructuras de campo magnético con forma helicoidal, induciendo densidades de corrientes toroidales, para determinar su estabilidad.

La primera sugerencia formal de que algunas ECMs podían modelarse mediante la

estructura de CF fue propuesta por Mouschovias and Poland (1978). Posteriormente, la misión SOHO proporcionó evidencia de la existencia de CF magnético en el interior de ECMs mediante imágenes del coronógrafo LASCO (Chen et al., 1997). Estos autores confirmaron la morfología de CF al demostrar la concordancia entre la expansión observada de la ECM y la dinámica teórica calculada.

A pesar de las innumerables observaciones, tanto remotas como *in situ*, que dan cuenta de la existencia de las CFs, solo tenemos una idea vaga de su origen (e.g., Nieves-Chinchilla et al., 2023b, y ver sección 1.3.2). La mayoría de los modelos enfocados en la erupción de ECMs incluyen a una CF como parte esencial del proceso. Sin embargo, persiste un debate sobre si estas CFs preexisten en la corona antes de la erupción para luego volverse inestables (Török and Kliem, 2004), o si la CF se forma y eleva como consecuencia directa del proceso de reconexión durante la erupción en un punto nulo sobre la región activa (Antiochos et al., 1999). Aunque existe evidencia que respalda estos mecanismos, no hay hallazgos concluyentes, lo que impide comprender plenamente los mecanismos de formación de las CFs.

Es importante destacar que existe otra población de CFs de menor escala que no guardan relación con la actividad eruptiva. Estas estructuras se originan de manera local más lejos del Sol, como resultado de la evolución hidrodinámica e interacciones intrínsecas del viento solar en el medio interplanetario. La identificación de los procesos de formación de CFs de pequeña escala sigue siendo inconcluyente.

Las CFs contribuyen al transporte de energía, masa, helicidad y flujo magnético, desde el Sol hacia la heliosfera y al medio interplanetario. Pueden incluso arrastrar o arrancar parte de la atmósfera solar o de los planetas con los que esté interactuando (Linton and Moldwin, 2009). A medida que la heliofísica maduró como disciplina, el concepto idealizado de una CF dejó de ser suficiente para explicar fehacientemente las estructuras observadas, las cuales en la realidad no siempre se encuentran estáticas o en equilibrio.

Para resumir, podría pensarse que, dentro del marco de la física de plasma, las CFs son estructuras físicas discretas, construcciones teóricas derivadas de las soluciones de equilibrio en la MHD ideal, que se generan en el marco de un sistema controlado, con límites diseñados por el experimento. En la CF ideal de laboratorio, una densidad de corriente axial induce la topología helicoidal. En heliofísica, se trasciende un poco esta idealización, y pueden pensarse como configuraciones topológicas. Una CF podría describirse mediante distribuciones de densidad de corriente interna más complejas que impacten en su evolución. Dentro del marco de las detecciones in-situ, este modelo concuerda con las soluciones matemáticas propuestas en la literatura (Burlaga, 1988; Lepping et al., 1990), y logra reproducir de manera consistente las variaciones y rotaciones del campo magnético observadas al atravesar la estructura. En el ámbito de las observaciones remotas, la identificación de una CF es inherentemente indirecta, ya que las imágenes coronográficas registran la densidad de columna de los electrones a lo largo de la línea de visión (LV) mediante dispersión de Thomson. En este caso, la inferencia de una CF subyacente se

fundamenta en que las simulaciones MHD y las técnicas de modelado directo (*forward modeling*) que asumen esta topología magnética específica, son las que logran reproducir con mayor fidelidad tanto la cinemática como la morfología macroscópica observada en las imágenes.

1.3.4. Evolución morfológica

Durante su erupción y tránsito inicial por la baja corona, la topología de una ECM suele estar bien definida, exhibiendo clásicamente una CF magnético con una sección transversal aproximadamente circular, a menudo inmersa en la característica estructura de tres partes. Sin embargo, a medida que una ECM abandona la alta corona –típicamente más allá de los $15-20 R_{\odot}$ – su dinámica experimenta una transición fundamental: deja de estar dominada por la fuerza de Lorentz para quedar gobernada por la interacción magnetohidrodinámica y el arrastre con el viento solar ambiente. Lejos de comportarse como estructuras rígidas, las ECMs son fluidos magnetizados altamente susceptibles de sufrir distorsiones morfológicas macroscópicas, evolucionando continuamente a través de procesos de expansión, rotación y deflexión (e.g., Manchester et al., 2017). Si bien en las cercanías del Sol estas estructuras se expanden de manera aproximadamente auto-similar, en la heliosfera interna la interacción con el entorno local impone restricciones cinemáticas y dinámicas que alteran su configuración original, dificultando la tarea de desglosar cada efecto debido al fuerte acoplamiento entre ellos (Kilpua et al., 2019; Kay and Nieves-Chinchilla, 2021).

Uno de los fenómenos morfológicos más críticos durante el tránsito hacia 1 UA es la deformación radial de la estructura. En términos generales, la evolución macroscópica de una ECM suele aproximarse como un proceso de expansión auto-similar. Esto implica que, a medida que la estructura se aleja del Sol, su tamaño físico se incrementa de manera proporcional a la distancia heliocéntrica, provocando que su ancho angular intrínseco tienda a conservarse a lo largo del trayecto. Cualquier aparente ensanchamiento angular observado suele estar fuertemente dominado por efectos de proyección en el plano del cielo. No obstante, aunque el ancho angular se conserve, la expansión tridimensional no es perfectamente isotrópica. Como se mencionó en la sección 1.3.2, la CF sufre un achatamiento en su estructura, que ocurre cuando la parte frontal de la eyección interactúa con un viento solar más lento y se frena, mientras la parte posterior continúa avanzando a mayor velocidad (Riley and Crooker, 2004; Owens et al., 2006). Como resultado, la sección transversal de la CF, inicialmente circular, se transforma en una estructura aplanada y cóncava, cuya interpretación en observaciones *in situ* sigue siendo objeto de debate en la comunidad heliofísica (Cargill et al., 1996; Savani et al., 2010).

Por otro lado, la trayectoria y la orientación global de las ECMs se ven alteradas por procesos de deflexión y rotación. La trayectoria rara vez es radial y rectilínea; la interacción con regiones de viento solar estructurado, como las regiones de interacción

corrotantes¹ o la lámina de corriente heliosférica, ejerce fuerzas que desvían el centro de masa de la estructura hacia regiones de menor presión magnética (Wang et al., 2004; Sahade et al., 2020). Paralelamente, la CF puede sufrir una rotación sobre su eje central, ya sea por inestabilidades magnéticas internas o para alinear su momento dipolar con el campo magnético interplanetario local (Lynch et al., 2009). Estos cambios de orientación son cruciales para la meteorología del espacio, pues determinan qué parte de la estructura impactará finalmente en la Tierra y con qué orientación del campo magnético.

Finalmente, la evolución morfológica se ve complementada por la erosión magnética, un proceso no cinemático que altera la estructura interna mediante la reconexión con el campo interplanetario de polaridad opuesta. Esta reconexión “pela” progresivamente las capas externas del flujo magnético cerrado de la ECM, transfiriendo flujo, masa y helicidad al viento solar ambiente (Dasso et al., 2006; Ruffenach et al., 2012). Este mecanismo no solo reduce el volumen efectivo de la nube magnética que llega a 1 UA, sino que también incrementa la complejidad de los perfiles magnéticos detectados *in situ* y altera las capas límite de la estructura (Pal et al., 2022).

En consecuencia, la evolución morfológica de una ECM a lo largo de su tránsito heliosférico es el resultado de una competencia constante entre la expansión impulsada por su presión magnética interna y la erosión externa impuesta por el medio heliosférico.

1.3.5. Eyecciones coronales de masa interplanetarias

Una eyección coronal de masa interplanetaria (ECMI) puede pensarse como la contraparte *in situ* de las ECMs. Son estructuras que viajan sobre el viento solar, y se encuentran dentro de los principales fenómenos encargados de provocar perturbaciones magnéticas en objetos del sistema solar (Richardson and Cane, 2010; Kilpua et al., 2017). Incluso antes de la era espacial y antes del descubrimiento de las ECMs, ya había sido sugerida su existencia, como parte de los intentos de explicar perturbaciones geomagnéticas (Lindeman, 1911; Chapman and Ferraro, 1929) y los decrecimientos Forbush² en intensidad de rayos cósmicos.

Las ECMIs se detectan *in situ* cuando una sonda espacial es atravesada por estas extensas nubes interplanetarias de plasma y flujo magnético, lo que permite registrar de forma directa y continua sus propiedades locales a lo largo de una trayectoria unidimensional. Considerando sus velocidades típicas de propagación y su escala espacial, una ECMI promedio demora del orden de un día entero en cruzar completamente los detectores de una nave espacial ubicada a 1 UA. Para identificar formalmente el paso de estas estructuras y distinguirlas del viento solar ambiente, el incremento en la magnitud del campo magnético es una condición necesaria pero no suficiente. Siguiendo los criterios observa-

¹Estructuras de plasma en la heliosfera formadas por la colisión entre corrientes rápidas de viento solar (desde agujeros coronales) y corrientes más lentas, creando compresión que rota con el Sol.

²Es una reducción rápida y temporal de la intensidad de los rayos cósmicos galácticos detectados en la Tierra, provocada por ECMs.

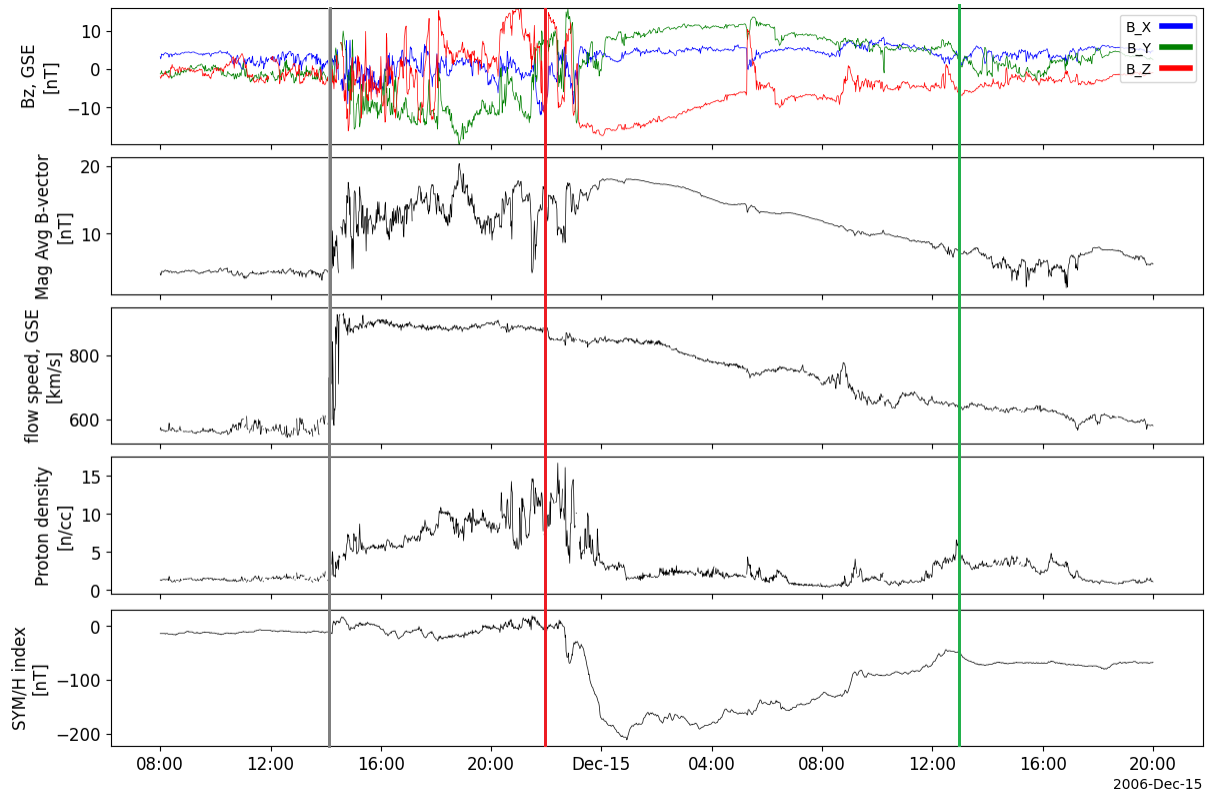


Figura 1.10: Datos de plasma *in situ* que muestran una nube magnética de ejemplo, durante los días 14 y 15 de diciembre de 2006. La línea gris marca la llegada de la onda de choque. Las líneas roja y verde marcan el comienzo y final de la ECMI, respectivamente, tal como se computa en la lista de Cane and Richardson (2003) (Puede consultarse en: <https://izw1.caltech.edu/ACE/ASC/DATA/level3/icmetable2.htm>). Se muestran en los gráficos, de arriba hacia abajo: las componentes del campo magnético B_x , B_y y B_z , en sistema GSE; el módulo del campo magnético promedio; la velocidad del flujo de viento solar; la densidad de protones y el índice SYM-H.

cionales estandarizados (Zurbuchen and Richardson, 2006), el plasma de una ECMI debe exhibir un conjunto de características específicas concurrentes. Desde el punto de vista termodinámico y cinemático, se caracterizan por presentar una temperatura de protones marcadamente inferior a la esperada para el viento solar ambiental circundante, a menudo acompañada por un perfil de velocidad en declive que evidencia la continua expansión radial de la estructura. A nivel composicional, el plasma eyectado conserva estados de carga iónica anormalmente elevados originados en la corona, sumado a un incremento en la abundancia relativa de helio. Topológicamente, la observación de flujos bidireccionales de electrones (BDEs) e iones supraterrmales revela el atrapamiento dentro de líneas de campo magnético cerradas, actuando como una barrera difusiva que genera depresiones locales en los rayos cósmicos galácticos (efecto Forbush). Finalmente, su régimen magnético interno suele presentar una baja varianza o turbulencia en comparación con la vaina precedente.

Ninguna de estas características individuales es una condición necesaria y universal. Una ECMI rara vez presenta la totalidad de estas características de forma simultánea, por lo que su identificación en mediciones locales suele basarse en el consenso de un subconjunto de estos parámetros.

Existe un tipo particular de ECMIs que se denominan nubes magnéticas (NMs). Un ejemplo de su registro *in situ* puede observarse en la figura 1.10. Fueron definidas inicialmente por Burlaga et al. (1981), con ciertas características particulares:

1. Intensidad de campo magnético mayor que el de su entorno (> 10 nT).
2. Rotación lenta de la dirección del campo magnético en un ángulo grande, con un periodo de rotación de aproximadamente un día (explicado por el modelo de CF).
3. Caída en la temperatura de los protones y en el parámetro β del plasma.

Es importante remarcar que la rotación del campo magnético es un claro indicio de la presencia de una CF magnético, y eso es la contraparte *in situ* de la cavidad oscura en luz blanca, las cuales son centrales en este trabajo. Esta es la diferencia central entre las NM y las ECMIs ordinarias, y es que estas últimas carecen de esa rotación magnética ordenada: el campo magnético puede ser intenso, pero presenta una configuración desordenada, compleja, o carece de la firma helicoidal característica de una CF.

Como puede verse, la definición de NM no es clara ni específica en sus características, al no establecer explícitamente cantidades definidas. La flexibilidad de esta definición permite categorizar como NM incluso eventos con periodos de rotación menores a un día, o con incrementos de campo magnético que no llegan a 10nT por sobre el entorno, por ejemplo en Lepping et al. (2006) o en la lista de ECMIs de Richardson y Cane (Cane and Richardson, 2003; Richardson and Cane, 2010). Más aún, el trabajo de Nieves-Chinchilla et al. (2018) introduce el término ‘obstáculo magnético’ (MO), para abarcar configuraciones magnéticas más complejas, relajando así la definición de NM.

Aproximadamente un tercio de las ECMI detectadas a 1 UA muestran claros indicios de NM (Gosling et al. (1990); Bothmer and Schwenn (1998); Cane and Richardson (2003)). Se estima que existe una fracción mayor de ECMIs que contienen CFs, pero la dificultad en su detección radica en dos factores clave: las estructuras son colosales, y la cantidad de mediciones es muy baja (limitada a una sola trayectoria unidimensional en la mayoría de los casos). Además, la nave que realiza la detección *in situ* puede atravesar la CF lejos de su centro, no pudiendo detectar así su estructura típica de campo magnético en rotación (Kilpua et al., 2017).

Para sortear estas limitaciones observacionales y comprender integralmente el comportamiento de estas estructuras, diversos autores han abordado su caracterización desde enfoques físicos específicos. Por ejemplo, Manchester et al. (2017) detallan los procesos físicos que rigen la evolución macroscópica de las ECMIs, explicando cómo estas estructuras se deforman, rotan y desaceleran producto de su compleja interacción hidrodinámica con el viento solar ambiente. Desde una perspectiva topológica, Dasso et al. (2005) revisan las propiedades magnetohidrodinámicas de las NMs, destacando la conservación de la helicidad magnética como una herramienta crucial para vincular de manera unívoca las observaciones interplanetarias con sus fuentes eruptivas en la corona. Por su parte,

la dinámica temporal y espacial ha sido caracterizada empíricamente por Gulisano et al. (2010), quienes demostraron que las NMs experimentan una expansión cinemática continua en la heliósfera interna, impulsada fundamentalmente por la caída radial de la presión total del viento solar.

Existe evidencia considerable que respalda la hipótesis de que todas las ECMIs podrían contener CFs (Marubashi, 1997; Owens et al., 2005; Vourlidas et al., 2013; Marubashi et al., 2015). Esto plantea que las estructuras eyectadas por el Sol mantienen su naturaleza de CF al propagarse por el medio interplanetario, lo que sugiere que no se destruyen durante su tránsito. Desde el punto de vista observacional, el hecho de que algunas ECMs no exhiban esta estructura se debe a que la sonda de medición podría estar atravesando una ‘pierna’ o encontrarse cerca de un flanco de la ECMI, perdiendo así la detección del patrón de campo magnético característico de una NM. Una implicación crucial para la meteorología del espacio es que la identificación de una CF cerca del Sol facilita la predicción de la configuración magnética esperada en la Tierra (Lepping et al., 1990; Klein and Burlaga, 1982), considerando siempre las modificaciones derivadas de su interacción con el viento solar durante su trayecto.

Como fuera mencionado en la sección 1.2.5, en casos donde la velocidad relativa entre la ECM y el viento solar supera la velocidad magnetosónica del medio, se genera una onda de choque interplanetaria. En consecuencia, la estructura de una ECMI lo suficientemente rápida respecto al viento solar de fondo se compone típicamente de una región frontal, formada por un frente de onda de choque magnetosónico rápido y una vaina de plasma turbulento, y un cuerpo central dominado magnéticamente, frecuentemente denominado material eyectado. Este último puede exhibir la configuración característica de una NM con campos magnéticos en rotación, indicativos de la existencia de una CF.

Habiendo caracterizado las propiedades tanto del frente de choque como de la estructura magnética que conforma el almacén central de la ECM (CF y NM), el modelo físico macroscópico de una ECMI se completa al introducir el componente fundamental que los vincula: la vaina.

La vaina interplanetaria se define espacialmente como la extensa región comprendida entre el frente de choque y el borde frontal del impulsor (del inglés *driver*) de la ECMI, es decir, su CF magnético. Físicamente, la vaina se forma como resultado del apilamiento y la compresión continua del plasma y del campo magnético interplanetario del viento solar preexistente, el cual es barrido y empujado por la rápida expansión del cuerpo central de la ECMI (Siscoe and Odstrcil, 2008; Kilpua et al., 2017).

A diferencia del plasma de origen coronal que estructura la eyección principal —como el núcleo denso y el frente brillante que rodea a la CF—, el plasma dentro de la vaina no proviene de la erupción en la baja corona solar, sino que consta de viento solar ambiental que fue forzado a atravesar la discontinuidad del choque. Este plasma experimenta un calentamiento no adiabático, una desaceleración en el sistema de referencia del obstáculo y una drástica compresión tanto térmica como magnética.

Además de los saltos paramétricos impuestos por el choque, la región de la vaina se caracteriza por exhibir un estado físicamente fluctuante y complejo. Las observaciones *in situ* revelan que la vaina alberga una rica variedad de dinámica a diferentes escalas, incluyendo anisotropías de temperatura (Shaikh et al., 2024), altos niveles de fluctuación en el campo magnético (Kilpua et al., 2021), y el desarrollo de intensa turbulencia magnetohidrodinámica (Moissard et al., 2019). Asimismo, a medida que la ECMI avanza, el campo magnético interplanetario preexistente tiende a deformarse alrededor del cuerpo principal, envolviéndolo y generando una reconfiguración asimétrica de las líneas de campo por delante de la estructura principal (Kilpua et al., 2017).

Desde la perspectiva de la meteorología del espacio, la vaina de las ECMIs reviste una importancia operativa crítica. Debido a su elevada presión dinámica (producto de la compresión de densidad) y a las intensas variaciones de su campo magnético, las vainas son reconocidas como uno de los principales impulsores de tormentas geomagnéticas severas en la Tierra, pudiendo ser tan o más geoefectivas que el propio cuerpo de la ECM (Lugaz et al., 2016). La compresión de las fluctuaciones del campo magnético del viento solar en la vaina puede generar componentes B_z negativas intensas (condición indispensable para la reconexión con el campo geomagnético, como se verá más adelante) que disparan la reconexión con la magnetosfera terrestre incluso antes del arribo de la CF original. De hecho, la turbulencia dentro de la vaina puede desencadenar perturbaciones espaciales incluso en casos donde el cuerpo magnético principal de la ECMI no resulta geoefectivo, pudiendo también producir tormentas junto con la ECM principal. De acuerdo a Zhang et al. (2008), la vaina puede entregar aproximadamente un 30 % de energía a la magnetosfera terrestre durante tormentas geomagnéticas grandes.

1.3.6. Observaciones

Debido a la vasta extensión espacial que atraviesan y a la drástica evolución de sus propiedades físicas, el estudio de las ECMs requiere un enfoque observacional múltiple. La elección de la técnica e instrumentos de medición está determinado por la región espacial y la fase evolutiva en la que se desea estudiar una ECM.

En su fase inicial de erupción, dentro de la baja corona solar, las ECMs y sus fenómenos asociados se observan típicamente mediante telescopios espaciales equipados con filtros de banda estrecha en longitudes de onda específicas, fundamentalmente en el extremo ultravioleta y rayos X. Estas observaciones de sensado remoto permiten diagnosticar el plasma altamente ionizado y estudiar la configuración topológica inicial.

Una vez que la estructura erupciona y asciende hacia la alta corona, la técnica de observación cambia a la detección en luz blanca. Esto se logra mediante el uso de coronógrafos, instrumentos ópticos provistos de un disco ocultador que bloquea el intenso resplandor del disco solar —simulando un eclipse artificial— revelando la tenue luz fotosférica dispersada por los electrones del plasma coronal. Es en este régimen observacional donde las ECMs exhiben su clásica morfología a gran escala.

Durante su posterior fase de propagación a través de la heliosfera, estas estructuras pueden seguirse mediante cámaras heliosféricas, que operan en base al mismo principio físico de dispersión de luz blanca. Estos instrumentos, a diferencia de los coronógrafos, observan de manera descentrada con respecto al Sol y abarcan un campo de visión (CdV) significativamente más amplio.

Finalmente, cuando la estructura alcanza la posición de sondas espaciales específicas, su estudio transiciona del régimen de detección remota al régimen de medición *in situ*. En esta etapa fundamental, magnetómetros y analizadores de plasma a bordo registran de manera directa las fluctuaciones locales del campo magnético y los parámetros termodinámicos y cinemáticos del plasma (velocidad, densidad, temperatura, entre otros) a medida que la estructura atraviesa la nave.

En la presente sección se introducen los fundamentos conceptuales para la observación de estos diversos regímenes. No obstante, los detalles técnicos, las especificaciones operativas de los instrumentos específicos cuyos datos conforman el cuerpo de análisis de este trabajo, serán descritos de manera exhaustiva en el Capítulo 2.

Instrumentos en el extremo UV

La baja corona solar es un medio ópticamente delgado compuesto por un plasma a temperaturas que oscilan entre 10^5 y varios millones de grados Kelvin (10^6 K). A estas temperaturas extremas, los elementos más pesados que el hidrógeno y el helio (como el hierro, el oxígeno y el carbono) se encuentran altamente ionizados. Las transiciones atómicas de estos iones producen una intensa emisión de fotones cuyas longitudes de onda se sitúan predominantemente en el régimen del ultravioleta extremo (EUV por sus siglas en inglés; típicamente entre 100 y 400 Å). Por lo tanto, observar el Sol en estas longitudes de onda permite diagnosticar directamente la estructura térmica, la densidad y la morfología del plasma confinado por el campo magnético coronal.

Debido a que la atmósfera terrestre absorbe por completo la radiación EUV, estos instrumentos deben operar exclusivamente desde plataformas espaciales. Tecnológicamente, la construcción de telescopios EUV representa un desafío, ya que los espejos convencionales absorben esta radiación en lugar de reflejarla. Para superar esta limitación, los instrumentos modernos utilizan ópticas de incidencia normal recubiertas con múltiples capas alternas de materiales (como molibdeno y silicio). Estos revestimientos actúan como reflectores de Bragg, proporcionando una alta reflectividad únicamente para bandas de paso muy estrechas, centradas en líneas de emisión específicas.

Al seleccionar diferentes filtros (por ejemplo, Fe IX a 171 Å para plasma a $\sim 0,6$ MK, o Fe XII a 193 Å para plasma a $\sim 1,5$ MK), los telescopios EUV pueden realizar una tomografía térmica de la atmósfera solar, aislando estructuras a diferentes temperaturas. Instrumentos de vanguardia como el *Extreme Ultraviolet Imager* (EUVI) a bordo de la misión STEREO (*Solar-Terrestrial Relations Observatory*, Kaiser et al. (2008)), que posee dos naves gemelas denominadas *Ahead* (A) y *Behind* (B), o el *Atmospheric Imaging*

Assembly (AIA) del *Solar Dynamics Observatory* (SDO, Pesnell et al. (2012)), operan bajo este principio, proporcionando imágenes del disco solar completo con alta resolución espacial y cadencia temporal.

En el contexto del estudio de las ECMs, las observaciones en EUV son fundamentales para caracterizar la fase de iniciación y evolución temprana. Aunque el campo magnético coronal no se puede medir de forma directa, el plasma emisor en EUV traza las líneas de campo, permitiendo visualizar la configuración topológica. Mediante estas imágenes es posible identificar fenómenos asociados a la erupción en la baja corona, tales como:

- **Arcadas post eruptivas:** Estructuras brillantes que se forman a medida que el campo magnético reconecta detrás de la ECM expulsada (e.g. Tripathi et al., 2004).
- **Oscurecimientos coronales:** Regiones transitorias de baja emisión EUV que indican la evacuación masiva de plasma, consideradas como la huella magnética de la CF en expansión (e.g. López et al., 2019).
- **Ondas EUV:** Perturbaciones de gran escala que suelen acompañar a las ECMs más rápidas e impulsivas, asociadas al desarrollo de choques magnetosónicos en la baja corona (e.g. Francile et al., 2016).

El análisis de estos fenómenos en EUV, en conjunción con los datos obtenidos a mayor altitud, resulta indispensable para establecer las condiciones de contorno tempranas de ECMs previo a su propagación interplanetaria.

Coronógrafos en luz blanca

Hasta hace casi un siglo, el estudio de la tenue corona solar estaba restringido a los breves instantes de totalidad durante los eclipses solares. Esto cambió radicalmente en 1931 con la invención del primer coronógrafo por parte del astrónomo francés Bernard Lyot. En su diseño más fundamental, este instrumento consiste en un telescopio óptico provisto de un disco ocultador situado en su plano focal. Este disco bloquea artificialmente la intensa radiación directa proveniente de la superficie del Sol (la fotosfera), simulando un eclipse permanente y permitiendo revelar la débil emisión de la corona circundante.

La radiación capturada por estos instrumentos se denomina emisión coronal de luz blanca. Físicamente, esta luz no es emitida por el propio plasma coronal, sino que corresponde a fotones fotosféricos que han sufrido dispersión elástica al colisionar con los electrones libres del plasma coronal, un proceso conocido como dispersión de Thomson, explicado más adelante. Dado que la intensidad de esta luz dispersada es directamente proporcional a la densidad de electrones a lo largo de la LV, las imágenes coronográficas proporcionan un mapa bidimensional de la densidad de columna del plasma a lo largo de la LV. Esta propiedad es importante, ya que permite estimar la masa de las estructuras eruptivas observadas.

Aunque los primeros coronógrafos operaron y continúan operando desde observatorios terrestres de gran altitud, su rendimiento se encuentra severamente limitado por la atmósfera de la Tierra. La dispersión atmosférica genera un brillo de fondo que opaca la débil corona externa. Por ello, la verdadera revolución en la detección y seguimiento de las ECMs ocurrió al trasladar estos instrumentos al espacio, libres de toda interferencia atmosférica.

En el marco del presente trabajo, el rastreo de la evolución cinemática y morfológica de las ECMs en la corona media y alta se sustenta en dos de los coronógrafos más importantes de la historia heliofísica reciente:

- **LASCO C2** (parte del paquete de instrumentos *Large Angle and Spectrometric Coronagraph*), a bordo de la misión *Solar and Heliospheric Observatory* (SOHO). Este coronógrafo cubre un CdV que se extiende aproximadamente entre 1.5 y 6 R_{\odot} .
- **SECCHI COR2** (perteneciente al paquete de instrumentos *Sun Earth Connection Coronal and Heliospheric Investigation*), a bordo de las sondas gemelas *Solar-terrestrial Relations Observatory* (STEREO). COR2 observa la corona con un CdV que abarca desde 2.5 hasta 15 R_{\odot} .

La utilización conjunta de las observaciones provenientes de estos coronógrafos resulta indispensable. Estas secuencias de imágenes en luz blanca permiten capturar la fase principal de aceleración de las ECMs y establecer sus características macroscópicas iniciales –tales como las velocidades de propagación y expansión, el ancho angular y la morfología general– antes de que la estructura abandone el dominio coronal y se adentre en el medio interplanetario.

El desarrollo de los coronógrafos espaciales posee un legado histórico y una proyección tecnológica que excede a los instrumentos SOHO/LASCO C2 y STEREO/COR2 utilizados en este trabajo. Desde una perspectiva histórica, resulta ineludible destacar los coronógrafos a bordo de la estación espacial *Skylab* en la década de 1970, y posteriormente el instrumento C/P a bordo de la *Solar Maximum Mission* (SMM). Fueron estas misiones pioneras las que permitieron las primeras observaciones sistemáticas y el reconocimiento de las ECMs como expulsiones masivas de plasma, independizándolas del concepto de fulguración solar.

En el panorama contemporáneo y futuro, la coronografía está experimentando avances que prometen revolucionar nuestra comprensión de la baja corona. Por un lado, el instrumento *Metis* a bordo de la sonda *Solar Orbiter* representa un salto cualitativo al tomar imágenes simultáneamente en luz blanca y en el ultravioleta (línea Lyman- α), lo que permite diagnosticar no solo la densidad estática, sino también la velocidad de expansión del flujo coronal. Por otro lado, la misión *Proba-3* de la Agencia Espacial Europea, con su instrumento ASPIICS, revoluciona la observación coronográfica mediante el vuelo en formación: al separar físicamente el disco ocultador y el telescopio óptico en dos satélites independientes volando a una distancia de 144 metros, disminuye drásticamente la

difracción instrumental, permitiendo observar la corona media de forma ininterrumpida desde muy cerca de la superficie, apenas $1,08 R_{\odot}$. Finalmente, en el ámbito operativo de la meteorología del espacio, instrumentos de nueva generación como el CCOR (*Compact Coronagraph*), desplegado en la serie de satélites geoestacionarios GOES, tienen como misión fundamental garantizar la continuidad del monitoreo en tiempo real, relevando paulatinamente el ya longevo legado de coronógrafos como SOHO/LASCO C2.

Telescopios heliosféricos

Para comprender la evolución cinemática y morfológica de las ECMs mucho más allá de la baja o media corona, se requiere el uso de telescopios de gran campo visual conocidos como cámaras heliosféricas (del inglés *heliospheric imagers*). Estos instrumentos ópticos están diseñados específicamente para observar la dinámica del medio interplanetario, permitiendo el seguimiento de la propagación del viento solar, las ondas de choque y las ECMs a través de la vasta extensión de la heliosfera interna.

Al igual que los coronógrafos tradicionales, las cámaras heliosféricas operan capturando luz blanca resultante de la dispersión de Thomson de los fotones fotosféricos por parte de los electrones libres del plasma interplanetario. Sin embargo, dado que la densidad del viento solar disminuye drásticamente con la expansión radial (proporcionalmente a r^{-2}), la intensidad de la luz dispersada es extremadamente tenue y debe ser separada de un fondo dominado por el polvo zodiacal y el campo estelar.

En estas condiciones de baja señal, es muy importante tener en cuenta la geometría de la observación. La dispersión de Thomson establece que la eficiencia óptica del proceso depende fuertemente del ángulo de dispersión, alcanzando un máximo cuando este es de 90° respecto a la LV del instrumento. Esta particularidad geométrica da origen al concepto de la Superficie de Thomson (explicado en detalle más adelante). Por consiguiente, la distancia y la trayectoria tridimensional de la estructura transitoria en relación con esta superficie determinan fuertemente su brillo aparente en la imagen, un efecto proyectivo que resulta ineludible al analizar los datos heliosféricos.

Desde una perspectiva del monitoreo espacial, las cámaras heliosféricas constituyen el puente entre la corona y la órbita terrestre. Cubren el vacío de información que existe entre los coronógrafos (que observan cerca del Sol) y las mediciones *in situ*.

En la presente tesis, el catálogo y análisis morfológico de las ECMs se apoya de manera central en los datos proporcionados por el instrumento HI-1 (*Heliospheric Imager 1*, parte del paquete de instrumentos SECCHI) a bordo de la nave STEREO-A; y de manera complementaria cuando fuera posible, con datos de la cámara HI-2. Su CdV conjunto permite realizar un seguimiento continuo de las estructuras a medida que transitan la heliosfera interna. Este monitoreo ininterrumpido a grandes distancias no solo permite revelar procesos de acoplamiento físico como deflexiones o distorsiones morfológicas, sino que representa una herramienta indispensable para el pronóstico de la meteorología del espacio, reduciendo significativamente la incertidumbre en las predicciones del tiempo de

llegada de las tormentas solares a la Tierra.

Aunque el catálogo principal de eventos analizados en esta tesis se sustenta fundamentalmente en las extensas bases de datos de los instrumentos HI a bordo de STEREO, resulta relevante enmarcar este trabajo dentro del panorama observacional actual. En años recientes, el estudio de la heliosfera interna ha experimentado una revolución tecnológica con la introducción de instrumentos de nueva generación operando desde posiciones orbitales sin precedentes. Entre ellos destaca el instrumento WISPR (*Wide-field Imager for Solar Probe*) a bordo de la misión *Parker Solar Probe*, que provee imágenes del medio interplanetario con una proximidad extrema al Sol y una resolución inigualable. De manera análoga, la misión *Solar Orbiter* incorpora el instrumento SoloHI (*Solar Orbiter Heliospheric Imager*), diseñado para observar el viento solar y las estructuras transitorias desde latitudes progresivamente fuera del plano de la eclíptica. Cabe destacar que, si bien el desarrollo estadístico de este trabajo prioriza la cobertura continua de STEREO, las observaciones de SoloHI han sido empleadas de manera puntual para complementar el seguimiento y la reconstrucción de un evento particular (detallado en la sección 2.1.3). Finalmente, este horizonte observacional continúa expandiéndose con misiones como PUNCH (*Polarimeter to Unify the Corona and Heliosphere*), cuyo diseño polarimétrico múltiple está concebido específicamente para desentrañar la transición fluida y la morfología 3D de las ECMs desde la alta corona hasta el medio interplanetario. La integración de estas nuevas plataformas representará el paso natural para la futura extensión de los modelos desarrollados y aplicados en esta investigación.

Instrumentación *in situ*

Mientras que las técnicas de sensado remoto (EUV y luz blanca) proporcionan una visión macroscópica de la morfología y la cinemática global de las ECMs, estas observaciones no pueden medir de manera directa las propiedades termodinámicas locales ni el vector del campo magnético del plasma en expansión. Para obtener esta información crítica, la física espacial recurre a las mediciones *in situ*, que consisten en el registro directo y local de las condiciones del medio interplanetario a medida que este fluye a través de una sonda espacial.

La instrumentación *in situ* a bordo de estas misiones heliosféricas se divide fundamentalmente en dos categorías principales, orientadas a medir los componentes esenciales del plasma magnetohidrodinámico:

- **Magnetómetros:** Estos instrumentos miden con altísima precisión y cadencia temporal las tres componentes vectoriales del campo magnético interplanetario (\mathbf{B}). En el contexto de las ECMs, esta medición es la más importante, ya que permite identificar la rotación coherente del campo magnético que define la topología de la CF interna, así como las intensas fluctuaciones magnéticas asociadas a la vaina y a las ondas de choque.

- **Espectrómetros y Analizadores de Plasma:** A través de copas de Faraday o analizadores electrostáticos, estos sensores miden las funciones de distribución de velocidad de las partículas (principalmente protones y electrones). A partir de estas distribuciones, se obtienen los momentos macroscópicos del plasma, tales como la velocidad de flujo, la densidad numérica de iones y la temperatura cinética.

El análisis de series temporales de estos parámetros *in situ* permite reconstruir la estructura unidimensional de la ECMI a lo largo de la trayectoria de vuelo de la nave. Es precisamente en estos perfiles de datos donde se observan físicamente los saltos paramétricos al cruzar el frente de choque (Sección 1.2.5), así como la depresión de temperatura y el aumento del campo magnético característicos del cuerpo central de la ECMI.

Históricamente, el monitoreo continuo de la meteorología del espacio se ha cimentado en misiones ubicadas en el punto de Lagrange L1 del sistema Sol-Tierra (tales como Wind, ACE y DSCOVR), las cuales proporcionan mediciones *in situ* a 1 UA, aproximadamente una hora antes de que la perturbación impacte la magnetosfera terrestre. Sin embargo, para estudiar la estructura en la heliosfera interna, resultan vitales las detecciones *in situ* provistas por los conjuntos de instrumentos a bordo de las sondas STEREO (con los instrumentos IMPACT y PLASTIC) y otras misiones interplanetarias en diferentes órbitas.

En esta sección se ha delineado el marco conceptual general de las observaciones locales. Los detalles técnicos y las características específicas de los instrumentos cuyos datos conforman la base de este trabajo, serán discutidos en profundidad en el Capítulo 2.

Perspectiva de observación

La capacidad de determinar la morfología real –en contraposición a la proyectada en el plano del cielo, tal como ocurre en observaciones remotas de la corona– y la cinemática tridimensional de una ECM no depende de una perspectiva observacional aislada. Por el contrario, está condicionada por la disponibilidad de múltiples observadores simultáneos y, fundamentalmente, por la separación angular (perspectiva relativa) existente entre ellos. Durante décadas, las observaciones basadas únicamente en la línea Sol-Tierra (como las de SOHO/LASCO) estuvieron limitadas por efectos de proyección, donde la expansión radial y lateral de la estructura se confunden en el plano del cielo. La justificación del periodo de estudio seleccionado para este trabajo reside en la configuración geométrica privilegiada que ofrecieron las naves de la misión STEREO en relación a la de los instrumentos situados en las cercanías de la Tierra.

Durante el intervalo analizado, que comienza el 1 de enero de 2010 y termina el 31 de diciembre de 2012, la sonda STEREO-A se encontraba a separaciones longitudinales significativas respecto de la Tierra, entre 64° y 128° para la fecha de inicio y fin del análisis respectivamente, tal como se aprecia en la figura 1.11. Esto permitió observar el medio

interplanetario desde una perspectiva lateral. Esta disposición es fundamental por dos razones:

1. Mientras que para un observador en L1 una ECM dirigida hacia la Tierra se manifiesta como una ECM tipo halo con gran incertidumbre en su velocidad radial, STEREO-A permite observar la propagación de la misma estructura de perfil, facilitando una medición directa de su velocidad y expansión en dirección latitudinal, complementando las de observaciones de expansión longitudinal realizadas desde Tierra (y de expansión latitudinal también, si la latitud es baja).
2. La combinación de observaciones frontales y laterales permite aplicar el análisis a lo largo de toda la heliosfera interna. El seguimiento inicia con la combinación de imágenes de luz blanca en la corona de LASCO C2 (perspectiva frontal) y SECCHI/COR2 (perspectiva lateral), donde es posible aplicar técnicas de reconstrucción geométrica, haciendo uso del modelo GCS (Thernisien et al. (2006, 2009), que se describe en detalle en la sección 2.2.2). Esto fue realizado para un grupo reducido de ECMs, detalladas en el capítulo 3. El seguimiento continúa desde la perspectiva lateral con los telescopios heliosféricos (HI-1 y HI-2). En esta etapa se asume que los parámetros obtenidos mediante el modelo GCS se mantienen sin cambio, con excepción del parámetro de altura. Por último, nuevamente desde una perspectiva frontal, en algunos casos es posible contrastar las imágenes obtenidas por los instrumentos previamente mencionados con el paso de la estructura por las sondas espaciales (como Wind o ACE), que constituye la detección *in situ*.

La elección de este periodo de estudio no es, por lo tanto, arbitraria; responde a la necesidad de contar con una separación angular que: maximice la cantidad de ECMs que se pueden detectar en tránsito hacia la Tierra, aumente la probabilidad de observar ECMs que sean de tipo CF, y observar estas CF desde más de un punto de vista. Como se verá más adelante, esto es crucial para alcanzar los objetivos que se proponen en esta tesis.

Superficie de Thomson

Un concepto importante relacionado a las ECMs y a su detección remota, es de la dispersión Thomson. Dicho concepto se refiere a la dispersión elástica de radiación electromagnética por electrones libres dentro de un plasma. En el contexto de las observaciones de ECMs, la señal detectada corresponde a luz fotosférica dispersada por los electrones libres presentes en el cuerpo de la estructura.

Un aspecto fundamental de este mecanismo es que la intensidad de la luz dispersada alcanza su máxima eficiencia cuando la LV es perpendicular al radio vector que une al Sol con la partícula dispersora. Geométricamente, el lugar donde se satisface esta condición de perpendicularidad define una esfera cuyo diámetro es el segmento que une al Sol con el observador; esta esfera se denomina superficie de Thomson (ST) y se puede apreciar un esquema explicativo en la figura 1.12.

