



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE
MÉXICO

PROGRAMA DE POSGRADO EN CIENCIAS DE LA TIERRA

ESTUDIO MORFOLÓGICO DE LAS EYECCIONES DE MASA CORONAL POR MEDIO DEL ANALISIS WAVELET

T E S I S

QUE COMO REQUISITO PARCIAL PARA OBTENER EL GRADO DE:

DOCTOR EN CIENCIAS DE LA TIERRA

PRESENTA

M.C. DULCE ISABEL GONZÁLEZ GÓMEZ

JURADO EXAMINADOR

DR. ALEJANDRO RAGA RASMUSSEN (PRESIDENTE).

DR. PABLO VELAZQUEZ BRITO (VOCAL).

DRA. XOCHIL BLANCO CANO (SECRETARIO).

DR. ERNESTO AGUILAR RODRÍGUEZ (SUPLENTE).

DR. JOSE EDUARDO MENDOZA (SUPLENTE).

COMITÉ TUTORAL: DRA. XOCHITL BLANCO CANO.
DR. ALEJANDRO RAGA RASMUSSEN.
DR. ALEJANDRO LARA.

DIRECTORES DE TESIS: DRA. XOCHITL BLANCO CANO.
DR. ALEJANDRO RAGA RASMUSSEN.



MÉXICO D.F.

2012.



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

Lo dedico a:

*A mis hijas:
Dalia y Jazmin*

*A mi esposo:
Divakara*

Agradecimientos

Es un verdadero placer dedicar estas palabras a las personas que colaboraron de manera directa e indirecta en el desarrollo de mi tesis, expresándoles mis agradecimientos. Agradezco infinitamente a la Dra. Xochitl Blanco y al Dr. Alejandro Raga por realizar esta tesis doctoral bajo su dirección. Su apoyo y confianza en mi trabajo y su capacidad para guiar mis ideas ha sido un aporte invaluable, no solamente en el desarrollo de esta tesis, sino también en mi formación como investigador. Su orientación y rigurosidad han sido clave del trabajo que hemos realizado juntos, el cual no se puede concebir sin su oportuna participación. Les agradezco también el haberme facilitado siempre los medios suficientes para llevar a cabo todas las actividades propuestas durante el desarrollo de esta tesis. Muchas gracias a ambos.

Al Dr. Pablo Velázquez Brito, al Dr. Ernesto Aguilar Rodríguez y al Dr. José Eduardo Mendoza por el tiempo que le dedicaron a la revisión de este trabajo, sus correcciones y sus comentarios.

Al personal administrativo del Instituto de Geofísica mis más sinceros agradecimientos por su tolerancia y disponibilidad al pedirles algún documento oficial.

Debo agradecer la amabilidad y disponibilidad del Dr. Gustavo Tolson por facilitarme las Constancias necesarias para inscribirme en el CELE y prepararme para el examen del segundo idioma.

Agradezco a todos mis profesores de francés que tuve para la preparación del examen de requisito y así continuar con la obtención de mi grado.

Para mis amigos que han estado al pendiente de mi largo camino al doctorado muchísimas gracias por darme palabras de aliento y fe cuando ya las había perdido. En especial a mis amigos Mary, Lili, Lucero, Ivon, Elvia, Paty, Faby, Silvia, Bety, Pedro, José Luis, Gil, Alf y a todas mis compañeras Mary Kay que me preguntan cómo voy. Les agradezco infinitamente el amor que me tienen.

Y, por supuesto, el agradecimiento más profundo y sentido va para mi familia. Sin su apoyo, colaboración e inspiración habría sido imposible llevar

a cabo esta dura proeza. A mi Madre por su gran apoyo para con mis hijas. A mis hijas por su gran contención y entusiasmo. A mi Esposo por su gran apoyo profesional cuando no entiendo nada y moral por contenerme en mis caídas y mantener el entusiasmo de que algún día acabaría.

Finalmente, agradezco a CONACYT por otorgarme una beca doctoral para realizar mis estudios.

Atentamente.
Dulce Isabel González Gómez.

Contenido

1. Introducción	3
1.1. Antecedentes	3
1.1.1. Estructura Solar	3
1.1.2. Corona solar	4
1.1.3. Campo Magnético Coronal	5
1.1.4. Estructuras en la Corona Solar	6
1.2. Reseña historica de las Eyecciones de Masa Coronal	9
1.3. Observaciones de Coronógrafos de las EMCs	11
1.4. Propiedades de las EMCs	13
1.4.1. Propiedades estadísticas	13
1.5. Condiciones para el surgimiento de una EMC	15
1.5.1. Propiedades Morfológicas	15
1.6. Modelos Teóricos y numéricos sobre el origen de las EMCs	19
1.6.1. Modelos Teóricos	20
1.6.2. Modelos numéricos	22
1.7. EMCs y Partículas Solares Energéticas	24
1.8. Clima Espacial	24
1.8.1. Viento Solar	25
1.9. Contribución de tesis	27
2. Teoría de Wavelets	29
2.1. Introducción	29
2.2. Wavelets	31
2.3. Tipos de Wavelets	31
2.4. Aplicación del análisis wavelet	33
2.4.1. Código para cuantificar la morfología de las EMC	34
2.4.2. Código para determinar la Orientación del flujo en la EMC	34

2.4.3. Código para hacer una clasificación de las EMC	35
3. Observaciones	37
3.1. SOHO El observatorio Solar y Heliosférico	37
3.1.1. Observatorio Solar Heliosférico - LASCO	39
3.2. Obtención de datos de SOHO	39
3.3. STEREO	39
3.3.1. Instrumentos	41
4. A morphological study of CMEs using wavelet analysis	43
4.1. Sinopsis del artículo	43
5. CME Classification based on wavelet Spectra	53
5.1. Sinopsis del artículo 2	53
6. Conclusiones	65
6.1. Trabajo a Futuro	66

Lista de Figuras

1.1.	<i>Esta figura muestra una vista básica de las partes del Sol. . . .</i>	4
1.2.	<i>La imagen de la Corona Solar fue tomada por EIT el 6 de marzo de 2003, utilizando la línea del FeXV.</i>	5
1.3.	<i>Se muestra la configuración del campo magnético solar en el mínimo solar (panel superior). Se puede apreciar en el panel inferior a las regiones con líneas de campo abiertas y cerradas, las cuales proveen de viento solar rápido y lento, respectivamente, en el máximo solar.</i>	7
1.4.	<i>En el panel A, se muestra la imagen de una prominencia eruptiva observada en la línea de He II a 304Å el 24 de julio de 1999. En esta imagen tenemos una comparación del tamaño de la Tierra con la prominencia. En el panel B, esta la imagen de una ráfaga observada por EIT a 195Å el 4 de noviembre de 2003. En el panel C, esta la imagen de una Eyección de Masa Coronal observada por LASCO C2 el 16 de julio de 2002. . . .</i>	8
1.5.	<i>La EMC muestra detalles del material expulsado. Esta imagen fue tomada por LASCO C2 el 4 de enero de 2002. Es una imagen en luz blanca. El tamaño aproximado del Sol está representado por el círculo blanco.</i>	10
1.6.	<i>Esta EMC es conocida como “bombilla” por su morfología. Fue observada el 27 de Febrero de 2000 por LASCO C2 (panel izquierdo) C3 (panel derecho). Imágenes tomadas de la pagina http://sohowww.nascom.nasa.gov/gallery/images/las02.html. . . .</i>	12
1.7.	<i>La eyección de masa coronal fué nombrada “bombilla” por la estructura observada en la imagen. Muestra la clásica estructura de una EMC: el borde, la cavidad, y el núcleo. Fue observada con LASCO C3 el 27 de febrero de 2000.</i>	17

1.8.	<i>Es una EMC simétrica observada por LASCO C2, C3 el 28 de Diciembre de 2000.</i>	17
1.9.	<i>EMC asimétrica observada por LASCO C2, C3 el 16 de Septiembre de 2000.</i>	18
1.10.	<i>EMC con asimetría OA observada por LASCO C2, C3 el 23 de Abril de 2000.</i>	18
2.1.	<i>Esta figura muestra al wavelet Haar graficado en función de x.</i>	32
2.2.	<i>La figura muestra al wavelet sombrero Mexicano graficado en función de x.</i>	33
3.1.	<i>Se presenta una secuencia de cuatro instrumentos de SOHO en donde la EMC forma parte de una serie de EMCs a finales de noviembre de 2000, muestra su evolución desde un grupo de manchas solares (MDI, panel A), su región activa observada (EIT 195Å, panel B), a una EMC vista 14 horas más tarde (LASCO C2, panel C), y una EMC observada tres horas más tarde por (LASCO C3, panel D).</i>	38
3.2.	<i>Las dos imágenes A y B, son imágenes sin reducir. Una vez reducida la imagen mediante el cociente de las imágenes superiores, se obtiene la imagen reducida final (C).</i>	40

Resumen

Miles de Eyecciones de Masa Coronal (EMCs) han sido observadas por LASCO (Large Angle and Spectrometric Coronagraph Experiment) (Brueckner et al., 1995) a bordo de SOHO (Solar and Heliospheric Observatory) (Domingo et al., 1995). Estas observaciones son obtenidas libremente en CDAW (Cordinación de Análisis y Datos) en el catálogo de EMCs en Internet (Gopalswamy et al., 2003, Yashiro et al., 2004). Los datos han sido analizados en varios tipos de trabajos estadísticos para estudiar la naturaleza de las EMCs (Vourlidas et al., 2000; Moon et al., 2002; Yurchyshyn et al., 2005; Howard and Tappin, 2005; Zhang and Dere, 2006, Landi et al., 2010, Gopalswamy et al. 2010, etc.). Las Eyecciones de Masa Coronal son una de las manifestaciones más importantes de la Actividad Solar observada en la Corona Solar, y por tanto es relevante su estudio.