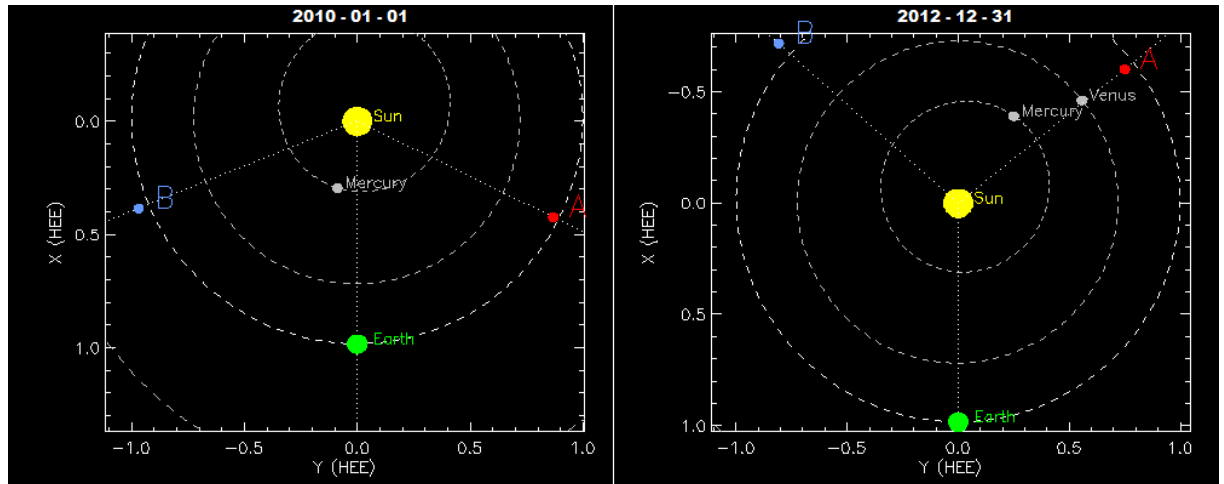


Figura 1.11: Posición de las naves STEREO para el primer y último día del rango de observación considerado para la selección de eventos a analizar en esta tesis. STEREO-B se mueve en sentido horario y STEREO-A lo hace en sentido antihorario, alejándose de la Tierra en este periodo. Imágenes generadas en https://stereo-ssc.nascom.nasa.gov/cgi-bin/make_where_gif

Dado que generalmente se asume que las ECMs son estructuras ópticamente delgadas, la señal registrada en las imágenes de luz blanca es el resultado de una integración a lo largo de la LV, con una contribución de intensidad máxima localizada en la intersección con la ST. En consecuencia, a medida que el material se aleja de esta superficie, la intensidad de la luz dispersada disminuye. Por lo tanto, la distribución de brillo y la morfología aparente de una ECM depende intrínsecamente de la orientación de su eje principal de simetría con respecto a esta superficie y al observador (Cremades and Bothmer, 2004; Cremades et al., 2020).

Es importante remarcar que este efecto no es particularmente importante para ECMs propagándose en el plano del cielo de un coronógrafo, dado que las distancias que abarca son pequeñas comparadas con R . Pero sí es muy importante para el caso de las cámaras heliosféricas.

1.4. Meteorología del espacio

Por definición, de acuerdo al Centro de Predicción de Meteorología Espacial, de la Administración Nacional Oceánica y Atmosférica de los EE.UU. (SWPC NOAA por sus siglas en inglés), la meteorología del espacio se refiere a “las condiciones dinámicas en el ambiente espacial influenciado por el Sol y el viento solar, incluyendo efectos en la magnetosfera, ionósfera y termosfera terrestre”.

Es esta rama de la astrofísica la que estudia las condiciones y fenómenos del entorno espacial que afectan al planeta Tierra y a los sistemas tecnológicos tanto en el espacio como en la superficie terrestre. Se ocupa entre otras cosas: cómo se generan y evolucionan los eventos solares, cómo se propagan por el medio interplanetario, cómo interactúan con la magnetosfera e ionosfera terrestres, y cómo afectan a la tecnología y sociedad humana.

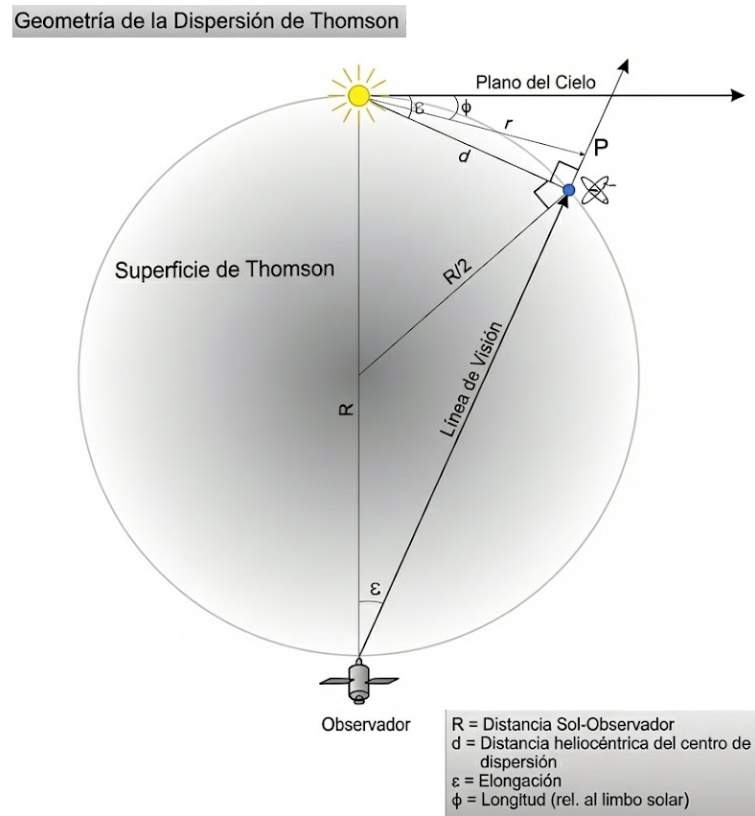


Figura 1.12: Esquema de la geometría de dispersión y eficiencia máxima de la luz Thomson. El círculo punteado representa la Superficie de Thomson, centrada entre el Sol y el observador, y su diámetro corresponde a la línea Sol-Observador. En el diagrama, P marca una partícula dispersora, R es la distancia Sol-Observador, ϕ representa la dirección de propagación relativa al plano del cielo y ϵ es la elongación de la partícula dispersora. Adaptado de Vourlidis and Howard (2006).

El interés fundamental en esta disciplina radica en la creciente vulnerabilidad de la sociedad moderna y su dependencia tecnológica frente a estas perturbaciones. Las variaciones drásticas en el entorno espacial terrestre pueden generar severos impactos, los cuales suelen categorizarse según su dominio de afectación:

- **Infraestructura espacial:** El impacto de partículas energéticas solares puede causar la degradación prematura de paneles solares y fallas críticas en los componentes electrónicos de los satélites. Asimismo, el calentamiento y subsecuente expansión de la termósfera incrementa el arrastre aerodinámico, alterando y degradando las órbitas de los satélites de baja altitud.
- **Comunicaciones y navegación:** Las perturbaciones en la ionósfera provocan atenuación, refracción o bloqueo total de las señales de radio de alta frecuencia. Además, el centelleo ionosférico introduce retrasos y errores críticos en los sistemas de posicionamiento global (GNSS/GPS), afectando la navegación aeronáutica y marítima.
- **Infraestructura terrestre:** Las intensas fluctuaciones del campo magnético local inducen corrientes eléctricas en la superficie terrestre (corrientes inducidas geomagnéticamente, o GICs). Estas corrientes pueden ingresar a las redes eléctricas

interconectadas, sobrecargando y destruyendo transformadores de alta tensión, lo que puede derivar en apagones masivos a escala regional.

- **Riesgo biológico:** Los eventos de partículas energéticas suponen un incremento significativo en los niveles de exposición a la radiación ionizante, representando un peligro tanto para astronautas en misiones espaciales como para tripulaciones y pasajeros de vuelos comerciales que transitan rutas transpolares.

1.4.1. Impacto

Las tormentas geomagnéticas constituyen las perturbaciones a gran escala más severas del entorno geoespacial. Físicamente, se definen como alteraciones globales y transitorias de la magnetósfera terrestre, desencadenadas por un acoplamiento prolongado y eficiente de energía proveniente del viento solar (Gonzalez et al., 1994). Tal como se estableció previamente, este fenómeno es impulsado principalmente por el impacto de ECMs que mantienen una componente magnética fuertemente orientada hacia el sur ($B_z < 0$), habilitando la reconexión magnética continua, aunque también a otras estructuras del viento solar como regiones de interacción de flujos de viento solar

Durante el desarrollo de una tormenta, la inyección masiva de partículas energéticas en la magnetósfera interior provoca una intensificación anómala de la corriente anular ecuatorial³. El movimiento azimutal de estos iones y electrones atrapados genera un campo magnético secundario que se opone al campo intrínseco de la Tierra. El resultado observable es una depresión global del campo geomagnético superficial, cuya intensidad y evolución temporal se mide mediante el índice Dst (*Disturbance Storm Time*).

Para medir este índice se utilizan cuatro estaciones magnetométricas situadas cerca del ecuador magnético terrestre. El cálculo se realiza tomando la componente horizontal del campo magnético. Se resta el campo magnético basal (el valor promedio en días tranquilos) y la variación secular, y luego se promedian los valores de las cuatro estaciones. Se mide en nanoteslas (nT).

En condiciones normales, el Dst se ubica en valores cercanos a 0. Durante una tormenta, el valor se vuelve negativo, debido a que la corriente de anillo genera un campo magnético opuesto al de la Tierra. A medida que el Dst toma valores más negativos, la perturbación magnética es mayor. Existe un consenso en la comunidad científica para clasificar las tormentas geomagnéticas según el índice Dst: un rango de $[0, -50]$ se considera leve, entre $[-50, -100]$ moderada, y para valores de $Dst < -100$, intensa.

Recientemente, se ha extendido el uso del índice SYM-H como complemento al Dst. El SYM-H se considera una versión de este último, pero con una resolución temporal de un minuto, lo que supone una mejora significativa frente a la cadencia del Dst, que se

³Es una corriente eléctrica fundamental que circula alrededor de la Tierra en la magnetosfera, principalmente en la región ecuatorial. Durante una tormenta geomagnética, esta corriente se intensifica significativamente debido a la inyección de partículas cargadas solares.

mide cada una hora.

La evolución dinámica de una tormenta típica se estructura en tres etapas secuenciales: una fase inicial, a menudo marcada por un incremento abrupto del campo magnético debido a la compresión dinámica ejercida por el frente de choque o la vaina de la ECM; una fase principal, caracterizada por la rápida y profunda caída del índice Dst a medida que se inyecta energía al sistema; y finalmente, una fase de recuperación gradual dominada por procesos de pérdida de partículas, mediante la cual el entorno geoespacial recobra paulatinamente su estado de equilibrio MHD.

1.4.2. Problema de la predicción

La capacidad de predecir eventos de meteorología del espacio se ha convertido en una prioridad estratégica para la infraestructura tecnológica moderna. Como se dijo previamente, las ECMs son los principales causantes de tormentas geomagnéticas severas; sin embargo, su predicción precisa sigue siendo uno de los retos más complejos de la heliofísica actual. El éxito de cualquier pronóstico depende de dos variables críticas: el tiempo de arribo (TA) y la geoeffectividad (la capacidad de la estructura para acoplarse con la magnetosfera terrestre).

Determinar cuándo impactará una ECM en la Tierra requiere un conocimiento preciso de su evolución dinámica en la heliosfera interna (Kay et al., 2020). Aunque las observaciones de coronógrafos permiten medir la velocidad inicial cerca del Sol, ésta rara vez se mantiene constante. Como se expresó con anterioridad, existe una compleja interacción de la fuerza de arrastre con el viento solar ambiente, la cual acelera o frena la estructura dependiendo de su velocidad relativa a este, por lo que el TA está sujeto a esta complejidad. Sin un modelo preciso que describa cómo cambia la velocidad de la ECM entre la corona alta y la región *in situ* a 1 UA, el error en la predicción del TA puede oscilar entre varias horas y más de un día, invalidando cualquier protocolo de mitigación temprana ante una inminente tormenta geomagnética.

Si bien la velocidad es importante para determinar el TA, también son relevantes las dimensiones tridimensionales y la orientación de la estructura. La suposición clásica de una ECM como una estructura rígida y simétrica es insuficiente (Palmerio et al., 2019). Como se ha discutido, fenómenos como el achatamiento, la deflexión lateral y la rotación alteran la geometría del frente de choque y de la CF. Si la estructura se deforma o se desvía de su trayectoria radial, la sonda o el planeta pueden ser impactados por los flancos en lugar del frente central, lo que altera significativamente el tiempo de llegada detectado y la duración del evento. En consecuencia, entender la morfología de las ECMs en la heliosfera interna es de gran relevancia para incrementar la precisión del cálculo del TA.

Incluso si el TA se predice con exactitud, la predicción falla si no se conoce la orientación del campo magnético interno de la ECM, específicamente la componente B_z hacia el sur. La importancia fundamental de la componente B_z del campo magnético interplanetario radica en su rol como modulador del proceso de reconexión magnética en la

magnetopausa terrestre. Cuando una perturbación solar presenta una fuerte orientación hacia el sur ($B_z < 0$), adopta una configuración antiparalela respecto al campo geomagnético diurno, habilitando la reconexión. Esta topología “abierta” permite una transferencia masiva de plasma, momento y energía desde el viento solar hacia el interior de la magnetósfera, energía que se acumula en la magnetocola y cuya posterior liberación desencadena severas tormentas geomagnéticas, auroras y corrientes inducidas. En marcado contraste, si la estructura acarrea una componente orientada hacia el norte ($B_z > 0$), los campos magnéticos resultan paralelos, lo que inhibe drásticamente el acoplamiento electromagnético, deflectando el plasma y minimizando cualquier impacto geoelectivo en el entorno terrestre.

Una ECM cuyo campo magnético cambie su orientación durante su tránsito, puede pasar de ser potencialmente catastrófica a ser inofensiva, o viceversa. Esta configuración magnética es extremadamente sensible a la evolución de la CF. Hasta el momento, no existe forma de reconocer la orientación del B_z mediante imágenes remotas. Por lo tanto, es relevante comprender los procesos físicos que afectan la estructura, y que alteran su configuración, morfología y orientación a lo largo de su trayectoria. Predecir la componente B_z del campo magnético de la ECM con suficiente antelación a su llegada a la Tierra (u otro planeta, nave, estación espacial, etc), permitirá prevenir los efectos nocivos de las tormentas geomagnéticas.

1.5. Motivación y objetivos

La creciente dependencia de la sociedad moderna con cierta infraestructura, como la tecnología satelital, las redes de distribución eléctrica y los sistemas globales de navegación y telecomunicaciones ha expuesto una vulnerabilidad crítica frente a las perturbaciones del entorno espacial terrestre (e.g., Schwenn, 2006; Temmer, 2021). En este crucial contexto de meteorología del espacio, las ECMs y sus respectivas vainas representan la principal fuente de tormentas geomagnéticas severas. Sin embargo, a pesar de los significativos avances en la instrumentación heliosférica y el modelado numérico, la predicción precisa del TA y, fundamentalmente, de la configuración magnética interna (por ejemplo, la componente B_z) de las ECMs sigue siendo uno de los mayores desafíos de la física heliosférica (Manchester et al., 2017).

Esta dificultad predictiva radica en tres interrogantes fundamentales de naturaleza observacional y teórica que la presente tesis busca abordar:

1. El vacío observacional en la heliosfera interna: En la actualidad, se dispone de una buena cobertura de datos de la atmósfera solar de gran resolución espacial, temporal, y en algunos casos espectral, así como también de mediciones *in situ* de alta precisión a 1 UA (campo magnético y parámetros del plasma local). Sin embargo, el extenso dominio interplanetario comprendido entre 0.1 y 0.9 UA genera una dificultad operativa en la adquisición de datos. A pesar de que recientemente se han desarrollado nuevas misiones

con instrumentos heliosféricos progresivamente más sofisticados, aún existe una profunda incertidumbre respecto a la distancia y la magnitud con la que las fuerzas de arrastre aerodinámico y la presión del flujo del viento solar terminan de moldear la configuración magnética y morfológica final de la ECM (Lugaz et al., 2017), y cómo actúan a lo largo de toda su trayectoria Sol-Tierra.

2. Falta de entendimiento en la acción de efectos distorsivos durante la trayectoria de ECMs: La literatura ha tratado históricamente procesos como la erosión magnética, la deflexión cinemática y la distorsión morfológica (e.g., el efecto *pancaking*) como fenómenos aislados. El verdadero desafío reside en comprender la retroalimentación no lineal entre estos procesos, y su interacción con el medio. Por ejemplo, cuantificar cómo el ensanchamiento transversal de la estructura producto del *pancaking* altera la tasa de reconexión magnética (erosión) en los flancos de la CF (Savani et al., 2015). Actualmente, escasean los modelos que integren y acoplen estos efectos de forma simultánea.

3. Limitaciones de los modelos topológicos clásicos: Una gran proporción de los modelos utilizados para reconstruir topología a partir de datos interplanetarios asumen distribuciones de corriente interna idealizadas y geometrías estáticas (típicamente basadas en cilindros de Lundquist). No obstante, las observaciones *in situ* revelan recurrentemente perfiles asimétricos y dinámicos que desafían estas suposiciones. Existe además una desconexión física entre el mecanismo de formación coronal (que establece la topología inicial) y la distribución de corriente residual observada tras la severa interacción de la estructura con el viento solar. Representa un problema, además, que el volumen espacial que abarca una ECM a 1 UA es tan grande que uno o dos puntos de medición *in situ* (es decir, naves espaciales) resultan insuficientes para describir completamente su estructura; por lo tanto, siempre se deben realizar suposiciones de una estructura gigantesca a partir de estos pocos puntos.

Enfoque de esta tesis

Para dar respuesta a esta problemática, el presente trabajo aborda el problema del vacío observacional mediante el desarrollo y análisis exhaustivo de una base de datos de ECMs, construida primordialmente en base al seguimiento continuo de ECMs proporcionado por el telescopio HI-1A a bordo de la misión STEREO-A. Estas observaciones de ECMs en la heliosfera interna fueron sistemáticamente complementadas con datos de su fase de erupción y con detecciones *in situ* a 1 UA. A partir de un marco observacional multipunto (ECMs observadas de forma remota desde STEREO-A, e *in situ* desde naves en L1), esta tesis propone utilizar una descripción teórica que abandona la rigidez tradicionalmente circular de la CF, asumiendo e incorporando matemáticamente la naturaleza deformable de las cuerdas de flujo en imágenes heliosféricas.

Además, aprovechando el conocimiento adquirido para la reducción e interpretación de imágenes heliosféricas, se analizaron las propiedades de las vainas de un subgrupo de ECMs, desde el punto de vista de su compresión y relación con su evolución morfológica.

Objetivos

- Construir una base de datos de ECMs dirigidas hacia la Tierra observadas por el instrumento HI-1A, con información complementaria de otros instrumentos que hayan observado las ECMs en otras etapas de su evolución.
- Desarrollar herramientas computacionales para el análisis de:
 - La morfología de la sección transversal de la CF.
 - Las características de las vainas de un subgrupo de ECMs.
- Analizar las propiedades morfológicas y su evolución de ECMs seleccionadas mediante las herramientas computacionales desarrolladas en combinación con un modelo de CF distorsionada;
- Analizar las características y evolución de la vaina de ECMs seleccionadas, a partir de imágenes heliosféricas de luz blanca y una herramienta desarrollada para tal fin.

Habiendo expuesto los conceptos fundamentales para este trabajo, la presente tesis se estructura de la siguiente forma: En el capítulo 2 se detallan los instrumentos utilizados para obtener las observaciones pertinentes, así como los modelos teóricos que fueron empleados para analizar posteriormente las imágenes de las ECMs seleccionadas para tal fin. En el capítulo 3 se presenta el proceso seguido para construir una base de datos de ECMs detectadas inicialmente mediante instrumentos heliosféricos, y complementado con otros instrumentos espaciales. En el capítulo 4 se describen las herramientas computacionales desarrolladas para analizar la morfología de las ECMs exhibiendo la sección transversal de su CF, así como también la evolución de la vaina en luz blanca. El capítulo 5 muestra las aplicaciones de estas herramientas a un conjunto de ECMs seleccionadas de la base de datos. Por último, se finaliza esta tesis con los capítulos de discusión y conclusiones generales. Se elaboraron además dos apéndices con gráficas extra, que complementan el estudio de los eventos analizados en el capítulo 5.

Capítulo 2

Observaciones y modelos

El capítulo se estructura en dos grandes bloques. La primera parte está dedicada al marco observacional, donde se describe la instrumentación específica cuyas observaciones son centrales para la realización este trabajo. Debido a la naturaleza de los fenómenos de interés para esta tesis, todas las observaciones fueron tomadas fuera de la atmósfera terrestre, por instrumentación a bordo de misiones espaciales. Las observaciones siguen a la evolución espacial de las ECMs: comenzando desde su región fuente en el Sol y extendiéndose hacia el medio interplanetario. En primer lugar, se describen los telescopios EUV, utilizados para diagnosticar las fases de iniciación y erupción temprana en la baja corona. A continuación, se detallan los coronógrafos de luz blanca, fundamentales para capturar la cinemática macroscópica de la estructura en la corona exterior. Posteriormente, se abordan las cámaras heliosféricas, cuya cobertura ininterrumpida a través de la heliósfera interna representa el núcleo de la base de datos de este trabajo. El recorrido observacional concluye con la descripción de la instrumentación local, específicamente los magnetómetros y analizadores de plasma a bordo de misiones como Wind y ACE, que proveen las observaciones *in situ* a 1 UA.

En la segunda parte del capítulo, se introducen los modelos físicos y geométricos empleados para interpretar y estructurar estas observaciones. Se desarrolla de forma exhaustiva el modelo analítico de CF toroidal, justificando su implementación matemática y su pertinencia para representar la topología magnética interna de las ECMs frente a las distorsiones evolutivas. Finalmente, se exponen los fundamentos de un modelo complementario utilizado para la reconstrucción morfológica tridimensional de las ECMs a partir de observaciones de luz blanca, resolviendo así las ambigüedades de proyección visual.

2.1. Instrumentación

Como se delineó anteriormente, el seguimiento completo del ciclo de vida de una ECM exige la sinergia de múltiples instrumentos operando en distintos regímenes físicos y espaciales. A continuación, se detallan las características operativas y especificaciones técnicas de los instrumentos cuyos datos han sido utilizados a lo largo de esta investigación.

2.1.1. Observaciones de la baja atmósfera solar

Para investigar la región fuente de una ECM, abarcando desde la fotosfera y la cromósfera hasta la baja corona solar, se emplean observaciones en el régimen del ultravioleta extremo (EUV) combinadas con magnetometría óptica.

Uno de los instrumentos principales para el diagnóstico coronal en este trabajo es el *Atmospheric Imaging Assembly* (AIA; Lemen et al., 2012), a bordo de la misión *Solar Dynamics Observatory* (SDO). Lanzada en febrero de 2010 y posicionado en una órbita geosincrónica, AIA muestrea la atmósfera solar con una mejorada resolución espacial de 0,6 arcosegundos por píxel (el doble de resolución que EUVI). El instrumento captura imágenes del disco completo en diez longitudes de onda distintas (siete bandas en EUV y tres en UV y visible, dentro del rango 94–4500 Å), operando con una alta cadencia temporal de típicamente 12 segundos para sus canales EUV. Usualmente, los canales empleados para observar las regiones fuente en este trabajo fueron los de 171, 193 y 304Å. La Figura 1.5 muestra un ejemplo de la corona revelada por este instrumento en la longitud de onda de 131 Å (plasma a aproximadamente 10 MK).

Como complemento de las observaciones de la región fuente, se utilizan los datos del *Extreme Ultraviolet Imager* (EUVI; Wuelser et al., 2004), a bordo de las naves STEREO. Este telescopio forma parte del paquete instrumental SECCHI (*Sun-Earth Connection Coronal and Heliospheric Investigation*; Howard et al., 2008) y su CdV se extiende hasta $1.7R_{\odot}$. Emplea un detector CCD de 2048×2048 píxeles y opera en cuatro canales centrados en líneas de emisión de hierro y helio, lo que le permite diagnosticar plasmas con temperaturas comprendidas entre 0,1 y 20 MK.

Dado que la topología de las estructuras coronales está fundamentalmente dictada por el campo magnético anclado en la superficie solar, para estudiar las regiones fuente de ECMs las imágenes EUV se analizan en conjunción con los datos del *Helioseismic and Magnetic Imager* (HMI), también a bordo de SDO. HMI es un espectropolarímetro que observa el disco solar completo analizando la línea de absorción del Fe I a 6173 Å con un filtro de banda angosta y una resolución de 1 arcosegundo. Su función es medir el desdoblamiento de Zeeman y la polarización de esta línea espectral para deducir las tres componentes del vector del campo magnético fotosférico. HMI genera cuatro productos de datos principales: mapas de velocidad Doppler, imágenes de intensidad en el continuo fotosférico, magnetogramas de la componente en la línea de la visual, y magnetogramas vectoriales. En el contexto de este trabajo, la información provista por los magnetogramas resulta indispensable para establecer la correspondencia espacial entre los fenómenos eruptivos observados en EUV y la distribución del flujo magnético subyacente, permitiendo identificar y localizar las regiones fuente.

2.1.2. Observaciones de la corona en luz blanca

SOHO/LASCO C2

El instrumento C2 es uno de los tres coronógrafos de luz blanca que integran el paquete instrumental LASCO (*Large Angle and Spectrometric Coronagraph*; Brueckner et al., 1995) a bordo de la sonda *Solar and Heliospheric Observatory* (SOHO). Esta misión, desarrollada de manera conjunta por la Agencia Espacial Europea (ESA) y la NASA, fue lanzada en 1995 y se encuentra emplazada en una órbita de halo alrededor del punto de Lagrange L1 del sistema Sol-Tierra, a aproximadamente $1,5 \times 10^6$ km de nuestro planeta. Esta ubicación privilegiada le otorga al instrumento una perspectiva frontal ininterrumpida de la corona solar, libre de eclipses planetarios y de la dispersión atmosférica terrestre.

El coronógrafo C2 está diseñado para registrar la emisión coronal proveniente de la dispersión de Thomson, cubriendo un CdV que se extiende radialmente desde 2,0 hasta 6,0 R_{\odot} respecto al centro del disco solar (Por ej. figura 5.6, panel derecho).

El paquete instrumental LASCO se concibió originalmente con tres telescopios con campos visuales parcialmente superpuestos para abarcar desde la base de la corona hasta el medio interplanetario cercano. El coronógrafo interno C1, cuyo CdV cubría desde 1,1 hasta 3,0 R_{\odot} , cesó sus operaciones aproximadamente dos años y medio después del inicio de la misión. Por su parte, el coronógrafo más exterior C3 (Figura 1.9, panel izquierdo) permanece plenamente activo en la actualidad. C3 proporciona un CdV de gran angular que complementa directamente a C2, extendiendo el monitoreo del tránsito de las ECMs hasta los 30 R_{\odot} , enlazando así el régimen coronal con la heliósfera interna.

STEREO/SECCHI COR2

El instrumento COR2 es el coronógrafo más exterior que forma parte del paquete de instrumentos SECCHI, a bordo de las naves gemelas STEREO. Este telescopio de luz blanca está diseñado para observar la corona extendida, cubriendo un CdV radial que abarca desde 2,5 hasta 15 R_{\odot} (Figura 2.1).

Una característica operativa fundamental de COR2 para los propósitos de este trabajo es que la franja exterior de su CdV se superpone espacialmente con la franja interior de la cámara heliosférica HI-1. Esta superposición espacial garantiza una transición ininterrumpida y una conexión coherente en el seguimiento de la cinemática y la evolución morfológica de las ECMs desde la alta corona hacia el régimen heliosférico dominado por el viento solar.

El paquete instrumental SECCHI incluye además un coronógrafo interno, denominado COR1, el cual monitorea la baja corona en el rango de 1,5 a 4 R_{\odot} . Para el rango de fechas considerado en esta tesis, COR1 y COR2 proporcionan en conjunto la cobertura en perspectiva lateral necesaria para complementar las observaciones obtenidas por HI-1, para conocer cómo era la ECM cuando estaba a menores distancias del sol.

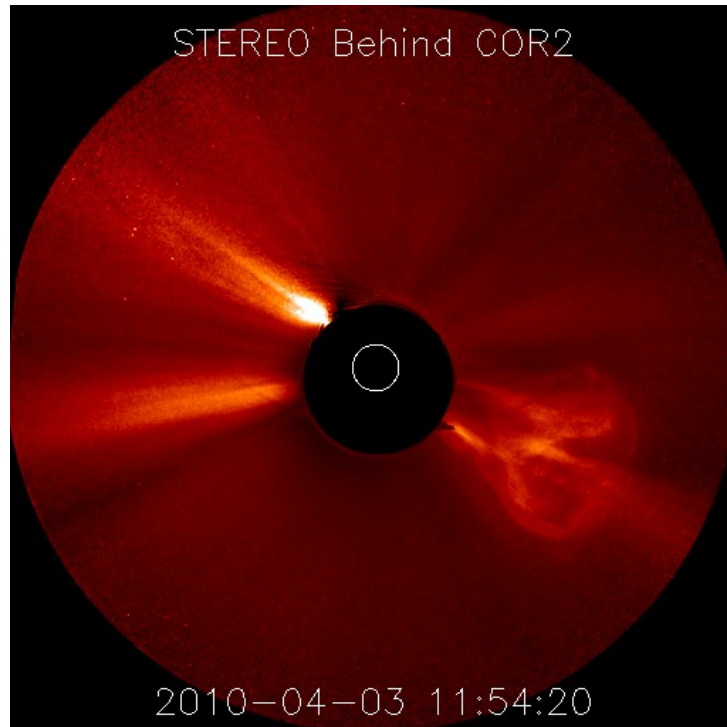


Figura 2.1: Imagen del coronógrafo COR2, abordo de STEREO-B. La circunferencia blanca en el centro de la imagen corresponde a la ubicación del Sol. Hacia el suroeste se observa una ECM en curso.

2.1.3. Observaciones en la heliosfera

STEREO/SECCHI HI

Los instrumentos HI-1 y HI-2 (*Heliospheric Imagers*; Eyles et al., 2009) son telescopios ópticos de gran campo visual diseñados para capturar la tenue luz solar dispersada por los electrones del viento solar en el medio interplanetario. Como parte del paquete instrumental SECCHI, estas cámaras permiten el seguimiento continuo de estructuras de plasma en propagación, tales como ECMs y frentes de ondas de choque, más allá de la corona.

Estos instrumentos se encuentran montados a bordo de las naves gemelas de la misión STEREO. Ambas sondas fueron insertadas en órbitas heliocéntricas cercanas a 1 UA, alejándose progresivamente de la Tierra a una tasa aproximada de 22° con respecto a la línea Sol-Tierra por año, una orbitando por delante de la posición terrestre y la otra por detrás (Figura 1.11). Esta disposición orbital proporcionó perspectivas laterales sin precedentes de la heliósfera interna. Cabe mencionar que el análisis de datos contemporáneos se apoya fundamentalmente en STEREO-A, dado que las comunicaciones operativas con STEREO-B se perdieron en octubre de 2014, lográndose un breve contacto en 2016 que no resultó en un restablecimiento duradero de la misión.

En la Tabla 2.1 se listan las características operativas y geométricas de ambos instrumentos. El diseño óptico de HI-1 proporciona un CdV más próximo al Sol (con una elongación central de 14°) y ofrece una resolución espacial y una cadencia temporal significativamente superiores a las de HI-2 (el cual abarca un campo más vasto centrado

Características	HI-1	HI-2
Dirección del centro del FOV ^a	14.0°	53.7°
Campo de visión angular	20°	70°
Rango angular	4° – 24°	18.7° – 88.7°
Rango en R_{\odot} ^b	15 – 90	70 – 330
Tamaño del pixel del CCD	35 arc-seg	2 arc-min
Arreglo de la imagen (Bineado 2×2)	1024 \times 1024	1024 \times 1024
Tamaño del bin de la imagen	70 arc-seg	4 arc-min
Paso de banda espectral	630 – 730 nm	400 – 1000 nm
Tiempo de exposición individual ^c	40 seg	50 seg
Cadencia de exposición	60 seg	60 seg
Número de imágenes sumadas ^c	30	99
Tiempo de exposición total	1200 seg	4950 seg
Duración de exposición de la secuencia	30 min	99 min
Cadencia de imágenes sumadas ^c	40 min	2 hs
Sensibilidad de brillo (B_{\odot} = disco solar)	$3 \times 10^{-15} B_{\odot}$	$3 \times 10^{-16} B_{\odot}$

Tabla 2.1: Características de ambos instrumentos de observación heliosférica abordo de STEREO: HI-1 y HI-2.

^a Desde el centro del Sol.

^b Medido en el plano del cielo relativo a la ubicación de observación.

^c Valores actuales optimizados durante la misión, difieren de las especificaciones originales.

a 53,7°). Esta mayor resolución y frecuencia de muestreo hacen de HI-1 el instrumento idóneo para delimitar con precisión los frentes de avance y resolver las subestructuras internas de las ECMs a medida que interactúan con el viento solar.

Las observaciones de las cámaras heliosféricas, particularmente las secuencias de imágenes provistas por HI-1 a bordo de STEREO-A, constituyen la base fundamental de esta tesis. La capacidad de HI-1 y HI-2 para monitorear ininterrumpidamente el extenso dominio comprendido entre 15 y 90 R_{\odot} resuelve el histórico vacío observacional existente entre los coronógrafos clásicos y los instrumentos de detección in situ. El seguimiento continuo a través de este instrumento es el único mecanismo que permite cuantificar la evolución cinemática tridimensional y medir de forma directa parámetros de distorsión morfológica, brindando la posibilidad de superar las ambigüedades de proyección que limitan a los observatorios emplazados en la línea Sol-Tierra.

Solar Orbiter HI (SoloHI)

Es una cámara de observación heliosférica de más reciente desarrollo, que se encuentra abordo de la nave ESA/NASA Solar Orbiter (Müller et al., 2020). Su CdV es de 40° (Howard et al., 2020), centrado en el plano orbital en latitud, pero corrido 22.5° respecto

al centro del Sol. El CdV abarca elongaciones entre $5,4^{\circ}$ y $44,9^{\circ}$ al este del Sol, visto desde la nave.

Las imágenes de este instrumento se construyen con un mosaico de 4 imágenes individuales, formando una única imagen de 2048×1920 píxeles en total. Su resolución, si bien es variable debido a la órbita de la nave, es de unos 35 arcseg/píxel, pudiendo alcanzar los 10 arcseg/píxel a 0,28 UA, y con una franja vacía entre imágenes individuales de 44 píxeles (puede apreciarse un ejemplo en la Fig. 5.7 del capítulo 5).

La característica distintiva de esta misión es la evolución gradual de la inclinación de su órbita por sobre y por debajo de la eclíptica, hasta alcanzar aproximadamente 30° , lo que permitirá adquirir vistas directas de las regiones polares del Sol, así como también registrar la extensión longitudinal de una ECM, desde puntos de vista por fuera del plano de la eclíptica.

2.1.4. Observación *in situ*

Existen diversas misiones espaciales que cuentan con instrumentos especializados que permiten medir propiedades clave para comprender los fenómenos solares e interplanetarios. Estos instrumentos son capaces de detectar y analizar el plasma proveniente del viento solar y del medio interplanetario, en lo que se conoce como observaciones *in situ*. En este trabajo, se emplean datos de las emblemáticas misiones Wind y ACE, cuyas características principales se presentan a continuación.

Wind

La misión Wind de la NASA ha suministrado datos de forma ininterrumpida desde su lanzamiento en noviembre de 1994 (Lepping et al., 1995). Los objetivos de Wind son: estudiar el plasma, las partículas energéticas y el campo magnético; determinar el flujo magnético de salida de la magnetosfera, en la zona de la cola magnética; estudiar los procesos de plasma implicados en el viento solar, en la zona cercana a la Tierra; realizar observaciones en el plano de la eclíptica para ser utilizadas en estudios heliosféricos. De los 9 instrumentos a bordo que posee *Wind*, en este trabajo analizamos series de datos del instrumento MFI (*Magnetic Field Instrument*), un magnetómetro que mide las tres componentes del campo magnético interplanetario. Utilizando además datos de plasma de otro instrumento a bordo de Wind, llamado SWI (*Solar Wind Experiment*), Nieves-Chinchilla et al. (2018) desarrollaron un catálogo¹ de ECMI identificadas desde 1995, el cual fue utilizado en esta tesis para encontrar las ECMI asociadas a las ECMs de la base de datos confeccionada a partir de imágenes heliosféricas.

¹https://wind.nasa.gov/ICME_catalog/ICME_catalog_viewer.php; el cálculo del valor del Dst para todos los eventos de la lista fue realizado por el autor de esta tesis.

ACE

Lanzada por la NASA en 1997, esta misión orbita el punto lagrangiano L1, al igual que Wind y SoHO. El objetivo principal es comparar y determinar la composición elemental e isotópica del viento solar, el medio interestelar y la materia de origen galáctico. Esta misión posee 10 instrumentos, de los cuales en este trabajo utilizamos dos: SWEAPAM (*Solar Wind Electron, Proton and Alpha Monitor*) que mide las características del plasma del viento solar, es decir el flujo de electrones, protones y partículas alfa; y el instrumento MAG (*Magnetometer*) que mide el campo magnético interplanetario. Analizando el viento solar combinando mediciones de diferentes instrumentos de esta nave, Richardson and Cane (2010) construyeron una lista de ECMI observadas *in situ* cerca de la Tierra², la cual fue utilizada en este trabajo para realizar la asociación con ECMs observadas de forma remota con cámaras heliosféricas, al igual que con la lista de Wind.

2.1.5. Asociación con shocks

Como se dijo en el capítulo anterior, es posible detectar las ondas de choque interplanetarias con instrumentos *in situ*. En base a sus observaciones de plasma y campo magnético, las listas de choques interplanetarios registrados por Wind y ACE³ compilan las principales características de estas estructuras detectadas a lo largo de la duración de ambas misiones. Estas listas fueron consultadas para asociar las ondas de choque con las listas de ECMI descritas anteriormente. El procedimiento se detalla en el capítulo 3.

2.2. Modelos

2.2.1. Modelo de cuerda de flujo magnético

Para este trabajo se aplicó el modelo de Cuerda de Flujo Toroidal Distorsionada (del inglés *Distorted-Toroidal Flux Rope Model*, modelo DT de aquí en adelante) de Nieves-Chinchilla et al. (2023a). Este modelo de CF magnético 3D está basado en una estructura toroidal que permite geometrías más complejas en su sección transversal, y es una mejora evolucionada de trabajos previos de la misma autora (en los que se utilizan una geometría circular y elíptico-cilíndrica). Como su nombre lo indica, asume una geometría toroidal centrada en el Sol, cuya forma general está dada por el siguiente sistema de coordenadas:

$$\begin{cases} x = [\rho + rF \cos \varphi] \cos \psi \\ y = [\rho + rF \cos \varphi] \sin \psi \\ z = r \sin \varphi \end{cases} \quad (2.1)$$

La Figura 2.2 muestra una representación del modelo DT. Los parámetros son:

²<https://izw1.caltech.edu/ACE/ASC/DATA/level3/icmetable2.htm>

³<https://lweb.cfa.harvard.edu/shocks/>

- ρ : Radio mayor del toroide;
- φ : Ángulo Poloidal ;
- ψ : Ángulo Toroidal ;
- $F = F(\delta, \lambda, \varphi)$: función que caracteriza geoméricamente a la distorsión de la sección transversal y puede ser generalizada a cualquier función angular, dependiendo del ángulo poloidal y del número de parámetros necesario para caracterizar la sección transversal. Si bien la función F puede tomar cualquier valor, las funciones F aplicadas en este trabajo son las consideradas más frecuentes según la morfología exhibida en luz blanca por CFs aproximadamente orientadas a lo largo del plano de la eclíptica (Figura 2.3). Por simplicidad, se ha decidido denominar a las funciones F adoptadas en esta tesis coloquialmente, en base a la silueta general que forman, siendo las siguientes las ecuaciones que las constituyen:

- $F_{elipse} = \delta$
- $F_{empanada} = \delta(1 - \lambda \cos \varphi)$
- $F_{mani} = \delta(1 - \lambda \cos^2 \varphi)$
- $F_{corazon} = \delta(1 - \lambda \cos \varphi + 3\lambda \sin \frac{\varphi}{4})$

- δ : Parámetro distorsivo ;
- λ : Cantidad de compresión frontal o extensión posterior.

La cantidad rF es la distancia de un punto sobre la figura hasta el centro de la CF, dando forma a la sección transversal (Figura 2.2, derecha).

Los parámetros δ y λ , centrales en este estudio, varían entre 0 y 1. En la figura 2.4, se observa cómo es el comportamiento de estos dos valores.

En el panel superior de la figura se fija el parámetro λ , cambiando gradualmente el parámetro δ . Lo que provoca la variación de δ es la modificación del ancho general de la estructura, volviéndola más achatada cuando toma valores cercanos a 0, o ensanchada al acercarse al valor 1, donde la estructura tiende hacia un círculo. Lo que se observa es que la estructura no modifica la suavidad general de su morfología.

En el panel inferior, el parámetro δ toma un valor fijo. Al incrementar el valor de λ , la figura toma una morfología más definida, menos redondeada y más angulosa, modificando su parte frontal y su extensión trasera. A valores bajos, la estructura se relaja y tiende a asemejarse a una elipse. En resumen, la geometría se vuelve más angulosa con λ creciente, mientras que dejando δ fijo mantiene el tamaño general de la figura.

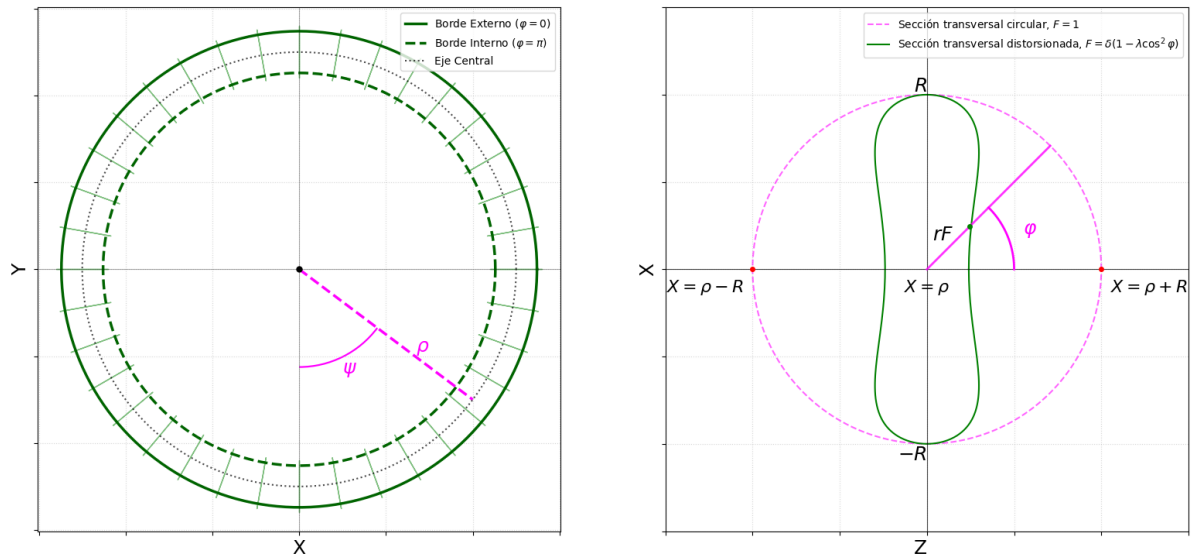


Figura 2.2: Representación del modelo DT. Izquierda: vista del plano $x - y$, donde se observa el ángulo ψ y la distancia ρ , así como el borde interno y externo de la figura mostrada en el panel derecho, y su eje central. Derecha: vista del plano $x - z$, correspondiente a la sección transversal distorsionada con forma de ‘maní’ (ver Figura 2.3), graficada en color verde. En líneas punteadas rosadas se muestra la sección transversal circular, para mostrar la diferencia geométrica entre ambas representaciones. En este caso, $\delta = 0,6$, $\lambda = 0,6$, $\rho = 5$, $\psi = 45^\circ$, $R = 2$.

Atributos del modelo

Mientras que los modelos tradicionales (como el cilindro de Lundquist o el toroide estricto) asumen secciones transversales circulares estáticas, el modelo DT tiene la capacidad de describir la compresión asimétrica. Al usar parámetros como λ y δ , permite modelar la compresión producida por el viento solar ambiental sobre el borde frontal de la ECM y permite la expansión en la parte posterior. Esta es la primera aproximación analítica que captura la cinemática de deformación, que no sólo se sospechaba por las inconsistencias con observaciones *in situ* al usar descripciones analíticas más simples, sino que además es observada por los telescopios heliosféricos. Además, asume que la estructura tiene un eje curvo que (en principio) mantiene sus raíces magnéticas ancladas en la superficie solar. Esto lo hace mucho más coherente con las observaciones de coronógrafos y EUV, a diferencia de los modelos cilíndricos locales que tratan a la ECMI como un tubo recto infinito.