El trabajo propuesto para esta tesis consiste en utilizar datos de LASCO usando los coronógrafos C2 y C3 en luz blanca y analizarlos en forma homogénea y consistente. En la tesis se aplicarán técnicas de “wavelets”, las cuales dan una descripción cuantitativa de la morfología de los objetos. Este tipo de análisis ha sido aplicado antes en diversos contextos científicos para analizar por ejemplo, estructuras de nubes moleculares, estructuras observadas en jets de estrellas jóvenes, como filtro para obtener mejor contraste en la imagen observada, etc.

Una vez obtenida la base de datos observacionales de las EMCs, utilizaremos el análisis wavelet para analizar sus estructuras. El análisis wavelet se puede entender como un microscopio matemático, el cual nos permite aislar diferentes estructuras desde las más pequeñas hasta las más grandes a diferentes escalas del análisis wavelet. El objetivo principal de la tesis es buscar diferentes escalas para estudiar la morfología de distintas clases de EMCs y saber cuales son las características espectrales más significativas, que caracterizan a las estructuras de las EMCs.

El trabajo se divide en seis capítulos. El primero es una introducción de las Eyecciones de Masa Coronal. El segundo capítulo describe el análisis wavelet y su aplicación a las observaciones. El tercer capítulo describe la parte observacional, incluyendo la reducción de imágenes. El cuarto capítulo presenta al primer artículo con resultados de la aplicación del análisis wavelet

(publicado en la revista *Advances in Space Research*). El quinto capítulo presenta el segundo artículo (publicado en la revista *Solar Physics*). El sexto capítulo describe las conclusiones más importantes del trabajo y el posible trabajo a futuro.

Capítulo 1

Introducción

Las Eyecciones de Masa Coronal (EMC), son un fenómeno de gran interés. Son una forma de actividad solar reconocida desde hace 30 años, como una expulsión de plasma saliente de la Corona Solar. Son una fuente mayor de perturbaciones magnéticas, en el medio interplanetario pueden tener efectos significativos en la Tierra.

El objetivo fundamental de este escrito es mostrar la morfología de las EMCs.

1.1. Antecedentes

El Sol, nuestra estrella, sostiene todos los procesos biodinámicos de la Tierra y determina las condiciones fisicoquímicas de los planetas vecinos. El Sol es una estrella enana de color amarillo, miembro de uno de los más numerosos tipos de estrellas, las del tipo espectral G2V, que se mantiene unida por su propio campo gravitacional y presiones internas como la del plasma y la de radiación. Tiene un radio de 695980 km, rota sobre su propio eje en aproximadamente 27 días, el Sol tiene una rotación que varía con la latitud y a la que se le conoce como rotación diferencial.

1.1.1. Estructura Solar

El interior está formado por tres capas: el núcleo, la zona radiativa y la zona convectiva, mientras que la atmósfera se divide en: Fotosfera, Cromósfe-

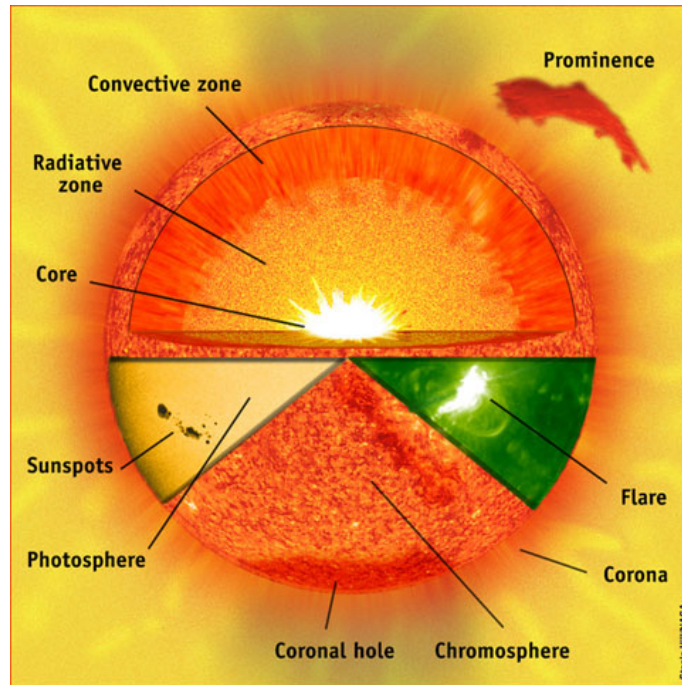


Figura 1.1: Esta figura muestra una vista básica de las partes del Sol.

ra, Corona. La estructura solar esta ilustrada en la figura 1.1. Para nuestro estudio nos enfocaremos en la Corona Solar.

1.1.2. Corona solar

En los eclipses solares se aprecia como una aureola blanca que rodea al disco solar. A una altura de unos 2300 Km., la temperatura sube rápidamente desde unos 20 000 K hasta alcanzar un valor de millones de grados. Hasta el momento no contamos con una explicación completa de los procesos que tienen lugar en la Corona Solar y que aumentan su temperatura a niveles tan altos.

La Corona. Es la capa superior de la atmósfera solar y se extiende algunos radios solares hacia el espacio donde gradualmente se convierte en viento solar que viaja en el medio interplanetario. La corona es la fuente del viento solar. La corona es un gas altamente ionizado y emite fuertemente radiación

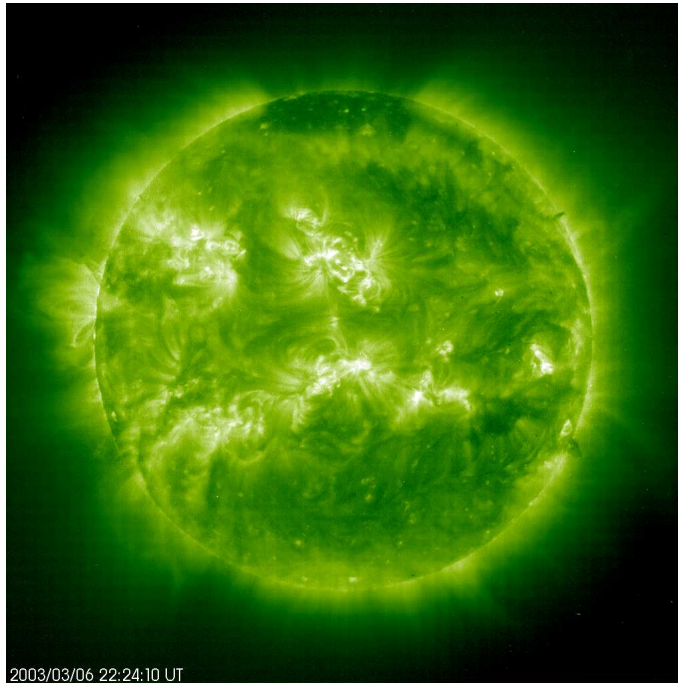


Figura 1.2: *La imagen de la Corona Solar fue tomada por EIT el 6 de marzo de 2003, utilizando la línea del FeXV.*

en líneas de Ca XII... Ca XV, Fe XI... Fe XV etc. La Corona también emite en el extremo UV y una porción del espectro en rayos X ($\lambda < 0,1\mu\text{m}$). Una imagen de la corona es mostrada en la figura 1.2. La Corona se extiende hasta $\approx 160 \text{ AU}^1$ (Gurnett et al., 2003) y el flujo coronal en forma de viento solar arrastra al campo magnético del Sol.

1.1.3. Campo Magnético Coronal

El campo magnético solar controla la dinámica y la topología de todos los fenómenos coronales. Los arcos coronales son conductores de plasma caliente formados por la geometría del campo magnético donde la difusión transversal al campo casi no ocurre. Hay dos zonas magnéticas diferentes en la corona y cada una de ellas tiene diferentes propiedades: regiones con “líneas

¹Es una sigla en inglés, significa Unidad Astronómica = $1,49 \times 10^{11} \text{ m}$.

de campo abiertas” (hoyos coronales) y regiones con “líneas de campo cerradas” (Aschwanden, 2005).

En el mínimo solar las regiones con líneas de campo abiertas casi siempre se encuentran en los polos. Conectan a la superficie solar con el medio interplanetario y además son la fuente del viento solar rápido (≈ 800 km/s). Una consecuencia de ésta configuración de líneas de campo abiertas, es el eficiente transporte de plasma al interior de la heliosfera, siempre que el plasma cromosférico sea calentado en los pies de las líneas.

Cuando el Sol está más activo en la Corona se encuentran numerosas estructuras de campo magnético cerrado como se muestra en la figura 1.3b. Estas estructuras producen viento solar lento (≈ 400 km/s). En la figura 1.3 se muestran imágenes de las estructuras del campo magnético en el mínimo y máximo solar.

1.1.4. Estructuras en la Corona Solar

- Prominencias: Son estructuras en la Corona hechas de plasma frío formadas por el campo magnético. Tienen temperaturas de 5000 - 8000 K. Su clasificación depende de su forma y tiempo de vida.

- Ráfagas: Son el resultado de la conversión de la energía magnética de los arcos coronales en energía cinética de las partículas del medio.

- Emisión de masa coronal: Es una burbuja de plasma y líneas de campo magnético eyectado de la corona solar viajando a través del espacio a una gran velocidad.

En la figura 1.4 se puede apreciar las estructuras de la corona solar mencionadas anteriormente.