Posiblemente una de las mayores fortalezas teóricas de este modelo es que formula el campo magnético a partir de un vector potencial (\mathbf{A}), garantizando analíticamente que $\nabla \cdot \mathbf{B} = 0$ en todo el volumen, sin importar el grado de deformación transversal que se le aplique. Construir un modelo magnético deformado es extremadamente complejo porque cualquier cambio arbitrario en la geometría suele generar monopolos magnéticos matemáticos, violando así las ecuaciones de Maxwell. Además, al proporcionar una descripción matemática exacta y diferenciable del campo magnético en este espacio no

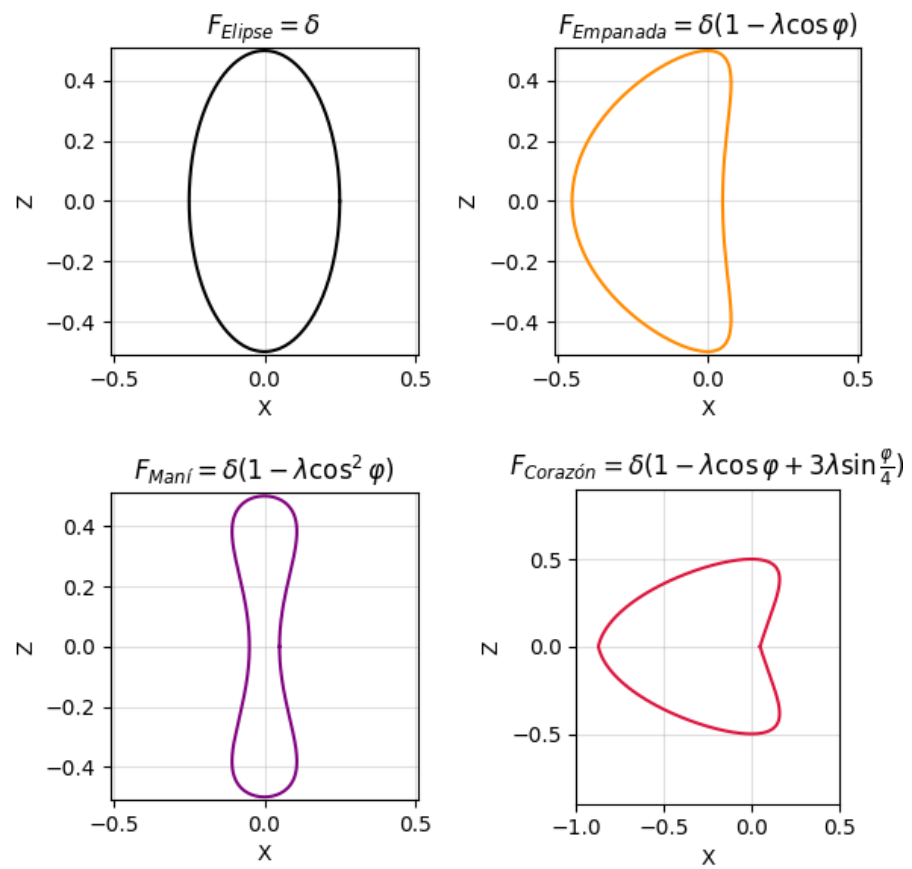


Figura 2.3: Representaciones geométricas de las funciones $F = F(\delta, \lambda, \varphi)$ utilizadas para el modelo DT en esta tesis. En la parte superior de cada gráfico se encuentra su denominación coloquial como subíndice, junto con la ecuación constituyente.

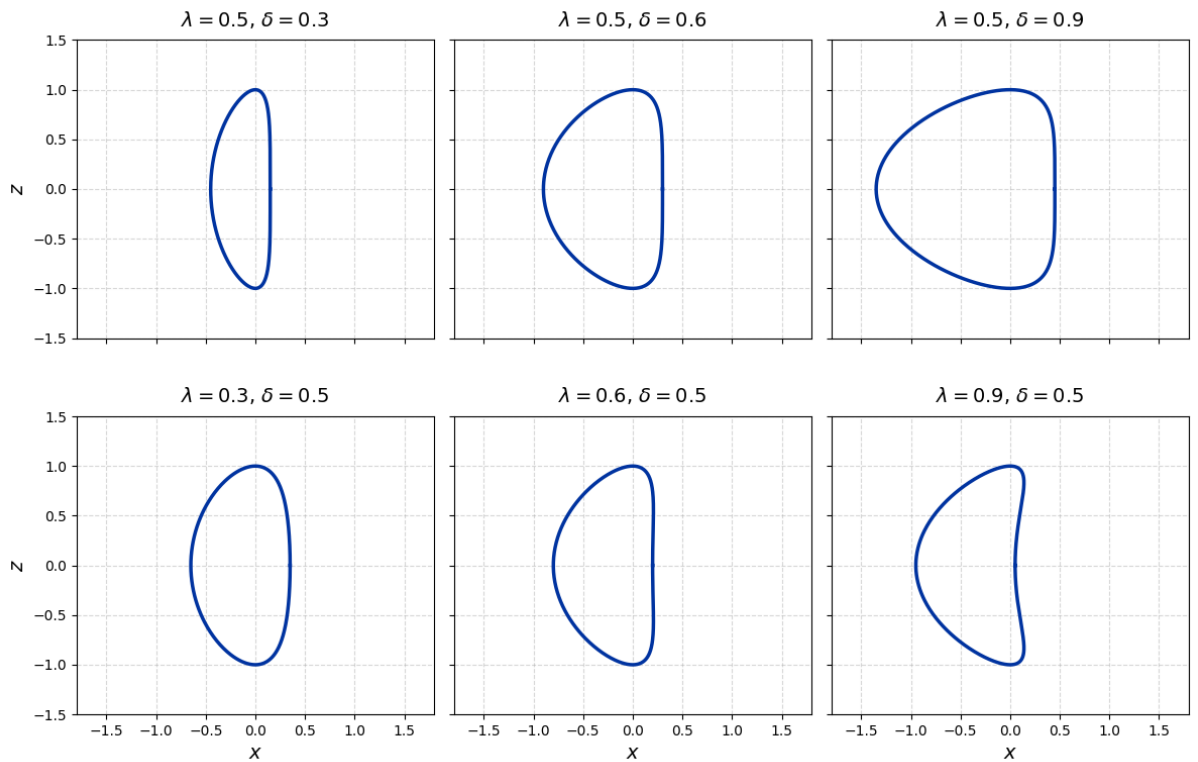


Figura 2.4: Secciones transversales del modelo analítico de CF ilustrando su capacidad de deformación geométrica. La función que se ejemplifica en este gráfico corresponde a $F_{empanada} = \delta(1 - \lambda \cos \varphi)$. La fila superior muestra el efecto de variar el parámetro δ (manteniendo $\lambda = 0,5$ constante). La fila inferior exhibe el impacto de incrementar el parámetro λ (con $\delta = 0,5$ constante).

ortogonal, el modelo permite calcular analíticamente la distribución de la densidad de corriente eléctrica en el interior de la CF. Esto brinda la oportunidad de estudiar la distribución de las fuerzas internas (como la fuerza de Lorentz) en relación con la deformación de la estructura.

Una de las virtudes más destacadas del modelo DT, y que constituye un pilar fundamental para la proyección de este trabajo, es su capacidad para actuar como un puente entre la morfología 3D y las características *in situ*. Aunque el presente estudio se centra en la caracterización de la evolución estructural y la creación de una base de datos de ECMs observadas de forma remota con cuerdas de flujo susceptibles a sufrir deformación, el marco teórico aquí desarrollado establece el fundamento necesario para la generación de perfiles magnéticos sintéticos. Al proveer una geometría 3D validada empíricamente mediante telescopios heliosféricos, este trabajo sienta las bases para futuras investigaciones en base a trayectorias virtuales a través del volumen de la ECMI. De este modo, la reconstrucción morfológica realizada en esta tesis se posiciona como una herramienta importante para validar el modelo DT contra datos *in situ*, permitiendo en última instancia discernir si las asimetrías observadas en los magnetómetros son una consecuencia directa de la evolución estructural cuantificada en este trabajo.

Limitaciones del modelo

Así como el modelo DT posee sus ventajas operativas que permitieron su utilización en esta tesis, como todo modelo que intenta replicar la compleja física de la naturaleza también posee sus limitaciones. La primera limitación radica en el hecho de que el modelo es puramente analítico y geométrico. Permite hacer una descripción consistente con las leyes de la MHD, pero no resuelve las ecuaciones de dinámica de fluidos. Es decir, parametriza cómo es la forma distorsionada final de la ECMI, pero no aborda las causas que la mantienen físicamente estable bajo esa forma. El equilibrio real entre la fuerza de Lorentz interna y las presiones externas (cinemática y térmica) del viento solar ambiental no se cuantifica en este esquema analítico, quedando postergado para estudios futuros. Además, si bien la formulación teórica general admite una sección transversal con geometría arbitraria, su aplicabilidad se reduce en la práctica a funciones parametrizadas suaves. Las funciones F aquí utilizadas son incapaces de capturar dinámicas estructurales de pequeña y mediana escala ampliamente documentadas en las mediciones de plasma. No permite describir islas magnéticas locales, estructuras con múltiples ejes anidados o los efectos topológicos asimétricos producto de la erosión por reconexión magnética en los flancos de la estructura.

El formalismo matemático del modelo exige que la estructura mantenga ininterrumpidamente una geometría de base toroidal anclada en el Sol. Si la ECMI atraviesa un entorno altamente perturbado, posee interacciones múltiples con otra(s) ECM(s), o enfrenta un proceso de reconexión magnética severo que la desconecte de la baja corona, de tal forma que pierda su coherencia geométrica global, entonces las ecuaciones del modelo DT pierden su sentido físico, ya que se asume en todo momento que se preserva la topología de la CF. Además, dentro del formalismo matemático, es importante mencionar que la métrica del espacio DT no es ortogonal. Esto provoca que el modelo tenga una complejidad matemática que dificulta enormemente su implementación numérica rápida y eleva el costo de procesamiento computacional durante el procedimiento de ajuste contra los datos experimentales, volviéndolo una herramienta pesada para fines de predicción de la meteorología del espacio en tiempo real.

Por último, la caracterización 3D a partir de series temporales 1D obtenidas por cruces locales de naves espaciales sigue siendo un desafío. Al incorporar una función de distorsión $F(\varphi)$, el modelo añade nuevos grados de libertad (en nuestro caso a través de los parámetros δ y λ). Esto agranda el espacio paramétrico y disminuye la capacidad de ajustes unívocos: trayectorias de la nave espacial muy distintas a través de diferentes geometrías deformadas pueden arrojar firmas de campo magnético 1D virtualmente idénticas, impidiendo una solución única si no existen restricciones observacionales multipunto.

2.2.2. Modelo GCS

El modelo GCS (del inglés *Graduated Cylindrical Shell*) se formuló con el objetivo de reproducir la estructura de las cuerdas de flujo magnéticas helicoidales, permitiendo así su reconstrucción 3D en base a imágenes simultáneas de la misma ECM desde múltiples puntos de vista. Para ello se adoptó la forma de un cascarón cilíndrico graduado (de allí el origen de su nombre GCS), una figura geométrica tridimensional con la forma de una sección toroidal de cuyos extremos nacen dos ‘piernas’ cónicas, de manera que la figura completa se asemeja a un *croissant*. Fue inicialmente propuesto por Thernisien et al. (2006) en base al descubrimiento de Cremades and Bothmer (2004).

En este trabajo, se utilizó este modelo en ciertos casos donde se hizo necesario obtener la dirección de propagación de las ECM bajo estudio.

La forma general que adopta el GCS está definida por 6 parámetros principales, que se encuentran representados en la figura 2.5 :

- Longitud central (ϕ): posición en el plano del ecuador solar (ángulo helio-longitudinal). Puede estar medido en coordenadas Carrington o Stonyhurst según la longitud tomada como referencia.
- Latitud central (θ): altura sobre/bajo el plano del ecuador (ángulo helio-latitudinal).
- Altura del ápice (h): la distancia radial desde el centro del Sol hasta el punto más alto de la figura GCS.
- Ángulo de inclinación (γ): orientación del eje principal del FR respecto al ecuador solar.
- Ancho angular de la ‘pierna’ (α): la mitad de la separación angular entre las ‘piernas’ de la ECM.
- Relación de aspecto (κ): relación entre el radio de la sección transversal del tubo del FR y la altura.

Este modelo de tipo *forward*⁴ permite ajustar manual y simultáneamente la forma del GCS a imágenes estereoscópicas (por ejemplo, de STEREO A y B) de la misma ECM, obteniendo así su geometría en 3D. Asume *ad hoc* la estructura mencionada de forma de *croissant* como una morfología general 3D común a la mayoría de las ECMs observadas en la corona de luz blanca. En la realidad, la mayoría de las CMEs a distancias heliosféricas están distorsionadas en mayor o menor medida con respecto a esta configuración idealizada, no siempre ajustando perfectamente con un GCS. Sin embargo, esta es una herramienta muy poderosa para interpretar las dimensiones y propagación global de las ECMs.

⁴Un modelo *forward* es un enfoque computacional o teórico en el que se parte de una descripción física conocida o asumida (*ad hoc*) para simular en este caso lo que vería un instrumento de observación.

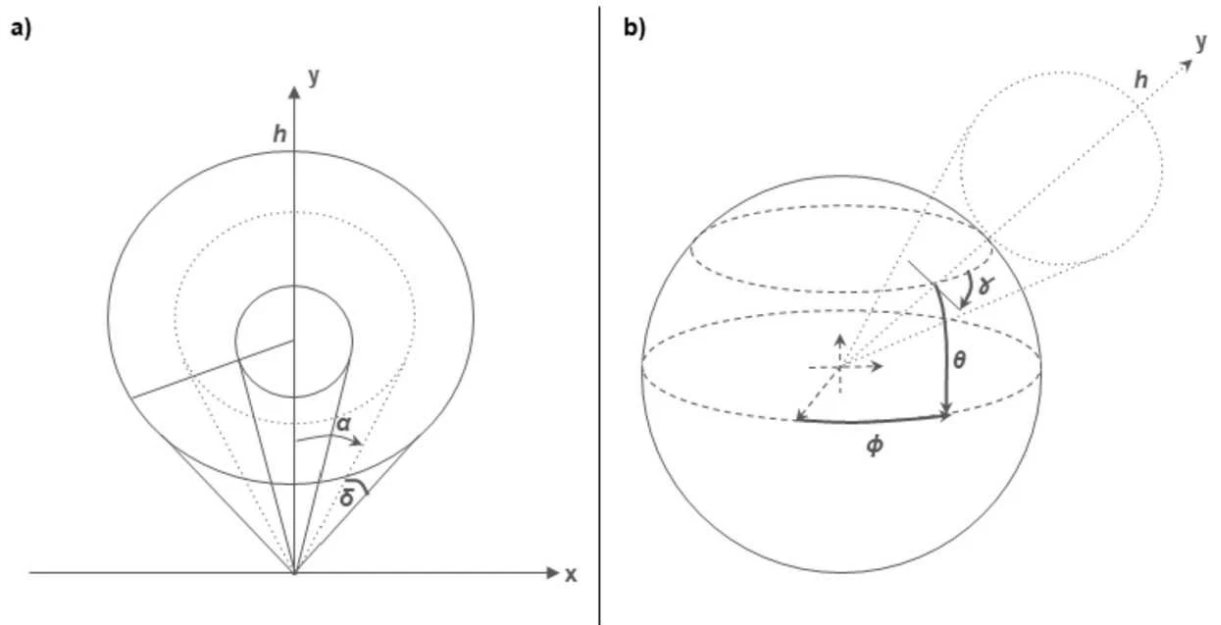


Figura 2.5: Esquema del modelo GCS, que incluye su vista de frente (panel a), y su perspectiva 3D (panel b) que muestra la región fuente en la superficie solar. Se representan los 6 parámetros: la longitud (ϕ) y latitud (θ) central de la figura GCS en sistema Stonyhurst, la altura del ápice (h), el ángulo de inclinación (γ), el ancho angular de las piernas (α), y la relación de aspecto (κ). Gráfico tomado de Iglesias et al. (2026), adaptado de Thernisien et al. (2009).

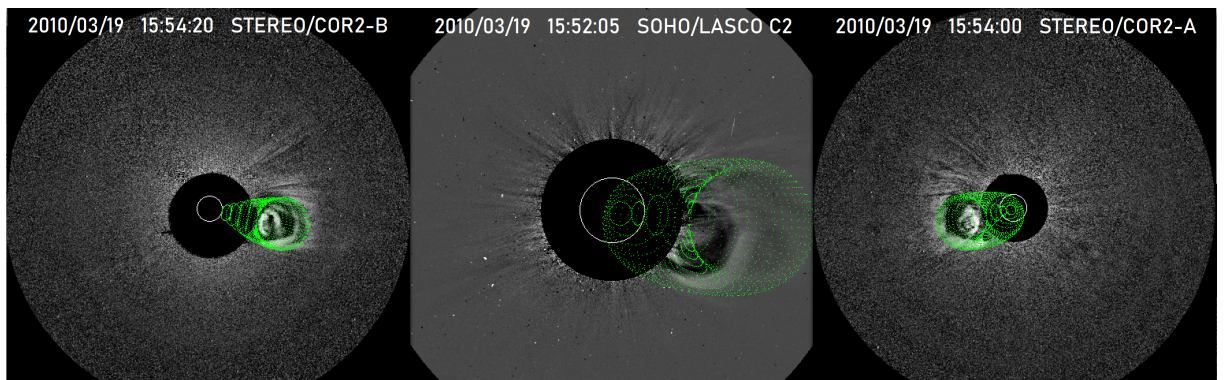


Figura 2.6: El modelo GCS (malla verde) aplicado a una ECM del día 19 de Marzo del 2010, vista simultáneamente por tres coronógrafos ubicados en tres puntos de vista diferentes: COR2-B (izquierda), LASCO C2 (centro) y COR2-A (derecha).

En este trabajo el GCS se utilizó para reconstruir las ECMs que pudieron ser observadas desde la región fuente hasta su contraparte *in situ*, obteniendo su dirección de propagación 3D y ángulo de inclinación. Un ejemplo de aplicación se muestra en la en Figura 2.6, donde es posible observar la malla verde por encima de la ECM, desde 3 puntos de vista. En la sección 3.1 se muestra el set de eventos a los cuales se les aplicó este modelo geométrico.

Capítulo 3

Base de datos de ECMs en la heliosfera interna

3.1. Identificación de eventos

El eje central metodológico de este trabajo radica en la identificación y caracterización morfológica de ECMs mediante imágenes heliosféricas. En este contexto, uno de los pilares fundamentales de la investigación consistió en la confección de un catálogo exhaustivo de eventos eruptivos con trayectorias de propagación orientadas, en primera aproximación, hacia la Tierra.

Para llevar a cabo esta identificación, se analizó el conjunto completo de secuencias observacionales correspondientes al período comprendido entre el 1 de enero de 2010 y el 31 de diciembre de 2012. La elección de esta ventana temporal obedece a la configuración orbital alcanzada por las sondas de la misión STEREO durante dichos años (discutida en la Sección 1.3.6). Esta disposición geométrica proporcionó una perspectiva lateral privilegiada, posibilitando la observación directa e ininterrumpida de la región interplanetaria situada entre el Sol y la Tierra (Figura 1.11).

La identificación inicial de las ECMs se realizó mediante la inspección visual de animaciones mensuales generadas por el *Southwest Research Institute* (SwRI) y disponibles en https://stereo-ssc.nascom.nasa.gov/pub/ins_data/secchi_hi/L2_SWRI/a/hi_1/. Allí se pueden encontrar archivos en formato video, que comprimen un mes completo de observaciones ininterrumpidas de los instrumentos HI-1A y HI-2A. El análisis cuantitativo posterior requirió el uso de las imágenes fotométricas individuales que componen esos archivos de video. Estos datos, procesados por el mencionado instituto a nivel L2 y almacenados en el formato estándar *.fits*¹, son de acceso público a través del STEREO Science Center (SSC, https://stereo-sc.nascom.nasa.gov/pub/ins_data/secchi_hi/). La base de imágenes de nivel L2 se extiende desde abril de 2007 hasta diciembre de 2013, y

¹El formato *Flexible Image Transport System* (FITS) es el estándar internacional en Astronomía. Sus archivos incluyen un encabezado con metadatos cruciales para el análisis, tales como las coordenadas espaciales del instrumento, tiempos de exposición y parámetros de calibración de la imagen.

ha sido sometida a un riguroso tratamiento de reducción y calibración fotométrica (detallado extensamente por DeForest et al. (2011)). Como resultado de este procesamiento, la intensidad de los píxeles se encuentra calibrada en unidades de brillo solar medio (B_{\odot}), es decir, la intensidad solar dividida por su tamaño aparente en estereorradianes. En esta tesis, se decidió trabajar directamente con estas imágenes ya calibradas de nivel L2, debido a la gran calidad del procesamiento realizado por los autores.

Cabe destacar que el repositorio procesado por el consorcio SwRI proporciona exclusivamente datos correspondientes a la sonda STEREO-A. En la fase preliminar de este estudio, se intentó incorporar de manera complementaria las observaciones de STEREO-B, replicando los protocolos de reducción sugeridos por el equipo del instrumento. Sin embargo, la trayectoria óptica de esta sonda durante el período de interés implicaba una fuerte superposición de su CdV con el plano galáctico. El intenso gradiente estelar de la Vía Láctea presente en el fondo de las imágenes impidió aislar y rastrear con la precisión necesaria las estructuras originadas por dispersión de Thomson, motivo por el cual la inspección y el modelado se concentraron de forma definitiva a los datos provistos por HI-1A.

El procedimiento para la compilación del catálogo de eventos (extracto en Tabla 3.3) se inició con el análisis sistemático de las secuencias temporales mensuales disponibles para el período de estudio, restringiendo la inspección inicial a las detecciones observadas dentro del CdV del instrumento HI-1A. El criterio morfológico y cinemático de selección exigía que las ECMs presentaran una trayectoria de propagación orientada predominantemente hacia la Tierra y que su evolución se desarrollara en las proximidades del plano de la eclíptica (indicado por la línea transversal en la Figura 3.1). Para cada evento que cumplió con estas condiciones, se registraron los tiempos cronológicos correspondientes al ingreso y egreso del frente de la estructura dentro de los límites espaciales del FOV. Mediante la aplicación rigurosa de este protocolo sobre el conjunto de datos de HI-1A, se logró aislar e identificar una población de 368 eventos.

Como etapa subsiguiente del análisis, se examinaron las secuencias coronográficas provistas por los instrumentos COR2 y LASCO C2 para la totalidad de las ECMs previamente identificadas en HI-1A. Mediante un seguimiento cinemático retrospectivo de la estructura en dirección al Sol, se buscó establecer una correlación temporal unívoca entre el instante de ingreso al FOV de HI-1A y el momento de egreso del FOV de COR2. Esta trazabilidad hacia la corona media permitió determinar la fecha y hora exactas de la primera aparición de la ECM en los campos de visión de COR2, considerando las observaciones de ambas sondas, STEREO-A y STEREO-B (véase la columna COR2 en la Tabla 3.3). La aplicación sistemática de este protocolo de extrapolación temporal resultó en la asociación exitosa de un contraparte coronal para 319 de los eventos analizados.

La asociación de los eventos con las observaciones del instrumento LASCO C2, a bordo de la misión SOHO, exigió un enfoque metodológico distinto al empleado con COR2. Debido a la diferente perspectiva de observación de SOHO (situado en las proximidades

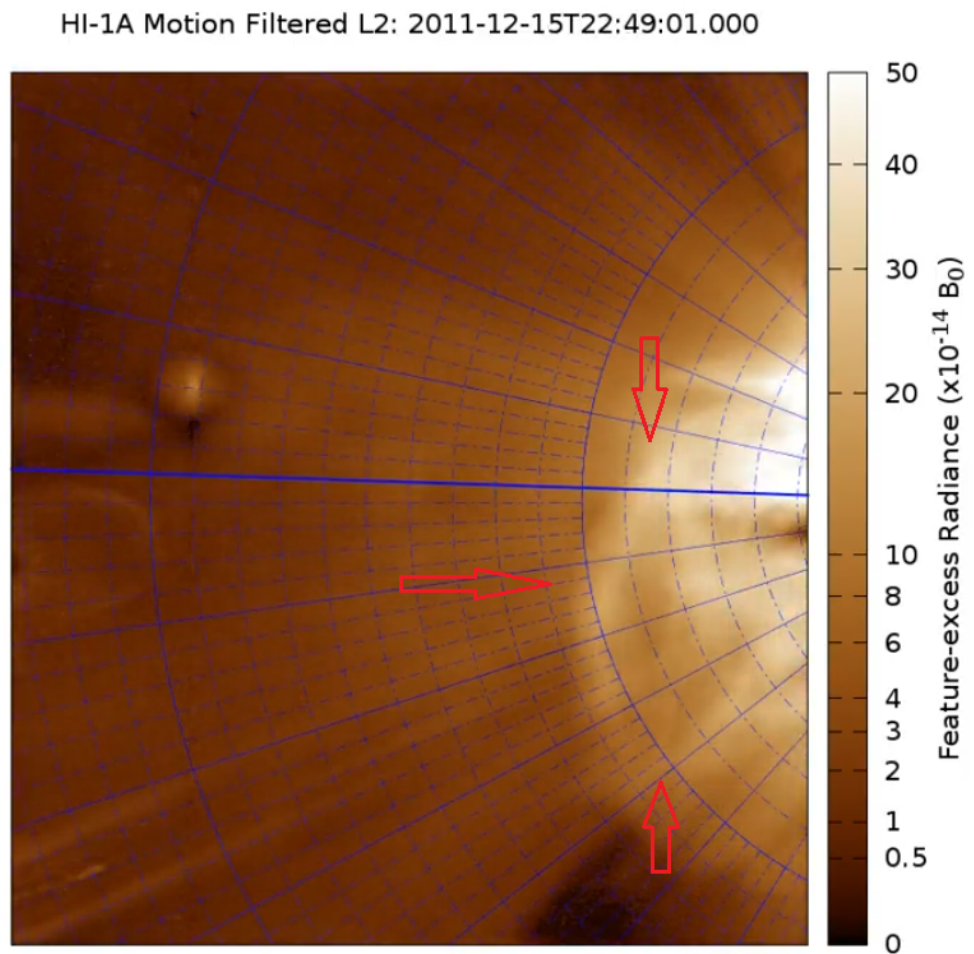


Figura 3.1: Instantánea de una ECM transitando de derecha a izquierda el campo visual de HI-1A, tal como se puede observar en las animaciones mensuales examinadas. La línea azul horizontal marca la línea Sol-Tierra. El Sol se encuentra fuera de la imagen, más allá del borde derecho. Se marca con flechas rojas los límites de la estructura de interés

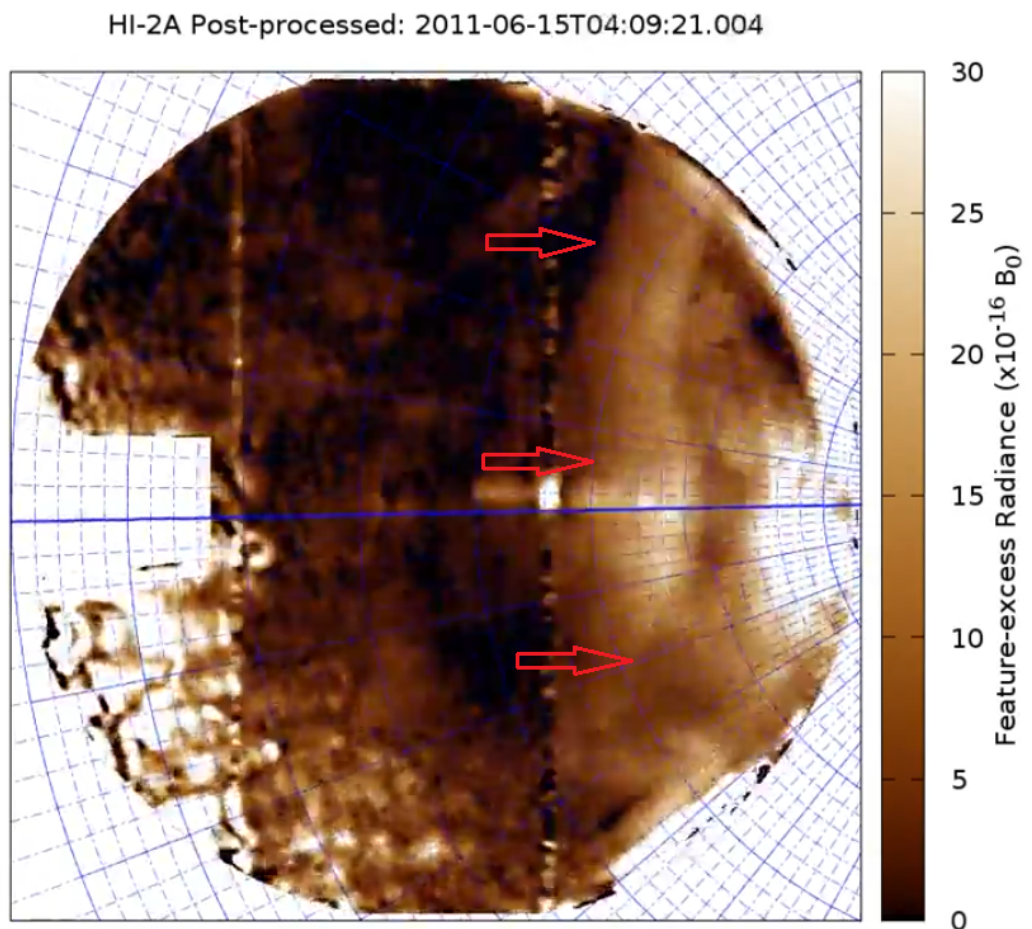


Figura 3.2: Campo visual de HI-2A, con una ECM en curso. La línea azul horizontal marca la línea Sol-Tierra, y de igual forma que en HI-1A, el Sol se encuentra en la dirección hacia la derecha de la imagen, mientras que la ECM transita de derecha a izquierda. Las flechas rojas marcan el frente de la ECM.

del punto de Lagrange L1) con respecto a las sondas STEREO, sumado a las discrepancias en el radio de los discos ocultadores de sus respectivos coronógrafos, la cinemática aparente, el tiempo de tránsito y la morfología proyectada de una misma ECM varían considerablemente. En consecuencia, la asociación directa entre HI-1A y LASCO C2 resulta inviable.

Para sortear esta limitación de paralaje y de CdV, las detecciones previas en COR2 se utilizaron como el sistema de referencia intermedio (o puente observacional) necesario para reconocer espaciotemporalmente las mismas estructuras en LASCO C2. En los casos donde la asociación cruzada resultó exitosa, se registró el instante de primera aparición en el FOV de C2 (véase la columna LASCO C2 en la Tabla 3.3). Mediante este esquema, se logró identificar la contraparte en SOHO para 304 ECMs de la población estudiada. Cabe destacar que la detectabilidad de la muestra presentó una fuerte dependencia instrumental: salvo en un caso, la imposibilidad de detectar una ECM en el campo visual de COR2 implicó invariablemente su indetectabilidad en C2.

La fase final de la recopilación observacional consistió en el seguimiento de los eventos hacia el medio interplanetario exterior, transitando hacia el FOV del instrumento HI-2A. Para establecer esta continuidad cinemática, se buscó identificar la contraparte de cada ECM previamente catalogada, correlacionando de manera temporal y espacial el instante de egreso del FOV de HI-1A con la aparición de la estructura en el límite interno del FOV de HI-2A. Para aquellos eventos cuya morfología pudo ser rastreada de forma inequívoca, se documentaron los tiempos cronológicos de ingreso y desaparición (véase la columna HI-2A en la Tabla 3.3).

Resulta relevante señalar la considerable complejidad técnica relativa a la detección de estructuras transitorias en las secuencias de HI-2A. El extenso ángulo de elongación abarcado por este instrumento, sumado a la natural y abrupta disminución de la intensidad de la luz blanca dispersada (debido al alejamiento de la esfera de Thomson, ver sección 1.3.6) a grandes distancias heliocéntricas, produce un fondo observacional marcadamente ruidoso y difuso, tal como se observa en la Figura 3.2, donde se marca con flechas rojas la ubicación aproximada del frente de la ECM. A esta degradación en la relación señal-ruido se añade la ocasional presencia de la Tierra transitando por el campo visual del instrumento durante fechas específicas, lo que introduce un nivel adicional de complejidad fotométrica. Como consecuencia directa de estas severas limitaciones ópticas e instrumentales, la muestra se vio significativamente reducida: de la población inicial de 368 eventos detectados en HI-1A, únicamente para 188 se pudo realizar su seguimiento y posterior asociación de manera exitosa en los datos de HI-2A.

La conexión entre las observaciones remotas y las mediciones *in situ* se efectuó mediante la inspección cruzada de imágenes heliosféricas con los catálogos oficiales de las misiones Wind y ACE, integrando registros tanto de ECMIs como de ondas de choque interplanetarias. El procedimiento consistió en correlacionar temporalmente el arribo de las estructuras a las sondas en L1 con el tiempo de impacto terrestre estimado a partir

de la evolución cinemática del frente en las secuencias de HI-1A y HI-2A. Debido a las extensas dimensiones de las ECMs en relación a la magnetósfera terrestre, sumado a los amplios efectos de proyección inherentes a la observación en luz blanca a grandes ángulos de elongación, el procedimiento de asociación fue realizado con cautela. Para garantizar la mayor fidelidad posible en la asociación, se implementó el modelo GCS (sección 2.2.2) a imágenes heliosféricas, con el objetivo de obtener una estimación aproximada de la distancia de la ECM, que coincidiera con la hora de llegada de la ECMI más cercana, según fuera reportado por alguno de los catálogos de Wind y/o ACE. Como resultado de este procedimiento, se logró vincular 53 eventos con detecciones continuas en HI-1A y HI-2A, con observaciones de plasma *in situ*, que se muestran en la tabla 3.3. Para algunos otros casos de ECMs sin imágenes de HI-2A, también se pudo realizar la asociación *in situ* sólo con imágenes de HI-1A, en ocasiones haciendo uso del modelo GCS como soporte, y se incluyeron únicamente casos sin ambigüedad espacial o temporal, donde la detección *in situ* no pudiera atribuirse a otra estructura más que a la ECM identificada en el campo de visión de HI-1A.

Si bien el modelo GCS es de amplio uso para imágenes coronográficas, en imágenes heliosféricas es una herramienta que sirve como una guía aproximada. Braga et al. (2022) utilizaron el modelo GCS para ajustar a una ECM inicialmente observada en la corona por los instrumentos LASCO/C3 y SECCHI/COR2, complementando a observaciones del instrumento heliosférico WISPR, a bordo de la misión Parker Solar Probe. En ese trabajo, los autores logran aplicar de forma satisfactoria este modelo a baja altura, pero comprueban que no puede reproducir las observaciones luego de cierta distancia, utilizando imágenes de WISPR. Manini et al. (2023)² confirmaron, mediante el análisis de un evento particular, que el modelo GCS no es apto para representar fehacientemente la morfología 3D de una ECM a las distancias monitoreadas por telescopios heliosféricos, ya que la geometría del modelo no puede representar las distorsiones sufridas por la ECM en su trayectoria. En ambos trabajos se observa la deformación del frente de la ECM, y si bien esto puede afectar la hora de llegada a Tierra, a los fines prácticos de la asociación, en donde habitualmente no hay estructuras similares superpuestas, sirve para una aproximación de su hora de llegada y la consecuente asociación con la observación de una estructura *in situ*.

Inicialmente, uno de los objetivos centrales de esta tesis involucraba utilizar el modelo GCS para parametrizar una muestra de ECMs de la lista de eventos creada, en el CdV de los instrumentos heliosféricos. En vista de estos descubrimientos, y del desarrollo del modelo de Nieves-Chinchilla et al. (2023a) (Modelo DT), es que se tomó la decisión de utilizar el GCS como herramienta soporte, y avanzar en la aplicación del modelo DT para cuantificar las distorsiones en los telescopios heliosféricos.

Finalmente, y para completar el catálogo, se buscó identificar la región fuente (RF)

²Si bien este trabajo fue realizado en fecha similar, su publicación definitiva por parte del Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía ocurrió en 2023.

desde donde se originó la ECM en el Sol. Esto se realizó para el grupo de eventos con observaciones en los instrumentos COR2, HI1, HI2 y con detección *in situ*. Este procedimiento consistió en la búsqueda de actividad eruptiva y posteruptiva en imágenes en EUV de los instrumentos SDO/AIA, complementado según el caso con los EUVI de SECCHI/STEREO, como se muestra en la figura 3.3. En el catálogo, esto se refleja con la fecha y hora aproximada de la erupción, la posición central aproximada de la RF en coordenadas cartesianas helioproyectivas³ (Thompson, 2006), su cercanía con regiones activas (RA), por ejemplo las definidas por el NOAA⁴, y el instrumento y longitud de onda en la que fue observada. Las RF de los eventos asociados a la lista pueden encontrarse en la tabla 3.1. Estos eventos también pueden encontrarse en la lista online en la pestaña ‘Con región fuente asociada’. Luego de este laborioso proceso, un total de 17 ECMs pudieron ser rastreadas desde su origen en su RF en el Sol, pasando por imágenes coronográficas, heliosféricas, y hasta su detección *in situ* en el punto L1.

Dado que el objetivo de esta tesis es obtener información sobre la evolución a lo largo de la trayectoria de las ECMs desde el Sol hasta su detección en la Tierra, los casos con múltiples ECMs en HI-1, en los cuales la correlación entre los diferentes instrumentos y/o la detección *in situ* no era inequívocamente clara, no fueron tenidos en cuenta a la hora de considerarlas para la asociación con otros instrumentos. En particular, la mayor dificultad radica al momento de conectar las observaciones heliosféricas con su contraparte *in situ*.

En la tabla 3.3 se presenta un extracto de la lista de eventos, con las primeras entradas registradas y la información que fue compilada para cada evento. La lista contiene: fecha y hora de ingreso y egreso de los eventos en HI-1A, así como también de HI-2A, fecha y hora de la primera detección en los coronógrafos COR2 y LASCO C2, y hora del comienzo de la perturbación *in situ* según reportado por los catálogos de (RC; Richardson and Cane, 2010) y de (TNC; Nieves-Chinchilla et al., 2018). Además, el esquema mostrado en la figura 3.4 ilustra de forma más simple las asociaciones y la cantidad de eventos encontrados para cada asociación.

La lista completa es pública, y está disponible en la página del Grupo de Estudios en Heliofísica de Mendoza: <https://sites.google.com/um.edu.ar/gehme/> → Science.

Concluido el proceso de asociación interinstrumental, se aplicó un criterio para individualizar un subconjunto de eventos idóneos para el análisis morfológico. El criterio de selección exigió que el eje principal de la estructura magnética (CF) estuviera orientado de manera aproximadamente paralela a la línea de visión del observador. Bajo esta configuración, la sección transversal de la CF se manifiesta observacionalmente como una cavidad

³Es un sistema de coordenadas utilizado para describir imágenes solares, donde la posición sobre el Sol se mide como una distancia angular desde el centro del Sol, tal y como las percibe el observador. Se mide en unidades de segundos de arco y es positivo hacia el polo norte y hacia el limbo oeste del Sol (dirección derecha vista desde Tierra)

⁴Son regiones de intenso campo magnético definidas por el Centro de Predicción de Meteorología del Espacio (SWPC por sus siglas en inglés), que monitorea estas regiones diariamente, y son potencialmente productoras de fulguraciones, ECMs, etc.

Fecha y hora	(Lat, Lon) (")	RA cercana	Instr. y Long. de onda
20100202 ~12:00	(-770,-640)	-	EUVI A 304Å
20100403 ~9:00	(-790, -453)	AR11059	EUVI A+B 195/304Å
20101006 ~04:00	(-460, 470)	-	AIA 304Å
20101215 14:00	(760, 360)	NOAA 11134	AIA 193Å+ EUVI A 304Å
20110215 ~01:44	(160, -245)	NOAA 11158	AIA 193Å+ EUVI B 304Å
20110525 ~12:30	(390, -215)	-	AIA 193Å+ EUVI A+B 304Å
20111021 13:00	(950, 85)	-	AIA 304Å+ EUVI A+B 304Å
20111126 06:40	(750, -15)	NOAA 11353	AIA 193Å+ EUVI A 304Å
20111225 00:15	(135, 480)	-	AIA 304Å
20120119 14:40	(-350, 585)	NOAA 11402	AIA 304Å
20120224 ~02:00	(-500, 600)	-	AIA 193/304Å+ EUVI A+B 304Å
20120307 00:05	(-450, 390)	NOAA 11429	AIA 193/304Å
20120309 03:30	(0, 400)	NOAA 11429	AIA 193/304Å+ EUVI B 304Å
20120705 21:40	(660, -240)	NOAA 11515	AIA 193/304Å+ EUVI A 195/304Å
20120712 ~16:00	(0, -300)	NOAA 11520	AIA 193Å
20120831 19:10	(-500, -400)	NOAA 11562	AIA 193/304Å+ EUVI B 195/304Å
20120927 23:30	(500,0)	NOAA 11577	AIA 193/304Å+EUVI A 304Å

Tabla 3.1: Regiones fuente para la muestra de 17 eventos encontrados que poseen observaciones en coronógrafos, instrumentos heliosféricos e *in situ*. Se computan las coordenadas aproximadas del evento, como así también la cercanía a regiones activas, la fecha y hora aproximada de erupción, y el instrumento (EUVI de STEREO A o B, o AIA de SDO) y longitud de onda donde fue observada. La latitud y longitud se encuentran en coordenadas HPC desde el punto de vista de la nave, en segundos de arco. Debe ser tomado como una aproximación, dado el tamaño de la estructura en erupción, y está referenciada siempre al primer instrumento computado, por ejemplo, en el segundo evento las coordenadas refieren al punto de vista de STEREO A.

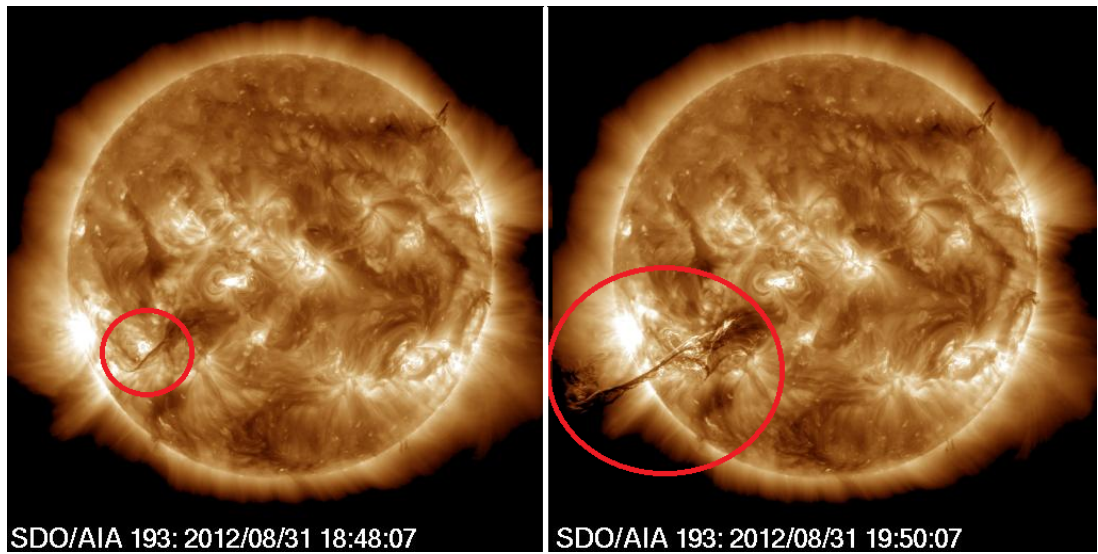


Figura 3.3: Región fuente de una ECM catalogada en este trabajo, observada el día 31 de agosto de 2012, mediante el instrumento AIA a bordo de la nave SDO. A la izquierda, a las 18:48 UT se observa el filamento, que da lugar a la erupción posterior. A la derecha: el filamento erupciona y se observa la prominencia. Los círculos rojos marcan la región de interés.