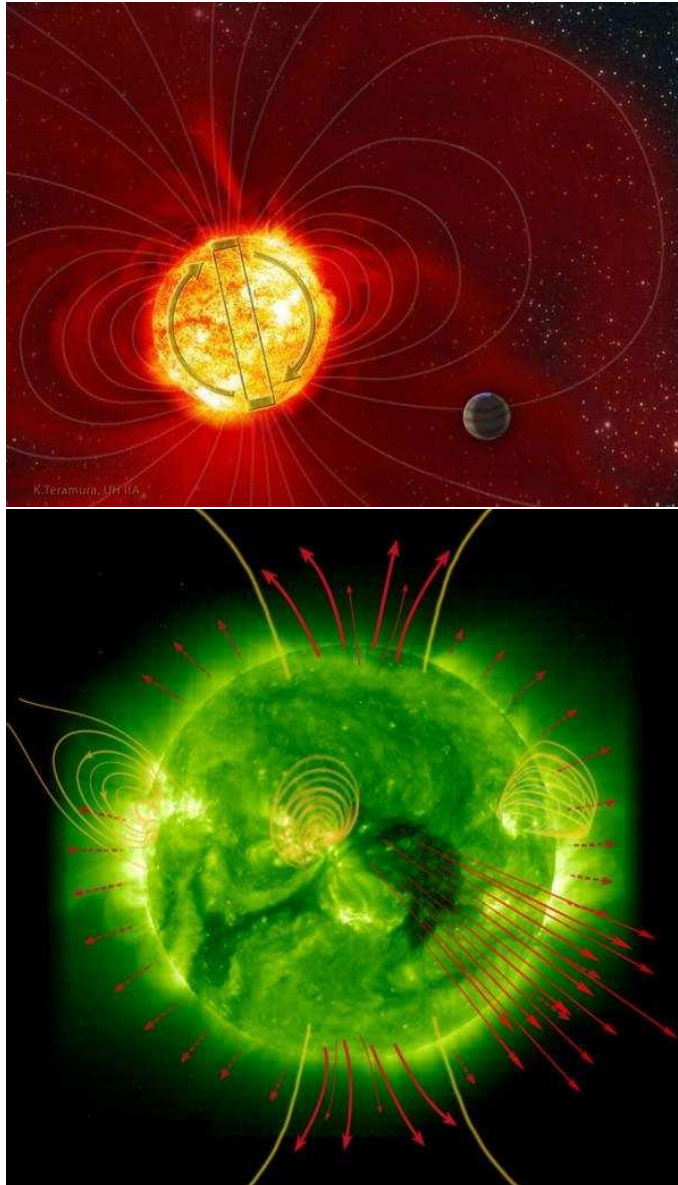


Figura 1.3: Se muestra la configuración del campo magnético solar en el mínimo solar (panel superior). Se puede apreciar en el panel inferior a las regiones con líneas de campo abiertas y cerradas, las cuales proveen de viento solar rápido y lento, respectivamente, en el máximo solar.

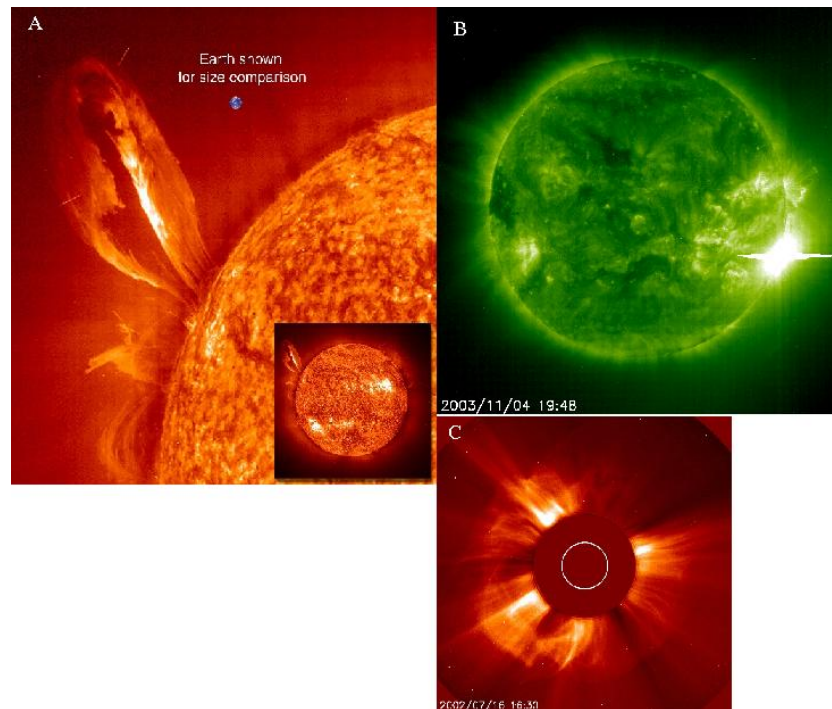


Figura 1.4: En el panel A, se muestra la imagen de una prominencia eruptiva observada en la línea de He II a 304\AA el 24 de julio de 1999. En esta imagen tenemos una comparación del tamaño de la Tierra con la prominencia. En el panel B, esta la imagen de una ráfaga observada por EIT a 195\AA el 4 de noviembre de 2003. En el panel C, esta la imagen de una Eyección de Masa Coronal observada por LASCO C2 el 16 de julio de 2002.

1.2. Reseña histórica de las Eyecciones de Masa Coronal

Las estrellas pierden masa por medio de fenómenos dinámicos en la parte superior de su atmósfera donde el plasma es acelerado y las partículas pueden adquirir velocidades más altas que la velocidad de escape.

El Sol tiene varias formas de pérdida de masa: el Viento solar, los filamentos eruptivos y las Eyecciones de Masa Coronal (EMCs). Las EMCs son grandes erupciones de masa y campo magnético que salen del Sol.

Las EMCs son una manifestación de la actividad solar, como una expulsión de plasma saliente de la Corona Solar. Las EMCs son las principales responsables de las perturbaciones interplanetarias que pueden tener efectos en la Tierra (Hundhausen 1999). El impacto de una EMC en la Tierra puede generar una aurora boreal, tormenta geomagnética, etc. (Howard, 2006).

La definición de las EMC se ha basado en características encontradas observacionalmente, principalmente en luz blanca, con la ayuda de coronógrafos que pueden estar en la Tierra o en una nave espacial. Tousey (1973), definió a las EMC de manera observacional como estructuras de gran escala de plasma magnetizado que son expulsadas desde el Sol hacia la heliosfera.

Las imágenes de EMC son proyecciones en el plano del cielo, y algunas propiedades como la velocidad y la masa son determinadas por medio de las observaciones (Burkepile et al., 2004). En la figura 1.5 se muestra un ejemplo de una EMC.

Una EMC puede definirse como un cambio observable en la estructura coronal que puede ocurrir en una escala de tiempo entre unos pocos minutos a varias horas lo cual implica el movimiento y se ve como una forma brillante, vista en luz blanca en el campo del coronógrafo (Hudson et al., 2006).

Las eyecciones aparecen preferentemente en regiones de campos magnéticos cerrados en la atmósfera solar, donde el campo normalmente es suficientemente fuerte como para constreñir al plasma coronal, el cual se expande hacia fuera en la heliósfera.

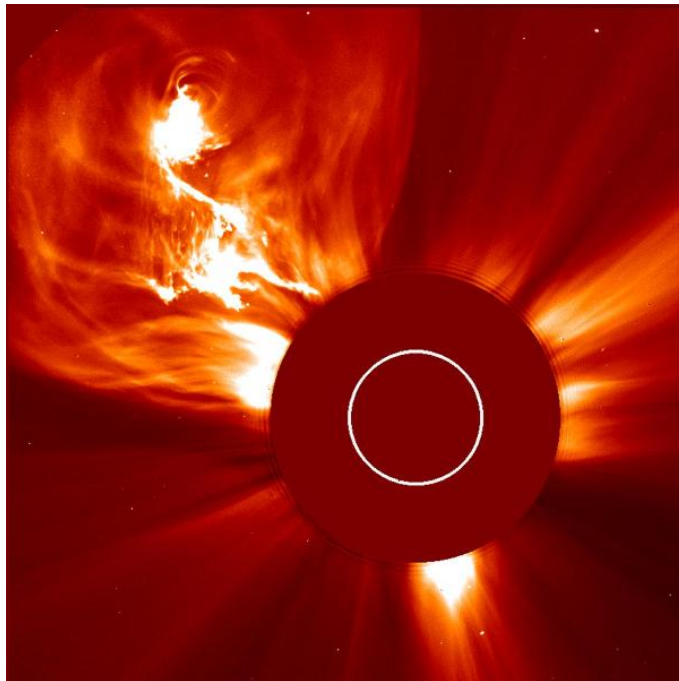


Figura 1.5: La EMC muestra detalles del material expulsado. Esta imagen fue tomada por LASCO C2 el 4 de enero de 2002. Es una imagen en luz blanca. El tamaño aproximado del Sol está representado por el círculo blanco.

1.3. Observaciones de Coronógrafos de las EMCs

Las EMCs se observan como espectaculares erupciones de burbujas magnéticas gigantes, las cuales son expulsadas del Sol. Una EMC típica lleva cerca de 10 billones de kilogramos o 10 millones de toneladas de material coronal que sale hacia el espacio.

Las EMCs han sido observadas por más de tres décadas, desde los años 70 (Tousey, 1971; MacQueen, 1973), por los coronógrafos Orbiting Solar Observatory 7 (OSO-7) lanzado en 1971, Skylab en 1973-1974, el satélite U.S. Air Force P78-1, Solar Maximum Mission (SMM) en 1980 y de 1984 a 1989, Observatorio Heliosférico Solar (SOHO) (Gopalswamy et. al. 2003 y Yashiro et. al. 2004), y STEREO desde 2007. En la Tabla 1 se mencionan los instrumentos utilizados para la observación de las EMCs.

Estos instrumentos tienen un pequeño disco llamado “disco de ocultación”, situado en el interior del telescopio, que intercepta la imagen del Sol, ocultándola. En la práctica, el instrumento no hace otra cosa que producir un eclipse artificial, haciendo visible la corona.

Satélite	OSO7	Skylab	P78-1	SMM	SOHO	STEREO
Coronógrafo		ATM	Solwind	C/P	LASCO	SECCHI
Campo de visión (R_{\odot})	3-10	1.6-6	2.6-10	1.6-8	C1- 1.1-3.0, C2- 1.7-6.0, C3- 3.7-32.0	COR1 -1.3-4.0 COR2 -2.0-15.0
Resolución (arcoseg.)	75	8	1.25	6.4	C1- 5.6, C2- 11.2, C3- 56.0	COR1 - 7.5 COR2 -14.7

2

Las propiedades observacionales de las EMCs están resumidas en Hundhausen (1999), St Cyr et al., (2000), Yashiro et al., (2004). Una característica esencial de las EMCs es que son eventos complejos, tanto en su morfología como en su evolución temporal. En la figura 1.6 se muestra un ejemplo de una EMC observada con LASCO C2 y C3, respectivamente.

²Donde R_{\odot} denota el radio solar, la resolución angular de 1 arcoseg. corresponde a 7.25×10^5 m en el Sol.

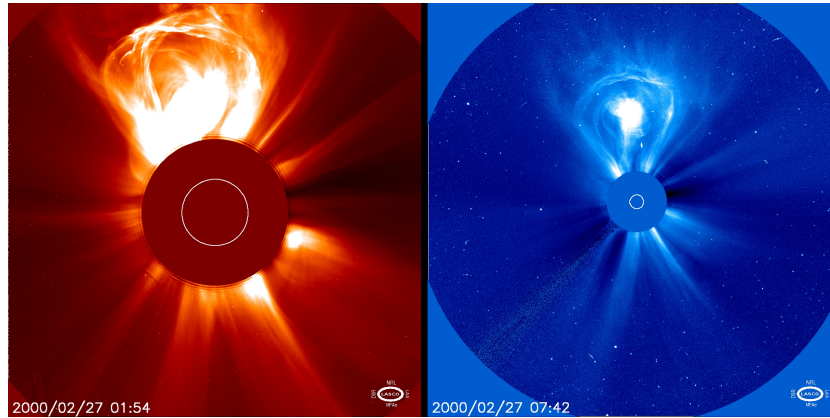


Figura 1.6: Esta EMC es conocida como “bombilla” por su morfología. Fue observada el 27 de Febrero de 2000 por LASCO C2 (panel izquierdo) C3 (panel derecho). Imágenes tomadas de la pagina <http://sohowww.nascom.nasa.gov/gallery/images/las02.html>.

SOHO tiene también otro tipo de coronógrafos, como el Coronógrafo Espectrómetro Ultravioleta (UVCS; Kohl et al., 1995). UVCS obtiene espectros de la corona en un rango de 1.2 a $10 R_{\odot}$ con una resolución de 7 arcseg/pix (en distintas líneas espectrales). SOHO también tiene espectrógrafos EIT (Delaboudiniere et al., 1995) con los cuales se obtienen imágenes completas del Sol con 2.6” por pixel en 4 bandas de EUV. TRACE (Handy et al., 1999) tiene una resolución 0.5” por pixel y obtiene imágenes en el UV y EUV.

Desde 1991 se obtuvieron imágenes en rayos X suaves por medio del telescopio SXT (Telescopio en Rayos X suaves) a bordo de Yohkoh. Esta misión dejó de funcionar en el 2001. En el 2006 fue lanzado Solar-B, el cual tiene un telescopio de rayos X suaves. Estas observaciones son hechas para poder entender qué mecanismo origina los fenómenos eruptivos como las EMCs.

La mayoría de los estudios hechos con coronógrafos sobre las estructuras de las EMCs se basan en observaciones de luz blanca (Sheeley et. al. 1980; MacQueen et. al., 1980; Brueckner et. al., 1995). También, las EMCs se han observado con filtros polaroid. Las imágenes de los coronógrafos de imágenes polarizadas pueden ayudar a determinar el promedio de las distancias entre las masas de las EMC y el plano del cielo. Debido a la dispersión de la luz, la polarización de la luz varía en distintos rangos en las direcciones lineal

y tangente al limbo solar de las EMCs que se encuentran en el plano del cielo. La luz de las EMCs que se extienden cerca de la línea Sol-Tierra no es polarizada. Esta información se puede utilizar para la construcción de mapas topográficos de las estructuras y posiciones de las EMCs. El primer estudio detallado con observaciones usando filtros polaroid fue hecha con LASCO C2 (Moran and Davila 2004), y se obtuvieron detalles de las arcadas y de los filamentos en dos EMCs tipo Halo. En otro trabajo presentado por Dere et. al., (2005), estudiaron a tres EMCs en agosto del 2002 mostrando estructuras filamentosas y arcos y se concluyó que este tipo de estructuras es un indicio del papel que tiene la helicidad magnética en las EMCs.

La misión STEREO (Solar Terrestrial Relations Observatory) fue lanzada en el 2006. Es una misión que emplea dos satélites idénticos, provistos de instrumentos para obtener imágenes estereoscópicas del Sol y de los fenómenos solares, como la eyección de masa coronal, erupciones que pueden desatar tormentas magnéticas en la Tierra y afectar la infraestructura eléctrica, las comunicaciones vía satélite y la aeronavegación.

1.4. Propiedades de las EMCs

Por medio de imágenes en luz blanca obtenidas con coronógrafos ha sido posible inferir la columna de densidad del plasma de una EMC (Hudson 2006) , y por medio de observaciones en radio ha sido posible medir la densidad. Espectros en UV tomados con SUMER (Solar UV Measurement of Emitted radiation) y UVCS (The Ultraviolet Coronal Spectrometer) pueden medir, densidad, temperatura, composición química y estados de ionización (Schwenn 2006).

1.4.1. Propiedades estadísticas

Las EMCs se caracterizan por medio de su velocidad, ancho angular, aceleración, y posición central en el plano del cielo. La apertura aparente de las EMC va de pocos grados a más de 120 grados. Los anchos de las EMCs suelen variar con respecto a la altura. Es conveniente dividir a las EMC en tres grupos: estrecho ($< 20^\circ$), normal (20° a 120°) y ancho o halo ($> 120^\circ$). El rango de velocidad de las EMCs va desde pocos km/s hasta 3000 km/s.

Para calcular la velocidad y aceleración de una EMC se utiliza la posición de la eyecta en una serie de imágenes tomadas por un coronógrafo y se mide la posición en cada imagen así como el tiempo de observación de la imagen. Gopalswamy (2004) mostró que las velocidades de las EMCs tienen una distribución lineal en el 2003, dando como resultado un valor promedio de 489 kms^{-1} de una muestra de 7567 EMCs. Solamente 25 de estas EMCs excedieron la velocidad de 2000 kms^{-1} . La aceleración de una EMC es importante por la información que nos da acerca del balance entre las fuerzas de Lorentz, gravitacional y fuerza de arrastre (Vrsnak et al. 2004). Hay otro estudio reciente de Gopalswamy et. al. 2010 en donde se determinó la velocidad de las EMCs asociadas a choques radio quietos. De una muestra de 222 choques interplanetarios obtuvieron que la velocidad promedio para choques radio quietos es de 535 km/s y para los otros choques fué de 1237 km/s .

Masa y Energía

La estimación de la masa se hace por medio del exceso de brillo de una imagen relativa a una imagen pre-evento. Mediante esta comparación se da una estimación de la masa suponiendo que todo el material de la EMC está localizada en el plano del cielo. A finales del 2002 se observaron 4297 EMCs con LASCO para obtener una distribución de masas, con anchos entre 10° y 50° . Los valores promedio y mediana para estas EMCs son $1.57 \times 10^{15} \text{ g}$ y $6.67 \times 10^{14} \text{ g}$ respectivamente (Vourlidas & Patsourakos, 2004). Vourlidas et al. (2002) encontraron una correlación entre las masas y las aceleraciones de las EMCs, es decir, cuando la masa de la EMC es pequeña tiende a desacelerarse, mientras que otras EMCs con masas mayores se aceleran.

Las energías cinética y potencial de una EMC pueden ser determinadas por medio de su masa y velocidad. El promedio (mediana) de la energía cinética es de $2.4 \times 10^{30} / (5.0 \times 10^{30}) \text{ erg}$ (Vourlidas & Patsourakos, 2004).

Tasa de ocurrencia de las EMCs

La tasa de ocurrencia de las EMCs representa un índice de la actividad solar. Existe una fuerte dependencia del número de EMCs con el ciclo Solar: durante el mínimo solar hay una EMC cada dos o tres días en promedio, mientras que en el máximo solar hay 10 EMCs o más (Nindos & Andrews, 2006). El ciclo solar tiene una duración de 11 años durante los cuales varían la cantidad de manchas, ráfagas y protuberancias solares.

Las EMCs suelen estar confinadas a bajas latitudes en el mínimo solar y cubren un amplio rango en el máximo solar. Yashiro et al. (2004) compiló las distribuciones de las EMC observadas por Lasco. Encontraron que el 80 % de las EMCs tuvieron un rango de posición angular (AP) de (22° - 63°) entre 1996 - 2000.

1.5. Condiciones para el surgimiento de una EMC

Las EMCs se originan sobre las regiones activas, las cuales generalmente presentan un campo bipolar. Es necesario tener energía magnética almacenada para generar tensiones, esto es necesario en varios modelos como requisito para generar una EMC, tales como el modelo del dinamo (Krall et al. 2000) y el modelo de tensiones.

Las EMC suelen asociarse al rompimiento de estructuras de gran escala, tales como las protuberancias o arcadas. En 1995 Low y Hundhausen propusieron que la combinación entre los arcos coronales produce un sistema dual de flujo, en el cual una parte es un tubo de flujo con una cavidad coronal rodeándolo, la cual puede ayudar a impulsar la erupción una vez que el arco coronal se rompe. Se cree que las EMCs son el rompimiento de un arco coronal existente, el cual aumenta en brillantez y tamaño, durante días, antes de salir como una EMC. El arco coronal puede desaparecer después, y puede reformarse eventualmente (Hundhausen, 1993). Las EMCs más rápidas y más energéticas se asocian usualmente con fulguraciones en la superficie (Webb, 1992).

1.5.1. Propiedades Morfológicas

La latitud aparente de una EMC típicamente es determinada desde la posición angular proyectada al centroide angular (Howard et al., 1985). Hundhausen (1993) demostró que hay una fuerte dependencia con respecto a la localización de la fuente de la EMC. Encontraron que la distribución de latitudes aparentes de las EMCs es unimodal al centro del ecuador heliomagnético. Hay una variación sistemática con el ciclo solar. Alrededor del mínimo solar las EMCs ocurren a bajas latitudes, y en el máximo ocurren en otras latitudes correlacionadas con el diagrama de mariposa. (St. Cyr et al., 2000). La mayoría de las EMCs muestran diferentes morfologías, Tres-partes,

Halo, Bucles, etc.