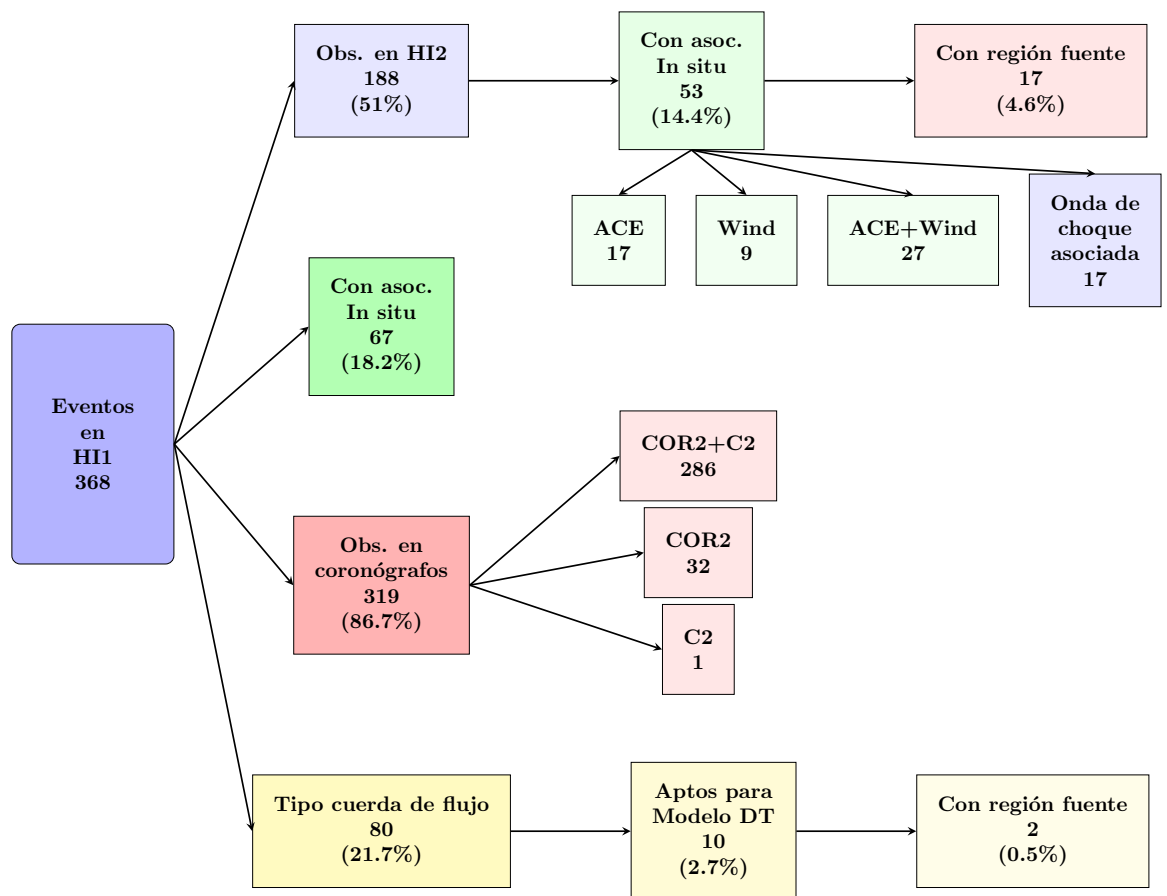


Figura 3.4: Esquema representativo de las asociaciones realizadas en este trabajo. El punto de partida los constituyeron las observaciones en HI-1, donde se detectaron 368 eventos. Respecto a este total, el 51 % posee observaciones en HI-2, en tanto que el 86,7 % fue detectado en coronógrafos. Además, solo el 21,7 % pudo ser identificado visualmente como de tipo CF, de los cuales se extrajo la muestra de 10 eventos que se analiza en detalle en el capítulo 5.

de baja densidad delimitada e identificable de forma inequívoca durante su tránsito por el FOV de HI-1A. Desde el punto de vista magnetohidrodinámico, esta severa caída en la dispersión de luz blanca corrobora la existencia de un régimen de bajo β , donde la intensa presión magnética en el interior de la CF compensa la marcada depleción en la densidad y presión del plasma local (Low, 2001).

La aplicación de esta restricción de perspectiva redujo la muestra empírica a 80 eventos candidatos, los cuales constituyen la población base para el procedimiento de ajuste paramétrico mediante el modelo DT. Resulta pertinente destacar que la totalidad de estos eventos exhibió indicios evidentes de distorsión en su sección transversal durante la fase de propagación interplanetaria, presentando un comportamiento asimétrico análogo al descrito empíricamente por Nieves-Chinchilla et al. (2023a).

De la muestra de 80 eventos de ECMs tipo CF, se construyó una submuestra final de 10 eventos, luego de un análisis exhaustivo de sus imágenes heliosféricas, candidatos a ser analizados en todo su CdV de HI1 por la herramienta desarrollada en lenguaje python (Explicada en detalle en el 4). El criterio para seleccionar la submuestra consistió en poder observar la CF de forma clara en la mayor parte del CdV de HI1, de tal forma que los ajustes proporcionados por el software tengan la menor incertidumbre posible. La Tabla 3.4 enumera los eventos que componen esta submuestra, especificando los tiempos cronológicos estimados de ingreso y egreso para cada uno de los instrumentos heliosféricos involucrados, la hora de su primera detección en COR2 y LASCO C2, y la hora de comienzo de la perturbación *in situ* según los catálogos consultados. En particular, la hora de detección para el instrumento HI-2A, debe ser considerada como una aproximación.

La longitud y latitud de esta muestra de 10 eventos fue calculada con el modelo GCS, y se observan en la tabla 3.2. Estos datos fueron obtenidos mediante el ajuste manual para cada uno de estos eventos, y fueron cotejados y comparados con datos ya obtenidos previamente por otros autores, los cuales están compilados en la lista denominada ‘LLAMA-CoRe’, la cual es de acceso público mediante el link <https://ospri.space/llamacore> (Kay and Palmerio, 2024). El análisis cinemático y morfológico exhaustivo de estos eventos particulares se desarrolla en detalle en el Capítulo 5.

Evento	Latitud (°)	Longitud (°)
20100203	-5	6
20100320	11	117
20101208	5	60
20110130	-17	-19
20110302	-22	7
20110325	-1	-24
20110915	37	-52
20111129	-32	-124
20120808	6	35
20121101	13	105

Tabla 3.2: Valores de latitud y longitud obtenidos por medio del modelo GCS para la muestra de 10 eventos.

HI-1A				HI-2A				COR2			LASCO C2			<i>in situ</i>	
Comienzo		Fin		Comienzo		Fin		Día	Hora inicio		CDAW		RC Dist. (ACE)	Inicio fecha hora	Wind ECMI (TNC)
Día	Hora	Día	Hora	Día	Hora	Día	Hora		A	B	Día	Hora			
20100102	8:00	20100104	8:00	20100104	0:09	20100107	6:00	20100101	8:24	8:24	20100101	08:30*	-	-	-
20100115	22:00	20100118	15:00					20100115	3:24	-	20100114	22:42	-	-	-
20100122	20:00	20100125	23:00	20100125	12:00 ?			20100122	3:39	11:00*	20100122	03:54*	-	-	-
20100202	5:30	20100203	5:00	20100203	12:00	20100206	0:00	20100201	16:09	15:10	20100201	9:25?	-	-	-
20100203	17:00	20100205	12:00	20100205	20:00	20100208	14:00	20100203	0:24	0:24	-	-	20100207 17:00	20100207 18:04	-
20100207	7:30	20100209	1:00	20100208	14:00	20100211	14:00	20100207	3:09	3:24	20100207	3:54	20100211 0:00	-	-
20100210	19:30	20100211	23:30	20100211	14:09			20100210	17:09	17:39	20100210	17:30	-	-	-
20100212	11:00	20100213	14:00	20100213	8:09	20100215	18:09	20100212	11:54	11:54	-	-	-	-	-
20100213	4:00	20100214	8:00					20100212	22:54	22:39	20100212	22:30	-	-	-
20100214	13:00	20100215	21:00	20100215	14:00	20100217	6:09	20100214	0:09	0:09	20100213	20:06	-	-	-
20100216	11:00	20100217	14:00					20100216	7:24	7:54	-	-	-	-	-
20100224	23:00	20100227	2:00					20100224	14:54*	19:09	20100224	14:54	-	-	-
20100228	12?	20100302	8:00					20100228	1:24	5:24	-	-	-	-	-
20100301	12:00	20100302	20:00					20100301	1:39	0:24	20100228	20:58	-	-	-
20100302	2:00	20100303	2:00					20100301	23:24	-	20100301	23:06	-	-	-
20100306	10:00	20100307	10:00					20100306	7:54	8:24	20100306	7:51	-	-	-
20100310	12:00	20100312	0					20100310	7:24	7:24	20100310	6:54	-	-	-
20100314	?							20100314	0:24	0:54	20100314	0:30	-	-	-
20100320	3:00	20100321	18:00	20100321	16:09	20100323	18:09	20100319	12:24	12:24	20100319	11:54	-	-	20100323 22:29
20100324	18:00	20100326	20:00					20100324	3:54	-	20100324	23:30	-	-	-

Tabla 3.3: Extracto de la lista de ECMs identificadas en observaciones heliosféricas, con fecha (en formato yyyyymmdd) y hora de comienzo y fin en los campos visuales de HI-1A y HI-2A. Con respecto a los coronógrafos COR2 y LASCO C2, así como también a las detecciones *in situ*, se informa sólo el horario de inicio.

HI-1A			HI-2A (Hora aproximada)				COR2			LASCO C2			<i>in situ</i>	
Comienzo		Fin		Comienzo		Fin		Día	Hora inicio		CDAW		RC Dist. (ACE)	Wind ECMI (TNC)
Día	Hora	Día	Hora	Día	Hora	Día	Hora		A	B	Día	Hora	Inicio fecha hora	Inicio fecha hora
20100203	17:00	20100205	12:00	20100205	20:00	20100208	14:00	20100203	0:24	0:24	-	-	20100207 17:00	20100207 18:04
20100320	3:00	20100321	18:00	20100321	16:09	20100323	18:09	20100319	12:24	12:24	20100319	11:54	-	20100323 22:29
20101208	1:00	20101209	9:29	20101209	20:00	20101212	16:00	20101207	10:24	11:54	20101207	9:12	-	-
20110130	20:00	20110201	17:00	20110201	20:00	20110205	23:00	20110130	8:09	8:09	20110204	13:00	-	-
20110302	15:29	20110304	1:29	20110304	4:29	20110307	18:00	20110302	0:54	2:24	20110302	2:00?	-	-
20110325	19:00	20110327	9:00	20110327	2:00	20110330?	-	20110325	5:54	6:34	20110325	1:25?	20110329 16:02	20110329 15:12
20110915	5:29	20110916	14:00	20110916	8:00	20110918	18:00	20110914	20:54	23:10	20110914	20:24	20110918 10:00	-
20111128	15:29	20111130	10:49	20111130	4:09	20111202	18:00	20111128	7:39	7:39	20111128	6:48	20111202 17:17	-
20120808	2:09	20120809	14:00	20120809	6:00	20120812	20:00	20120807	14:39	-	20120807	14:26	-	20120812 12:37
20121101	4:09	20121103	2:09	-	-	-	-	20121031	19:09	-	20121031	18:24	-	-

Tabla 3.4: Muestra de ECMs catalogadas candidatas a ser analizadas mediante el modelo DT. De izquierda a derecha: fecha (en formato yyyyymmdd) y hora de comienzo y fin en los campos visuales de HI-1A y HI-2A, fecha y hora de inicio en los coronógrafos COR2 y LASCO C2, fecha y hora de inicio en observaciones *in situ*.

Capítulo 4

Herramientas desarrolladas en lenguaje Python

4.1. Caracterización de sección transversal de CFs

Para aplicar el modelo DT en este trabajo se desarrolló un algoritmo propio en lenguaje *Python*, que permite el ajuste de las diversas funciones F representativas de la sección transversal distorsionada del modelo, a las cavidades oscuras exhibidas por ECMs en imágenes heliosféricas del instrumento HI1. Como se mencionó anteriormente, estas últimas se consideran indicativas de la vista de la sección transversal de una CF cuyo eje está aproximadamente alineado con la línea de la visual del observador. Este código puede encontrarse en el sitio zenodo.org.

Debido a que el objeto de estudio de este trabajo se centra en la morfología de la sección transversal de las CFs, el sistema de coordenadas tridimensional definido previamente en la ecuación 2.1 es simplificado a una proyección bidimensional. Bajo la consideración de que las imágenes brindan una proyección 2D, y asumiendo en primera instancia una propagación orientada a lo largo de la línea Sol-Tierra, se establece $\psi = 0$, lo que anula la coordenada y y restringe el análisis al plano perpendicular a la línea de visión ($x - z$). Adicionalmente, por motivos operativos, se impone $\rho = 0$. En caso de requerir una restitución tridimensional completa del toroide, tanto este parámetro como el ángulo toroidal pueden ser reincorporados formalmente una vez que la verdadera dirección de propagación y la distancia heliocéntrica sean estimadas de forma independiente, por ejemplo, mediante la aplicación del modelo GCS (Sección 2.2.2).

El procedimiento computacional inicia con la lectura de las imágenes en formato estándar *.fits* correspondientes al evento bajo estudio. A continuación, se procede a la delimitación manual de la frontera interna de la cavidad asociada a la CF. Esta tarea consiste en la selección manual de un conjunto de puntos sobre la propia imagen, tal como se muestra en el panel central de la figura 4.2. Dado el bajo contraste de estructuras heliosféricas inherente al proceso de dispersión Thomson de luz blanca, esta tarea de di-

gitalización requiere que el operador posea entrenamiento previo para identificar y aislar espacialmente las estructuras morfológicas de interés.

Cabe mencionar que este procedimiento se aplica al subgrupo de 10 ECMs que exhiben cavidades oscuras indicativas de la vista de la sección transversal de una CF aproximadamente alineada con la visual, y también a la muestra de 78 eventos (solo con mediciones puntuales), que se muestran en la sección 5.3.1. Los eventos analizados mediante este procedimiento se encuentran en la lista de eventos 3.4, y además puede encontrarse en el link a la tabla completa, en la pestaña “Ajuste con modelo cuerda de flujo”.

Una vez completado el muestreo manual del contorno, el usuario comienza el proceso de ajuste pulsando el click derecho del mouse. El algoritmo evalúa las funciones paramétricas de distorsión consideradas en este trabajo. Para cada una de estas geometrías teóricas, se ejecuta una rutina de minimización numérica utilizando la función de mínimos cuadrados (`least_squares`) de la biblioteca `SciPy` de Python, buscando el ajuste espacial óptimo respecto a la nube de puntos seleccionados por el usuario. Para garantizar la convergencia, se implementa el algoritmo de optimización *Trust Region Reflective* (TRF), el cual resulta particularmente idóneo para resolver problemas no lineales sometidos a límites paramétricos estrictos. El criterio de selección del modelo definitivo es puramente cuantitativo: la rutina compara los resultados convergentes y adopta automáticamente la curva analítica que minimice el error cuadrático medio (MSE), descartando los dos modelos morfológicos restantes. La curva resultante se muestra por encima de los puntos marcados, como se observa en el panel derecho de la figura 4.2.

Este proceso de ajuste manual debe repetirse para cada imagen, como medida de control que integre el error asociado a la subjetividad del usuario. Para nuestro estudio, cada toma de puntos del contorno de la cavidad fue realizada 10 veces por cada imagen. Esa cantidad de ajustes probó ser suficiente para construir barras de error, mientras que la realización de una mayor cantidad de ajustes no probaron mejorar la incidencia del error total, a la vez que incrementaba notablemente el tiempo de análisis por evento. Posteriormente, el proceso continúa con la imagen siguiente de la secuencia a analizar, y se repite este proceso de ajuste manual nuevamente. El procedimiento completo se representa en el esquema de la figura 4.1.

Tras la convergencia de la rutina de ajuste en cada imagen, el algoritmo devuelve un conjunto de seis parámetros morfológicos fundamentales:

- r : tamaño medio de la estructura en píxeles.
- x_0 : coordenada x del centro de la estructura, en el marco de referencia de la imagen.
- y_0 : posición en y del centro de la estructura.
- δ : parámetro distorsivo.
- λ : coeficiente que cuantifica el grados de compresión frontal o extensión posterior.

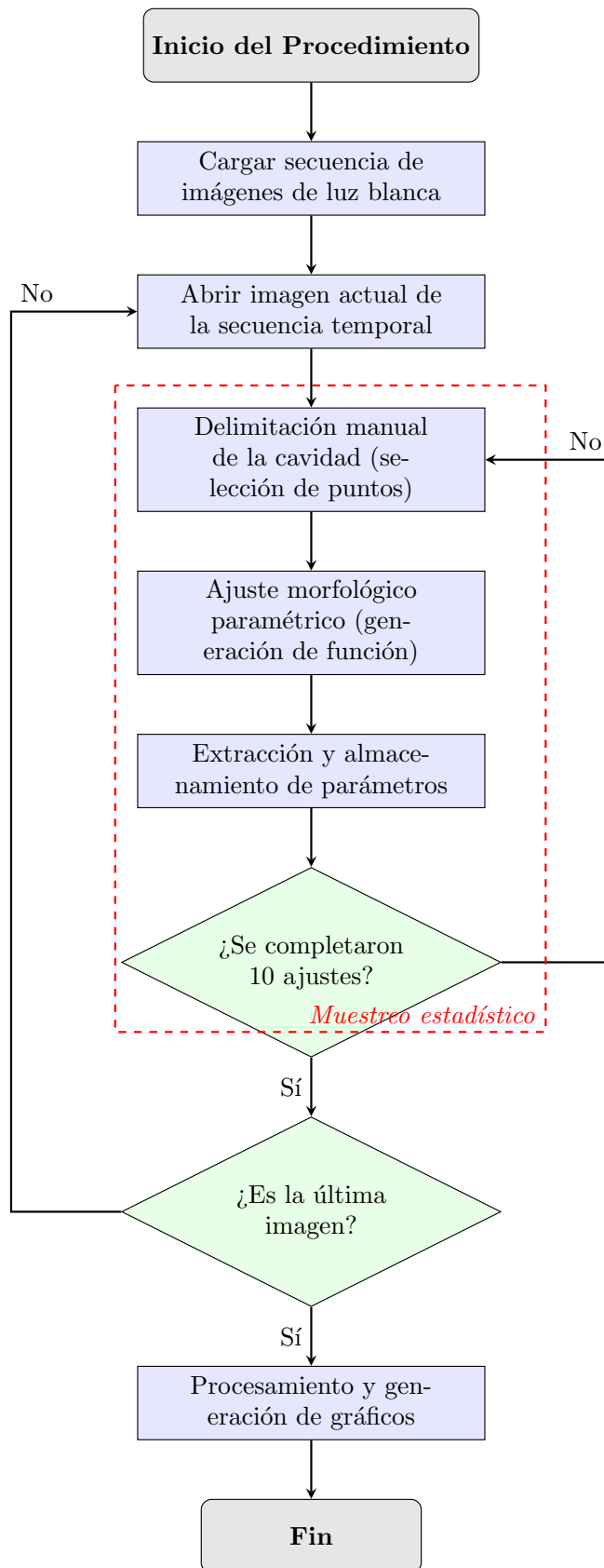


Figura 4.1: Esquema procedural que ilustra el procedimiento de ajuste para la herramienta desarrollada para aplicar el modelo DT

- θ_{tilt} : ángulo de inclinación del eje principal de la estructura geométrica bidimensional, con respecto a la vertical de la imagen.

La inclusión analítica del ángulo de inclinación (θ_{tilt}) representó una generalización necesaria del algoritmo. Mientras que el modelo teórico asume una propagación puramente simétrica y centrada respecto al eje x , las observaciones empíricas de las cavidades oscuras revelan frecuentes asimetrías y rotaciones respecto a esta condición ideal. Al dotar a las funciones de ajuste de este grado de libertad, es posible modelar estructuras que presentan desviaciones angulares. Por convención, θ_{tilt} adquiere valores positivos cuando el semieje superior de la figura rota en sentido horario. En la Figura 2.4, se ilustran ejemplos donde la estructura exhibe un θ_{tilt} de valor negativo.

Para garantizar el control de calidad de las mediciones, la interfaz gráfica superpone la función analítica resultante sobre la imagen original. Dado que la rutina numérica carece de un umbral de rechazo automático en base al realismo del resultado, la validación definitiva del ajuste recae en la inspección visual del operador. Esta etapa de escrutinio directo permite confirmar cualitativamente que la solución matemática de mínimo error se corresponda con la topología aparente de la cavidad magnética. Una vez validado el ajuste del evento, el conjunto de parámetros óptimos, junto con las coordenadas digitalizadas, se almacenan automáticamente en un archivo para la posterior construcción de las series temporales estadísticas.

Dado que la convergencia de estos métodos numéricos no lineales es altamente sensible a las condiciones iniciales, el código estima dinámicamente un conjunto de valores de partida y establece límites de contorno directamente a partir de la estadística espacial de la nube de puntos ingresada por el operador. En particular, las coordenadas espaciales del centroide (x_0, y_0) se inicializan calculando el valor medio de los puntos seleccionados. El radio de la estructura (r) se aproxima a partir del percentil 90 de las distancias euclidianas entre el contorno y el centroide estimado, mientras que el parámetro de distorsión δ se inicializa analizando el percentil 10 de dichas distancias normalizadas. Por su parte, el coeficiente λ parte de un valor empírico predeterminado de 0,4, y el ángulo de inclinación inicial θ_{tilt} se estima mediante una subrutina que evalúa la inclinación con respecto a la vertical de la imagen. Finalmente, el espacio de búsqueda del optimizador se restringe imponiendo condiciones de contorno (por ej. confinar δ y λ al intervalo $[0, 1]$), garantizando que la solución analítica mantenga coherencia con el contorno de la cavidad oscura.

Desde un punto de vista analítico, la inspección de las ecuaciones de distorsión revela que en el caso límite donde $\lambda \rightarrow 0$, la función converge a $F \rightarrow \delta$, lo que reduce la figura geométrica estrictamente a la ecuación de una elipse para este modelo (Figura 2.3). Este comportamiento se evidencia en el panel superior de la Figura 2.4, donde la disminución progresiva del parámetro λ suaviza la asimetría hasta recuperar la morfología elíptica. En consecuencia, la evolución temporal de los propios parámetros ajustados caracteriza intrínsecamente las transiciones morfológicas, eliminando la necesidad de incorporar rutinas de ajuste elíptico independientes en el código y optimizando así el costo compu-

tacional.

Finalmente, la versatilidad del algoritmo permitió su adaptación y optimización para el procesamiento de imágenes provenientes de los instrumentos COR2 y HI-2. En eventos suficientemente definidos a criterio del operador, la combinación de los campos de visión de estos instrumentos proporcionó una cobertura espacial y temporal continua de la evolución de la ECM. A modo de ejemplo, para el caso de estudio analizado en el capítulo subsiguiente (Figura 5.2), la claridad morfológica del evento posibilitó la aplicación ininterrumpida de la rutina sobre la secuencia de datos de COR2, HI-1 y HI-2, logrando registrar mediciones cinemáticas y geométricas durante más de 72 horas. La aplicación sistemática de esta metodología sobre una muestra estadística de eventos se discutirá en el Capítulo 5.

Cabe destacar que, como se dijo anteriormente, el análisis se basó en productos de datos L2 ya procesados. La visualización (mediante las bibliotecas `astropy` y `cv2` del lenguaje Python) se ejecutó sin aplicar filtros de suavizado ni alteraciones en los valores de los píxeles. El escalamiento lineal de la imagen (ajuste de `vmin` y `vmax`) permitió resaltar la cavidad oscura sin introducir sesgos de interpretación; se comprobó que los límites de esta estructura no presentan variaciones significativas ante diferentes rangos de contraste, lo que confirma su naturaleza como una característica física del evento.

Un ejemplo práctico de la aplicación de este método sobre una cavidad con morfología coloquialmente denominada tipo “maní” se ilustra en la Figura 4.2. El primer panel presenta el CdV completo del instrumento HI-1A, con la eyección transitando por el sector derecho, mientras que los dos paneles subsiguientes exhiben un recorte del sector izquierdo del CdV enfocado en la estructura. Los puntos rojos representan las coordenadas discretas seleccionadas para definir el contorno de la cavidad oscura. Finalmente, la curva continua trazada en el último panel exhibe la función analítica que minimizó exitosamente el MSE, arrojando a la función: $F = \delta(1 - \lambda \cos^2 \varphi)$ como aquella con el mejor ajuste geométrico global. Para este evento ejemplo en particular, la rutina de convergencia determinó valores paramétricos óptimos de $\delta = 0,92$ y $\lambda = 0,81$.

4.2. Caracterización de vainas

Esta sección detalla la metodología desarrollada para caracterizar la evolución espacial y temporal de las vainas interplanetarias a partir de los registros fotométricos en luz blanca del instrumento HI-1A. Empleando las mismas imágenes que se utilizaron en la sección precedente, el análisis se focaliza en la dinámica macroscópica de la región frontal de compresión de las ECMs durante su propagación en la heliosfera interna¹.

¹El desarrollo de las rutinas de análisis para esta sección se inició durante una estancia de investigación en el Instituto de Física de la Universidad de Graz, Austria (octubre-noviembre de 2024), bajo la supervisión de la Dra. Manuela Temmer, con el apoyo financiero del proyecto de cooperación internacional *Dynasun* (Europe Horizon - Marie Skłodowska-Curie Actions, Staff Exchange).

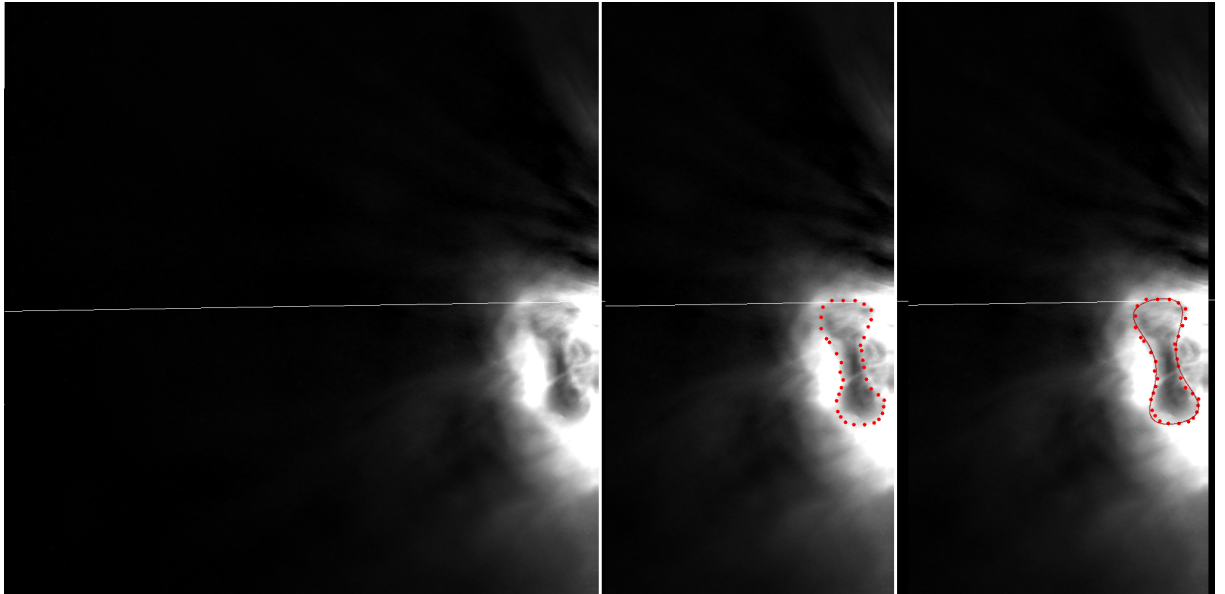


Figura 4.2: Ejemplo de aplicación del modelo DT a una ECM vista en HI-1A el 01-11-2012 a las 10:09:01 UT. La línea blanca que cruza la imagen representa la línea Sol-Tierra.

Para abordar este estudio, se desarrolló una rutina computacional en el lenguaje Python. Este algoritmo permite extraer y cuantificar sistemáticamente los parámetros físicos fundamentales de la estructura a partir de las imágenes, incluyendo sus variables cinemáticas (posición y velocidad), el perfil de intensidad fotométrica relativa, la integral del área bajo la curva de emisión y el espesor espacial de la estructura de la vaina. Inicialmente, la herramienta fue pensada para ser utilizada en la totalidad de los eventos que componen la submuestra de la sección anterior, y ser de complemento en el análisis morfológico. Sin embargo, para dos eventos (2010-02-03 y 2011-11-29), la herramienta no fue exitosa al analizar la estructura frontal de estos 2 eventos, con lo que fueron descartados. La herramienta de análisis de vaina en luz blanca fue entonces aplicada de manera exitosa para caracterizar la región frontal de 8 de los 10 eventos que componen la submuestra analizada mediante el modelo DT (ver Sección 4.1). El código puede encontrarse en zenodo.org.

Descripción de la herramienta

La herramienta desarrollada para el estudio de imágenes en luz blanca del telescopio heliosférico HI-1A está diseñada para la extracción y análisis de perfiles de intensidad a lo largo de trayectorias lineales. Las imágenes utilizadas para este análisis son las mismas que se utilizaron para el análisis del modelo DT, es decir, las de nivel L2 obtenidas del SCC, procesadas por el SWRI. La interfaz gráfica (Figura 4.3, panel superior) permite visualizar las estructuras mediante un mapa de color que resalta gradientes morfológicos. Sobre esta imagen, se traza automáticamente la línea Sol-Tierra a partir de los metadatos de posicionamiento del archivo *.fits*. Un panel inferior de igual rango espacial exhibe la intensidad relativa de los píxeles a lo largo de dicha trayectoria. Esta intensidad se calcula

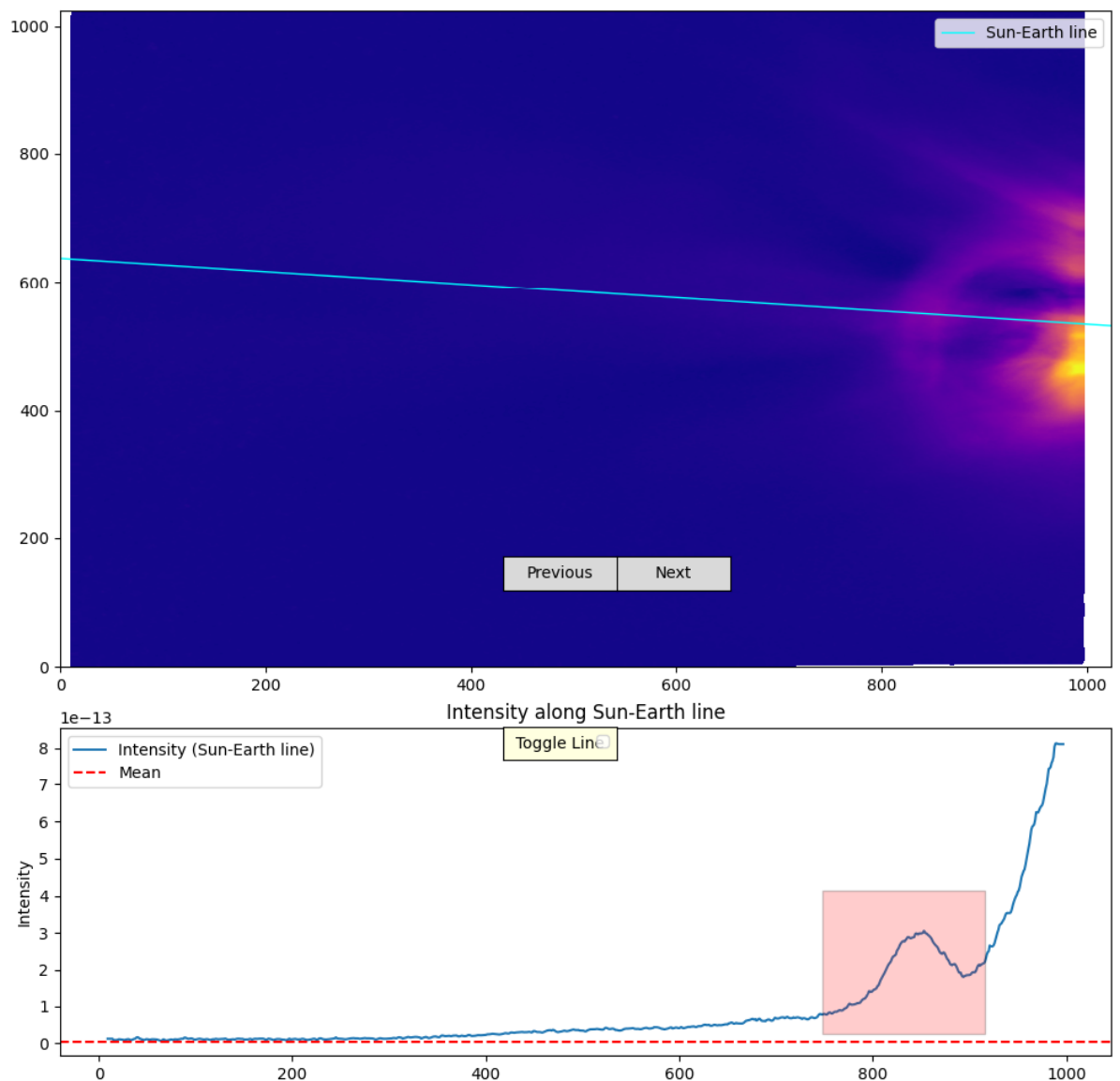


Figura 4.3: Herramienta para análisis de vainas en luz blanca. El rectángulo sombreado rosa indica la selección del área de interés a analizar, realizada por un operador.

sustrayendo un nivel base local, el cual se determina promediando el valor fotométrico de aproximadamente 400 píxeles ubicados en la región del viento solar no perturbado, por fuera de la influencia del evento. Asimismo, un botón (*'Toggle Line'*) incorpora la posibilidad de conmutar hacia una dirección de análisis arbitraria distinta a la línea Sol-Tierra, facilitando el estudio de la vaina en diferentes vectores de propagación.

El proceso de caracterización de la vaina requiere la validación del operador, quien realiza una selección preliminar de la estructura en el perfil de intensidad mediante un área de interés (identificada por un rectángulo sombreado en rosa en la Figura 4.3, panel inferior). Físicamente, esta región suele manifestarse como un incremento súbito pero suave de la señal, con una morfología aproximadamente gaussiana.

Una vez delimitada la región por el operador, el algoritmo ejecuta el siguiente protocolo de procesamiento de señales:

1. **Suavizado:** Se aplica un filtro gaussiano unidimensional ($\sigma = 6,0$) sobre la curva de intensidad original para atenuar el ruido de alta frecuencia del medio interplanetario.
2. **Ajuste morfológico:** Para caracterizar el perfil con alta fidelidad, se realiza una interpolación mediante *splines* cúbicos. Esta técnica emplea polinomios de tercer grado para interconectar los puntos de control derivados de la curva suavizada, generando una función continua.

El proceso continúa pasando a la siguiente imagen (Botón “Next”) y replicando la selección del área de interés, marcándola en el gráfico de intensidad. A diferencia de la herramienta para el modelo DT, no es necesario repetir el proceso múltiples veces para cada imagen, ya que aquí la construcción del error se realiza de forma diferente, tal como se explica más adelante. Una vez concluido el análisis, o hasta que la curva de intensidad que marca la vaina (que usualmente tiende a hacerse cada vez menor) ya no pueda ser distinguida respecto del fondo, se concluye el procedimiento mediante click derecho con el mouse, generando gráficos de información relevante, que se muestran en el capítulo 5.

Para los eventos con contraparte confirmada *in situ*, se adoptó la línea de la eclíptica como dirección de análisis por defecto. Cabe reconocer que, para ECMs con alta inclinación, este corte unidimensional a lo largo de la eclíptica puede introducir un efecto geométrico de secante, alterando la medición del espesor aparente de la vaina; sin embargo, este criterio es estrictamente necesario para garantizar la coherencia espacial con el vector de muestreo de las sondas en L1. Para determinar la dirección de propagación óptima de eventos sin registros en L1, se implementó un método de maximización del desplazamiento radial. El algoritmo identifica el pico de máxima intensidad de la ECM —determinado analíticamente a partir de la curva de ajuste y no del pixel crudo— y mide su progresión heliocéntrica en un intervalo temporal fijo. Este muestreo se realiza típicamente tomando, usualmente pero no siempre, entre el 5^o y el 12^o cuadro de la secuencia observacional, con el doble propósito de evadir los efectos de saturación fotométrica cerca del borde del ocultador y asegurar que la estructura esté completamente desarrollada en el CdV. Se asume como ángulo de propagación definitivo aquel que maximiza el desplazamiento de la estructura, es decir, cuya diferencia en distancia calculada entre ambos cuadros de la secuencia sea mayor.

Los *splines* cúbicos mostraron ser significativamente más robustos frente a la variabilidad en la selección manual del operador que los ajustes gaussianos tradicionales. Gracias a su propiedad de control local, donde la alteración de un punto solo influye en los segmentos adyacentes, el método optimiza la detección precisa de los frentes de choque y los límites de la estructura. Para el cálculo final, se forzó un parámetro de suavizado nulo ($\sigma = 0$) en el cómputo del *spline*, asegurando que la curva analítica interpole exactamente a través de todos los puntos de control, lo que maximiza la resolución en la medición del espesor espacial de la vaina.

La Figura 4.4 ilustra el resultado de la aplicación del ajuste por *splines* sobre la región

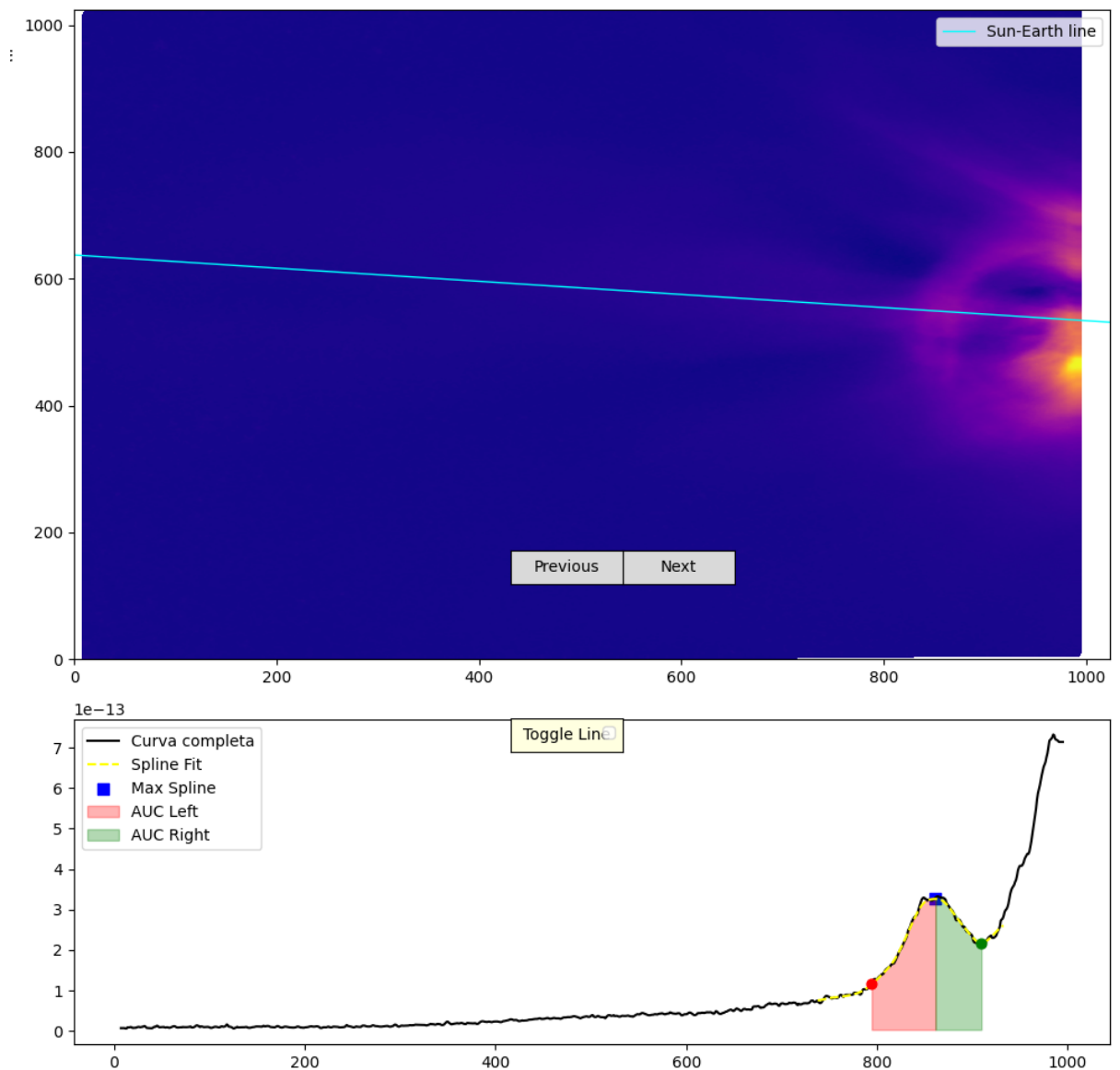


Figura 4.4: Una vez seleccionada el área de interés, el algoritmo ajusta la curva spline (línea punteada amarilla), y calcula el máximo de intensidad (cuadrado azul), así como el ancho de la estructura (puntos de los límites en rojo y verde). Las áreas sombreadas corresponden a la porción frontal (rosa) y posterior (verde) del frente de la ECM.

de interés. La curva analítica resultante (línea punteada amarilla) permite caracterizar la estructura mediante la identificación de sus puntos críticos. A partir del valor de intensidad máxima del ajuste (marcador azul), se define la Intensidad Relativa como el cociente adimensional entre dicho máximo global y la intensidad media del fondo circundante. Este nivel base coincide con el mencionado anteriormente y se determina mediante el promedio fotométrico de una región de control externa. Dicha zona se sitúa, por lo general, entre los píxeles 0 y 400 de la trayectoria, precediendo a la ECM en una región de viento solar no perturbado.

Dado que uno de los objetivos centrales de este trabajo es la caracterización morfológica de las ECMs, el algoritmo no solo cuantifica su intensidad, sino que determina el ancho estructural de la vaina mediante el análisis de su perfil de intensidad asimétrico. Para de-

limitar la estructura, se emplean dos criterios matemáticos distintos según la naturaleza del gradiente:

- **Límite posterior (interfaz con la CF):** Se identifica como la primera raíz de la derivada posterior al máximo de intensidad (marcador verde). Este punto representa el mínimo local o la meseta donde finaliza la compresión de la vaina y comienza la cavidad de la ECM.
- **Límite frontal (interfaz con el viento solar):** Debido a que la transición hacia el viento solar ambiental suele ser más gradual y suave, se utiliza el punto de inflexión de la curva (marcador rojo) para definir el borde delantero. Este criterio asegura una delimitación consistente incluso en eventos con frentes de choque difusos.