Existen EMCs que muestran una estructura de tres partes, las cuales consisten en: a) un borde, b) una cavidad y c) un núcleo (Hundhausen 1999; Gopalswamy 2004). En la figura 1.7 se muestra un ejemplo de una EMC-tres partes. El borde está compuesto por material coronal arrastrado por la eyección (Illing & Hundhausen 1985). Se cree que el núcleo corresponde a la prominencia eruptiva si existe, ya que en algunas EMC no se encuentra una prominencia. Este tipo de estructuras se distinguen en las observaciones de luz blanca y se estudia la relación entre prominencias/EMC.

Las prominencias se observan en $H\alpha$. El coronógrafo SMM incluye un filtro en la banda de $H\alpha$, la cual se usa para estudiar las EMCs que están asociadas con prominencias. Otros estudios sobre prominencias se basan en observaciones de banda ancha de luz no polarizada (Lin, 2001).

Las EMCs - Halo tienen su emisión alrededor del disco de ocultación (360°) o son sólo parciales ($> 120^\circ$). Basados en un estudio de los anchos de las CMEs tipo limbo tomados por SMM (Solar Maximum Mission), Burkepile et. al (2004) concluyeron que las EMCs tipo halo son EMCs típicas, originándose en el centro del disco y dirigidas preferentemente hacia la línea Sol-Tierra. El promedio de velocidades para las EMC tipo halo calculado por LASCO durante 1996 - 2003 fue 1004 kms^{-1} . Para la mayoría de las EMCs tipo halo hay una velocidad promedio de 489 kms^{-1} (Gopalswamy, 2004). Estas EMC son asociadas con choques, eventos de partículas solares energéticas (SEP) y tormentas geomagnéticas. Las EMC tipo halo son consideradas como las CME más energéticas (Michalek et. al. 2003; Gopalswamy, 2004).

Las EMC han sido clasificadas en la pagina de SOHO-LASCO ³. Para más detalle puede consultarse Gopalswamy et al., (2003), quienes clasifican las EMC - tipo halo. A continuación describimos la clasificación de las EMC-Halo de manera observacional por LASCO.

Las EMC - Halo son clasificadas como *Simétricas (S)*, *Brillo Asimétrico(BA)*, y *Asimetría Exterior (OA)*.

1. Halo Simétrico (**S**): la distancia heliocéntrica a la EMC es la misma en todos los ángulos. Ver la figura 1.8.

³<http://cdaw.gsfc.nasa.gov>

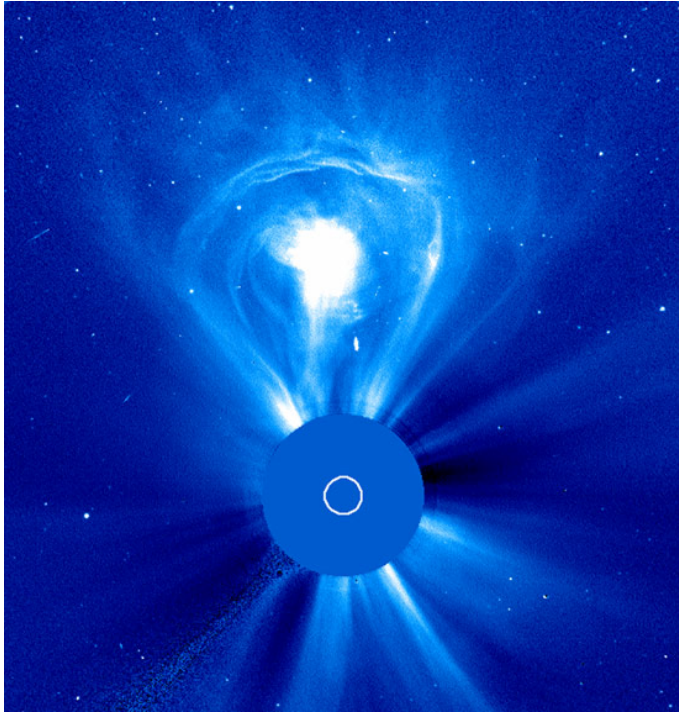


Figura 1.7: La eyección de masa coronal fué nombrada “bombilla” por la estructura observada en la imagen. Muestra la clásica estructura de una EMC: el borde, la cavidad, y el núcleo. Fue observada con LASCO C3 el 27 de febrero de 2000.

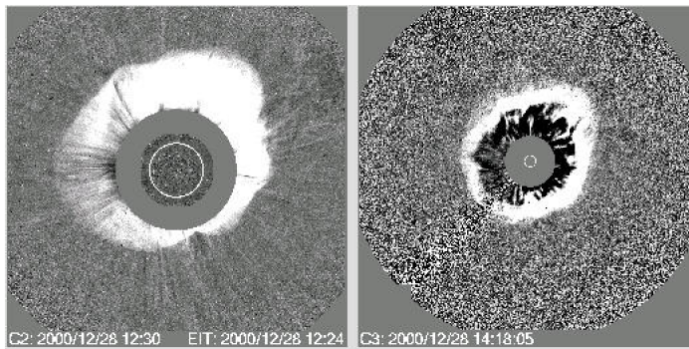


Figura 1.8: Es una EMC simétrica observada por LASCO C2, C3 el 28 de Diciembre de 2000.

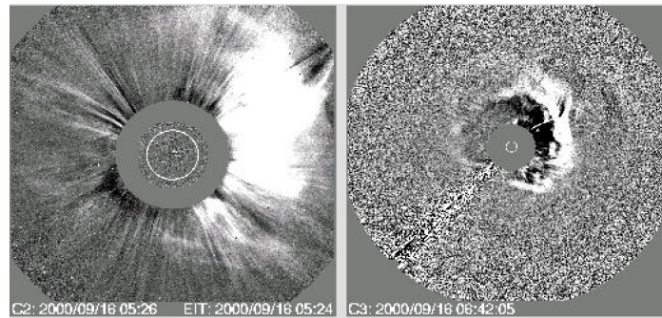


Figura 1.9: EMC asimétrica observada por LASCO C2, C3 el 16 de Septiembre de 2000.

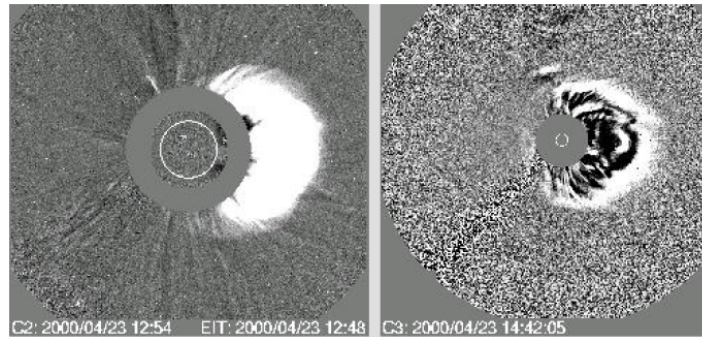


Figura 1.10: EMC con asimetría OA observada por LASCO C2, C3 el 23 de Abril de 2000.

2. Halo con brillo asimétrico (**BA**): la distancia heliocéntrica a la EMC es relativamente constante, pero el brillo de la EMC es significativamente diferente a diferentes ángulos. Ver la figura 1.9.

3. Halo con asimetría exterior(**OA**): la distancia heliocéntrica de la EMC es significativamente diferente a diferentes ángulos. Ver la figura 1.10. Las EMC- halo son también clasificadas como halos (tipo F), halos asimétricos (tipo A) y halos parciales (P).

1.6. Modelos Teóricos y numéricos sobre el origen de las EMCs

El ciclo de vida de una EMC es acompañada por un amplio rango de procesos de plasma en el cual el campo magnético juega un papel importante. Cuando una EMC sale es acompañada de reconexión magnética, formación de choques y aceleración de partículas.

Actualmente es reconocido que las EMCs son una manifestación muy importante de la actividad solar que influye en el clima espacial (Gosling, 1993, 1994). Las EMCs son un mecanismo por el cual las líneas de campo magnético se liberan de la helicidad en la Corona (Rust, 2003). Existen varios modelos para explicar la iniciación de las EMCs.

Como se ha mencionado en secciones anteriores, las EMCs se originan de regiones de campo magnéticos cerrados a gran escala tales como las regiones activas, filamentos/promiencias. Las líneas de campo cerradas a gran escala pueden estar interconectándose con las regiones activas. Durante el mínimo solar, los cascos ecuatoriales constituyen una estructura de campo cerrada. Algunas EMCs angostas, las cuales son como chorros (jets) se propagan a lo largo de las líneas de campo abierto.

En Mittal & Narain (2010) mencionan que la energía requerida para que se inicie una EMC tiene que venir de los campos magnéticos de las regiones fuente (Forbes, 2000); el volumen coronal estimado es de 10^{30} cm³ considerando una gran región activa (diámetro fotosférico ~ 5 arcmin). Un promedio del campo coronal de 200G sobre este volumen implica una energía potencial magnética de $\sim 10^{33}$ erg. Observaciones hechas en microondas muestran que la corona por encima de las manchas solares tiene campos magnéticos de ≈ 1800 G (White et al., 1991, Gopalswamy, 2004). El valor de la energía potencial magnética en regiones activas estudiado por Venkatakrisnan & Ravindra (2003) es de $\sim 10^{33}$ erg. La energía magnética potencial es probablemente más pequeña que la energía magnética total por un factor < 2 (Forbes, 2000), Gopalswamy (2004) infirió que ocasionalmente una fracción significativa de la energía contenida en una región activa puede estar en forma de una EMC, porque una EMC no solamente lleva una cierta cantidad de plasma coronal, sino que también abre al campo magnético cerrado anclado al Sol. El estado de la pre-erupción puede almacenar la energía magnética

necesaria para abrir al campo magnético en adición a las energías magnética y potencial de la EMC.

1.6.1. Modelos Teóricos

A continuación se resumen modelos tomados de Mittal & Narain (2010):

1. Modelo estandar relación ráfaga - CME

En el modelo de la reconección clásica, en la región de difusión las líneas de campo magnético se encuentran con polaridades opuestas y estiradas y forman una hoja de corriente donde el campo magnético se reconecta, y hay liberación de energía (Kopp y Pnevman, 1976). En los modelos de formación de la reconección la hoja de corriente es crucial para que la reconección suceda. En la reconección magnética están involucradas las inestabilidades de plasma en el interior de la hoja de corriente y eventualmente esto ayuda a escapar a la estructura magnética de la corona hacia el espacio interplanetario (ver Lin y Forbes, 2000; Forbes y Lin 2000; y Lin, 2002), dando como resultado una EMC.

2. Modelo catastrófico: pérdida de equilibrio

Lin (2004) demostró que la configuración magnética determina la pérdida de equilibrio antes de que la reconección magnética aparezca. Este modelo consiste en dos principales fases:

- a)* La apertura de una configuración magnética cerrada supone la relación de la erupción o salida de la EMC con filamentos/prominencias, esto crea una configuración magnética en forma de Y con una hoja de corriente que se extiende a altas alturas arriba de la configuración magnética cerrada.
- b)* La reconexión magnética de larga duración en esta hoja de corriente conduce a la liberación de energía dando origen a la EMC.

También hay varios otros modelos tomados de Klimchuk (2001) y Low (2001a, b):

1. Modelo de la explosión térmica (Thermal Blast Model).

Los primeros modelos propusieron que la fuerza impulsora para dar origen a una EMC era causada por la presión térmica, la cual era producida por una ráfaga que no podía estar contenida por el campo magnético, dando origen a la EMC, la cual salía hacia afuera a la heliosfera (Dryer 1982; Wu 1982, Forbes 2000, Klimchuk 2001, Low 2001, Wu et al 2001). Entonces en este modelo sugirieron que la ráfaga debería estar relacionada con la EMC, pero Harrison (1986) encontró que en algunas ocasiones cuando sale una EMC se asocia después la emisión de una ráfaga, por lo que el modelo de la explosión no es válido en muchos eventos de EMCs. En una simulación MHD Krall et al. (2000) emplearon la inyección de plasma caliente como mecanismo para impulsar la erupción de un flujo de cuerda (fluxrope) y se encontró que este modelo no puede reproducir los datos de las nubes magnéticas interplanetarias en el rango de 0.4 - 5 AU (Chen 1989, 1996; Odstrcil et al. 2002).

2. Modelo del dinamo (Dynamo Model).

Este tipo de modelo se basa en una rápida generación de flujo magnético en tiempo real, causada por la presión del campo magnético. Estudios teóricos demostraron que cuando al arco coronal de una arcada se rompe, el campo magnético se expande totalmente, lo cual produce la expulsión de una EMC (Klimchuk 1990). En recientes simulaciones (Chen 1989, 1997a; Sandel 2000; Krall et al. 2000) a este mecanismo lo llaman inyección de flujo, el cual puede estar relacionado a uno de tres escenarios: (1) la pre-existencia de líneas de campo torcidas, (2) las líneas de campo se reconectan y se liberan, y (3) que las líneas de campo tenga formas arqueadas y desde la Fotósfera crezcan, se reconecten y se liberen. El (1) no es posible porque requiere perturbaciones por oscilaciones en los pies para tener dos ordenes de magnitud más que lo observado (Krall et al. 2000). Del (2) no hay evidencia. El (3) es el más posible.

3. Modelo de almacenamiento de masa (Mass Loading Model).

Los siguientes tres modelos son llamados modelos de almacenamiento y liberación. Estos modelos han sido probados por varios autores (entre ellos están Forbes, 2000; Linker et al. 2005; Low 2001, Mikic et al. 2006) entre otros. En este modelo suponen un crecimiento lento en la presión magnética, antes de la erupción. Durante la pre-erupción de la

eyecta, se manifiesta un crecimiento de masa o un filamento eruptivo. Hay dos formas de aumento de masa: (1) por prominencias, las cuales son densas, tienen un volumen compacto, y tienen una temperatura cromosférica, es decir, las partículas liberadas provenientes de la prominencia son almacenadas en el tubo y este crece en forma de filamento y da origen a una EMC. (2) la densidad de electrones está distribuida sobre un gran volumen, el cual es inestable a la inestabilidad de Rayleigh - Taylor.

4. Modelo de tensiones (Tether release model).

Este modelo se basa en que las configuraciones magnéticas tales como los arcos coronales generalmente están envueltos en un balance entre la fuerza de presión magnética y la fuerza de tensión magnética. Las líneas de campo que actúan como tensores son llamadas cuerdas. Cuando hay un desequilibrio entre estas fuerzas, se origina una EMC (Forbes 1991, Lin & Forbes 2000, Mikic & Linker 1999, Amari et al. 2000).

5. Modelo de tensiones (Tether straining model).

Este modelo es igual que el modelo anterior y se complementa con una fuerza externa ocasionando el desequilibrio que hay entre la fuerza de presión magnética y la fuerza de tensión magnética para dar origen a una EMC. Cuando hay una fuerza externa, tal como la perturbación de los pies de las líneas, estas cuerdas se rompen y hay un desequilibrio entre la presión magnética y la tensión magnética por lo que se ocasiona una EMC. Este modelo ha sido desarrollado por: Wu et al. (1995), Choe & Lee (1996), Wu et al. (2000), Low & Zhang (2002), Zhang et al. (2002), entre otros.

1.6.2. Modelos numéricos

Todos los modelos, numérico o analítico, requieren de condiciones iniciales. Para un modelo MHD, debe especificarse por lo menos seis variables (las tres componentes del campo magnético, las tres componentes de velocidad, densidad y temperatura) en la heliosfera antes de la EMC. De éstas variables, la más importante es la del campo magnético, porque el campo magnético es como una línea atada a la Corona (Van der Linden et al., 1994), solamente el campo magnético asociado a la Corona es capaz de liberar a una EMC. Cabe mencionar que también la gravedad y la presión del gas juegan un pa-

pel importante en los modelos donde el almacenamiento de energía sea la explicación principal de la erupción (Lin, 2002).

Las ecuaciones que gobiernan la dinámica de la EMC, las han desarrollado (Mikic et al., 1998; Biskamp and Welter, 1989; Forbes, 1990; Chen et al., 2001; Linker et al., 2003; Rousev et al., 2003, 2004; Kusano et al., 2004). La desventaja que tienen los modelos numéricos son las enormes escalas espacial y temporal que involucran al fenómeno de la EMC. Por esta razón se usan códigos MHD, un modelo es utilizado para estudiar la iniciación y otro para estudiar la evolución de las EMCs.

Algunos modelos tales como Nakagawa(1977) y Dryer et al. (1979) asumieron que las EMCs eran causadas por la presión térmica, la cual era el resultado de una rafaga que no podía estar contenida por el campo magnético. Actualmente, se conoce la asociación que hay entre las EMCs y las rafagas, pero no es una relación uno a uno.

Los modelos de iniciación de EMCs y rafagas que existen ahora, son basados en que la energía proviene del campo magnético coronal. Las corrientes que aumentan en la Corona como consecuencia del flujo emergente fluyen lentamente a un estado en donde el equilibrio no es posible por mucho tiempo. Una vez que el campo se rompe, el plasma es eyectado hacia el espacio interplanetario (Linker et al. 2006). Todavía no hay una explicación a que mecanismo lleva a la pérdida de equilibrio. Puede ser puramente ideal o envolver un proceso no ideal, tal como la reconexión (Forbes, 2000; Low, 2001). Las EMCs lentas (<150 km/s) pueden someterse a la aceleración débil durante un período de tiempo en el cual no se puede implicar una liberación de energía magnética almacenada en absoluto. Por tanto, para estas EMCs la tasa de flujo observada en la fotosfera es del mismo orden que el requerido en el modelo de inyección (Krall et al., 2000, mencionando anteriormente).

Actualmente muchos modelos explican a la EMC como una consecuencia del almacenamiento de energía magnética en la Corona antes de la EMC. Una de las dificultades que tienen los modelos es explicar como es posible disminuir la energía magnética en la Corona a pesar de la expulsión de la EMC extendiendo el campo magnético a medida que avanza hacia el exterior al espacio interplanetario. El estiramiento del campo crea una aparente paradoja, ya que implica que la energía magnética del sistema va en aumento, mientras que los modelos de almacenamiento requieren que disminuya. Aly (1984, 1991) y Sturrock (1991) argumentaron que cuando se tiene un campo totalmente abierto siempre hay energía magnética correspondiente a un campo libre de fuerzas, por lo que da origen a la EMC. Esta restricción

es conocida como Aly- Sturrock, pero Mikić y Lee, (2006) mencionaron que esta restricción es energéticamente imposible.

1.7. EMCs y Partículas Solares Energéticas

Un importante producto de las EMCs son las partículas energéticas solares (PSEs). Estas partículas son una manifestación de la liberación violenta de energía, las cuales son detectadas directamente en el espacio. Las PSEs se pueden originar a partir de dos procesos: por la aceleración de partículas en las fulguraciones o por ondas de choque asociadas a las EMCs. En el proceso de aceleración de las PSEs el choque se acelera y al irse propagando va acelerando a las partículas continuamente mientras se mueve hacia afuera del Sol.

Hay diferentes mecanismos de aceleración: la aceleración de choque difusivo y la aceleración estocástica por resonancia de la onda - partícula en la baja Corona para fulguraciones impulsivas. Las PSEs generalmente contienen una pequeña fracción de la energía liberada por una EMC (Zhukov, 2007). Las PSEs pueden causar grandes efectos en los humanos y ser utilizadas en la predicción del clima espacial (Feynman & Gabriel, 2000; Tóth et al., 2005). Las PSEs aparecen en dos clases distintas de eventos: impulsivos y graduales (Lario 2005). Los eventos impulsivos son pequeños y duran pocas horas, ocurren en una tasa de $\sim 10^3$ /año durante el máximo solar, son ricos en electrones, 3He y elementos pesados. Los eventos impulsivos de PSEs son acelerados en las fulguraciones. Los eventos graduales son grandes, duran días, ocurren en una tasa de ~ 10 /año durante el máximo solar, y tienen la composición de iones coronales y del viento solar (Lee, 1991). Los eventos graduales son acelerados en los choques impulsados por las EMCs (Reames 2002).