El ancho de la vaina se define entonces como la distancia radial (expresada en R_{\odot}) entre ambos límites. Finalmente, el software realiza la integración numérica para calcular el área bajo la curva de intensidad. Como se observa en la Figura 4.4, la integral se particiona en dos regiones (frontal y trasera) respecto al pico de intensidad. Este análisis de asimetría es fundamental para diagnosticar procesos de compresión o relajación estructural en los flancos de la vaina, complementando de manera integral las mediciones de ancho e intensidad relativa.

Barras de error

El cálculo de errores e incertidumbres para los parámetros de ancho, intensidad y distancia se aborda mediante dos estrategias complementarias:

- *Bootstrapping* de residuos: Se implementó un método de *bootstrapping* que genera curvas sintéticas a partir de un muestreo aleatorio de los residuos de la función de suavizado. Para cada medición, se ejecutan 100 simulaciones, lo que permite establecer intervalos de confianza estadísticamente significativos para cada parámetro físico derivado.
- Perturbación de la ROI: Para evaluar la sensibilidad de los resultados ante la selección manual, se utiliza un método de perturbación de la región de interés (ROI por sus siglas en inglés). El algoritmo simula nuevas ROIs introduciendo pequeñas variaciones (en el rango de 5 a 10 píxeles) en los límites seleccionados. El cálculo se repite iterativamente hasta cubrir todas las combinaciones posibles de bordes, asegurando que los parámetros reportados no sean artefactos de una selección arbitraria. Reiteradas pruebas fueron realizadas incrementando el tamaño del ROI (hasta 50 píxeles), incrementando notablemente el tiempo de cómputo pero sin brindar resultados diferentes que el rango de 5 a 10 píxeles.

De acuerdo a los reiterados análisis llevados a cabo a los eventos, se puede afirmar que más del 95 % del error proviene del *bootstrap*, con lo que la selección manual de la ROI prueba ser robusto ante la selección del área de interés.

Las mediciones para distintos instantes de tiempo del pico de intensidad de la vaina, así como sus bordes, pueden ser utilizados para determinar la velocidad. Para obtener una caracterización robusta de la cinemática del evento y mitigar el impacto del ruido observacional inherente a las mediciones manuales, se implementó un método de ajuste continuo sobre los diagramas distancia-tiempo ($r - t$). En lugar de calcular la velocidad mediante diferencias finitas discretas entre puntos consecutivos —lo cual tiende a amplificar las fluctuaciones locales—, se ajustó una función spline univariado de suavizado (*univariate smoothing spline*) a la serie temporal de distancias medidas. Este ajuste se realizó ponderando cada punto por el inverso de su error asociado ($w_i = 1/\sigma_i$), asegurando que la trayectoria reconstruida priorice las mediciones con menor incertidumbre. Posteriormente, el perfil de velocidad $v(t)$ se derivó analíticamente a partir de los coeficientes del spline de distancia ajustado ($v(t) = dr(t)/dt$). Este enfoque permite obtener una curva de velocidad continua y diferenciable que describe la tendencia física de aceleración o desaceleración de la estructura, filtrando las variaciones de alta frecuencia atribuibles al error de pixelado.

Esta metodología permite desacoplar la tendencia cinemática global del ruido instrumental. La velocidad derivada del spline evita las discontinuidades abruptas típicas del cálculo punto a punto, proporcionando una estimación más fiable de la velocidad instantánea y permitiendo incluso la extrapolación de la llegada de la ECM a 1 UA, en base a la velocidad final y la aceleración residual en el borde del CdV.

Todos los datos se exportan a un archivo de texto (*.txt*), estructurado para ser procesado posteriormente por códigos de visualización externos.

Los resultados de la aplicación de este método se presentan en el capítulo 5.

Estimación de distancias

Con el objetivo de realizar un análisis cinemático de las ECMs a las distancias heliosféricas investigadas, se miden los ángulos de elongación. En particular, se obtiene la elongación del máximo y los límites de la estructura frontal de la ECM, haciendo uso de la información provista por el encabezado de la imagen *fits*. Luego, es posible encontrar la distancia heliocéntrica mediante la aplicación de métodos geométricos disponibles en la literatura (e.g. Colaninno et al., 2013): Punto Fijo (FP), Ángulo fijo (*Fixed-Phi*, FF) y Media Armónica (HM). Las bases de cada método y sus limitaciones se detallan a continuación.

- **Punto Fijo (FP)**: constituye la aproximación geométrica más simple utilizada para la conversión de elongación a distancia radial. Este enfoque se fundamenta en las propiedades de la superficie de Thomson (ST) descritas previamente (ver Sección

1.3.6, asumiendo que la máxima intensidad de dispersión a lo largo de la línea de visión ocurre en su intersección con la ST (el Punto P), independientemente de la ubicación real del grueso de la ECM (Figura 4.5). Teniendo esto en cuenta, la conversión de la elongación medida (ϵ) a la distancia heliocéntrica (R_{PP}) se define mediante la siguiente relación trigonométrica:

$$R_{PP} = d \cdot \sin(\epsilon)$$

Donde d representa la distancia entre el Sol y el observador. Desde una perspectiva geométrica, esta ecuación describe el lugar geométrico que define a la propia Superficie de Thomson.

Limitaciones del método: Debido a su naturaleza geométrica, este método no toma en cuenta la dirección real de propagación de la ECM (asume que la estructura siempre se encuentra sobre la TS). Esto introduce una desaceleración artificial a medida que aumentan los ángulos de elongación. En la práctica, se considera que el método proporciona estimaciones fiables hasta una distancia aproximada de 0.4 UA. Sin embargo, para elongaciones mayores, el método tiende a subestimar la distancia real de la estructura.

- **Ángulo fijo ($F\phi$):** Este método fue desarrollado por Kahler and Webb (2007). Mientras que el método anterior convierte elongación a distancia sobre la máxima dispersión dada por la TS, el método de ángulo fijo asume una propagación radial de un solo elemento de plasma en una línea recta (Figura 4.5), y da como resultado la distancia para una dirección de propagación dada para una ECM. La ecuación está dada por la forma:

$$R_{F\phi} = \frac{d \sin(\epsilon)}{\sin(\epsilon + \phi)}$$

Limitaciones del método: No toma en cuenta la extensión longitudinal de las ECMs, dado que asume un punto propagándose sobre una línea recta. Funciona bien para ECMs más bien angostas, pero no para estructuras muy grandes.

- **Media armónica (HM):** Desarrollado por Lugaz et al. (2009), se diferencia del método anterior por considerar que lo que se propaga ya no es una partícula, sino una esfera atada al Sol, o círculo si lo tomamos solo desde la línea de la eclíptica, por lo que es útil para estructuras más grandes. La ecuación es:

$$R_{HM} = \frac{2d \sin(\epsilon)}{1 + \sin(\epsilon + \phi)}$$

Limitaciones del método: Dada la geometría asumida, este método prueba ser útil sólo para ECMs grandes. Al asumir que el frente de la ECM es una esfera, no considera distorsiones producto de la interacción de la ECM con el viento solar, por ejemplo. Además, asume que las ECMs se propagan en una trayectoria radial fija, sin considerar la posible deflexión que éstas puedan sufrir en su trayectoria.

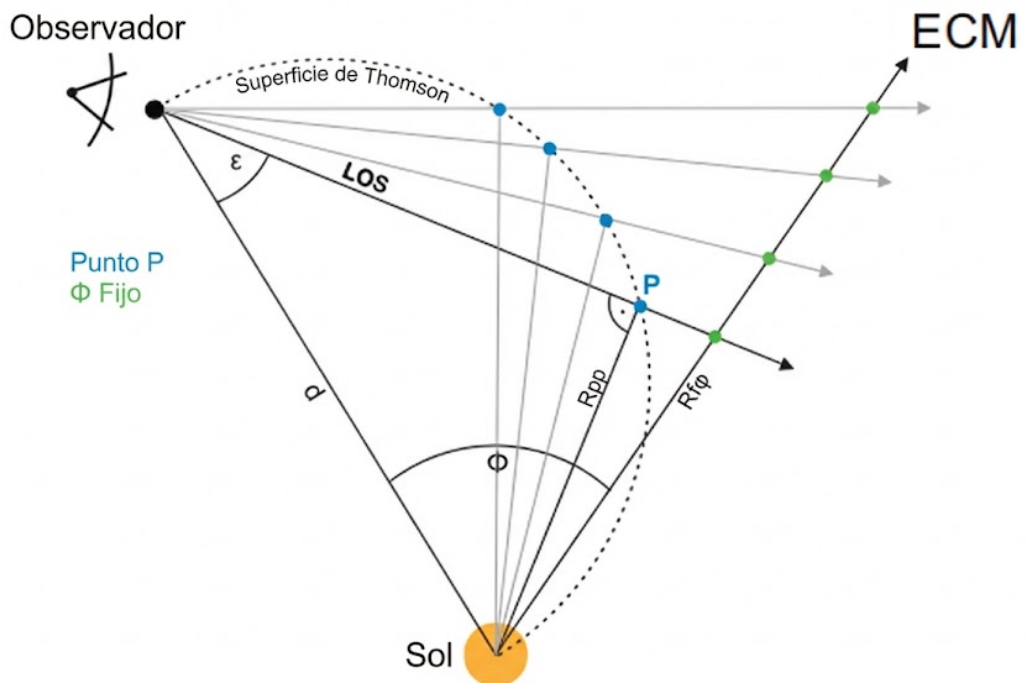


Figura 4.5: Esquema representativo de los dos métodos matemáticos para conversión de elongación a distancia, el Punto-P, y el ϕ fijo.

Para este trabajo, luego de reiteradas pruebas y comparaciones entre métodos, se eligió trabajar con el método de ángulo fijo (FF), que además es válido para las distancias que cubre el telescopio heliosférico HI1.

Capítulo 5

Caracterización de aspectos morfológicos de ECMs heliosféricas

5.1. Evolución morfológica de la sección transversal de CFs

En esta sección se presenta la evolución morfológica en el medio interplanetario de las CFs correspondientes a los eventos identificados según los criterios descritos en la Sección 3.1, mediante el modelo DT (Sección 4.1). La muestra analizada consiste en 10 ECMs cuya dirección de propagación y orientación son tales, que permiten visualizar la cavidad oscura. Ésta es considerada indicativa de la sección transversal de una CF magnético, con su eje principal aproximadamente alineado con la línea de la visual (e.g., Low, 2001; Krall and Chen, 2005; Vourlidas et al., 2013). La fecha y hora de comienzo y fin en HI-1A de los eventos bajo estudio, junto con las de observación en otros instrumentos cuando fuera posible su asociación, se listan en la Tabla 3.4. El seguimiento morfológico se extendió a otros instrumentos cuando la definición de la cavidad en las imágenes lo permitió. Sin embargo, la nitidez de las estructuras no fue buena en la totalidad de los instrumentos para la mayoría de los eventos.

El análisis morfológico se realizó de la misma manera a los 10 eventos mencionados, mediante la herramienta desarrollada y presentada en la sección 4.1. A fin de evitar redundancias, en esta sección se presentan los resultados correspondientes a tres casos, mientras que los correspondientes a los siete eventos restantes se encuentran en el Apéndice A. Los tres casos que específicamente se muestran aquí son ejemplos de tres tipos de distorsiones más frecuentes (Nieves-Chinchilla et al., 2023a). Están caracterizadas por funciones F de la Figura 2.3, y corresponden a los eventos de los días 29-11-2011 ('empanada'), 08-08-2012 ('corazón') y 01-11-2012 ('maní'), de los que se muestra una instantánea en la Figura 5.1.

Las Figuras 5.2, 5.3 y 5.4 muestran los resultados de los ajustes a las cavidades oscuras para secuencias temporales que abarcan el recorrido de la estructura en el campo visual

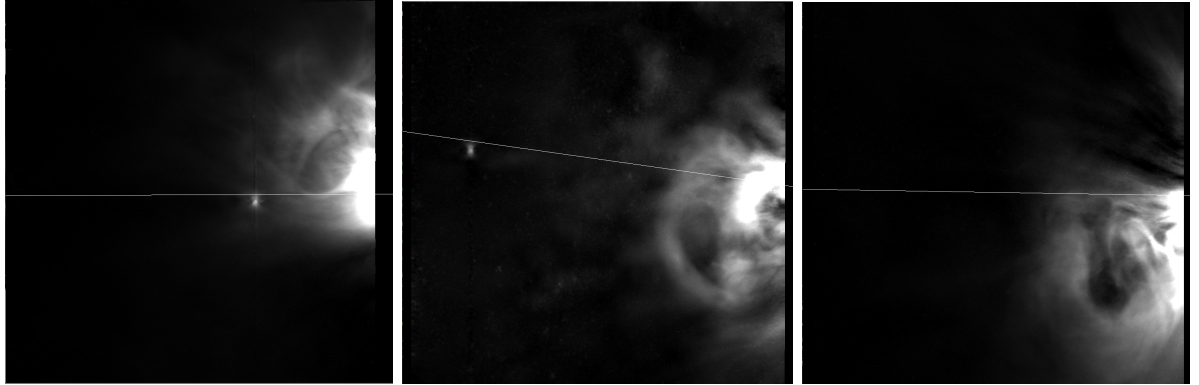


Figura 5.1: Los tres casos de ejemplo presentados en esta sección. Las imágenes corresponden a capturas de los tres eventos en el campo visual de HI-1A. De izquierda a derecha: 29-11-2011 02:09UT, 08-08-2012 12:09UT y 01-11-2012 18:08UT. La línea blanca en cada caso corresponde a la línea Sol-Tierra.

de HI-1A; y en el caso particular del primero, también a lo largo de COR2-A y HI-2A. Cada gráfico muestra la elongación en grados del centro de la estructura, calculado con la información del encabezado de la imagen y con las coordenadas x_0 e y_0 del modelo. La conversión de elongación a distancia puede hacerse con diversos métodos geométricos, que se detallan en la Sección 4.2. Además de la distancia, los gráficos muestran la evolución de los parámetros δ y λ , así como también del θ_{tilt} de la estructura.

En los tres casos aquí presentados se aprecia el crecimiento prácticamente lineal del ángulo de elongación en el rango observado por HI-1A, comportamiento también mostrado por la generalidad de los eventos analizados. Los parámetros δ y λ muestran variaciones y barras de error significativas en varios casos, pero también pueden vislumbrarse tendencias y ciertos patrones que se describen debajo. Los eventos cuyo seguimiento pudo realizarse en los campos visuales de otros instrumentos fueron naturalmente los que mostraron mayores cambios en sus parámetros. Estos casos fueron los del 29-11-2011 (COR2-A, HI-1A, y HI-2A; Figura 5.2), 20-03-2010 (COR2-A, HI-1A; Figura A.2), y 08-12-2010 (HI-1A, HI-2A; Figura A.3).

La Tabla 5.2 compila los resultados de los ajustes a los 10 eventos. Para cada uno de los 10 eventos bajo estudio, se calcularon los valores medios $\bar{\delta}$, $\bar{\lambda}$ con sus respectivos errores. Además se presenta la tasa de cambio por día de estos parámetros, dada como la pendiente de una recta ajustada, haciendo regresión lineal sobre los puntos. Las últimas dos columnas muestran los valores medios del θ_{tilt} con respecto a la vertical, y la forma general elegida por el ajuste. Cabe destacar que, para realizar un análisis consistente de la evolución de los parámetros, todos los valores listados en esta tabla se basan exclusivamente en el rango de distancias cubierto por HI-1A y no considera las variaciones en COR2 o HI-2 para los casos mencionados arriba.

Como fuera mencionado en la Sección 2.2.1, el parámetro δ controla el tamaño aparente de la estructura: valores cercanos a 1 corresponden a morfologías más circulares o expandidas, mientras que los valores que se acercan a 0 indican una configuración más elongada o aplanada. En nuestro set de datos, este parámetro exhibe una tasa negativa de

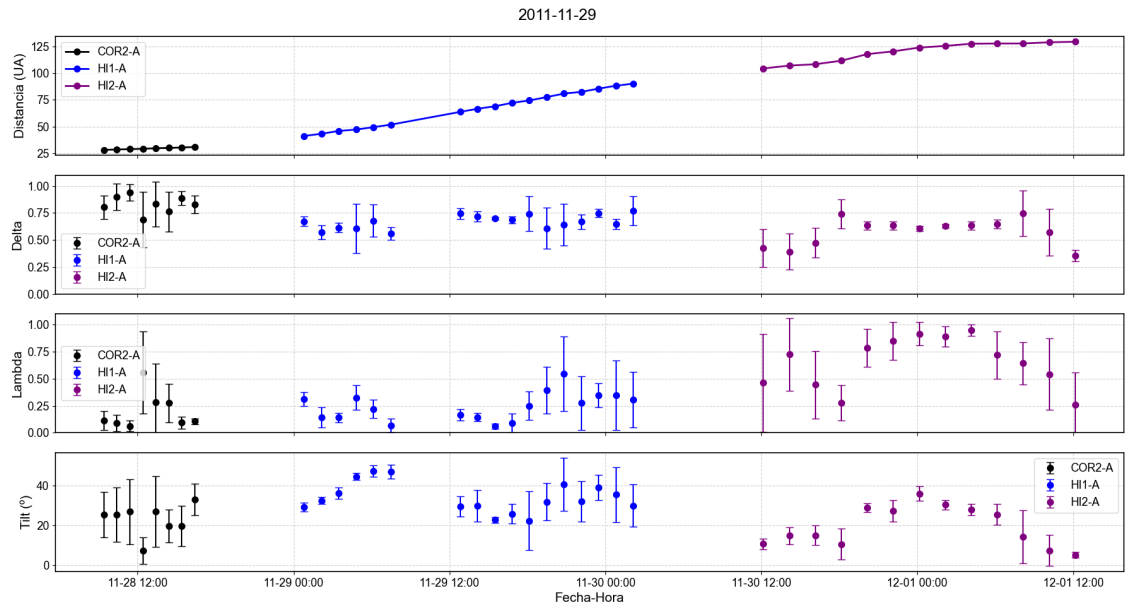


Figura 5.2: Resultados del ajuste de la morfología de la sección transversal de la cavidad para el evento estudiado del día 29-11-2011. En este caso, tres instrumentos fueron utilizados (COR2-A: negro, HI-1A: azul, HI-2A: magenta), y la ECM pudo ser seguida por mas de tres días luego de su erupción en el Sol. De arriba hacia abajo, los paneles muestran ángulo de elongación, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación θ_{tilt} .

cambio (menor a $-0,09$) en 7 de los 10 eventos, indicando que las ECMs comienzan bien comportadas, casi circulares cerca del Sol, para luego achatarse gradualmente a medida que se propagan en el medio interplanetario, perdiendo su circularidad inicial. En los tres casos restantes la tasa de cambio es muy pequeña, ya sea positiva o negativa, demostrando poca variación durante el tránsito por el campo visual de HI-1.

El parámetro λ , por su parte, describe la cantidad de compresión frontal o extensión posterior de la estructura, y sirve también para cuantificar el grado de distorsión: los valores cercanos a 1 indican morfologías más distorsionadas o angulosas, mientras que los valores cercanos a 0 describen configuraciones más suavizadas y menos deformadas. Para los eventos bajo estudio, el parámetro λ muestra una tasa de cambio predominantemente positiva en seis casos, implicando que a medida que las ECMs se propagan, las secciones transversales de sus CF tienden a desarrollar características morfológicas más distorsionadas o angulosas. Cabe señalar que tres de los cuatro eventos con menores valores absolutos de tasa de cambio de λ se corresponden con bajos valores absolutos de tasa de cambio de δ . Esto sugiere que en general las estructuras que mantienen uno de los dos parámetros sin grandes variaciones durante su propagación, tampoco mostrarán variaciones significativas en el otro parámetro.

Como casos particulares, los eventos 2010-03-20 (Fig. A.2) y 2011-03-02 (Fig. A.5) evidenciaron una tasa de cambio para el parámetro δ de $-0,612$ y $-0,687$ respectivamente, mostrando un cambio morfológico profundo, pasando de una forma redondeada a una forma significativamente más achatada. En contraste, la tasa de cambio de λ fue marcadamente diferente: en el primer caso fue el evento con tasa negativa más alta (siendo el

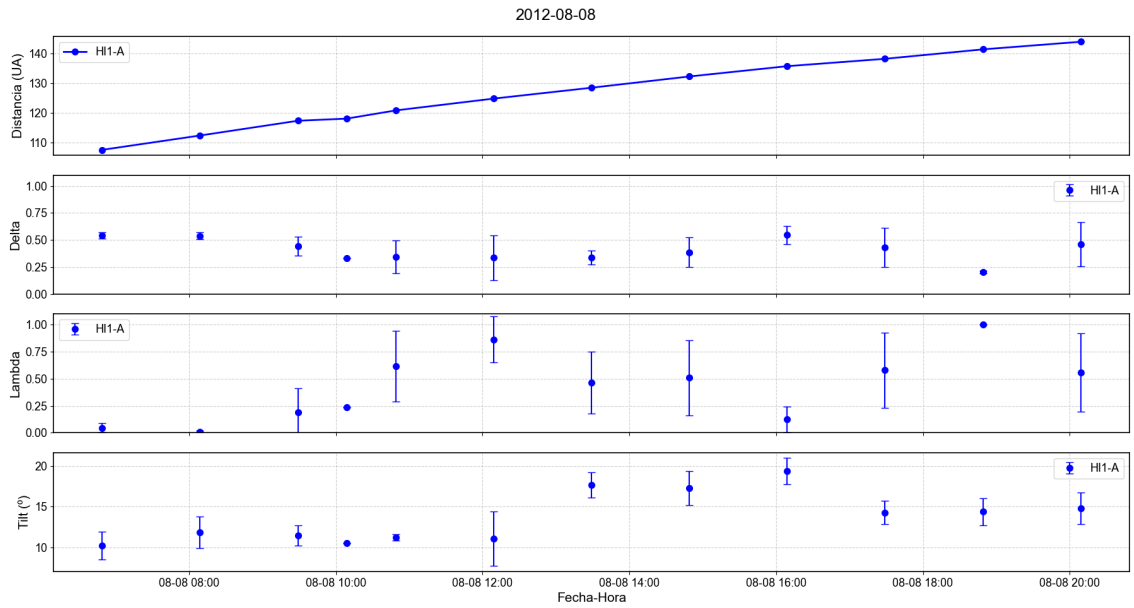


Figura 5.3: Resultados del ajuste para el evento del día 08-08-2012 durante su paso por el campo visual de HI-1A. De arriba hacia abajo, los paneles muestran ángulo de elongación, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación θ_{tilt} .

comportamiento predominante la tasa positiva), y en el segundo caso con una leve tasa positiva de 0,123.

Se explora una posible relación entre ambos parámetros a partir de la comparación de las tasas de evolución morfológica ($\Delta\delta$ vs. $\Delta\lambda$). El análisis de regresión lineal no revela una relación estadística entre ambos parámetros ($R^2 = 0,20$; $p = 0,266$).

Los valores del θ_{tilt} no muestran variaciones netas significativas, manteniéndose en todos los eventos dentro de un rango que no supera los $10^\circ - 15^\circ$, siendo la variación en algunos casos inclusive menor a 5° . Además, es notorio que los valores de θ_{tilt} no suelen apartarse demasiado de la vertical, típicamente entre 5° y 20° , con sólo dos eventos con valores que rondan los 30° de θ_{tilt} .

El análisis aquí presentado demuestra cuantitativamente que las ECMS no son estructuras estáticas. En el rango de visión del telescopio heliosférico HI-1, así como también en HI-2 para algunos casos excepcionalmente estudiados, sufren una evolución dinámica significativa. A pesar de que la muestra que se pudo analizar es pequeña, ésta es la primera vez que se cuantifica la distorsión sufrida por ECMS durante su propagación en el medio interplanetario, mediante el ajuste de distintas funciones que contemplan la morfología en imágenes heliosféricas.

Conclusiones de la sección

En esta sección se mostró la evolución morfológica de la cavidad de 10 ECMS identificadas según los criterios de la Sección 3.1, haciendo uso de la herramienta construida para analizar el modelo DT. El cambio morfológico en la sección transversal de la CF magnético fue modelado y cuantificado por medio de tres parámetros: λ , δ y θ_{tilt} , para cada uno

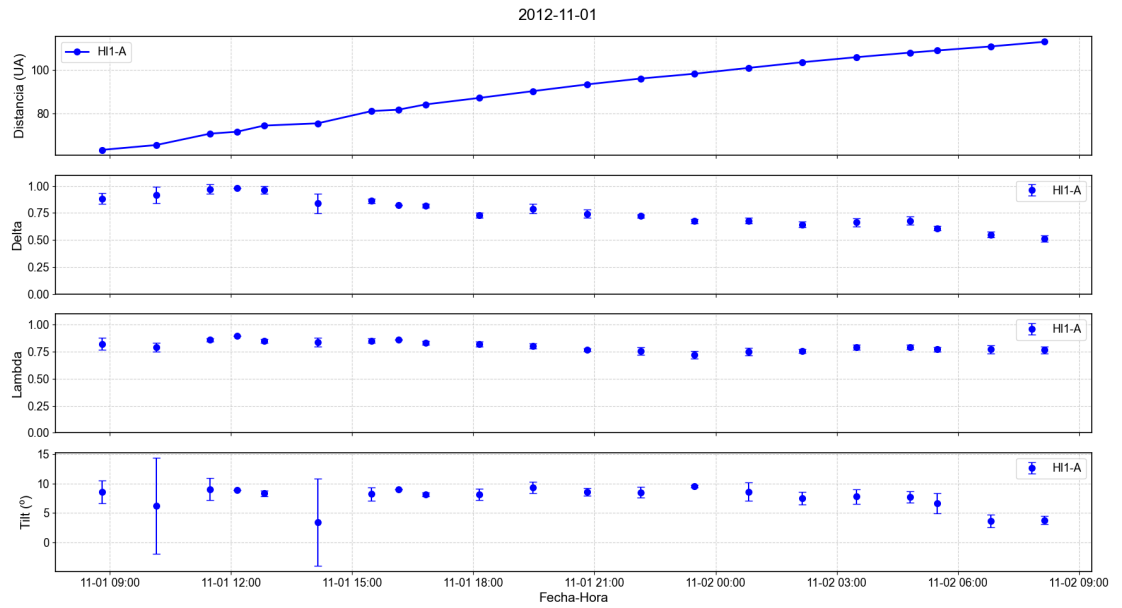


Figura 5.4: Resultados del ajuste para el caso ‘maní’ del día 01-11-2012 durante su paso por el campo visual de HI-1A. De arriba hacia abajo, los paneles muestran ángulo de elongación, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación θ_{tilt} .

de estos eventos durante el rango de tiempo en que fue posible seguirlos visualmente en el campo del instrumento HI-1A.

Se encontró que para siete eventos el valor de δ exhibe una tasa negativa de cambio, lo que indica que a medida que las ECMS de la muestra se propagan, pierden su circularidad inicial para ir achatándose de forma gradual. Para seis eventos la tasa de cambio de λ fue positiva, con lo que las secciones transversales de los CF desarrollan características más angulosas o distorsionadas. Las estructuras que mantienen alguno de los dos parámetros con pocas variaciones, tampoco muestran variaciones marcadas en el otro. No se encontró relación directa entre las tasas de variación de ambos parámetros. El θ_{tilt} no muestra variaciones significativas, con valores que oscilan en un rango de 10° a 15° , ni se apartan en promedio demasiado de la vertical.

5.2. Evento con observaciones múltiples: SoloHI y HI-1A

En esta sección se analiza un evento particular, que fuera observado no sólo por HI-1A, sino también por el telescopio heliosférico SoloHI (2.1.3). Para la fecha de este evento en particular, las naves se encontraban posicionadas como se muestra en la figura 5.5, esto es, casi diametralmente opuestas. El diagrama muestra, además de la posición de las naves y de la Tierra, una flecha negra que simboliza la longitud de referencia de la ECM¹. Dicha longitud se encontró haciendo uso del modelo GCS (2.2.2) en imágenes de

¹Estos diagramas son generados con una herramienta en línea y de acceso público, llamada Solar-MACH <https://solar-mach.streamlit.app/> (Gieseler et al., 2023).

Fecha	$\bar{\delta}$	Tasa diaria	$\bar{\lambda}$	Tasa diaria	θ_{tilt}^- ($^{\circ}$)	Forma
20100203	0.95 ± 0.045	-0.049	0.50 ± 0.036	0.089	27 ± 2.2	Maní
20100320	0.71 ± 0.054	-0.612	0.24 ± 0.060	-0.525	19 ± 2.8	Empanada/Maní
20101208	0.63 ± 0.030	-0.159	0.33 ± 0.054	0.144	6 ± 2.8	Maní
20110130	0.78 ± 0.037	-0.310	0.41 ± 0.054	0.452	7 ± 1.9	Maní
20110302	0.44 ± 0.127	-0.687	0.42 ± 0.204	0.123	13 ± 3.2	Corazón/Maní
20110325	0.86 ± 0.073	0.025	0.28 ± 0.086	0.261	15 ± 4.5	Empanada/Maní
20110915	0.66 ± 0.156	-0.091	0.31 ± 0.190	-0.004	9 ± 2.8	Maní
20111129	0.67 ± 0.092	0.094	0.24 ± 0.135	0.015	33 ± 6.5	Empanada
20120808	0.41 ± 0.100	-0.176	0.43 ± 0.191	1.07	13 ± 1.6	Corazón/Maní
20121101	0.75 ± 0.036	-0.415	0.79 ± 0.027	-0.087	7 ± 1.4	Maní

Tabla 5.1: Resultados de los ajustes a los eventos analizados en esta sección. Las columnas muestran los valores medios de δ y λ , con sus respectivas tasas diarias de cambio, obtenidas como la pendiente de un ajuste lineal a lo largo de la duración de ese evento. La penúltima columna presenta los valores medios y la desviación estándar de la inclinación θ_{tilt} , así como la forma general detectada por el algoritmo.

la corona provistas por SOHO/LASCO y STEREO/SECCHI COR2-A. Asumiendo que la trayectoria de la ECM no cambia significativamente su longitud para grandes distancias, esa dirección puede suponerse como la central de propagación del ápice de la ECM.

Desde sus etapas iniciales en la corona solar, se puede observar cómo la sección transversal de la CF magnético era más tendiente a una forma elíptica (panel izquierdo de Figura 5.6). La Figura 5.7 muestra dos instantáneas heliosféricas de la ECM, según la vista de HI-1A (izquierda) y SoloHI (derecha). La última corresponde a la diferencia de imágenes consecutivas, lo que permite resaltar los bordes de la estructura. En ambas imágenes se puede apreciar que la dirección de propagación de la ECM tiene una componente importante hacia el sur. Tal como es esperado según las posiciones de observación de las naves STEREO-A y Solar Orbiter (Figura 5.5), en el caso de HI-1A la estructura se propaga hacia el suroeste según la perspectiva de STEREO, en tanto que para SoloHI se propaga hacia el sureste según la perspectiva de Solar Orbiter.

Siguiendo la misma metodología descrita en la Sección 4.1, se realizaron ajustes al borde de la cavidad oscura para todos los instantes de tiempo posibles, tanto en imágenes de COR2-A y HI-1A como de SoloHI. Los resultados obtenidos pueden observarse en la figura 5.8. En color negro se observan los ajustes realizados a las observaciones del coronógrafo COR2-A, en tanto que azul y rojo corresponden a los instrumentos heliosféricos HI-1A y SoloHI. En sus etapas iniciales en COR2 (panel izquierdo en Figura 5.6), el evento en cuestión se observa con valores altos de δ y bajos de λ , propios de una morfología suave y tendiente a lo circular, con baja distorsión. Si bien en esta etapa el modelo muestra mayores incertidumbres generales en los parámetros, se evidencia que en las etapas tempranas la estructura aún no está significativamente distorsionada. El evento

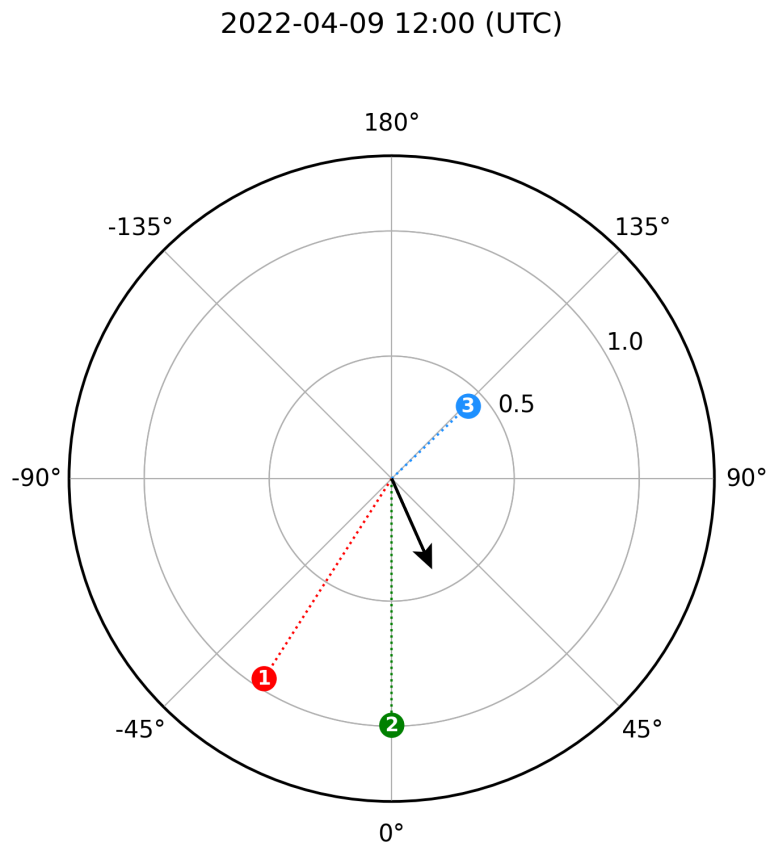


Figura 5.5: Vista del plano de la eclíptica, que muestra las posiciones de las naves STEREO-A (①, rojo) y Solar Orbiter (③, celeste), además de Tierra (②, verde), para la fecha del evento bajo estudio (09-04-2022). La flecha negra indica la dirección de propagación del ápice de la ECM. Gráfico generado con Solar-MACH.

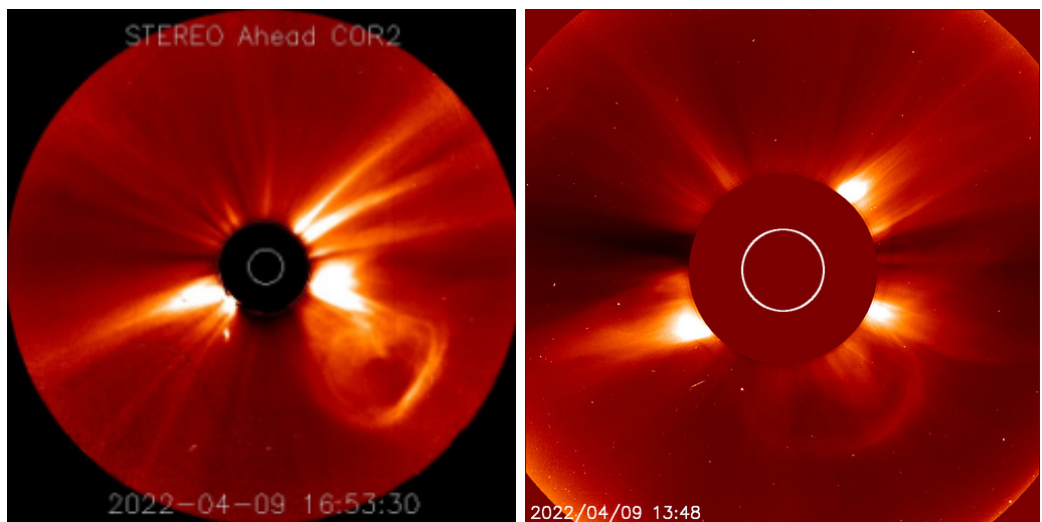


Figura 5.6: Imágenes de la ECM en el coronógrafo COR2-A (izquierda, a las 16:54 UT) y LASCO C2 (derecha, a las 13:48 UT), el día 04-09-2022. La perspectiva de COR2-A provee una mejor vista de la cavidad oscura, mientras que LASCO C2 ofrece una vista menos favorable.

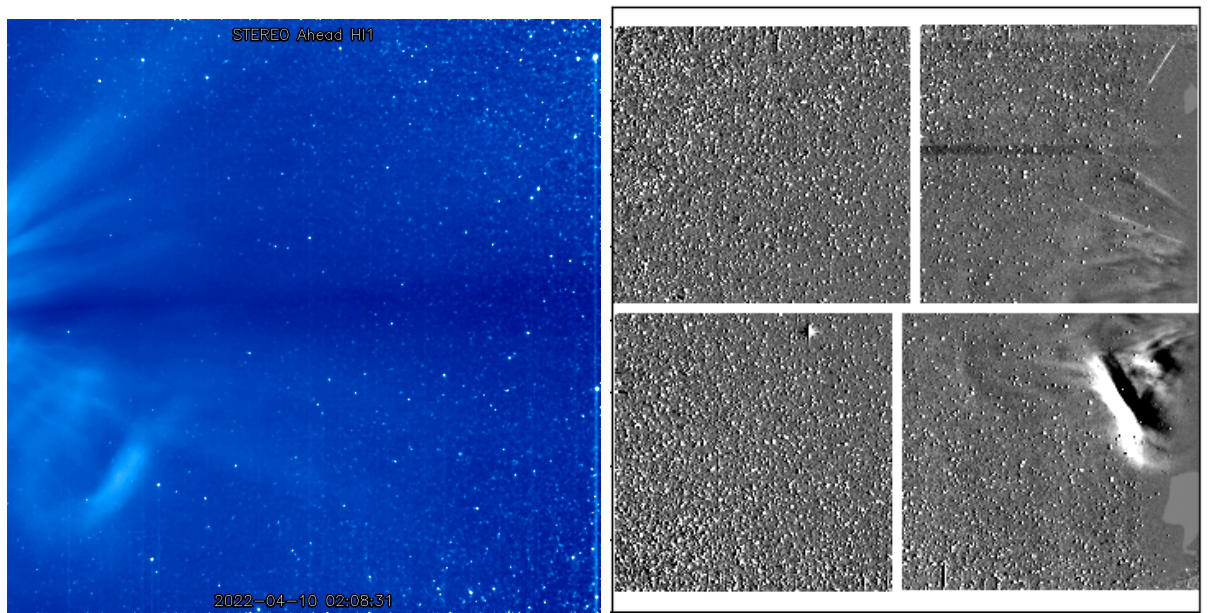


Figura 5.7: Imágenes heliosféricas del evento bajo estudio del 2022-04-10. En el panel izquierdo, la vista de STEREO-A HI1, a las 02:08UT. En el panel inferior, la imagen mosaico del instrumento SoloHI, a las 02:43UT.

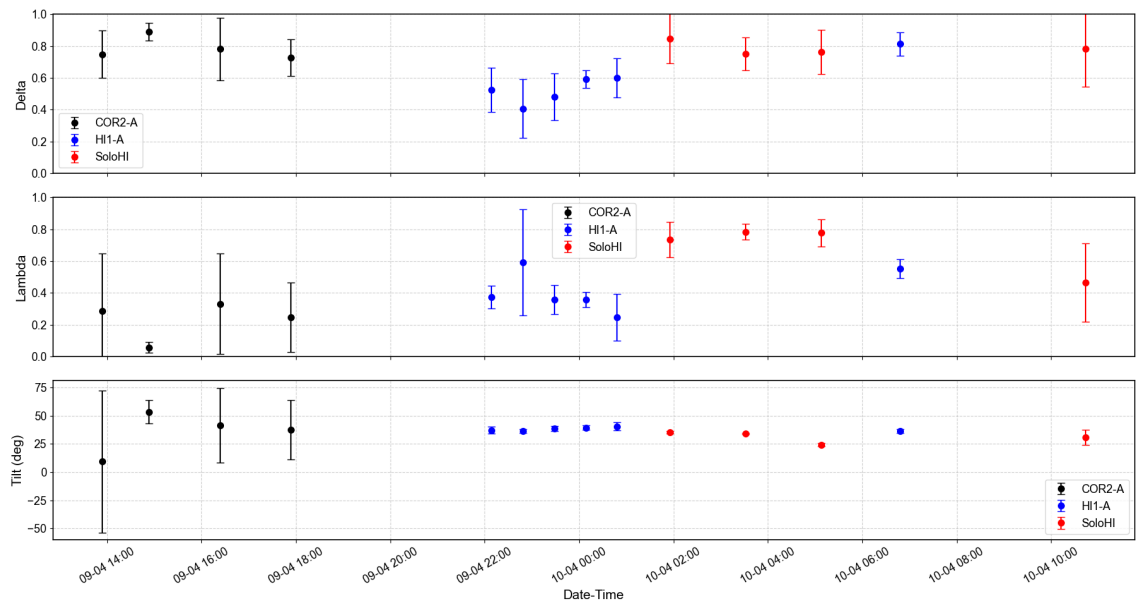


Figura 5.8: Parámetros obtenidos para el evento 2022-04-09, producto de la aplicación de la herramienta computacional aplicada al modelo DT, en imágenes de COR2-A (negro), HI-1A (azul) y SoloHI (rojo).

Evento 2022-04-09 — Extrapolación a su llegada a Tierra el 2022-04-13 00:00

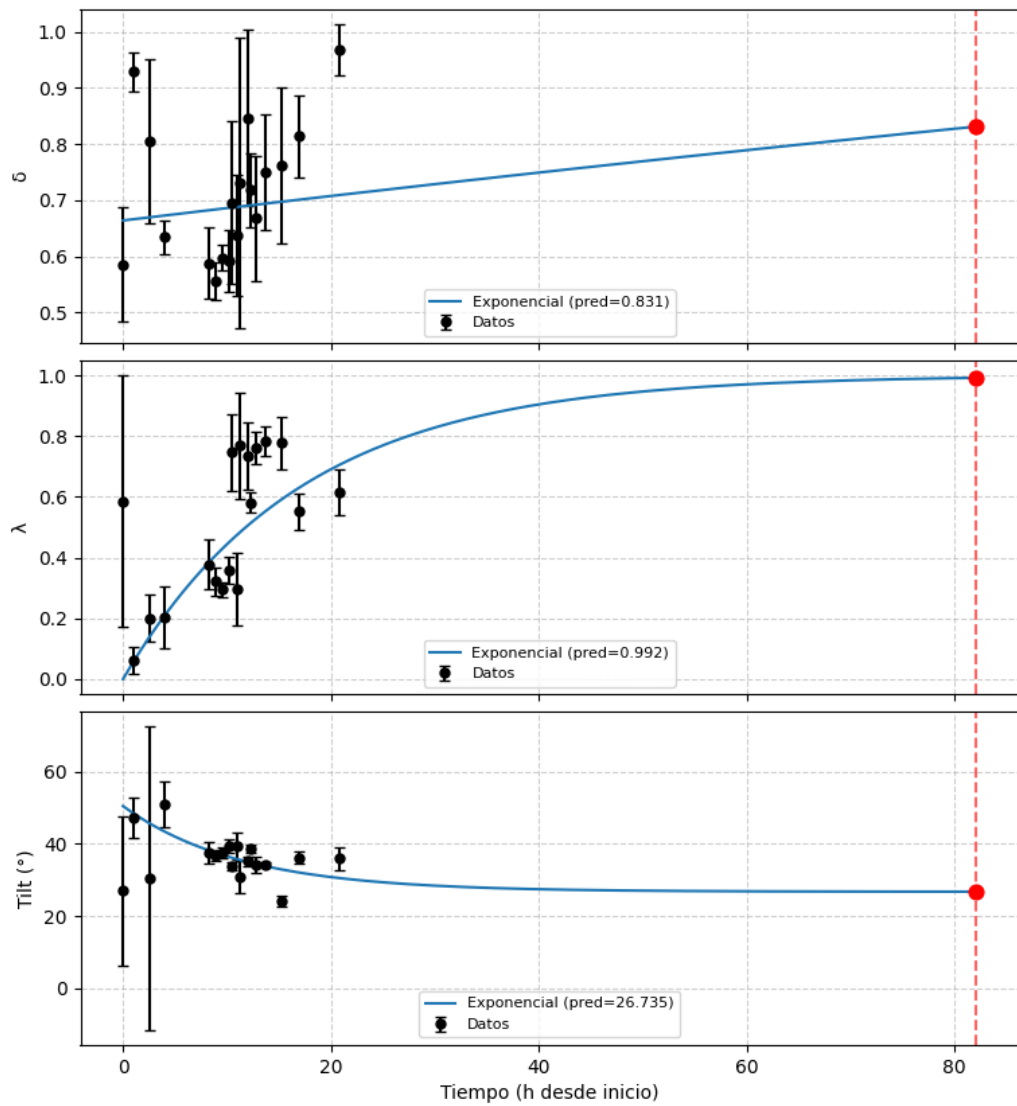


Figura 5.9: Extrapolación a 1 UA de los parámetros del evento del 2022-04-09, utilizando una función exponencial negativa.

evoluciona en el tiempo incrementando sus valores de λ . La diferencia entre valores de este parámetro según los distintos instrumentos heliosféricos, puede deberse en gran medida a los efectos de proyección propios de la diferencia entre posiciones relativas de las naves a la dirección de propagación de la ECM, así como también al tamaño extendido de la estructura. Aunque es cierto que los efectos de proyección juegan un papel importante en las imágenes heliosféricas, esta incertidumbre puede mitigarse mediante estudios que utilicen múltiples puntos de vista, como el presentado aquí. Este es un paso inicial para desvelar los cambios en la morfología de las ECMs durante su tránsito en la heliósfera.