1.8. Clima Espacial

El fenómeno de EMCs tiene un papel importante en las relaciones Sol - Tierra. Después del debate sobre el papel de las llamaradas solares y las EMCs se estableció que las tormentas geomagnéticas no recurrentes (incluyendo a todas las tormentas fuertes) son producidas por las EMCs (Gosling et al. 1990; Kahler 1992; Gosling 1993).

El clima espacial es el estudio sobre los cambios que hay en las condiciones ambientales en la Tierra desde el espacio cercano. “El clima del espacio” a menudo significa, implícitamente, las condiciones en el espacio cercano a la Tierra dentro de la magnetósfera , pero también es estudiado en el espacio interplanetario.

El clima espacial está fuertemente influenciado por el viento solar y el campo magnético interplanetario transportado por el plasma del viento solar. Existen una gran variedad de fenómenos físicos asociados con el clima espacial, incluyendo tormentas geomagnéticas y las subtormentas, la energización de la radiación de los cinturones de Van Allen. Las EMCs y su asociación con las ondas de choque también son importantes en los conductores del clima espacial, ya que pueden comprimir la magnetósfera y desencadenar tormentas geomagnéticas. Las partículas energéticas solares , aceleradas por el choque transitorio o ráfagas , son también un importante impulsor de la meteorología espacial, ya que pueden dañar los componentes electrónicos a bordo de naves espaciales a través de corrientes eléctricas inducidas, y poner en peligro la vida de los astronautas.

El clima espacial ejerce una profunda influencia en varias áreas relacionadas a la exploración espacial y su desarrollo. Las cambiantes condiciones geomagnéticas pueden provocar cambios en la densidad atmosférica que causan la rápida degradación de altitud en una nave espacial en órbita terrestre. Las tormentas geomagnéticas pueden interferir con el equipo electrónico a bordo debido al aumento de la actividad solar.

1.8.1. Viento Solar

En 1951 Ludwing Biermann realizó un estudio sobre las colas de los cometas y propuso la existencia de “algo” que tenía una baja densidad, a pesar de una alta velocidad. Esta sugerencia fue seguida al analizar la estructura de la corona solar por Eugene Parker. Intentando describir matemáticamente la estructura de la corona, Parker sugirió que la atmósfera alrededor del Sol no puede estar estática, y que el material en la corona debe fluir hacia el espacio interplanetario, en forma de lo que llamamos viento solar. El viento solar es un flujo de plasma ionizado que trae consigo al campo magnético del Sol y que se propaga en el espacio interplanetario. Es el resultado de la diferencia en la presión del gas entre la corona solar y el espacio interestelar. Esta diferencia de presión lleva al plasma hacia afuera, a pesar de la influencia de la gravedad solar. El que el viento exista es consecuencia de que la corona es

demasiado caliente, ejerciendo un gradiente de presión térmica que rebasa a la fuerza de gravedad.

La existencia del viento solar fue confirmada mediante misiones espaciales a mediados de los años 60. La temperatura del gas en el viento solar es muy alta, 10^5 K, lo que lleva a que el gas sea altamente ionizado y se forme un plasma. La composición del viento solar está dominada por electrones y protones, con una pequeña fracción de helio y muy poco de elementos pesados. La densidad del material en el viento solar es muy baja; a 1AU es de 7.1 cm^{-3} , la velocidad del viento solar lento a 1AU es de 450 kms^{-1} .

Para entender el origen del viento solar es necesario conocer un poco las propiedades de la corona solar. La temperatura del Sol cae desde $\sim 15 \times 10^6$ K en el interior a ~ 5000 K en la superficie, donde la atmosfera es suficientemente delgada y la luz puede escapar. Sorprendentemente, afuera de la Fotosfera, la temperatura sube de nuevo, a algunos millones de grados en la base de la corona solar. En la corona solar hay un gradiente de temperatura lentamente decrece hacia afuera.

El viento solar y los fenómenos que en él se propagan tienen gran importancia en lo que se conoce como relaciones Sol-Tierra y es un ingrediente fundamental en el Clima Espacial. Uno de los sucesos solares más importantes, si lo consideramos desde una perspectiva terrestre, son las emisiones de masa coronal (EMC). El Clima espacial es significativamente controlado por las eyecciones de masa coronal, las cuales pueden afectar a la Tierra, tales como las tormentas geomagnéticas (Lindemann 1919) que en algunas ocasiones causan disturbios en las telecomunicaciones. Algunas EMCs originadas en el meridiano central son peligrosas ya que van directamente hacia la Tierra.

Las partículas energéticas generadas en fulguraciones y parte de la masa de las EMC y del viento solar, ingresan en la alta atmósfera a través de las líneas de campo abiertas en las altas latitudes magnetosféricas, provenientes tanto de la cola magnetosférica como de los conos polares. Esta descarga eléctrica interacciona con los átomos atmosféricos produciendo ionización y excitación. Los fenómenos de desexcitación y recombinación de estos átomos producen la luz de colores, con el verde y rojo como los más intensos, que da lugar al hermoso espectáculo de las auroras, principalmente en un rango comprendido entre los 60 y 70 grados de latitud en ambos hemisferios. Los colores verde y rojo se deben a la emisión del oxígeno a longitudes de onda de 5577 y 6300 Å. La aurora se forma a alturas de 100 m sobre la superficie.

1.9. Contribución de tesis

El objetivo de este trabajo de tesis fue aplicar el análisis wavelet a observaciones de eyecciones de masa coronal. Fueron tomadas del archivo público del Observatorio Solar y Heliosférico SOHO mediante el coronógrafo LASCO (Large Angle Spectroscopic Coronagraph). También se obtuvieron datos del Observatorio STEREO (Solar Terrestrial Relations Observatory). Los datos obtenidos fueron utilizados para analizar las estructuras embebidas en las EMCs y poder estudiar la morfología de las eyecciones.

Capítulo 2

Teoría de Wavelets

2.1. Introducción

Los Wavelets son funciones que satisfacen ciertos requerimientos matemáticos y son usados en la representación de datos u otras funciones. Esta idea no es nueva. La aproximación usando la superposición de funciones ha existido desde 1800, cuando Joseph Fourier descubrió que el podría superponer senos y cosenos para representar otras funciones. Sin embargo, en el análisis de wavelets, la escala que se usa para estudiar un juego de datos tiene un rol especial. El proceso de algoritmos de wavelet es diferente a escalas o resoluciones diferentes.

Si miramos una señal con una ventana (window) grande se pueden apreciar características de gran escala. Similarmente, si se mira una señal en una pequeña window, se notarán características pequeñas. El resultado en el análisis de wavelets permite ver ambos; digamos, el bosque y el árbol.

Esto es lo que hace interesante al análisis de wavelet. Por muchas décadas, los científicos carecían de funciones más apropiados que los senos y cosenos que comprenden la base del Análisis de Fourier, para aproximar el análisis de señales (Crandall 1994).

El procedimiento del análisis wavelet es adoptar una función prototipo wavelet, llamada “wavelet analizador o wavelet madre”. El análisis temporal es llevado a cabo con una contracción “frecuencia - alta vs. el prototipo wavelet, mientras el análisis de frecuencias es llevado a cabo con una dilatación, frecuencia baja vs. la misma wavelet” . La señal o función puede ser representada en términos de una expansión de wavelet (usando como coeficientes

una combinación lineal de las funciones de wavelet), las operaciones de los datos pueden ser llevadas a cabo usando los correspondientes coeficientes de wavelet. También podemos elegir nuevamente los mejores wavelets adaptados a nuestros datos, o truncamos los coeficientes debajo del umbral de escasa contribución de nuestros datos.

La Teoría de Wavelets es el conjunto formado por: las *wavelets*, la Transformada Continua de Wavelets y la Transformada Discreta de Wavelets (Benedetto et al., 2003). Esta Teoría es una herramienta matemática basada en la Teoría de Conjuntos y representaciones integrables, que permiten presentar a una señal o a un campo tanto en escala, espacio y posibles direcciones.

La Teoría de Wavelets trabaja de manera similar que la Teoría de Fourier, la cual descompone a una señal en una serie de funciones sinusoidales y de ésta forma es más sencillo su análisis. La transformada de Fourier (FT) de la señal $x(t)$ esta definida por:

$$FT(f) = \int_{-\infty}^{\infty} x(t)e^{-i2\pi ft} dt. \quad (2.1)$$

La Transformada de Fourier trabaja bien si la señal $x(t)$ está compuesta de unos cuantos componentes periodicos. Sin embargo, algún cambio repentino en el tiempo, en una señal $x(t)$ no periodica, contribuye a la transformada a todas las frecuencias. Para contrarrestar estas desventajas se ha modificado la Transformada de Fourier dando origen a lo que es la Short Time Fourier Transform (STFT) también conocida como la Transformada de Gabor. La STFT aplica una función $g(t)$ utilizada como ventana del análisis que se mueve sobre los datos para determinar el espectro. La expresión que nos permite este análisis es:

$$STFT(b, f) = \int_{-\infty}^{\infty} x(t)g^*(t - b)e^{-i2\pi ft} dt \quad (2.2)$$

donde la variable b indica la posición en la que se hace el análisis y $*$ denota el complejo conjugado. La desventaja que presenta esta transformada es que la ventana de análisis es de un tamaño fijo y por eso no puede adaptarse a las características de la señal en ciertos puntos interesantes de analizar.

Para el análisis de datos no periódica ha cobrado mucha fuerza la Teoría de Wavelets, dado que mantiene las ideas principales de un análisis tiempo-frecuencia utilizando una ventana de análisis variable. En este caso se requiere

de una *wavelet* de tamaño variable que examina a la señal de interés.