Los valores de δ decrecen brevemente y luego alcanzan valores altos, en torno a 0,8, existiendo un mejor acuerdo entre instrumentos heliosféricos para este parámetro. En el caso del θ_{tilt} , durante todas las mediciones se mantiene un buen acuerdo y una estabilidad en los valores, existiendo mayor dispersión en las mediciones de coronógrafo propio de la redondez del evento a estas distancias, donde el algoritmo tiene mayores problemas para medir el eje en una estructura mas esférica.

Para estimar los valores de δ , λ y θ_{tilt} que la ECM tendría a 1 UA, la distribución temporal de estos parámetros se modeló analíticamente mediante una función de relajación exponencial de la forma $A * (1 - e^{(-t/tau)}) + C$. Se asume que la dinámica de la ECM en el medio interplanetario está dominada por la interacción aerodinámica con el viento solar ambiente (Sachdeva et al., 2015; Vršnak et al., 2010). Tras la fase impulsiva inicial de aceleración en la corona baja, la estructura entra en una fase de propagación o “fase de crucero”, donde la fuerza neta tiende a anularse a medida que la velocidad de la ECM se equilibra con la del medio circundante. Esto llevaría a que, a grandes rasgos, la morfología general de la ECM se mantenga sin grandes cambios, excepto por su expansión interna. Esto haría también que los valores correspondientes a la caracterización morfológica varíen suavemente. La figura 5.9 muestra la extrapolación hecha a 1 UA a los parámetros del modelo graficados en la Figura 5.8. Para este caso, a la ECM bajo estudio registra una llegada a Tierra el día 13-04-2022, de acuerdo a la lista de Richardson and Cane (2010). Los valores encontrados para esta fecha son $\delta = 0,831$, $\lambda = 0,992$ y $\theta_{tilt} = 26,7^\circ$, los cuales hablan de una figura extendida, bien angulosa y poco achatada.

Conclusiones de la sección

Se observó un evento por las naves STEREO y Solar Orbiter, en dos ubicaciones distintas de la heliósfera, y se aplicó la herramienta de análisis a su CF, vista desde ambos telescopios, combinando observaciones de 3 instrumentos distintos, existiendo un buen acuerdo entre todas ellas. Además, el valor de los parámetros δ , λ y tilt fue extrapolado a 1 UA por medio de una función exponencial negativa. Este estudio sienta las bases para realizar pruebas futuras, cotejando los valores de estos parámetros obtenidos por métodos remotos, con el valor *in situ* que podría encontrarse utilizando el modelo DT para hacer una reconstrucción de los datos de plasma detectados a 1UA.

5.3. Estudio estadístico de la sección transversal de CFs en el medio interplanetario

En esta sección presentamos la caracterización estadística de parámetros morfológicos derivados para una muestra de 78 eventos de tipo FR, obtenidos del catálogo construido en esta tesis (extracto en tabla 3.3), proporcionando una representación de la diversidad morfológica observada en el conjunto de datos. La muestra se obtuvo analizando las imágenes de HI1 y seleccionando aquellos eventos cuya cavidad oscura representativa de la sección transversal de cada evento pudiera ser inequívocamente observada, de manera similar a la selección de eventos del capítulo 3.

Dada la cantidad de eventos, y que el ajuste se realiza de forma manual, se realizó en este caso un ajuste para un sólo instante de tiempo por cada evento aproximadamente a la mitad del CdV de HI-1A. No se busca aquí comprender la evolución temporal de los eventos, tal como se hizo en la sección 5.1, sino cuantificar las formas típicas de las secciones transversales de CF observadas en la muestra de eventos de este trabajo.

La forma de la cavidad fue clasificada por el algoritmo, de acuerdo con la función de forma de mejor ajuste, siguiendo la metodología descrita en la sección 4.1. Cabe aclarar que la muestra original de ECMs tipo CF posee 80 eventos, dos de los cuales fueron descartados para este análisis debido a la falta de certeza en el ajuste realizado producto de imágenes muy ruidosas, resultando una muestra para este estudio de 78 eventos.

Dado que valores muy bajos de λ conducen la geometría hacia una configuración elíptica ($F \approx \delta$), por experimentación y observación consideraremos aquí que, para valores de $\lambda \leq 0,1$, la función ajustada puede ser considerada una elipse.

Se realizaron estadísticas descriptivas, análisis de correlación y pruebas de hipótesis de Kruskal-Wallis y pruebas *post-hoc* de Dunn para identificar diferencias significativas entre los grupos morfológicos. Los resultados estadísticos se describen en las siguientes subsecciones, destacando las tendencias principales y su interpretación física en el contexto de la evolución de ECMs.

5.3.1. Estadística descriptiva

Los 78 eventos analizados fueron clasificados según las cuatro funciones morfológicas. La figura 5.10 da cuenta de la distribución de la muestra, dominada por la forma de ‘maní’ ($\approx 45\%$, $n = 35$), seguida por ‘elipse’ ($\approx 32\%$, $n = 25$), luego ‘empanada’ ($\approx 19\%$, $n = 15$) y por último ‘corazón’ ($\approx 4\%$, $n = 3$). Este desbalance indica que las formas elíptica y ‘maní’ son las más frecuentemente identificadas en el set de datos analizado, lo cual puede reflejar su mayor detectabilidad o tasa de ocurrencia.

Para cada evento, se obtuvieron los 3 parámetros mencionados anteriormente: δ , λ , y θ_{tilt} . La tabla 5.2 resume la estadística descriptiva para δ y λ , clasificados por tipo de función de distorsión F . En términos generales y analizando toda la muestra, δ tiene media

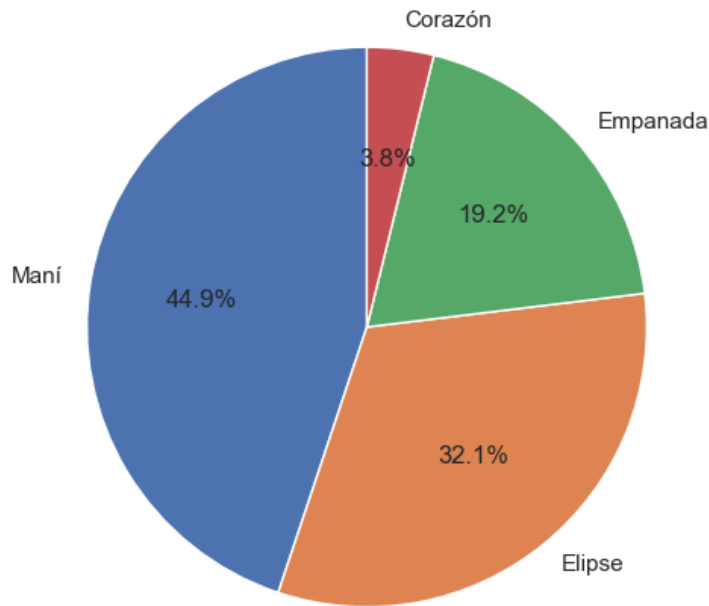


Figura 5.10: Distribución porcentual del grupo de 78 ECMS analizadas, con cada categoría representando las distintas funciones morfológicas consideradas.

de 0.70 ± 0.19 , en tanto que λ muestra una media más baja, de 0.25 ± 0.21 , con una dispersión del orden del valor medio. El valor de θ_{tilt} presenta un valor medio cercano a 0, existiendo valores positivos y negativos de inclinación, demostrando así su aleatoriedad en los valores, sin preferencia por alguno. La diferencia relativamente amplia entre valores de δ y λ en la muestra indica que pueden existir variaciones significativas entre los eventos analizados.

Cuando los eventos se clasifican por función morfológica (Tabla 5.2), emergen algunas tendencias claras. Las estructuras ‘*maní*’ mostraron los más altos valores medios de δ con 0.81 ± 0.16 , seguidos de *elipse*: 0.65 ± 0.11 y ‘*empanada*’: 0.60 ± 0.18 . Por último, ‘*corazón*’ tiene un menor valor, de 0.34 ± 0.17 . Esto indica que los eventos ‘*maní*’ tienen en promedio distorsiones más suaves que los otros modelos morfológicos. Un patrón similar se ve en el valor medio de λ , el cual alcanza su mayor valor medio para las funciones ‘*maní*’ (0.36 ± 0.18) y ‘*empanada*’ (0.34 ± 0.21), y algo menor para ‘*corazón*’ (0.31 ± 0.14). Por definición, el menor valor es para *elipse* (0.03 ± 0.03) el cual computamos aquí por completitud, pero estrictamente hablando debe ser 0, por su ecuación constituyente ($F = \delta$). El θ_{tilt} no exhibió una tendencia clara entre morfologías, mostrando una dispersión amplia para todas las categorías, denotando su carácter aleatorio. Estos resultados se muestran en la figura 5.11.

Los análisis de correlación entre parámetros revelaron solo relaciones débiles entre ellos, con un valor modesto de $r = 0,21$ para δ y λ , mientras que la asociación con el parámetro θ_{tilt} es despreciable. Esto sugiere que estos descriptores geométricos capturan aspectos de la morfología de las estructuras que son independientes entre sí.

Función	$\bar{\delta}$	σ_{δ}	$\bar{\lambda}$	σ_{λ}
<i>Maní</i>	0.81	0.16	0.36	0.18
<i>Elipse</i>	0.65	0.11	0.03	0.03
<i>Empanada</i>	0.60	0.18	0.34	0.21
<i>Corazón</i>	0.34	0.17	0.31	0.14

Tabla 5.2: Valores medios y desviación estándar de los parámetros δ y λ , clasificados por categoría (tipo de función de distorsión).

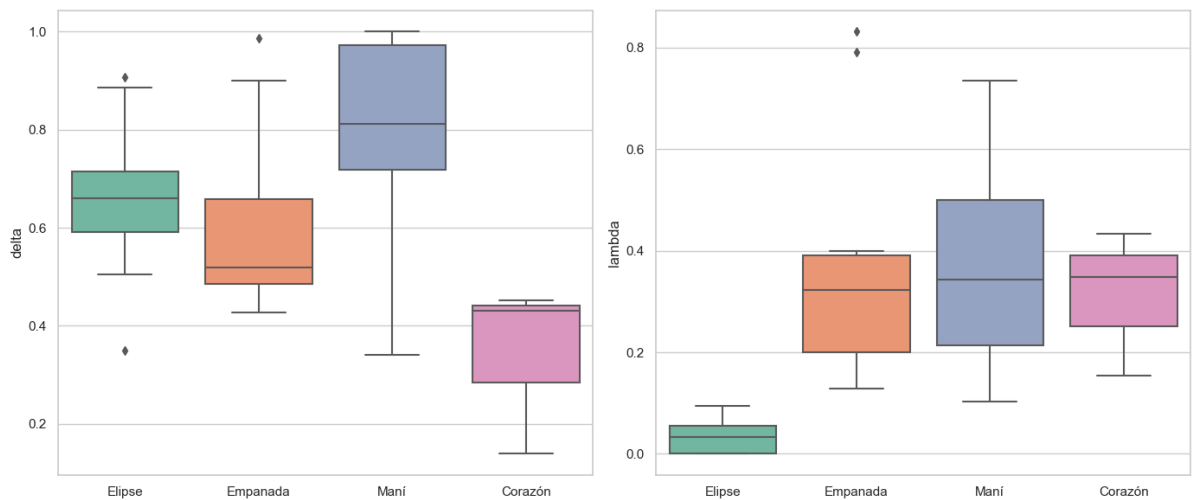


Figura 5.11: Gráfico de cajas de acuerdo a los tipos morfológicos. Izquierda: parámetro δ . Derecha: parámetro λ .

5.3.2. Diferencias estadísticas entre funciones morfológicas

Para determinar si los parámetros morfológicos derivados del ajuste difieren de manera significativa entre las distintas geometrías identificadas, se implementó un protocolo de inferencia estadística. El paso inicial consistió en evaluar los supuestos fundamentales para la aplicación de estadística paramétrica: la normalidad de las distribuciones y la homocedasticidad (homogeneidad de varianzas) para cada parámetro geométrico (δ , λ , y θ_{tilt}).

La evaluación de la normalidad se llevó a cabo mediante el test de Shapiro-Wilk, segmentando la muestra según el grupo funcional morfológico. Este test estadístico es una prueba diseñada para verificar el supuesto de normalidad en un conjunto de datos, es decir, determinar si la distribución de una variable se asemeja a una campana de Gauss. Para esta prueba, la hipótesis nula (H_0) establece que los datos provienen de una población con distribución normal. Si el valor- $p > 0,05$, se asume normalidad. Los resultados obtenidos para el parámetro δ (detallados en la Tabla 5.3) indican que, si bien las distribuciones asociadas a las geometrías de ‘elipse’ y ‘corazón’ no presentan desviaciones significativas respecto a una distribución normal ($p > 0,05$), las poblaciones correspondientes a las morfologías de ‘maní’ y ‘empanada’ violan este supuesto paramétrico de manera contundente

Función	valor-p
<i>Elipse</i>	0,3503
<i>Corazón</i>	0,1103
<i>Empanadas</i>	0,0048
<i>Maní</i>	0,0078

Tabla 5.3: Valor-p para el test de Shapiro-Wilk.

($p < 0,05$).

Por otro lado, se aplicó el test de Levene para evaluar la homocedasticidad, es decir, la igualdad de varianzas. El objetivo del test es confirmar que la dispersión de los datos es similar en todas las categorías (en nuestro caso, los grupos de ‘Elipse’, ‘Corazón’, ‘Maní’ o ‘Empanada’). Esto es fundamental para poder aplicar pruebas paramétricas como el ANOVA (Análisis de varianza). Los resultados arrojaron un valor de $p = 0,349$, confirmando que las varianzas son homogéneas.

El siguiente paso en el análisis lo constituiría el Análisis de Varianza, comúnmente llamado ANOVA, que compara las medias de tres o más grupos independientes y examina si la variabilidad entre los grupos es significativamente mayor que la variabilidad dentro de los grupos. Este test sólo es fiable si se cumplen estrictamente los supuestos de normalidad (Shapiro-Wilk) y homogeneidad de varianza (Levene). Dado el rechazo del supuesto de normalidad en la mitad de las categorías morfológicas, y para prevenir sesgos en la inferencia, se descartó el uso del ANOVA unidireccional.

Como alternativa al ANOVA, se adoptó el test no paramétrico de Kruskal-Wallis, el cual proporciona un marco analítico más robusto frente a distribuciones asimétricas para comparar las medianas de los grupos. Este test es la alternativa no paramétrica al ANOVA de una vía. En lugar de comparar medias, compara las medianas de los grupos mediante el uso de rangos. Es mucho más robusto frente a distribuciones asimétricas o valores atípicos, ya que no requiere el supuesto de normalidad. Para el parámetro δ , el test indica diferencias significativas entre funciones (Kruskal-Wallis: $H = 20,85$, $p < 0,001$). Esto confirma que cada estructura tiende a tener un set de valores particulares del parámetro δ . El parámetro λ también muestra diferencias estadísticamente significativas, aunque más débiles (Kruskal-Wallis: $p = 0,024$). Esto sugiere que algunas morfologías tienden a ser más distorsionadas o asimétricas que otras. En contraste, el parámetro θ_{tilt} no exhibe diferencias significativas entre los grupos ($p > 0,2$ en ambos tests), indicando que la orientación global de las estructuras no está asociada fuertemente a su clasificación morfológica.

5.3.3. Análisis *Post-hoc*

Siguiendo los resultados del test de Kruskal-Wallis, para explorar aún más cuáles funciones morfológicas difieren entre sí, se aplicó a los datos un test *post-hoc* de Dunn con corrección Bonferroni. El test de Dunn realiza comparaciones múltiples por pares para identificar exactamente entre qué categorías existe una diferencia estadísticamente significativa en sus distribuciones de rangos. Al igual que el test de Kruskal-Wallis, es de naturaleza no paramétrica, con lo que no asume que los datos siguen una distribución normal. La prueba de Dunn compara la diferencia de los rangos promedio entre los grupos, pero, al realizar múltiples comparaciones al mismo tiempo, aumenta la probabilidad de encontrar un falso positivo (Error de tipo I). Esto se soluciona aplicando métodos de ajuste, como la corrección de Bonferroni. La corrección de Bonferroni permite ajustar los niveles de significancia cuando se realizan múltiples comparaciones estadísticas a la vez. En este caso, al comparar los 4 grupos morfológicos entre sí, se realizan 6 comparaciones distintas, incrementando la probabilidad de encontrar un falso positivo. La corrección se implementa de manera simple, dividiendo el nivel de significancia ($\alpha = 0,05$ típicamente, y que usamos para este caso) en la cantidad de comparaciones ($n = 6$), con lo que

$$\alpha_{ajustado} = \alpha/n = 0,0083 \quad (5.1)$$

Cuyo resultado implica que debe encontrarse un valor- $p < 0,0083$ para que los grupos sean realmente diferentes entre sí.

Se exploraron las diferencias entre valores de λ y δ para pares de morfologías. Para el parámetro δ , se encontraron diferencias significativas entre los pares ‘maní’ con el resto de las 3 morfologías: ‘corazón’ ($p = 0.0024$), ‘empanada’ ($p = 0.0004$), y Elipse ($p=0.0033$). El resto de morfologías entre sí no mostró diferencias significativas.

Para el parámetro λ , naturalmente los resultados del test arrojaron que la *elipse* tuvo diferencias significativas con el resto de morfologías, dado que es tendiente a 0, al no poseer λ en su ecuación constituyente, representando a las estructuras con menor distorsión. Por fuera de esto, no se detectaron diferencias notables entre el resto de morfologías. Tampoco se encontraron diferencias notables en el análisis *post-hoc* para el parámetro θ_{tilt} ($p = 1,0$ en todos los casos).

Discusión y Conclusiones de la sección

Se realizó un análisis estadístico a 78 ECMS de tipo CF vistas por HI-1A, obtenidas de la lista maestra de eventos compilados según el procedimiento de la Sección 3.1. Se encontró que las formas más comunes detectadas a las distancias propias del telescopio heliosférico HI-1A corresponden a las formas ‘maní’, seguida por la elipse, conformando estos dos tipos morfológicos más del 75% de la muestra. Asimismo, los valores más altos de δ fueron para la categoría ‘maní’, seguidos de la elipse. Los valores de λ no presentaron diferencias significativas entre morfologías, manteniéndose en valores relativamente bajos.

Estos resultados implican que las distorsiones de los CF de las ECMS en el medio IP no son tan pronunciadas. Un valor alto de δ y relativamente bajo de λ implica estructuras expandidas que no tienen características achatadas ni angulosas en su estructura. Esto no es casual, ya que la forma de ‘maní’ puede considerarse como una elipse deformada en su parte media por fuerzas externas e internas (presumiblemente presión delante *–upstream–* de la estructura y posterior por expansión del CF). Es de interés futuro analizar las fuerzas tanto internas como externas en este tipo de estructuras, para poder entender las causas de las distintas deformaciones.

Naturalmente, una muestra más grande de eventos y un análisis temporal extendido a gran cantidad de eventos, podría arrojar más luz sobre la morfología general de las ECMS. Sin embargo, esta representa una primera aproximación cuantitativa con el objetivo de entender y asignar valores numéricos a distorsiones observadas en la morfología de CF embebidos en ECMS, así como de cuantificar los tipos de distorsiones más frecuentes de las ECM en el medio IP observadas en la muestra seleccionada para este trabajo, mediante las funciones de distorsión del modelo DT.

5.4. Evolución de la vaina en luz blanca

En esta sección se presentan los resultados del análisis a ocho eventos en luz blanca, por medio de la metodología descrita en la Sección 4.2. Aquí el foco está puesto en la región llamada vaina, ubicada en la parte frontal de ECMS e inmediatamente detrás de la onda de choque (ver sección 1.3.5). Esta región comprende el *leading edge* (ver sección 1.3.1) y la zona de plasma turbulento y comprimido que se desarrolla y propaga por delante del cuerpo principal de la ECM como consecuencia de su interacción con el viento solar ambiente. Su estudio es de gran relevancia ya que, junto con la onda de choque, es de las primeras estructuras en impactar los entornos planetarios y satelitales. Si bien su arribo señala el inicio de la perturbación interplanetaria, la generación de una tormenta geomagnética dependerá de la configuración magnética global; no obstante, es importante notar que las intensas fluctuaciones magnéticas y la alta presión dinámica características de la vaina pueden ser geoeffectivas por sí mismas, desencadenando perturbaciones incluso antes de la llegada del núcleo magnético (Kilpua et al., 2017; Lugaz et al., 2016; Chukwuma et al., 2025) (ver por ej., Fig. 1.10).

Los eventos analizados corresponden a los mismos estudiados en la Sección 5.1, excepto por el primero y el octavo, debido a que no fue posible realizar un buen ajuste de la curva de *spline*. Mediante la herramienta desarrollada para caracterizar los las vainas en luz blanca (Sección 4.2), fue posible medir distintos atributos de las mismos durante su propagación en el campo visual de HI-1A, tales como distancia (con el método de ángulo fijo), intensidad, anchos y velocidad. Las características evaluadas para cada evento se listan a continuación:

- V_{i-pico} [km s^{-1}]: Velocidad inicial del pico de intensidad.

- ΔV_{pico} [km s^{-1}]: Cambio neto de velocidad del pico de intensidad entre el primer y último punto medido.
- $V_{i-frente}$ [km s^{-1}]: Velocidad inicial del punto que delimita el ancho frontal.
- ΔV_{frente} [km s^{-1}]: Cambio neto de velocidad del punto frontal entre el primer y último punto medido.
- Δ_{IR} : Cambio total de la intensidad relativa entre el primer y último punto medido.
- AT_i [Rs]: Ancho total de la estructura al inicio de la medición.
- Δ_{AT} [Rs]: Cambio neto del ancho total de la estructura entre el primer y último punto medido.
- AF_i [Rs]: Ancho frontal inicial.
- Δ_{AF} [Rs]: Cambio neto del ancho frontal entre el primer y último punto medido.
- $\%_{AF_{inicial}}$: Porcentaje del ancho frontal que conforma el ancho total de la estructura al inicio de la medición.
- $\%_{AF_{final}}$: Porcentaje del ancho frontal que conforma el ancho total de la estructura al final de la medición.

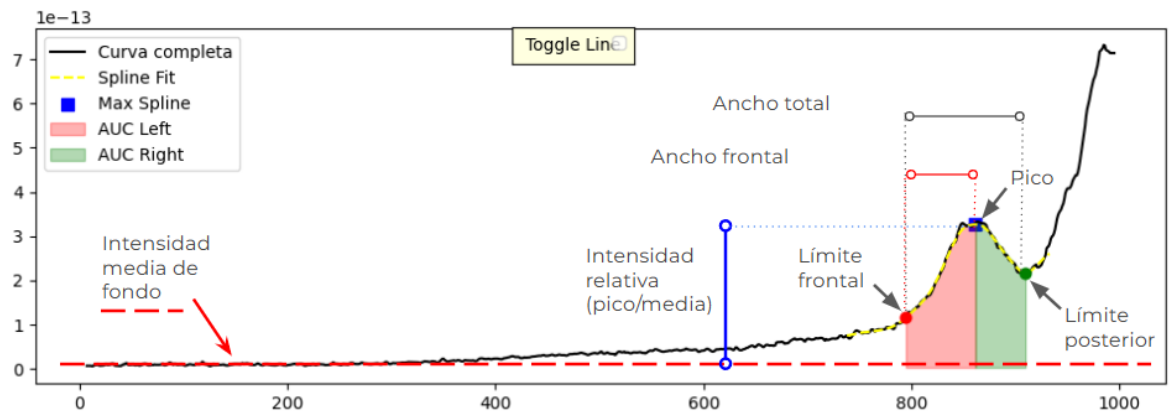


Figura 5.12: Esquema ilustrativo de algunas de las cantidades definidas para el estudio de las vainas. La curva negra marca la intensidad de la línea analizada. Las áreas sombreadas marcan el área bajo la curva de lo que se define como parte frontal y posterior, en color rosa y verde respectivamente. La línea punteada amarilla muestra la curva ajustada con el spline. El eje X se encuentra en unidades de píxeles del detector.

Los valores resultantes para cada uno de los eventos analizados se presentan en la Tabla 5.4. Además, las características de las vainas cuya evolución temporal pudo determinarse fueron graficadas para los ocho eventos. El primer panel para cada gráfica muestra la evolución de la distancia con el tiempo. Esta distancia fue calculada a partir del ángulo de elongación, usando el método de ángulo fijo (Sección 4.2), para el punto correspondiente al pico de intensidad de la ECM (en color rojo) y para el punto que corresponde al frente

Parámetro	20100320	20101208	20110130	20110302	20110326	20110915	20120808	20121101
$V_{i-pico} [km s^{-1}]$	391	493	550	965	731	456	652	272
$\Delta V_{pico} [km s^{-1}]$	-28	-131	-89.4	-460	-348	-103.7	-322.8	149.1
$V_{i-frente} [km s^{-1}]$	284	395	420	357	555	480	588	407
$\Delta V_{frente} [km s^{-1}]$	109	5.2	26.78	291.2	-9.9	36.5	-157.5	48.5
Δ_{IR}	-157	-21	-29	-13.97	-167.4	-87	-51.78	-102
$AT_i [Rs]$	9.6	5.98	9.27	20.6	10.3	4.3	5.8	5.98
$\Delta_{AT} [Rs]$	-1.24	-0.5	-3.08	-14	-4	5	1.62	7.4
$AF_i [Rs]$	7.65	4.66	8.5	16.6	8.8	3	4.8	4.93
$\Delta_{AF} [Rs]$	-2.7	-1.11	-3.48	-12.98	-4.1	5.2	0.7	5.03
$\%AF_{inicial}$	79.13	78.06	91.8	80.5	86	69.3	83	82.3
$\%AF_{final}$	58.75	65.12	81.2	55.2	75	87.8	74.2	74

Tabla 5.4: Características de las vainas estimadas a partir del análisis de imágenes heliosféricas de luz blanca. Cada columna corresponde a un evento determinado.

de la ECM (color verde). El resto de los paneles muestran la evolución de los parámetros encontrados con la distancia, mostrando velocidad del pico de intensidad y del frente de la ECM, la intensidad relativa al fondo de la imagen, y la evolución del valor de ancho total, frontal y posterior. Aquí se presentan tres eventos particulares (Figuras 5.13, 5.14, 5.15), dando cuenta de la variedad de comportamientos observados. Las gráficas para el resto de los eventos analizados pueden encontrarse en el apéndice B.

En primer lugar, es posible encontrar ciertos patrones al examinar las características de las vainas compiladas en la tabla. Por ej., al comparar la velocidad inicial del pico y del frente de las ECMs, se puede observar que en 6 de los 8 eventos la velocidad inicial del pico es mayor que la del frente delantero. Un caso extremo es el 02-03-2011 (Figura 5.13), donde el pico de la vaina inicialmente se propaga a unos 950 km s^{-1} , *vs.* $\approx 350 \text{ km s}^{-1}$ del frente. Esto puede interpretarse como una más rápida expansión de la CF, presionando fuertemente al material que tiene por delante, lo que genera una gran compresión. Esto queda de manifiesto en el último panel de la Figura 5.13, como una drástica disminución del ancho frontal en la primera etapa de propagación. En este caso también se evidencia el fuerte frenado que experimenta el pico, disminuyendo su velocidad en $\approx 450 \text{ km s}^{-1}$ durante el rango cubierto por la medición.

Por otro lado, se evidencia que el pico desacelera en todos los casos, excepto por el evento 01-11-2012 (Figura 5.14), el cual comienza con una velocidad menor a 300 km s^{-1} (el caso con menor V_{i-pico}) y acelera presumiblemente debido al arrastre ejercido por el viento solar de fondo. Esto está de acuerdo con la teoría del arrastre viscoso (*Drag-Based Model*; Vršnak et al., 2010), según el cual además las ECMs rápidas interactúan con un viento solar más lento que actúa como un fluido resistente, frenándolas.

El ancho total de la vaina de las estructuras es cambiante: disminuye en cinco eventos, aunque en el 08-12-2010 se mantiene casi constante, y crece en los restantes tres. Los eventos 02-03-2011 y 26-03-2011 se vuelven bastante más angostos, disminuyendo su ancho total, con lo que se podría interpretar que la estructura está siendo comprimida o erosionada. La presión del viento solar de ambiente podría ser mayor que la interna de la ECM, lo que impide que se expanda. Casos contrarios son 01-11-2012 y 15-09-2011, cuyos anchos totales se incrementan en 7,4 y 5 R_{\odot} respectivamente. Presumiblemente en estos casos la presión magnética interna de la CF domina y permite que la ECM se expanda con mayor libertad.

Al comparar los anchos de la parte frontal y posterior de la vaina, es notable que el primero domina en todos los casos por sobre el posterior, representando un gran porcentaje (más del 70 %) del ancho total. En siete eventos este porcentaje cae hacia el final del CdV de HI-1, siendo menor que al principio de la medición. El caso del 02-03-2011 es el más extremo, cayendo el porcentaje del ancho frontal de 80 % del total a 55 %, coincidente con la importante disminución de la velocidad del pico de la ECM. A medida que la ECM viaja, la parte central del frente de la ECM (más denso y rápido) comprime la zona de la vaina contra el viento solar, coincidente con la fuerte desaceleración.

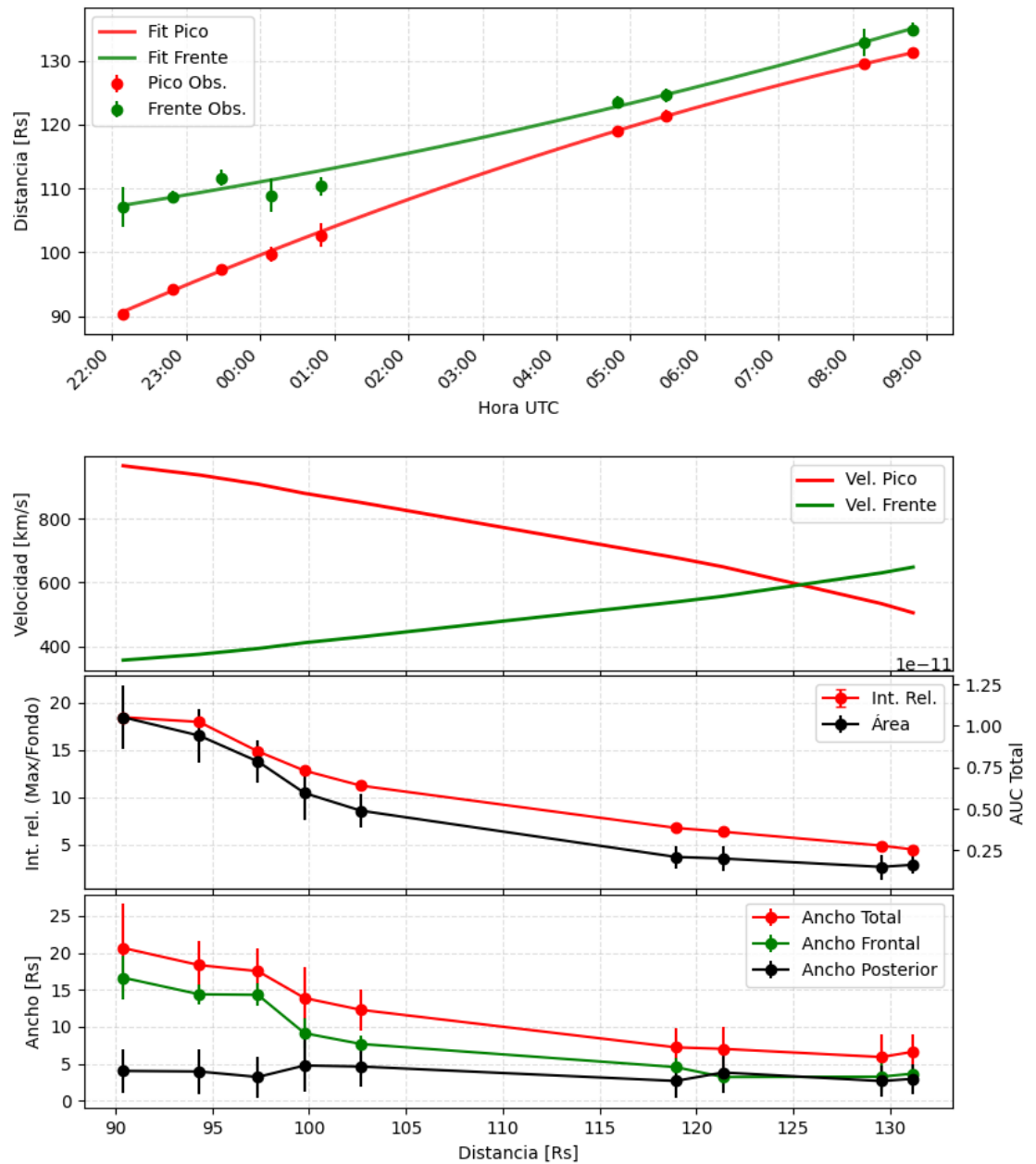


Figura 5.13: Evolución de la vaina en luz blanca correspondiente al evento del 02-03-2011. De arriba hacia abajo: evolución temporal de la distancia del pico de intensidad y del frente, variación de la velocidad de ambos rasgos con la distancia, variación de la intensidad relativa del pico y del área bajo la curva, y variación del ancho total de la vaina, de su parte frontal y de su parte posterior.

El caso 15-09-2011 (Figura 5.15) es una anomalía interesante. Es el único evento cuyo $\%AF$ aumenta del 69% al 88%. Además, su Δ_{AT} es positivo (+5). En este caso, se puede suponer que la vaina se está expandiendo, probablemente debido a que la ECM viaja a través de un viento solar muy tenue o rarificado. Al encontrar poca resistencia delante, el frente se expande libremente hacia adelante, aumentando el ancho AF .

En líneas generales, se encuentra un buen acuerdo en la evolución relativa entre las ve-

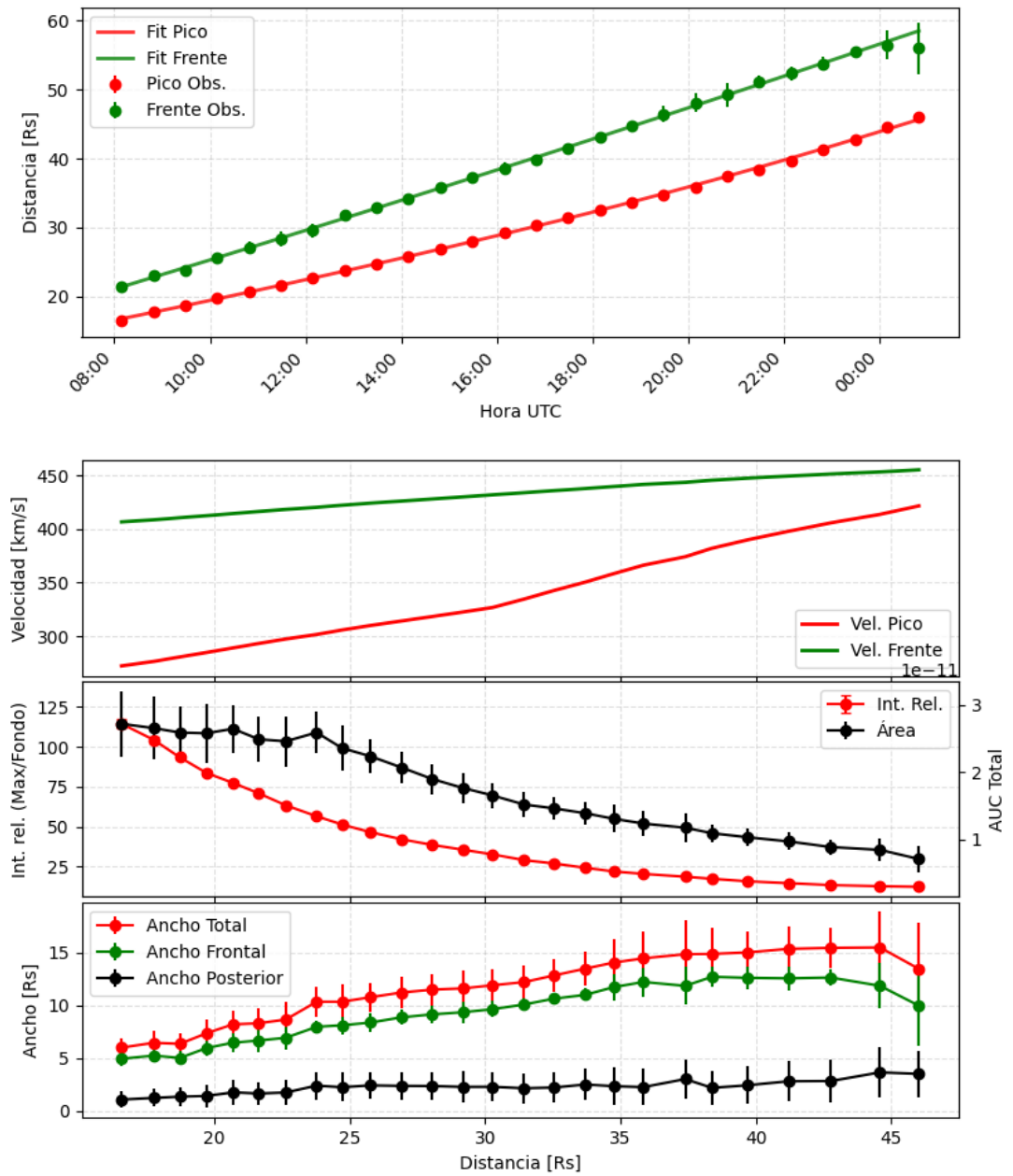


Figura 5.14: Ídem Figura 5.13pero para el evento del 01-11-2012.

locidades del pico y del frente de la vaina *vs.* la evolución de los anchos frontal y posterior, como fuera discutido para los tres casos mostrados. En los casos restantes, que pueden encontrarse en el Apéndice B, no se encuentran variaciones significativas en los anchos frontal y posterior de la vaina a lo largo de las distancias investigadas. Naturalmente tampoco hay variación significativa en el ancho total. Una posible explicación yace en la similitud entre los valores de la velocidad del pico y del frente de la vaina, que además son bajos, rondando los $\sim 200-500 \text{ km s}^{-1}$. La excepción es el caso del 26-03-2011 (Figura B.4), para el que la velocidad del pico de intensidad es significativamente mayor al princi-

pio de la medición. Justamente en este caso se vislumbra una leve disminución del ancho frontal y leve ensanchamiento del ancho posterior, de acuerdo con la mayor velocidad del pico, durante la primera etapa de la medición.

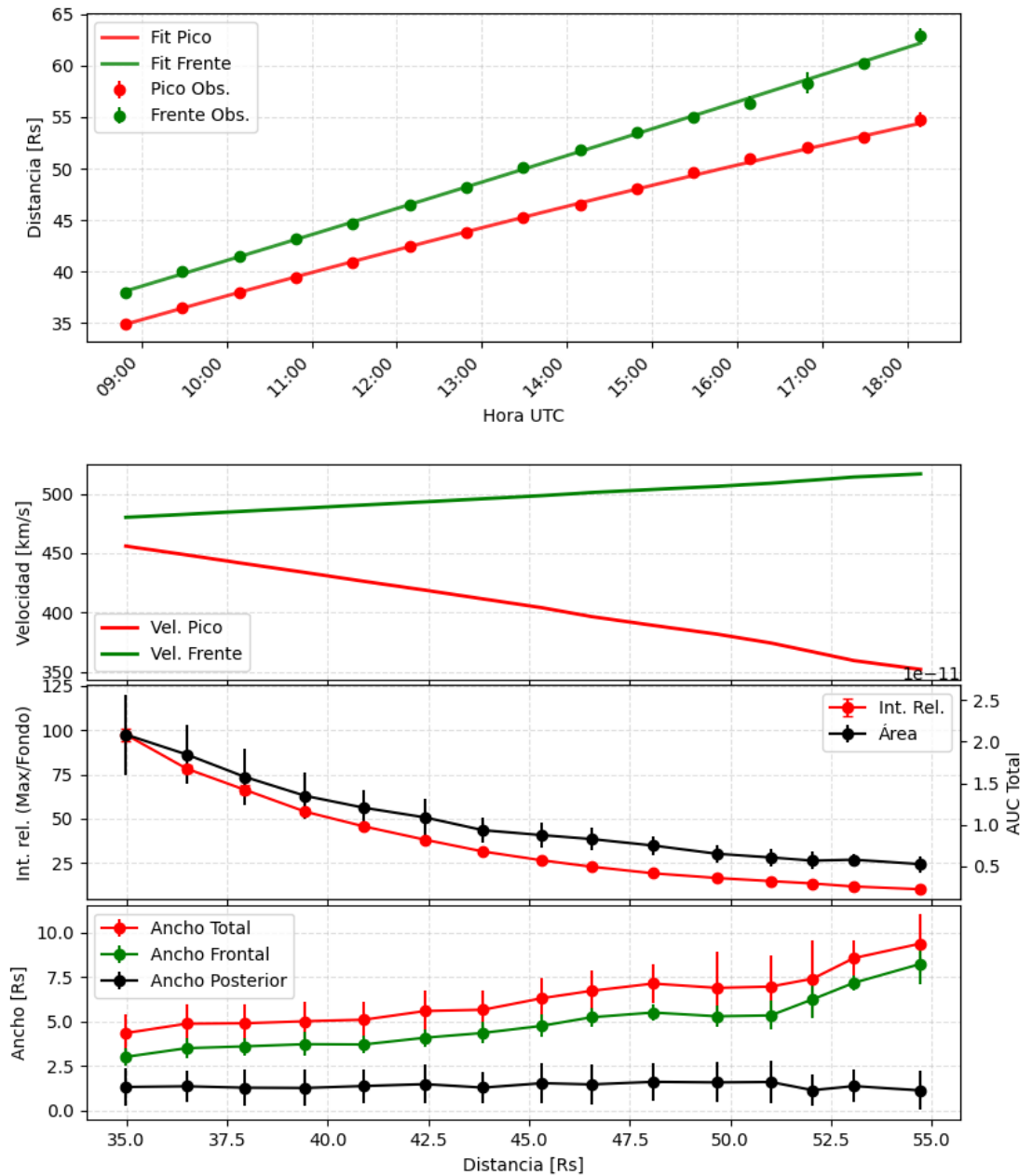


Figura 5.15: Ídem Figura 5.13pero para el evento del 15-09-2011.

El cambio de intensidad en las ECMS es marcadamente negativo para la totalidad de la muestra. Este comportamiento es esperado y confirma que la disminución sistemática de la intensidad es producto de la expansión de la estructura. Este comportamiento puede atribuirse tanto a la combinación de la caída del flujo de fotones solares ($F \propto r^{-2}$) como a la disminución de la densidad electrónica por la expansión volumétrica de la ECM. Sin

embargo, para algunos casos la magnitud de esta caída está modulada por la dinámica de expansión. El evento 02-03-2011, que experimentó la mayor compresión radial ($\Delta AT = -14$ Rs), registró la menor pérdida de intensidad relativa ($\Delta_{IR} \approx -14$). Esto sugiere que la compresión del plasma inducida por la rápida desaceleración contrarrestó la dilución de la densidad electrónica, manteniendo la estructura más densa y brillante en comparación con eventos de expansión libre como el 01-11-2012, donde la fuerte expansión ($\Delta AT = +7,4$ Rs) contribuyó a una caída de intensidad mucho más acentuada ($\Delta_{IR} \approx -102$). La caída más drástica de intensidad fue en el evento 26-03-2011, con un Δ_{IR} : -167. Esto podría indicar que la ECM abandonó rápidamente la superficie de Thomson.

Resulta notable la fuerte correlación lineal negativa ($R^2 = 0,96$, $p < 0,001$) hallada entre la diferencia de velocidades iniciales ($\Delta V_i = V_{pico} - V_{frente}$) y el cambio en el ancho total (ΔAT). Esto puede verse en la Figura 5.16, que sugiere que la historia morfológica de la ECM está predeterminada por sus condiciones cinemáticas al inicio del campo visual de HI-1. El ajuste lineal ($m = -0,029$) revela dos regímenes físicos: Por un lado, cuando $\Delta V_{ini} > 0$, es decir cuando la velocidad del núcleo magnético (expansión sumada a propagación) supera a la del frente (e.g., evento 02-03-2011, con $\Delta V_{ini} \approx 600$ km s⁻¹), el pistón ejerce una presión dinámica sobre la vaina, resultando en una disminución neta del ancho total ($\Delta AT < 0$). Cuanto mayor es esta diferencia de velocidad, mayor es la compresión sufrida. Por otro lado, cuando $\Delta V_{ini} < 0$ se dan los casos donde el frente viaja más rápido que el pico (e.g., evento 20121101), la estructura experimenta una relajación, el alejamiento del borde frontal respecto al pico permite que la ECM se expanda libremente en dirección radial, resultando en un crecimiento del ancho total ($\Delta AT > 0$). Esto sugiere que la deformación radial de la estructura no dependería de factores ambientales aleatorios, sino que es una consecuencia directa de la diferencia de velocidad interna al momento de la inyección en el medio interplanetario.

Conclusiones de la sección

En esta sección se presentó el análisis realizado a 8 eventos seguidos en luz blanca durante su propagación en imágenes heliosféricas de HI-1A. Se construyó una herramienta que permite el análisis y modelado de la región frontal de las ECMs, por medio de un spline aplicado a la curva de intensidad en esta región. Se definió el ancho de la región frontal de la ECM, así como el pico de intensidad, y se calcularon variables tales como anchos, variación de anchos, velocidades, así como las distancias, con el método de ángulo fijo.

Uno de los hallazgos más significativos de este estudio es la identificación de un vínculo entre la velocidad del frente de la estructura con su evolución macroscópica. El análisis estadístico arrojó un coeficiente de determinación de $R^2 = 0,96$ para la relación entre la diferencia de velocidades iniciales ($V_{pico} - V_{frente}$) y la variación del ancho total (ΔAT). Si esta diferencia de velocidad es alta, la estructura está destinada a comprimirse y perder espesor radial, lo que explica la formación de morfologías achatadas o ‘*pancaking*’ en

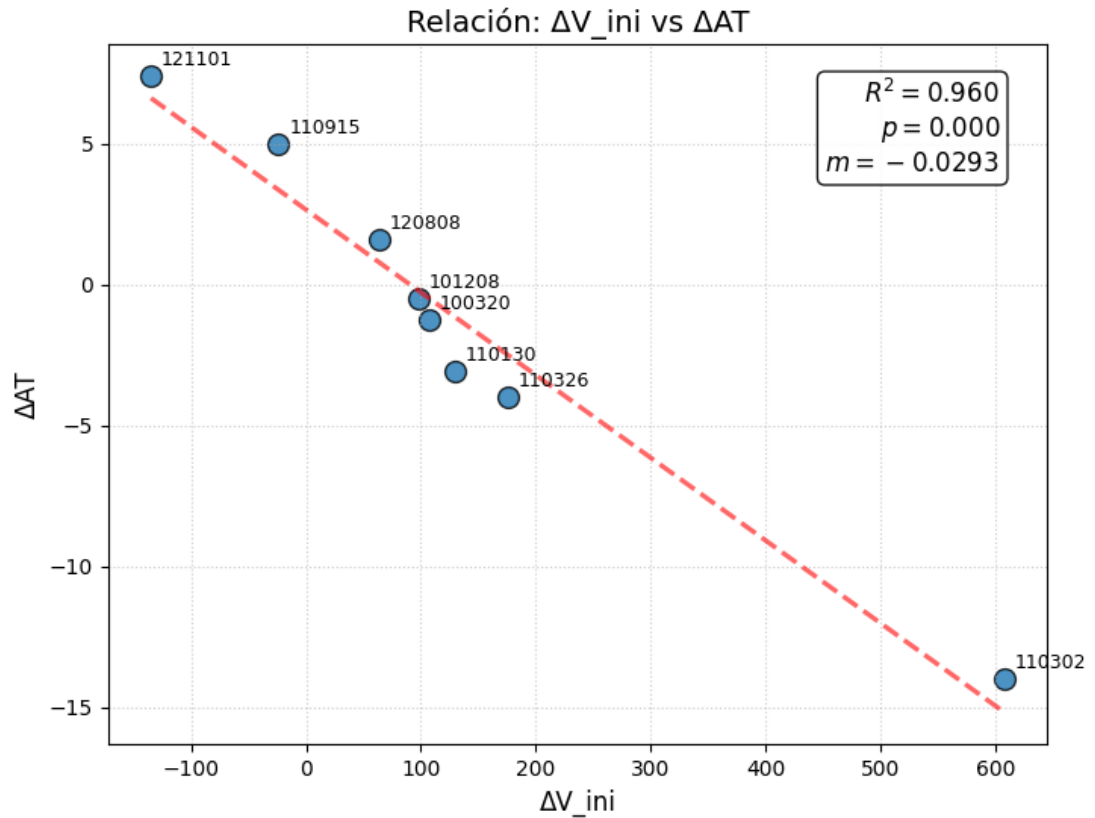


Figura 5.16: Variación del ancho total (ΔAT) vs. diferencia entre las velocidades iniciales del pico y del frente ($\Delta V_{ini} = V_{pico} - V_{frente}$).

eventos rápidos. Si el núcleo es lento o el frente acelera, la estructura gana volumen. Este resultado es fundamental, ya que facilita la predicción de la morfología de la ECM al alcanzar la Tierra –ya sea como una estructura compacta o como una nube expandida– a partir de las mediciones de velocidad obtenidas mediante instrumentos heliosféricos como HI-1A en las etapas tempranas de su propagación.

Capítulo 6

Discusión

Resulta de interés comparar los resultados del análisis realizado en luz blanca (características y evolución de la vaina con el de los ajustes usando el modelo DT (morfología de la sección transversal de CF), para entender si existen relaciones entre ambos estudios.

En términos generales, se evaluó la posible dependencia entre el ancho total inicial de la vaina (AT_i) y las tasas de evolución morfológica ($\Delta\delta/t$, $\Delta\lambda/t$). El análisis de dispersión muestra que no existe una correlación significativa directa entre estas variables, con un $R^2 = 0,177$ y $0,002$ para δ y λ respectivamente. Respecto al análisis de los eventos en luz blanca, a continuación se discuten casos que fueron relevantes:

El evento del 2 de marzo de 2011 presentó el mayor ancho total inicial de la muestra ($AT_i = 20,6 R_\odot$), con un ancho frontal extenso ($AF_i = 16,6 R_\odot$). A pesar de estas dimensiones, sufrió la tasa de deformación más severa ($\Delta\delta \approx -0,69 \text{ día}^{-1}$), en combinación con un diferencial de velocidad grande ($\Delta V_{\text{pico}} \approx -460 \text{ km s}^{-1}$) y bajo parámetro $\lambda = 0,42$. De acuerdo a Temmer et al. (2021), las ECMs más anchas actúan como un pistón, lo que provoca una mayor acumulación de masa en comparación con las ECM estrechas. Esto podría explicar que la gran superficie transversal ($AT_i = 20,6 R_\odot$) del evento generó una interacción mucho más violenta con el viento solar, donde la presión dinámica externa podría haber superado a la magnética interna, causando la severa deformación.

En el extremo opuesto, el evento del 1 de noviembre de 2012 demuestra cómo una estructura pequeña puede ser más estable. Su ancho total fue modesto ($5,98 R_\odot$), casi cuatro veces menor que el evento de 2011, sin embargo, mantuvo una morfología convexa y estable de tipo ‘maní’ ($\delta = 0,75$) y resistió la deformación. Aunque su velocidad inicial es baja (272 km s^{-1}), fue un evento con aceleración positiva ($\Delta V_{\text{pico}} = +149,1 \text{ km s}^{-1}$), lo que implica que la estructura fue acelerada por el viento solar de fondo; y el valor de λ presentó el mayor grosor relativo ($\lambda = 0,79$). Al ser una estructura de geometría compacta y ancha, podría explicarse que la tensión superficial magnética se distribuye más eficientemente, ofreciendo mayor resistencia a la deformación que estructuras extendidas pero angostas. Tal como menciona Temmer (2021), las ECMs más estrechas no actúan tanto como un pistón, sino que en estos casos de estructura compacta el plasma del viento solar puede fluir más fácilmente alrededor de la estructura, sin comprimir la CF. El ancho total sufre

el mayor incremento de la muestra ($\Delta_{AT} = +7,4 R_{\odot}$) confirmando que se encuentra en una fase de crecimiento, contrario a lo observado en eventos más rápidos y desacelerados.

El análisis del porcentaje de ancho frontal respecto del total ($\%AF$) muestra que la erosión o compresión de la vaina podría ser un proceso independiente del tamaño inicial. Tanto en eventos grandes (20-03-2010, que muestra una tasa de deformación de δ muy negativa de -0.612) como intermedios, se observa una reducción del $\%AF$ (e.g., del 79 % al 58 %). Esto podría indicar que la capacidad de la vaina para preservar su espesor no dependería de cuánto mida al inicio, sino de la velocidad de la CF. Si el pico de intensidad de la vaina viaja más rápido que el frente (como en la mayoría de los casos desacelerados), la vaina se comprimirá inevitablemente, independientemente de su grosor original. Esta interpretación es consistente con la descripción teórica de Siscoe and Odstrcil (2008), quienes establecen que la compresión de la vaina resulta de una expansión lateral más rápida que la capacidad del medio para deflectarse, forzando el apilamiento de material en una capa delgada sin importar el tamaño original del obstáculo.

Winslow et al. (2022) plantearon interrogantes sobre los factores que llevan a la complejidad en las ECMs. Nuestro estudio señala a la diferencia de velocidad inicial ($V_{pico} - V_{frente}$) como uno de los factores relevantes, que determina el ancho de la vaina a posteriori. Además, también se preguntan en qué medida la presencia de un choque/vaina protege a la estructura magnética de cambios de complejidad. Contrario a la hipótesis de que una vaina ancho (AT) actuaría como “escudos” protectores, el análisis de la muestra de eventos no revela una correlación directa entre las dimensiones iniciales y la tasa de deformación. El ancho inicial de la vaina no predice la supervivencia de la forma morfológica. En eventos con alta diferencia de velocidad (e.g., 2011-03-02), un gran ancho inicial podría incrementar la fuerza de arrastre total ($F_{drag} \propto A \cdot v^2$), acelerando el cambio morfológico. Sin embargo, en ausencia de este diferencial de velocidad, incluso estructuras grandes (e.g., 2011-03-26) logran mantenerse estables. Por último, se plantea si diferentes subestructuras se comportan de manera diferente. En este estudio observamos un comportamiento diferente entre el frente y el pico de la vaina. La reducción del porcentaje de ancho frontal ($\%AF$) en eventos desacelerados muestra que la vaina podría ser la estructura que absorbe la mayor parte de la deformación (compresión). Esto implica que la complejidad de la ECM aumentaría de forma asimétrica, donde la parte frontal se aplasta y distorsiona, mientras que la parte posterior permanecería más estable hasta que la erosión o compresión alcanza el pico.

Además, Temmer et al. (2021) sugiere que el viento solar lento favorece la compresión y el apilamiento de material. El análisis de intensidad en este trabajo no provee suficiente evidencia observacional. A pesar de que el evento que sufrió la mayor compresión física ($\Delta_{AT} = -14 R_{\odot}$) fue también el que mejor preservó su intensidad relativa (Δ_{IR} mínima), a nivel general no se observa una relación fuerte entre estas variables para la muestra de datos. La intensidad relativa es altamente dependiente de efectos de proyección. En este caso particular, se podría pensar que la desaceleración abrupta incrementa la densidad de

la vaina y esta compresión mantiene la estructura ópticamente brillante y densa, por un aumento local de densidad por acumulación de material.

Capítulo 7

Conclusiones

En este trabajo analizamos eyecciones coronales de masa (ECM) solares, en los campos visuales de instrumentos espaciales heliosféricos, mayormente en el campo visual del instrumento HI1, a bordo de la nave STEREO-A. Mediante la observación cuidadosa de animaciones mensuales de imágenes heliosféricas tomadas por este instrumento, construimos una lista de eventos que abarca los años 2010 a 2012, registrando aquellas ECMs que se propagaran cercanas a la eclíptica, en dirección a la Tierra, encontrando 368 eventos. Posteriormente, en dicha lista se identificaron aquellas ECMs que presentaran características de tipo FR, cuya cavidad fuese visible en el campo visual de estos instrumentos.

Se construyó y aplicó un algoritmo que trabaja sobre las imágenes heliosféricas, implementando las funciones morfológicas provistas por el modelo DT. En el capítulo 5 se muestra la caracterización de la sección transversal de 10 eventos de esta lista, para entender y cuantificar su cambio morfológico visible en el campo visual de estos instrumentos, a través de parámetros provistos por el modelo.

Se aplicó también este modelo a una ECM reciente y particular, debido a que fue vista desde dos puntos de vista diferentes en la heliósfera, tanto por el instrumento HI1, como por el instrumento SoloHI, a bordo de Solar Orbiter. Se encontró un buen acuerdo entre las mediciones desde ambos puntos de vista, y se extrapolaron los valores de los parámetros que el evento tendría a 1 UA.

El análisis estadístico de 78 ECMs transitando el campo de HI-1 reveló que la geometría predominante a estas distancias para la muestra de ECMs obtenida en este trabajo, corresponde a ‘maní’, con un 45 % de eventos, seguida por la elíptica, con 32 %. Los valores de δ para las estructuras de tipo ‘maní’ fueron en promedio más altos, con $\delta = 0,81$, seguidos de las formas elípticas, con $\delta = 0.65$. A nivel general, los valores de δ presentaron valores más altos, a diferencia de λ , que tiene valores más bajos pero con dispersiones más amplias.

Posteriormente, se analizó la región frontal de las ECM en luz blanca, habiendo construido una herramienta visual que permite analizar la intensidad de la imagen por sobre una línea predefinida. Esto permitió definir y caracterizar el ancho de la parte frontal de las ECMs, así como calcular su posición, intensidad máxima y derivar su velocidad. Este

análisis fue hecho para 8 de los 10 eventos analizados con el modelo DT, encontrando una relación entre la variación del ancho de la estructura en luz blanca y la diferencia de velocidad del pico y el frente.

El modelo DT es una herramienta novedosa que provee ecuaciones teóricas para las componentes del campo magnético *in situ*. Asimismo, la herramienta para analizar imágenes en luz blanca probó ser de gran utilidad para entender el comportamiento de la región frontal de las ECM. Este trabajo representa un paso fundamental para comprender las implicancias de la distorsión en la configuración del campo magnético tal como lo observa una nave cruzando un FR.

En conclusión, esta tesis ha contribuido a la comunidad heliosférica con una nueva base de datos, con 368 eventos catalogados en el instrumento HI-1, siendo asociados con diversos instrumentos espaciales. Se encontró una muestra de 17 eventos que pudieron ser seguidos desde su región fuente en el Sol, analizando su evolución por medio de coronógrafos e instrumentos heliosféricos, concluyendo con el análisis de plasma *in situ*, abarcando así la totalidad de su trayectoria desde su nacimiento en el Sol, hasta su interacción con la Tierra.

Por otro lado, también son de utilidad las herramientas de análisis en luz blanca creadas en Python. La primera herramienta, cuyo objetivo es analizar la morfología de la sección transversal de las ECM de tipo CF, fue desarrollada con la ayuda del Dr. Francisco Iglesias y el Dr. Diego Lloveras, ambos investigadores del Grupo de Estudios en Heliofísica de Mendoza. La segunda herramienta, para analizar la vaina de las ECMs en luz blanca, fue desarrollada con la ayuda de la Prof. Dra. Manuela Temmer, durante una pasantía de investigación realizada en el Instituto de Física, Universidad de Graz, Austria, en Octubre y Noviembre de 2024.

Mediante el análisis a un conjunto de eventos de la lista de eventos, aplicando las herramientas previas, se contribuyó a esclarecer la evolución morfológica de las ECMs en la heliósfera interna, demostrando que la morfología no es una propiedad estática o intrínseca, sino una consecuencia dinámica de la interacción de la estructura con el viento solar. Además permitió la caracterización de las propiedades de la vaina de las ECM bajo estudio, así como su evolución en el tiempo, encontrando relaciones valiosas entre sus características medidas en luz blanca.

Es importante remarcar que se ha hallado una hipótesis plausible de evolución para una determinada clase de ECMs muy particulares, con cavidades bien comportadas, que no puede extrapolarse a todas las ECMs. Si bien este estudio aporta evidencia observacional crítica, la complejidad de estos fenómenos sugiere la necesidad de ampliar el análisis a una muestra estadística más robusta y complementar estas observaciones con simulaciones magnetohidrodinámicas (MHD), y ampliarlo a otras ECMs más complejas, para terminar de desentrañar los mecanismos físicos que gobiernan estas estructuras en su tránsito hacia la Tierra.

Apéndice A

Caracterización de FR

En este apéndice se muestran los gráficos correspondientes a los eventos analizados con la herramienta desarrollada en lenguaje Python, para ajustar el modelo de Nieves-Chinchilla et al. (2023a) (Modelo DT) a imágenes heliosféricas. Esto permite encontrar la morfología de la cuerda de flujo mediante el ajuste de funciones, y cuantificar su deformación por medio de los parámetros λ y δ . El análisis completo se encuentra en capítulo 5. Allí se presentaron las gráficas para 3 eventos particulares analizados. En este apéndice se encuentran los restantes 7 de los 10 eventos seleccionados como muestra particular, de la lista de eventos construida en esta tesis y presentada en el capítulo 3.

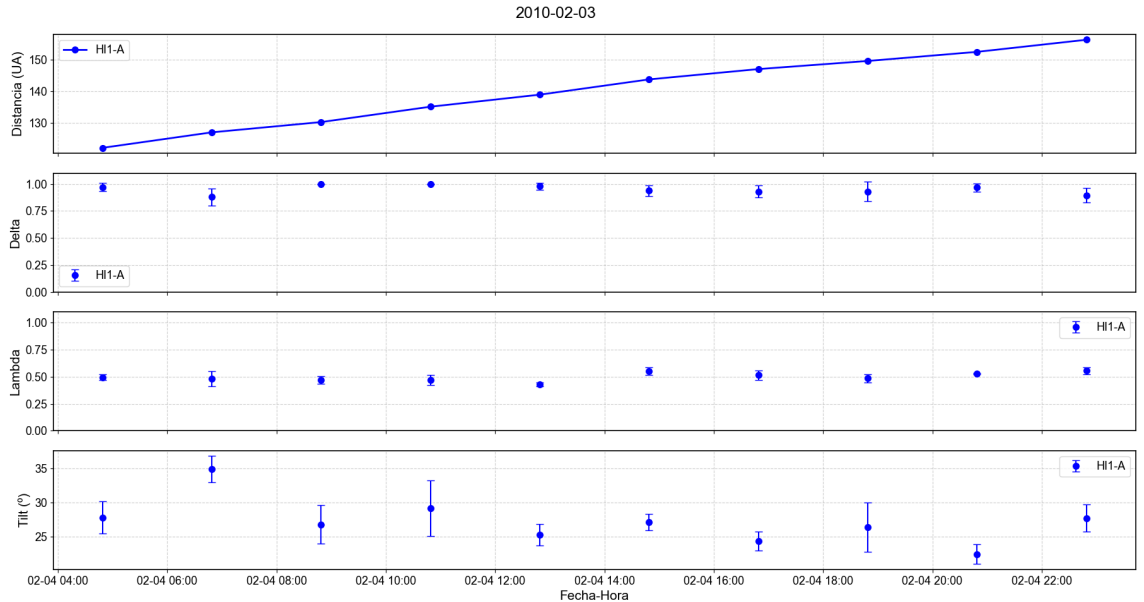


Figura A.1: Resultados del ajuste para el evento del día 2010-02-03 durante su paso por el campo visual de HI1-A. De arriba hacia abajo, los paneles muestran distancia en UA, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación *tilt*.

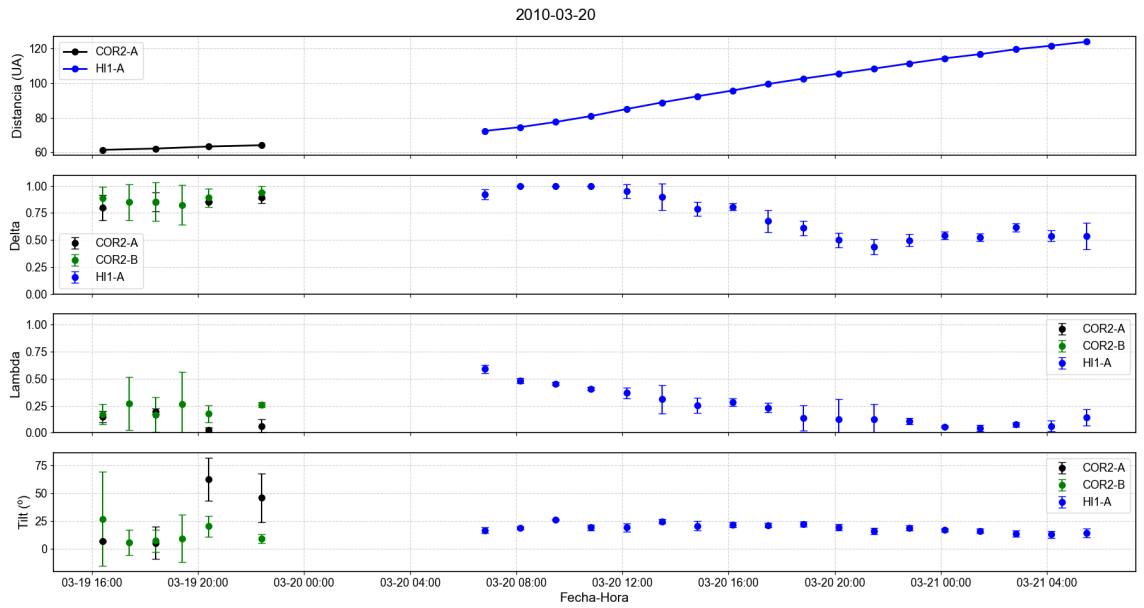


Figura A.2: Resultados del ajuste para el evento del día 2010-03-20 durante su paso por el campo visual del coronógrafo COR2-A (verde) y de HI1-A (azul). De arriba hacia abajo, los paneles muestran distancia en UA, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación *tilt*.

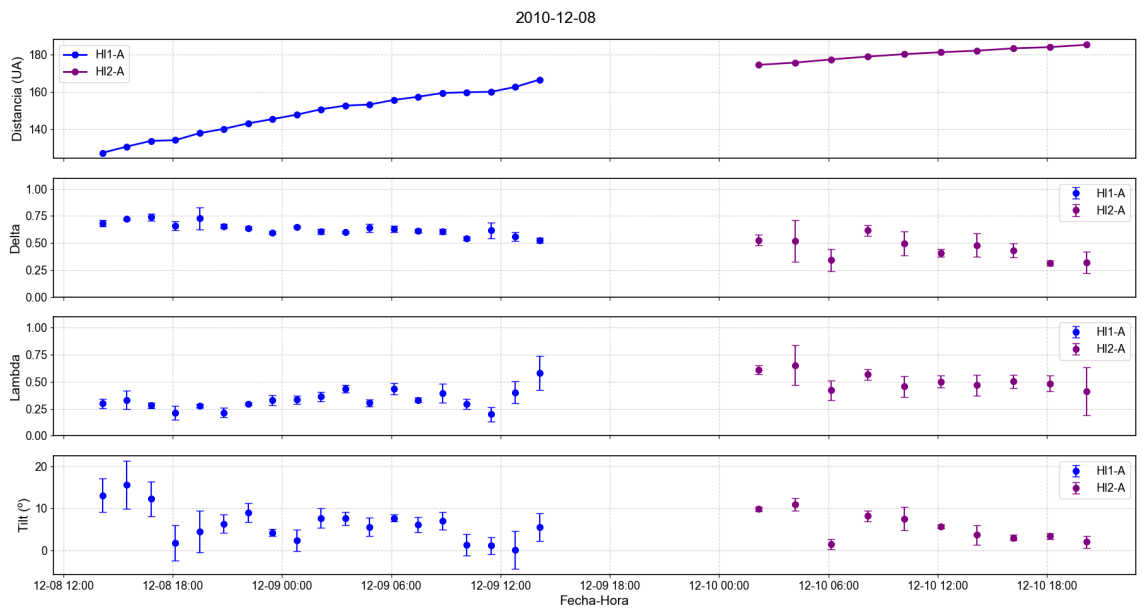


Figura A.3: Resultados del ajuste para el evento del día 2010-12-08 durante su paso por el campo visual de HI1-A (azul) y de HI2-A (violeta). De arriba hacia abajo, los paneles muestran distancia en UA, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación *tilt*.

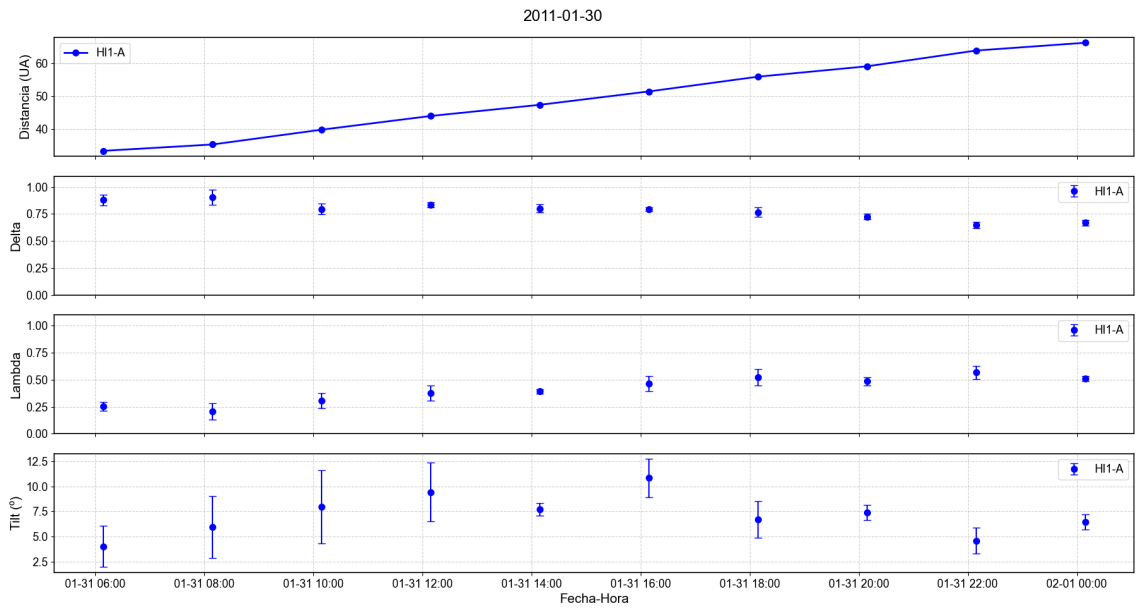


Figura A.4: Resultados del ajuste para el evento del día 30-01-2011 durante su paso por el campo visual de HI1-A (azul). De arriba hacia abajo, los paneles muestran distancia en UA, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación *tilt*.

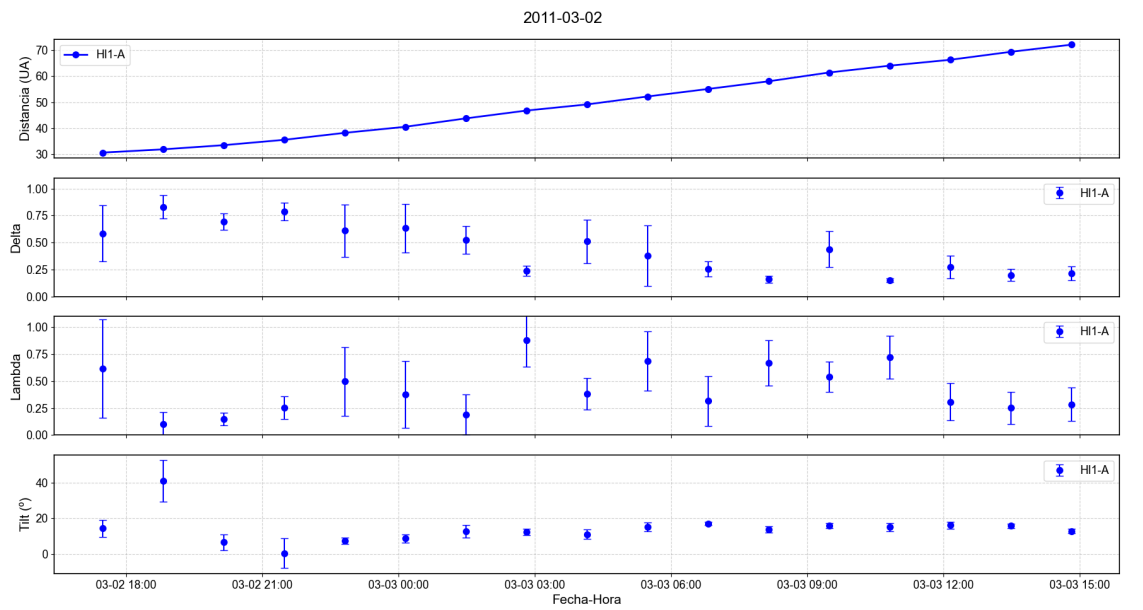


Figura A.5: Resultados del ajuste para el evento del día 02-03-2011 durante su paso por el campo visual de HI1-A (azul). De arriba hacia abajo, los paneles muestran distancia en UA, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación *tilt*.

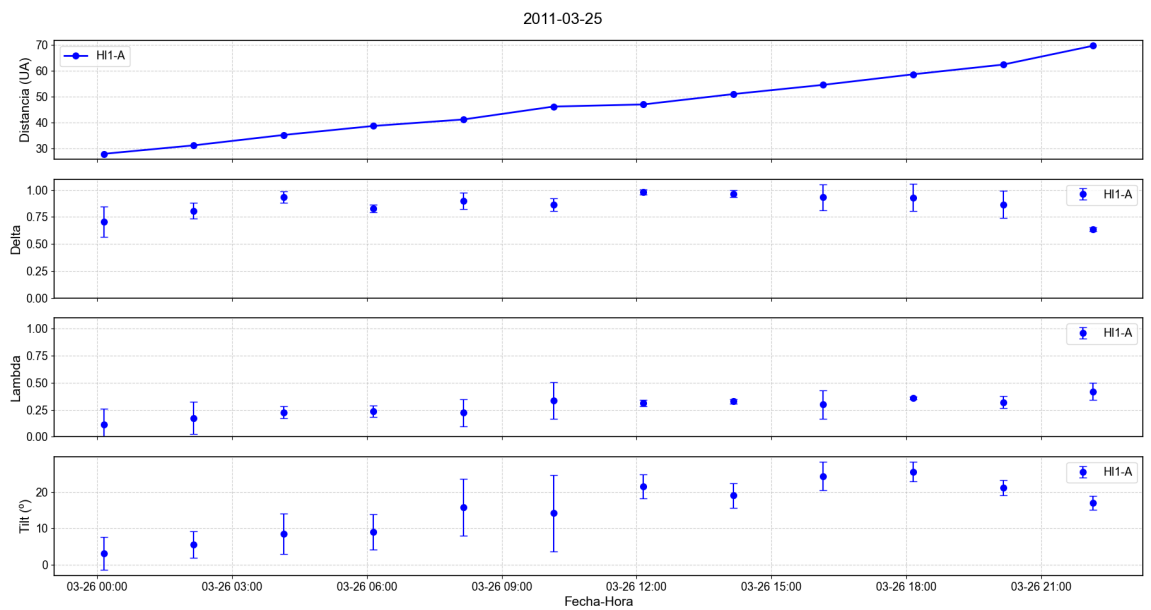


Figura A.6: Resultados del ajuste para el evento del día 25-03-2011 durante su paso por el campo visual de HI1-A (azul). De arriba hacia abajo, los paneles muestran distancia en UA, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación *tilt*.

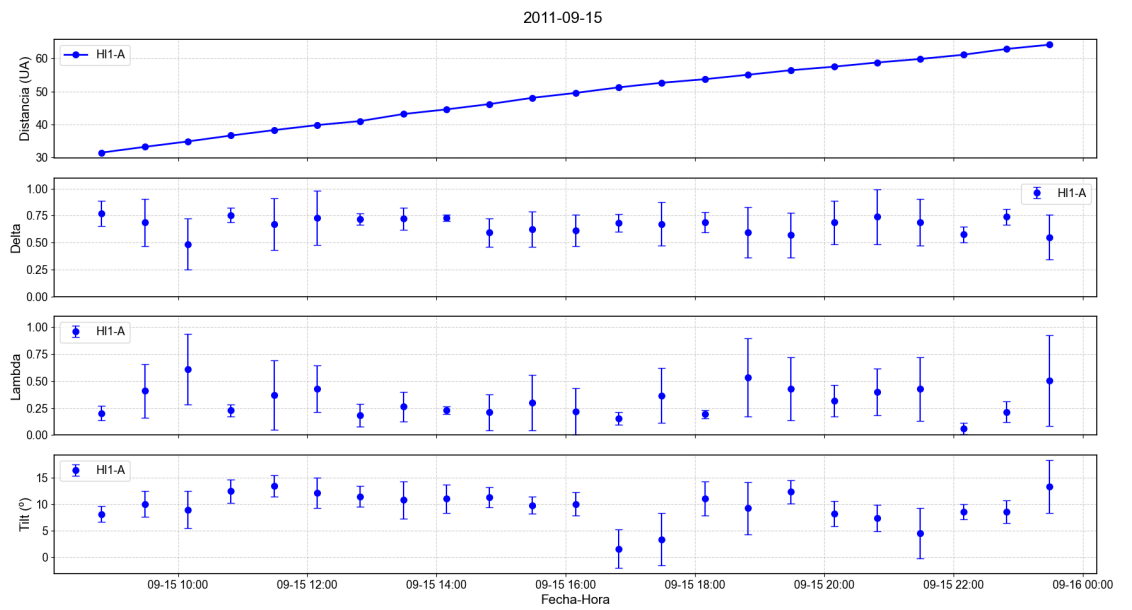


Figura A.7: Resultados del ajuste para el evento del día 15-09-2011 durante su paso por el campo visual de HI1-A (azul). De arriba hacia abajo, los paneles muestran distancia en UA, parámetro δ , parámetro λ , y ángulo de inclinación *tilt*.

Apéndice B

Caracterización de vainas

En esta sección se presentan los gráficos correspondientes a los eventos analizados con la herramienta desarrollada en lenguaje Python para estudiar las vainas de ECMs en imágenes heliosféricas. La herramienta permite el análisis de su intensidad fotométrica en una línea predefinida, y analizar diferentes cualidades de la vaina. El análisis completo se puede observar en el capítulo 5. Allí se muestran 3 eventos particulares de interés. Aquí se muestran los 5 restantes de la muestra seleccionada.

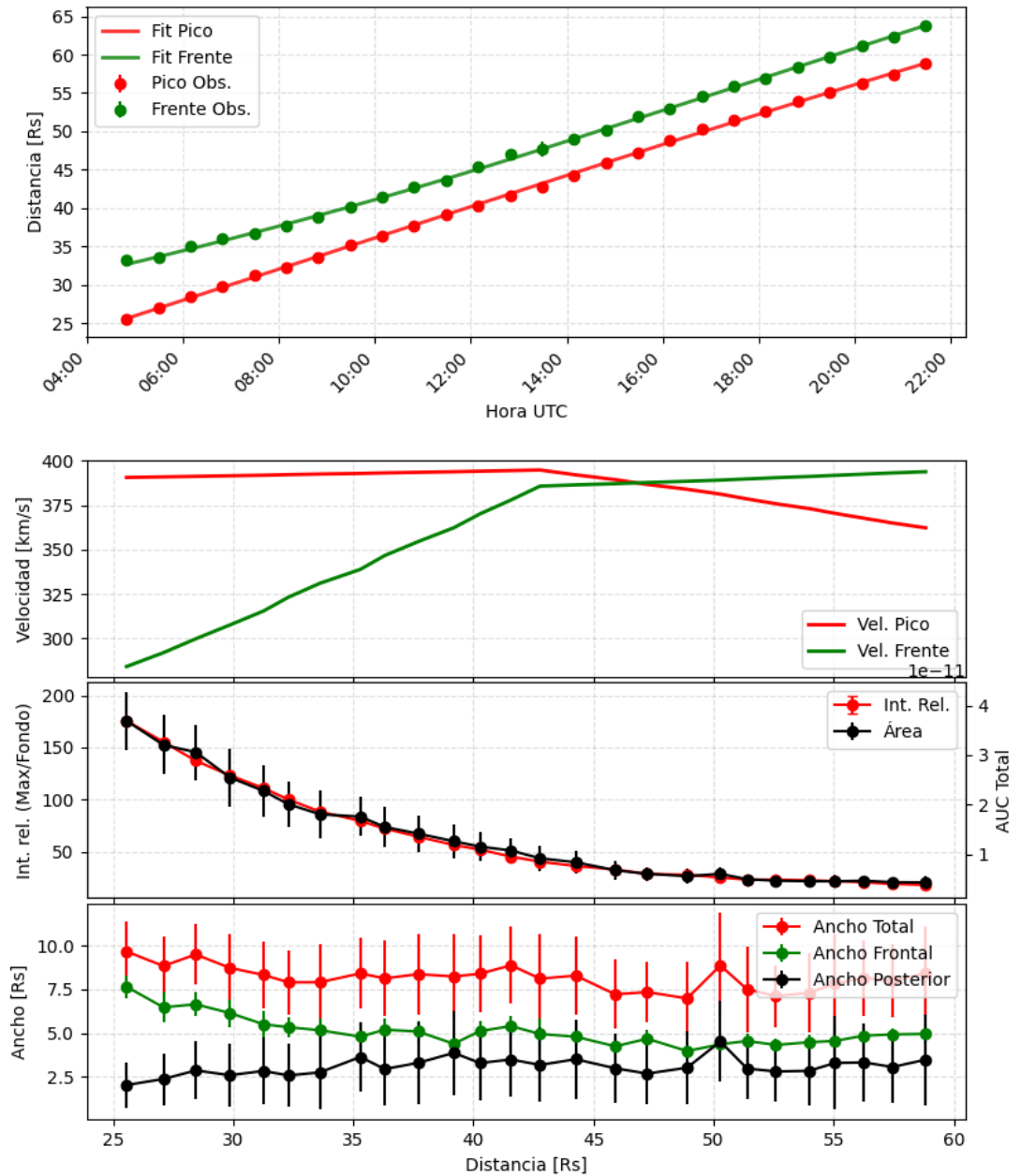


Figura B.1: Evolución de la vaina en luz blanca correspondiente al evento del 20-03-2010. De arriba hacia abajo: evolución temporal de la distancia del pico de intensidad y del frente, variación de la velocidad de ambos rasgos con la distancia, variación de la intensidad relativa del pico y del área bajo la curva, y variación del ancho total de la vaina, de su parte frontal y de su parte posterior.

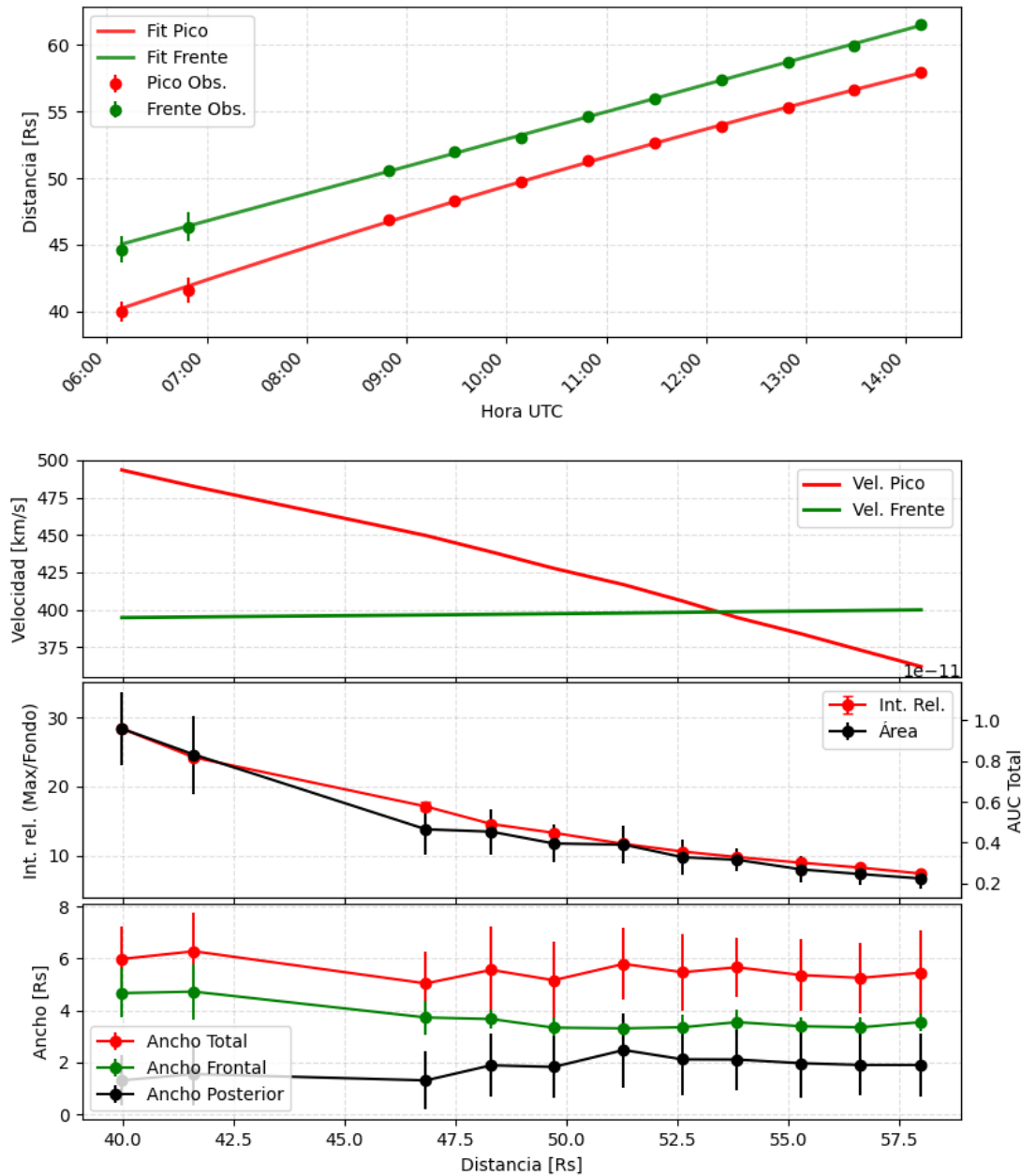


Figura B.2: Evolución de la vaina en luz blanca correspondiente al evento del 08-12-2010. De arriba hacia abajo: evolución temporal de la distancia del pico de intensidad y del frente, variación de la velocidad de ambos rasgos con la distancia, variación de la intensidad relativa del pico y del área bajo la curva, y variación del ancho total de la vaina, de su parte frontal y de su parte posterior.

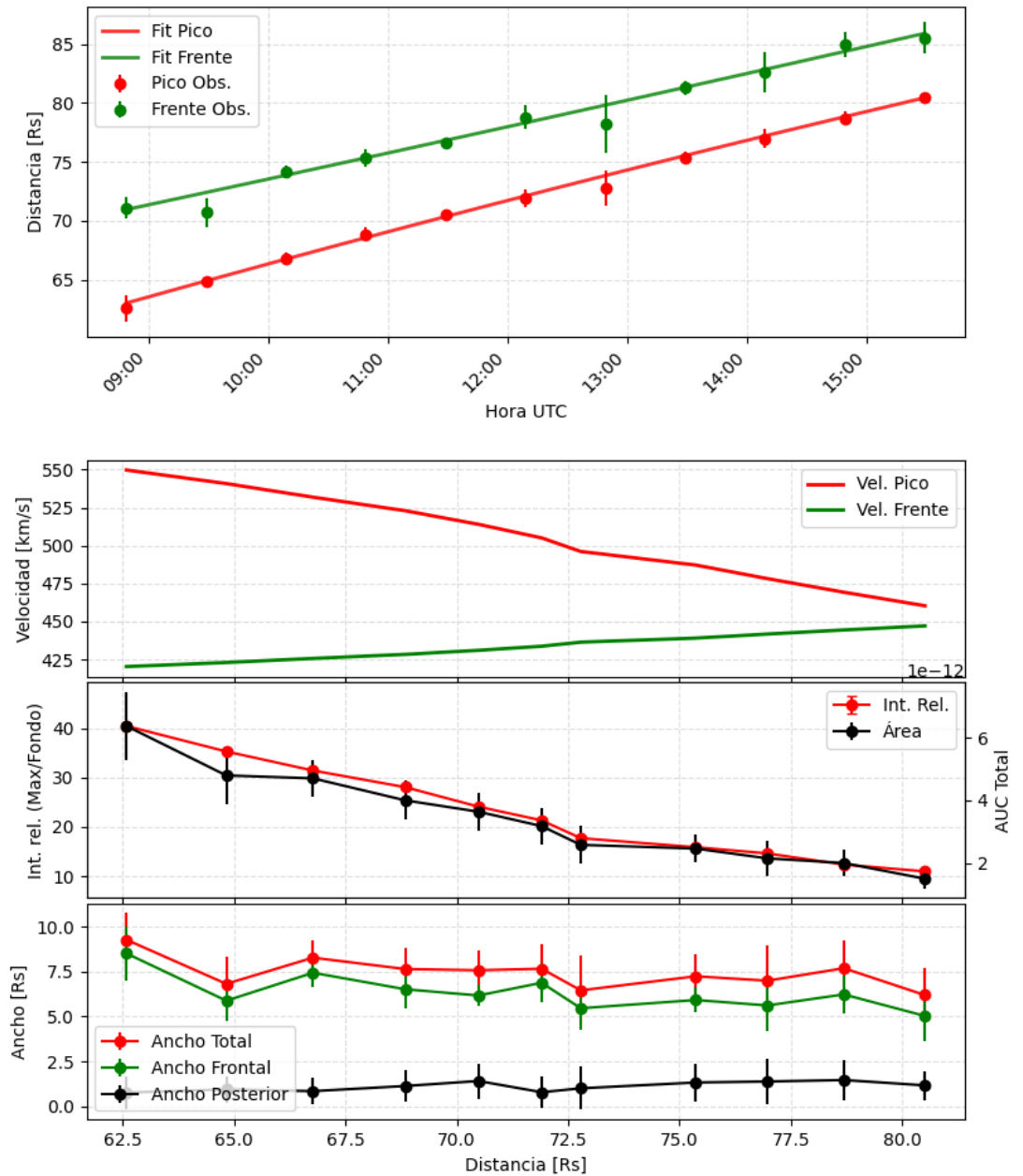


Figura B.3: Evolución de la vaina en luz blanca correspondiente al evento del 30-01-2011. De arriba hacia abajo: evolución temporal de la distancia del pico de intensidad y del frente, variación de la velocidad de ambos rasgos con la distancia, variación de la intensidad relativa del pico y del área bajo la curva, y variación del ancho total de la vaina, de su parte frontal y de su parte posterior.

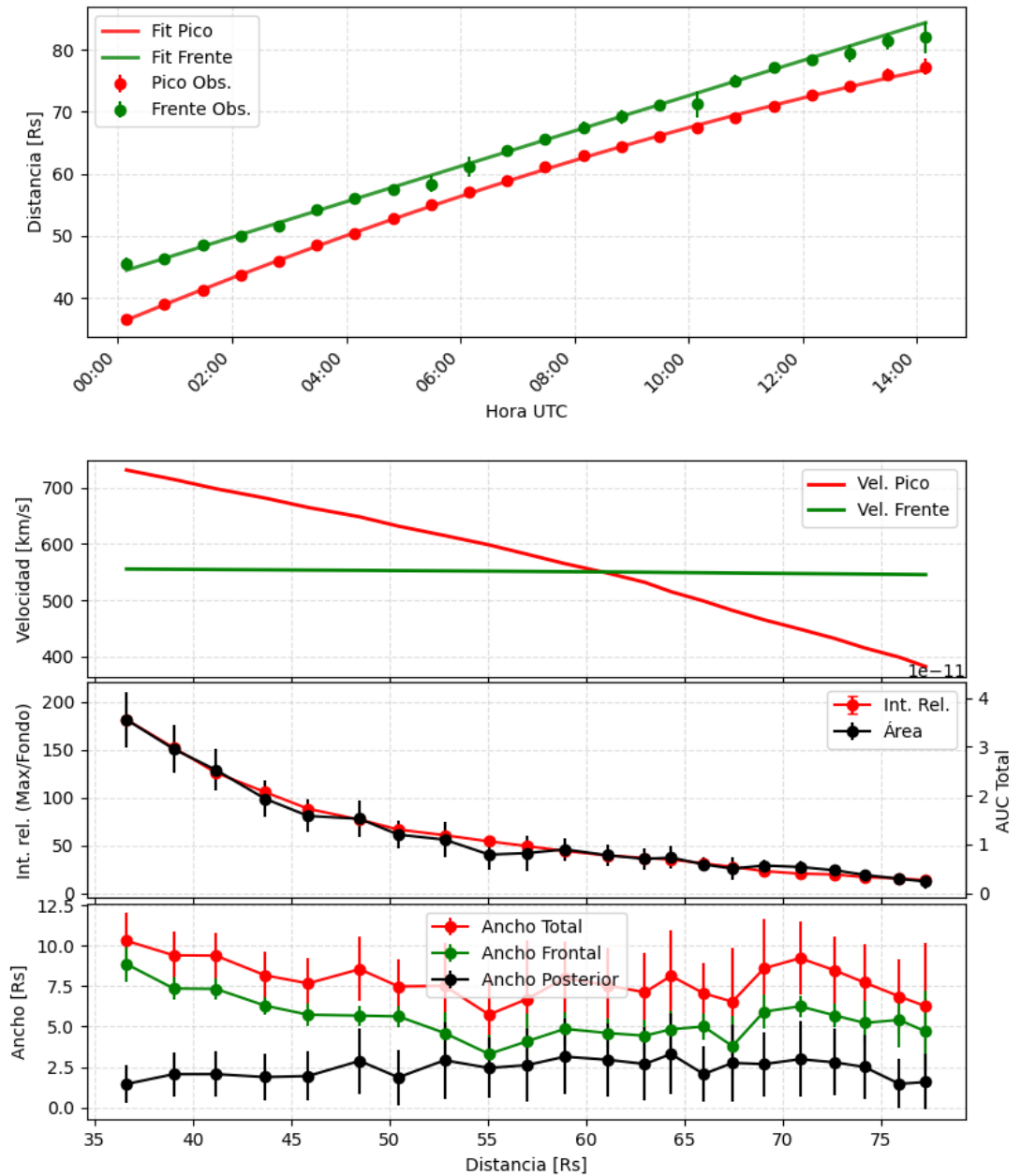


Figura B.4: Evolución de la vaina en luz blanca correspondiente al evento del 26-03-2011. De arriba hacia abajo: evolución temporal de la distancia del pico de intensidad y del frente, variación de la velocidad de ambos rasgos con la distancia, variación de la intensidad relativa del pico y del área bajo la curva, y variación del ancho total de la vaina, de su parte frontal y de su parte posterior.

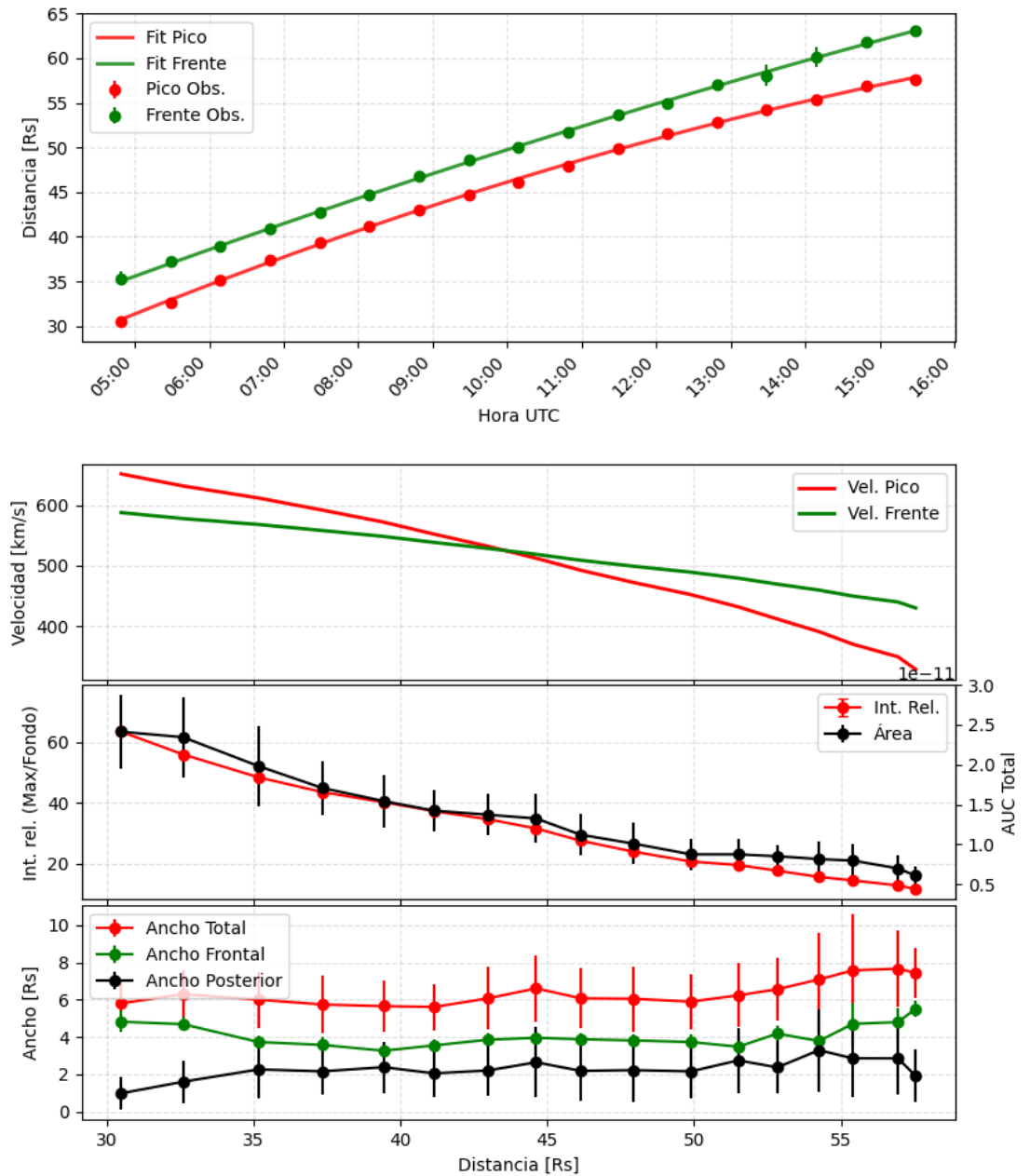


Figura B.5: Evolución de la vaina en luz blanca correspondiente al evento del 08-08-2012. De arriba hacia abajo: evolución temporal de la distancia del pico de intensidad y del frente, variación de la velocidad de ambos rasgos con la distancia, variación de la intensidad relativa del pico y del área bajo la curva, y variación del ancho total de la vaina, de su parte frontal y de su parte posterior.

Referencias

- Alfvén, H. (1942). Existence of electromagnetic-hydrodynamic waves. *Nature*, 150(3805):405–406.
- Antiochos, S. K., DeVore, C. R., and Klimchuk, J. A. (1999). A model for solar coronal mass ejections. *The Astrophysical Journal*, 510(1):485.
- Aschwanden, M. J. (2005). *Physics of the Solar Corona. An Introduction with Problems and Solutions (2nd edition)*.
- Baumjohann, W. and Treumann, R. A. (1996). *Basic space plasma physics*.
- Bothmer, V. and Schwenn, R. (1998). The structure and origin of magnetic clouds in the solar wind. *Annales Geophysicae*, 16(1):1–24.
- Braga, C. R., Vourlidis, A., Liewer, P. C., Hess, P., Stenborg, G., and Riley, P. (2022). Coronal Mass Ejection Deformation at 0.1 au Observed by WISPR. , 938(1):13.
- 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., Bedford, D. K., and Eyles, C. J. (1995). The Large Angle Spectroscopic Coronagraph (LASCO). , 162(1-2):357–402.
- Burgess, D. and Scholer, M. (2015). *Collisionless shocks in space plasmas: structure and accelerated particles*, volume 81. Cambridge University Press.
- Burlaga, L., Sittler, E., Mariani, F., and Schwenn, R. (1981). Magnetic loop behind an interplanetary shock: Voyager, helios, and imp 8 observations. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 86(A8):6673–6684.
- Burlaga, L. F. (1988). Magnetic clouds and force-free fields with constant alpha. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 93(A7):7217–7224.
- Cane, H. V. and Richardson, I. G. (2003). Interplanetary coronal mass ejections in the near-earth solar wind during 1996–2002. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 108(A4).

- Cargill, P. J., Chen, J., Spicer, D. S., and Zalesak, S. T. (1996). Magnetohydrodynamic simulations of the propagation of magnetic flux ropes through the solar wind. *Journal of Geophysical Research*, 101:4855–4870.
- Case, A. W., Spence, H. E., Owens, M. J., Riley, P., and Odstrcil, D. (2008). Ambient solar wind’s effect on ICME transit times. , 35(15):L15105.
- Chapman, S. and Ferraro, V. C. A. (1929). The electrical state of solar streams of corpuscles. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 89(5):470–479.
- Charbonneau, P. (2010). Dynamo models of the solar cycle. *Living Reviews in Solar Physics*, 7(3).
- Charbonneau, P. (2014). Dynamo models of the solar cycle. *Living Reviews in Solar Physics*, 11(1):4.
- Chen, F. F. (1984). *Introduction to Plasma Physics and Controlled Fusion*, volume 1. Plenum Press, New York, 2nd edition.
- Chen, J., Howard, R. A., Brueckner, G. E., Santoro, R., Krall, J., Paswaters, S. E., St. Cyr, O. C., Schwenn, R., Lamy, P., and Simnett, G. M. (1997). Evidence of an Erupting Magnetic Flux Rope: LASCO Coronal Mass Ejection of 1997 April 13. , 490(2):L191–L194.
- Chen, P. F. (2011). Coronal Mass Ejections: Models and Their Observational Basis. *Living Reviews in Solar Physics*, 8(1):1.
- Chen, P. F. and Shibata, K. (2000). An emerging flux trigger mechanism for coronal mass ejections. *The Astrophysical Journal*, 545(1):524.
- Chukwuma, V. U., Adekoya, B. J., Onori, E. O., Ometan, O. O., and Ogwala, A. (2025). On global relative geo-effectiveness of solar wind structures during an intense geomagnetic storm: A case study of an intense geomagnetic storm driven by sandwich-structured cme. *Advances in Space Research*, 75(8):6431–6453.
- Colaninno, R. C., Vourlidas, A., and Wu, C. C. (2013). Quantitative comparison of methods for predicting the arrival of coronal mass ejections at earth based on multiview imaging. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 118(11):6866–6879.
- Cremades, H. and Bothmer, V. (2004). On the three-dimensional configuration of coronal mass ejections. , 422:307–322.
- Cremades, H., Iglesias, F. A., and Merenda, L. A. (2020). Asymmetric expansion of coronal mass ejections in the low corona. , 635:A100.
- Dasso, S., Mandrini, C. H., Démoulin, P., and Luoni, M. L. (2006). A new model-independent method to compute magnetic helicity in magnetic clouds. , 455(1):349–359.

- Dasso, S., Mandrini, C. H., Démoulin, P., Luoni, M. L., and Gulisano, A. M. (2005). Large scale MHD properties of interplanetary magnetic clouds. *Advances in Space Research*, 35(5):711–724.
- DeForest, C. E., Howard, T. A., and Tappin, S. J. (2011). Observations of Detailed Structure in the Solar Wind at 1 AU with STEREO/HI-2. , 738(1):103.
- Dungey, J. W. (1961). Interplanetary Magnetic Field and the Auroral Zones. , 6(2):47–48.
- Eyles, C. J., Harrison, R. A., Davis, C. J., Waltham, N. R., Shaughnessy, B. M., Mapson-Menard, H. C. A., Bewsher, D., Crothers, S. R., Davies, J. A., Simnett, G. M., Howard, R. A., Moses, J. D., Newmark, J. S., Socker, D. G., Halain, J. P., Defise, J. M., Mazy, E., and Rochus, P. (2009). The Heliospheric Imagers Onboard the STEREO Mission. , 254(2):387–445.
- Fletcher, L., Dennis, B. R., Hudson, H. S., Krucker, S., Phillips, K., Veronig, A., Battaglia, M., Bone, L., Caspi, A., Chen, Q., Gallagher, P., Grigis, P. T., Ji, H., Liu, W., Milligan, R. O., and Temmer, M. (2011). An Observational Overview of Solar Flares. , 159(1-4):19–106.
- Forbes, T. G. (2000). A review on the genesis of coronal mass ejections. , 105(A10):23153–23166.
- Forbes, T. G. and Isenberg, P. A. (1991). A Catastrophe Mechanism for Coronal Mass Ejections. , 373:294.
- Francile, C., López, F., Cremades, H., Mandrini, C., Luoni, M., and Long, D. (2016). Moreton and euv waves associated with an x1.0 flare and cme ejection. *Solar Physics*, 291.
- Genestreti, K. and Kistler, L. (2012). *The role and dynamics of oxygen of ionospheric origin in magnetopause reconnection*. PhD thesis.
- Gibson, S. E., Foster, D., Burkepile, J., de Toma, G., and Stanger, A. (2006). The Calm before the Storm: The Link between Quiescent Cavities and Coronal Mass Ejections. , 641(1):590–605.
- Gieseler, J., Dresing, N., Palmroos, C., Freiherr von Forstner, J. L., Price, D. J., Vainio, R., Kouloumvakos, A., Rodríguez-García, L., Trotta, D., Génot, V., Masson, A., Roth, M., and Veronig, A. (2023). Solar-mach: An open-source tool to analyze solar magnetic connection configurations. *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, Volume 9 - 2022.
- Golub, L. and Pasachoff, J. M. (2009). *The Solar Corona*.

- Gonzalez, W. D., Joselyn, J. A., Kamide, Y., Kroehl, H. W., Rostoker, G., Tsurutani, B. T., and Vasyliunas, V. M. (1994). What is a geomagnetic storm? *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 99(A4):5771–5792.
- Gopalswamy, N., Lara, A., Lepping, R. P., et al. (2000). Interplanetary acceleration of coronal mass ejections. *Geophysical Research Letters*, 27(2):145–148.
- Gopalswamy, N., Lara, A., Yashiro, S., and Howard, R. A. (2003). Coronal Mass Ejections and Solar Polarity Reversal. , 598(1):L63–L66.
- Gosling, J. T., Bame, S. J., McComas, D. J., and Phillips, J. L. (1990). Coronal mass ejections and large geomagnetic storms. *Geophysical Research Letters*, 17(7):901–904.
- Green, L. M., Török, T., Vršnak, B., Manchester, W., and Versteegh, W. (2018). The origin, early evolution and predictability of solar eruptions. *Space Science Reviews*, 214(1):46.
- Gulisano, A. M., Démoulin, P., Dasso, S., Ruiz, M. E., and Marsch, E. (2010). Global and local expansion of magnetic clouds in the inner heliosphere. , 509:A39.
- Gurnett, D. and Bhattacharjee, A. (2005). *Introduction to plasma physics: With space and laboratory applications*, volume 9780521364836. Cambridge University Press, United Kingdom. Publisher Copyright: © Cambridge University Press 2005.
- Hale, G. E. (1908). On the probable existence of a magnetic field in sun-spots. *The Astrophysical Journal*, 28:315–343.
- Hathaway, D. H. (2015). The solar cycle. *Living Reviews in Solar Physics*, 12(1):4.
- House, L. L., Wagner, W. J., Hildner, E., Sawyer, C., and Schmidt, H. U. (1981). Studies of the corona with the Solar Maximum Mission coronagraph/polarimeter. , 244:L117–L121.
- 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). , 136(1-4):67–115.
- Howard, R. A., Vourlidas, A., Colaninno, R. C., Korendyke, C. M., Plunkett, S. P., Carter, M. T., Wang, D., Rich, N., Lynch, S., Thurn, A., Socker, D. G., Thernisien, A. F., Chua,

- D., Linton, M. G., Koss, S., Tun-Beltran, S., Dennison, H., Stenborg, G., McMullin, D. R., Hunt, T., Baugh, R., Clifford, G., Keller, D., Janesick, J. R., Tower, J., Grygon, M., Farkas, R., Hagood, R., Eisenhauer, K., Uhl, A., Yerushalmi, S., Smith, L., Liewer, P. C., Velli, M. C., Linker, J., Bothmer, V., Rochus, P., Halain, J. P., Lamy, P. L., Auchère, F., Harrison, R. A., Rouillard, A., Patsourakos, S., St. Cyr, O. C., Gilbert, H., Maldonado, H., Mariano, C., and Cerullo, J. (2020). The Solar Orbiter Heliospheric Imager (SoloHI). , 642:A13.
- Iglesias, F. A., Lloveras, D. G., Cisterna, F. L., Cremades, H., Sanchez Toledo, M., López, F. M., Machuca, Y., Manini, F., and Asensio Ramos, A. (2026). Automatic Detection of CMEs Using Synthetically-Trained Mask R-CNN. , 301(2):25.
- Illing, R. M. E. and Hundhausen, A. J. (1985). Observation of a coronal transient from 1.2 to 6 solar radii. , 90(A1):275–282.
- Jiang, C., Feng, X., Liu, R., Yan, X., Hu, Q., Moore, R. L., Duan, A., Cui, J., Zuo, P., Wang, Y., and Wei, F. (2021). A fundamental mechanism of solar eruption initiation. *Nature Astronomy*, 5:1126–1138.
- Kahler, S. W. and Webb, D. F. (2007). V arc interplanetary coronal mass ejections observed with the Solar Mass Ejection Imager. *Journal of Geophysical Research (Space Physics)*, 112(A9):A09103.
- Kaiser, M. L., Kucera, T. A., Davila, J. M., St. Cyr, O. C., Guhathakurta, M., and Christian, E. (2008). The STEREO Mission: An Introduction. , 136(1-4):5–16.
- Kay, C., Mays, M. L., and Verbeke, C. (2020). Evaluating the performance of the anteatr model: Arrival time and speed predictions. *Space Weather*, 18(10):e2020SW002555.
- Kay, C. and Nieves-Chinchilla, T. (2021). The role of the lorentz force in cme expansion and acceleration. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 126(1):e2020JA028200.
- Kay, C. and Palmerio, E. (2024). Collection, collation, and comparison of 3d coronal cme reconstructions. *Space Weather*, 22(1):e2023SW003796. e2023SW003796 2023SW003796.
- Kilpua, E., Koskinen, H. E. J., and Pulkkinen, T. I. (2017). Coronal mass ejections and their sheath regions in interplanetary space. *Living Rev. Sol. Phys.*, 14(5).
- Kilpua, E. K. J., Good, S. W., Ala-Lahti, M., Osmane, A., Fontaine, D., Hadid, L., Janvier, M., and Yordanova, E. (2021). Statistical analysis of magnetic field fluctuations in coronal mass ejection-driven sheath regions. *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, Volume 7 - 2020.

- Kilpua, E. K. J., Lugaz, N., Mays, M. L., et al. (2019). Forecasting the structure and orientation of cmes and their sheaths. *Space Weather*, 17:498–526.
- Kippenhahn, R. and Weigert, A. (1990). *Stellar Structure and Evolution*. Springer-Verlag, Berlin, Heidelberg, New York.
- Klein, L. W. and Burlaga, L. F. (1982). Interplanetary magnetic clouds at 1 au. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 87(A2):613–624.
- Kliem, B. and Török, T. (2006). Torus Instability. , 96(25):255002.
- Klimchuk, J. A. (2006). On solving the coronal heating problem. *Solar Physics*, 234(1):41–77.
- Krall, J. and Chen, J. (2005). Density Structure of a Driven Flux Rope Coronal Mass Ejection. , 628(2):1046–1055.
- Langmuir, I. (1928). Oscillations in ionized gases. *Proceedings of the National Academy of Sciences*, 14(8):627–637.
- Lemen, J. R., Title, A. M., Akin, D. J., Boerner, P. F., Chou, C., Drake, J. F., Duncan, D. W., Edwards, C. G., Friedlaender, F. M., Heyman, G. F., Hurlburt, N. E., Katz, N. L., Kushner, G. D., Levay, M., Lindgren, R. W., Mathur, D. P., McFeaters, E. L., Mitchell, S., Rehse, R. A., Schrijver, C. J., Springer, L. A., Stern, R. A., Tarbell, T. D., Wuelser, J.-P., Wolfson, C. J., Yanari, C., Bookbinder, J. A., Cheimets, P. N., Caldwell, D., Deluca, E. E., Gates, R., Golub, L., Park, S., Podgorski, W. A., Bush, R. I., Scherrer, P. H., Gummin, M. A., Smith, P., Aufer, G., Jerram, P., Pool, P., Soufli, R., Windt, D. L., Beardsley, S., Clapp, M., Lang, J., and Waltham, N. (2012). The Atmospheric Imaging Assembly (AIA) on the Solar Dynamics Observatory (SDO). , 275(1-2):17–40.
- Lepping, R. P., Acuña, M. H., Burlaga, L. F., Farrell, W. M., Slavin, J. A., Schatten, K. H., Mariani, F., Ness, N. F., Neubauer, F. M., Whang, Y. C., Byrnes, J. B., Kennon, R. S., Panetta, P. V., Scheifele, J., and Worley, E. M. (1995). The Wind Magnetic Field Investigation. , 71(1-4):207–229.
- Lepping, R. P., Berdichevsky, D. B., Wu, C. C., Szabo, A., Narock, T., Mariani, F., Lazarus, A. J., and Quivers, A. J. (2006). A summary of WIND magnetic clouds for years 1995-2003: model-fitted parameters, associated errors and classifications. *Annales Geophysicae*, 24(1):215–245.
- Lepping, R. P., Jones, J. A., and Burlaga, L. F. (1990). Magnetic field structure of interplanetary magnetic clouds at 1 au. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 95(A8):11957–11965.
- Lindeman, F. (1911). Note on the theory of magnetic storms. *Philos Mag*, 38:669–684.

- Linton, M. G. and Moldwin, M. B. (2009). A comparison of the formation and evolution of magnetic flux ropes in solar coronal mass ejections and magnetotail plasmoids. *Journal of Geophysical Research (Space Physics)*, 114(A9):A00B09.
- López, F. M., Cremades, H., Balmaceda, L. A., Nuevo, F. A., and Vásquez, A. M. (2019). Estimating the mass of CMEs from the analysis of EUV dimmings. , 627:A8.
- Low, B. C. (2001). Coronal mass ejections, magnetic flux ropes, and solar magnetism. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 106(A11):25141–25163.
- Lugaz, N., Farrugia, C. J., Winslow, R. M., Al-Haddad, N., Kilpua, E. K. J., and Riley, P. (2016). Factors affecting the geoeffectiveness of shocks and sheaths at 1 au. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 121(11):10,861–10,879.
- Lugaz, N., Temmer, M., Wang, Y., and Farrugia, C. J. (2017). The interaction of successive coronal mass ejections: A review. *Solar Physics*, 292(4):64.
- Lugaz, N., Vourlidis, A., and Roussev, I. I. (2009). Deriving the radial distances of wide coronal mass ejections from elongation measurements in the heliosphere ndash; application to cme-cme interaction. *Annales Geophysicae*, 27(9):3479–3488.
- Lundquist, S. (1950). Magnetostatic fields. *Arkiv för Fysik*, 2:361–365.
- Lynch, B. J., Antimirova, O. A., DeVore, C. R., and Lynch, B. J. (2009). The role of rotation in the eruption of coronal mass ejections. *The Astrophysical Journal*, 697:1918.
- Manchester, W., Kilpua, E. K. J., Liu, Y. D., Lugaz, N., Riley, P., Török, T., and Vršnak, B. (2017). The Physical Processes of CME/ICME Evolution. , 212(3-4):1159–1219.
- Manini, F., Cremades, H., and López, F. M. (2023). Seguimiento en la heliosfera interna de la morfología de una eyección coronal de masa dirigida hacia la Tierra. *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 64:14–16.
- Marubashi, K. (1997). *Interplanetary Magnetic Flux Ropes and Solar Filaments*, pages 147–156. American Geophysical Union (AGU).
- Marubashi, K., Akiyama, S., Yashiro, S., et al. (2015). Geometrical relationship between interplanetary flux ropes and their solar sources. *Solar Physics*, 290:1371–1397.
- Moissard, C., Fontaine, D., and Savoini, P. (2019). A study of fluctuations in magnetic cloud-driven sheaths. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 124(11):8208–8226.
- Mouschovias, T. C. and Poland, A. I. (1978). Expansion and broadening of coronal loop transients: A theoretical explanation. *The Astrophysical Journal*, 220:675–682.

- Müller, D., St. Cyr, O. C., Zouganelis, I., Gilbert, H. R., Marsden, R., Nieves-Chinchilla, T., Antonucci, E., Auchère, F., Berghmans, D., Horbury, T. S., Howard, R. A., Krucker, S., Maksimovic, M., Owen, C. J., Rochus, P., Rodriguez-Pacheco, J., Romoli, M., Solanki, S. K., Bruno, R., Carlsson, M., Fludra, A., Harra, L., Hassler, D. M., Livi, S., Louarn, P., Peter, H., Schühle, U., Teriaca, L., del Toro Iniesta, J. C., Wimmer-Schweingruber, R. F., Marsch, E., Velli, M., De Groof, A., Walsh, A., and Williams, D. (2020). The Solar Orbiter mission. Science overview. , 642:A1.
- Nieves-Chinchilla, T., Hidalgo, M. A., and Cremades, H. (2023a). Distorted-toroidal Flux Rope Model for Heliospheric Flux Ropes. , 947(2):79.
- Nieves-Chinchilla, T., Pal, S., Salman, T. M., Carcaboso, F., Guidoni, S. E., Cremades, H., Narock, A., Balmaceda, L. A., Lynch, B. J., Al-Haddad, N., Rodríguez-García, L., Narock, T. W., Dos Santos, L. F. G., Regnault, F., Kay, C., Winslow, R. M., Palmerio, E., Davies, E. E., Scolini, C., Weiss, A. J., Alzate, N., Jeunon, M., and Pujadas, R. (2023b). Redefining Flux Ropes in Heliophysics. *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, 10:56.
- Nieves-Chinchilla, T., Vourlidas, A., Raymond, J. C., Linton, M. G., Al-haddad, N., Savani, N. P., Szabo, A., and Hidalgo, M. A. (2018). Understanding the Internal Magnetic Field Configurations of ICMEs Using More than 20 Years of Wind Observations. , 293(2):25.
- Owens, M. J., Cargill, P. J., Pagel, C., Siscoe, G. L., and Crooker, N. U. (2005). Characteristic magnetic field and speed properties of interplanetary coronal mass ejections and their sheath regions. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 110(A1).
- Owens, M. J., Merkin, V. G., and Riley, P. (2006). A numerical simulation of coronal mass ejection axial evolution. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 111(A3).
- Pal, S., Lynch, B. J., Good, S. W., et al. (2022). Erosion of interplanetary coronal mass ejections in the inner heliosphere. *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, 9.
- Palmerio, E., Kilpua, E. K. J., James, A. W., et al. (2019). On the propagation of different parts of a coronal mass ejection in the inner heliosphere. *The Astrophysical Journal*, 878(1):37.
- Parker, E. N. (1958). Dynamics of the Interplanetary Gas and Magnetic Fields. , 128:664.
- Parker, E. N. (2004). Principles of Magnetohydrodynamics, with Applications to Laboratory and Astrophysical Plasma. By H. GOEDBLOED & S. POEDT. Cambridge University Press, 2004. 632 pp. ISBN 0521 623472, £80 (hardback); ISBN 0521 626072, £40 (paperback). *Journal of Fluid Mechanics*, 519:377–379.

- Pesnell, W. D., Thompson, B. J., and Chamberlin, P. C. (2012). The Solar Dynamics Observatory (SDO). , 275(1-2):3–15.
- Poland, A. I. and Munro, R. H. (1976). Interpretation of broad-band polarimetry of solar coronal transients: Importance of H-alpha emission. , 209:927–934.
- Pontin, D. I. and Priest, E. R. (2022). Magnetic reconnection: MHD theory and modelling. *Living Reviews in Solar Physics*, 19(1):1.
- Priest, E. (2014). *Magnetohydrodynamics of the Sun*.
- Reisenfeld, D. B., Bzowski, M., Funsten, H. O., Heerikhuisen, J., Janzen, P. H., Kubiak, M. A., McComas, D. J., Schwadron, N. A., Sokół, J. M., Zimorino, A., and Zirnststein, E. J. (2021). A three-dimensional map of the heliosphere from ibex. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 254(2):40.
- Richardson, I. G. and Cane, H. V. (2010). Near-Earth Interplanetary Coronal Mass Ejections During Solar Cycle 23 (1996 - 2009): Catalog and Summary of Properties. , 264(1):189–237.
- Richardson, I. G. and Cane, H. V. (2010). Near-earth interplanetary coronal mass ejections during solar cycle 23 (1996–2009): Catalog and summary of properties. *Solar Physics*, 264(1):189–237.
- Riley, P. and Crooker, N. U. (2004). Kinematic treatment of coronal mass ejection evolution in the solar wind. *The Astrophysical Journal*, 600(2):1035.
- Ruffenach, A., Lavraud, B., Owens, M. J., et al. (2012). Multispacecraft observation of magnetic cloud erosion by magnetic reconnection. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 117(A9).
- Russell, C. T. and Elphic, R. C. (1979). Observation of magnetic flux ropes in the Venus ionosphere. , 279(5714):616–618.
- Sachdeva, N., Subramanian, P., Colaninno, R., and Vourlidas, A. (2015). Cme propagation: Where does aerodynamic drag “take over”? *The Astrophysical Journal*, 809(2):158.
- Sahade, A., Cécere, M., and Krause, G. (2020). Influence of coronal holes on cme deflections: Numerical study. *The Astrophysical Journal*, 896(1):53.
- Savani, N. P., Owens, M. J., Rouillard, A. P., Forsyth, R. J., and Davies, J. A. (2010). Observational evidence of the evolution of the shape of coronal mass ejections. *The Astrophysical Journal Letters*, 714(1):L128.

- Savani, N. P., Vourlidas, A., Szabo, A., Mays, M. L., Richardson, I. G., Thomson, D. J., Pulkkinen, T. I., Evans, R. M., and Nieves-Chinchilla, T. (2015). Predicting the magnetic vectors within coronal mass ejections arriving at earth: 1. initial architecture. *Space Weather*, 13(6):374–385.
- Schwenn, R. (2006). Space weather: The solar perspective. *Living Reviews in Solar Physics*, 3(2).
- Shaikh, Z. I., Verscharen, D., Vasko, I. Y., Maruca, B. A., Chakrabarty, D., and Raghav, A. N. (2024). Anisotropic heating and cooling within interplanetary coronal mass ejection sheath plasma. *The Astrophysical Journal*, 974(2):249.
- Siscoe, G. and Odstrcil, D. (2008). Ways in which ICME sheaths differ from magnetosheaths. *Journal of Geophysical Research (Space Physics)*, 113(A9):A00B07.
- St. Cyr, O. C., Plunkett, S. P., Michels, D. J., Paswaters, S. E., Koomen, M. J., Simnett, G. M., Thompson, B. J., Gurman, J. B., Schwenn, R., Webb, D. F., Hildner, E., and Lamy, P. L. (2000). Properties of coronal mass ejections: SOHO LASCO observations from January 1996 to June 1998. , 105(A8):18169–18186.
- Temmer, M. (2021). Space weather: the solar perspective. *Living Reviews in Solar Physics*, 18(1):4.
- Temmer, M., Holzkecht, L., Dumbović, M., Vršnak, B., Sachdeva, N., Heinemann, S. G., Dissauer, K., Scolini, C., Asvestari, E., Veronig, A. M., and Hofmeister, S. J. (2021). Deriving cme density from remote sensing data and comparison to in-situ measurements. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 126(1):e2020JA028380. e2020JA028380 2020JA028380.
- Thernisien, A., Vourlidas, A., and Howard, R. A. (2009). Forward Modeling of Coronal Mass Ejections Using STEREO/SECCHI Data. , 256(1-2):111–130.
- Thernisien, A. F. R., Howard, R. A., and Vourlidas, A. (2006). Modeling of Flux Rope Coronal Mass Ejections. , 652(1):763–773.
- Thompson, W. T. (2006). Coordinate systems for solar image data. , 449(2):791–803.
- Török, T. and Kliem, B. (2004). The Kink Instability in Solar Eruptions. In Walsh, R. W., Ireland, J., Danesy, D., and Fleck, B., editors, *Proceedings of the SOHO 15 Workshop - Coronal Heating*, volume 575 of *ESA Special Publication*, page 56, Paris. European Space Agency. Bibcode: 2004ESASP.575...56T.
- Treumann, R. A. (2009). Fundamentals of collisionless shocks for astrophysical application, 1. non-relativistic shocks. *The Astronomy and Astrophysics Review*, 17(4):409–535.

- Tripathi, D., Bothmer, V., and Cremades, H. (2004). The basic characteristics of EUV post-eruptive arcades and their role as tracers of coronal mass ejection source regions. , 422:337–349.
- Turck-Chièze, S., Däppen, W., Fossat, E., Provost, J., Schatzman, E., and Vignaud, D. (1993). The solar interior. , 230(2-4):57–235.
- Török, T. and Kliem, B. (2005). Confined and ejective eruptions of kink-unstable flux ropes. *The Astrophysical Journal*, 630(1):L97.
- Vourlidas, A. and Howard, R. A. (2006). The Proper Treatment of Coronal Mass Ejection Brightness: A New Methodology and Implications for Observations. , 642(2):1216–1221.
- Vourlidas, A., Lynch, B. J., Howard, R. A., and Li, Y. (2013). How Many CMEs Have Flux Ropes? Deciphering the Signatures of Shocks, Flux Ropes, and Prominences in Coronagraph Observations of CMEs. , 284(1):179–201.
- Vršnak, B. (2008). Processes and mechanisms governing the initiation and propagation of cmes. *Annales Geophysicae*, 26(10):3089–3101.
- Vršnak, B., Žic, T., Falkenberg, T. V., Möstl, C., Vennerstrom, S., and Vrbanec, D. (2010). The role of aerodynamic drag in propagation of interplanetary coronal mass ejections. , 512:A43.
- Vršnak, B., Žic, T., Vrbanec, D., et al. (2013). Propagation of interplanetary coronal mass ejections: The drag-based model. *Solar Physics*, 285:295–315.
- Wang, Y., Shen, C., Wang, S., and Ye, P. (2004). Deflection of coronal mass ejections in the interplanetary medium. *Solar Physics*, 222:329–343.
- Webb, D. F. and Howard, T. A. (2012). Coronal Mass Ejections: Observations. *Living Reviews in Solar Physics*, 9(1):3.
- Webb, D. F. and Hundhausen, A. J. (1987). Activity Associated with the Solar Origin of Coronal Mass Ejections. , 108(2):383–401.
- Winslow, R. M., Scolini, C., Jian, L. K., Nieves-Chinchilla, T., Temmer, M., Carcaboso, F., Schmieder, B., Poedts, S., Lynch, B. J., Wood, B. E., Palmerio, E., Lugaz, N., Farrugia, C. J., Lee, C. O., Davies, E. E., Regnault, F., Salman, T. M., Török, T., Al-Haddad, N., Vourlidas, A., Manchester, W. B., Jin, M., Lavraud, B., and Galvin, A. B. (2022). On the importance of investigating cme complexity evolution during interplanetary propagation. *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, Volume 9 - 2022.

- Wuelser, J.-P., Lemen, J. R., Tarbell, T. D., Wolfson, C. J., Cannon, J. C., Carpenter, B. A., Duncan, D. W., Gradwohl, G. S., Meyer, S. B., Moore, A. S., Navarro, R. L., Pearson, J. D., Rossi, G. R., Springer, L. A., Howard, R. A., Moses, J. D., Newmark, J. S., Delaboudiniere, J.-P., Artzner, G. E., Auchere, F., Bougnet, M., Bouyries, P., Bridou, F., Clotaire, J.-Y., Colas, G., Delmotte, F., Jerome, A., Lamare, M., Mercier, R., Mullet, M., Ravet, M.-F., Song, X., Bothmer, V., and Deutsch, W. (2004). EUVI: the STEREO-SECCHI extreme ultraviolet imager. In Fineschi, S. and Gummin, M. A., editors, *Telescopes and Instrumentation for Solar Astrophysics*, volume 5171 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, pages 111–122.
- Zhang, J. and Dere, K. P. (2006). A statistical study of main and residual accelerations of coronal mass ejections. *The Astrophysical Journal*, 649(2):1100.
- Zhang, J., Poomvises, W., and Richardson, I. G. (2008). Sizes and relative geoeffectiveness of interplanetary coronal mass ejections and the preceding shock sheaths during intense storms in 1996-2005. , 35(2):L02109.
- Zurbuchen, T. H. and Richardson, I. G. (2006). In-Situ Solar Wind and Magnetic Field Signatures of Interplanetary Coronal Mass Ejections. , 123(1-3):31–43.