2.2. Wavelets

Las *wavelets* son familias de funciones definidos espacialmente que se emplean como funciones de análisis, examinan a la señal de interés para obtener sus características de espacio, tamaño y dirección; la familia está definida por:

$$h_{a,b} = \frac{h\left(\frac{x-b}{a}\right)}{\sqrt{|a|}} \quad ; a, b \in R, a \neq 0, \quad (2.3)$$

y son generadas a partir de funciones madre $h(x)$. A esa función madre se le agrega un par de variables que son la escala (a) que permite hacer dilataciones y contracciones de la señal y la variable de traslación (b), que nos permite mover a la señal en el tiempo. Estas variables son números reales y obviamente para una escala de 0 las funciones son indeterminadas. Existen diferentes wavelets que son utilizadas dependiendo de la aplicación específica que se este considerando.

2.3. Tipos de Wavelets

Dentro de las wavelets más famosas y utilizadas podemos citar la Haar que es la más simple y la más antigua, y se describe con la siguiente función:

$$h(x) = \left\{ \begin{array}{ll} 1; & 0 \leq x < \frac{1}{2}, \\ -1; & \frac{1}{2} \leq x < 1 \\ 0; & \text{otro valor} \end{array} \right\}. \quad (2.4)$$

Se puede apreciar en la figura 2.1. Es muy utilizada para análisis de señales usando transformadas discretas y continuas.

Otra wavelet que es muy utilizada en el análisis de señales es la “sombrero mexicano” (figura 2.2), cuyo nombre proviene de la forma que describe su gráfica. Está definida por:

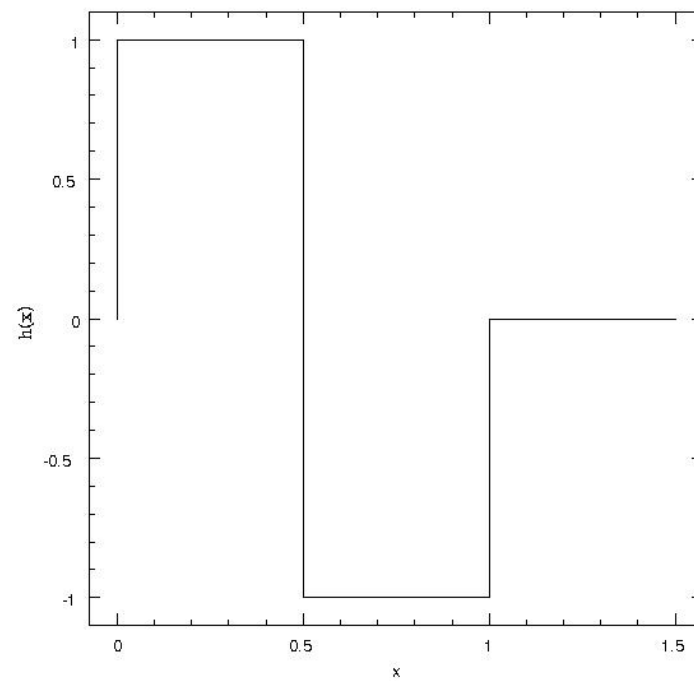


Figura 2.1: *Esta figura muestra al wavelet Haar graficado en función de x .*

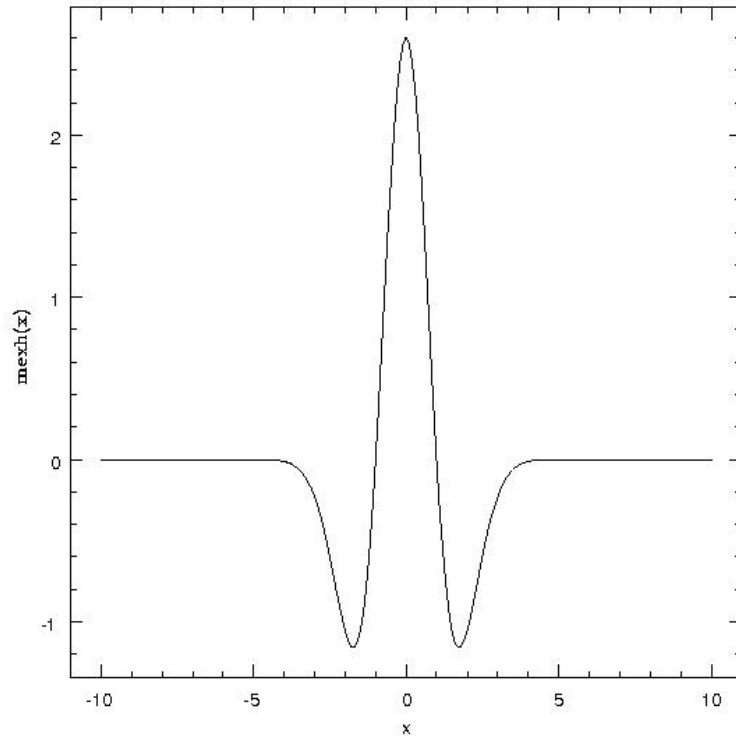


Figura 2.2: La figura muestra al wavelet sombrero Mexicano graficado en función de x .

$$mexh(x) = \frac{2(1 - x^2)e^{-\frac{x^2}{2}}}{\pi^{\frac{1}{4}}\sqrt{3}}. \quad (2.5)$$

2.4. Aplicación del análisis wavelet

El análisis de wavelet fue aplicado a observaciones tomadas del archivo público de SOHO/LASCO. Para detalles sobre la reducción de datos consulte el capítulo 3. Desarrollamos un código de análisis wavelet para realizar un estudio morfológico, cuantificando espectralmente las diferentes estructuras presentes a diferentes escalas. Los códigos utilizados para analizar las EMCs y estudiar la morfología de las estructuras que hay embebidas en la EMC son los siguientes.

2.4.1. Código para cuantificar la morfología de las EMC

Como se mencionaba en la sección anterior la transformada wavelet es esencialmente una convolución de dos datos con un juego de funciones base localizadas. Como función base usamos para nuestro estudio la función sombrero Mexicano definido como:

$$g(r) = C(2 - r^2)e^{-r^2/2}, \quad (2.6)$$

donde $r = [x^2 + y^2]^{1/2}/a$, $C = (2a^2)^{-1/2}$, y a es la escala del wavelet. C es una constante de normalización. La transformada se obtiene de la siguiente manera: *a)* Definimos un sistema de coordenadas con el eje y a lo largo de la imagen y x a lo ancho de la imagen. *b)* Realizamos la convolución para toda la imagen o pedazo de imagen seleccionada por medio de la siguiente ecuación:

$$T_{a_x}(x, y) = \int I(x', y')g_a(r')dx'dy'. \quad (2.7)$$

donde $I(x', y')$ es el mapa observado, y $g(r')$ es el sombrero isotrópico Mexicano, con $r' = \sqrt{(x - x')^2 + (y - y')^2}/a$. Estas convoluciones son calculadas con el algoritmo estándar FFT (Fast Fourier Transform). Se usaron todas las escalas a para poder observar las diferentes estructuras a diferentes escalas del análisis wavelet que pueden existir en una eyección de masa coronal. Esta búsqueda de escalas fué del mismo tamaño de la imagen es decir, de 1 a 1024 pixeles.

2.4.2. Código para determinar la Orientación del flujo en la EMC

Otro estudio realizado fue la determinación de las direcciones características de las estructuras inmersas en una EMC. Para esto, se tomó un diafragma elíptico (con un eje mayor de 80 pixeles y un eje menor de 20 pixeles) centrado en un pixel de la imagen, con su eje principal a un ángulo ϕ con respecto al eje x . Entonces calculamos el flujo total dentro del diafragma:

$$I_\phi(x, y) = \int \int_{s(\phi, x, y)} I(x', y')dx'dy'. \quad (2.8)$$

En esta ecuación, $s(\phi, x, y)$ representa la superficie encerrada por el diafragma elíptico (centrado en x, y), y a un cierto ángulo ϕ . Entonces asociamos

la dirección de las estructuras (en la posición del pixel central) con el ángulo ϕ_m para el cual se obtiene el máximo sobre todos los ϕ de $I_\phi(x, y)$. Este procedimiento es repetido con el diafragma elíptico centrado en cada pixel de la imagen.

Con este procedimiento, encontramos direcciones (asociadas a los valores de ϕ_m) que apuntan a lo largo de los ejes, o estructuras filamentosas. Para cada pixel (x, y) de la imagen, obtuvimos una orientación preferencial $\phi_m(x, y)$, la cual fue representada con líneas de igual módulo a las posición y orientación correspondiente.

2.4.3. Código para hacer una clasificación de las EMC

El último estudio realizado en este trabajo de tesis fue utilizar el espectro integrado wavelet $S(a)$ para encontrar su punto de inflexión y caracterizar cada espectro. El espectro integrado espacialmente dado por:

$$S(a) = \int_{x_1}^{x_2} \int_{y_1}^{y_2} \max [T_a(x, y), 0] dx dy. \quad (2.9)$$

Mediante un diagrama de flujo vs. la escala espacial del punto de inflexión, encontramos que las estructuras analizadas se dividen en dos grupos, de flujo bajo, con una escala espacial pequeña (al cual llamamos “grupo homogéneo”), y otro de flujo alto, con una escala espacial mayor (al cual llamamos “grupo colimado”). Los resultados de los programas son mostrados en los capítulos 4 y 5.

Capítulo 3

Observaciones

3.1. SOHO El observatorio Solar y Heliosférico

El proyecto SOHO es una misión espacial internacional manejada por la Agencia Europea del Espacio (ESA) y la Administración Nacional de Aeronáutica y del Espacio de los Estados Unidos (NASA). Esta misión es parte del programa de Física Internacional Sol - Tierra (ISTP). El principal objetivo de SOHO es permitir a los científicos resolver algunos de los problemas referentes al Sol, incluyendo su estructura interna, el calentamiento de su extensa Corona y el origen del viento solar así como de las EMCs. SOHO fue lanzado por un cohete Atlas - Centauro el 2 de diciembre de 1995 (Fleck 1996) y es una de las misiones de estudio espacial más ambiciosas a su fecha.

La visión sin interrupciones del Sol por el SOHO es posible al posicionarlo en un punto muy ventajoso a 1.6 millones de km de la Tierra en dirección al Sol, donde las fuerzas gravitacionales del Sol y la Tierra mantienen al SOHO en una órbita estable en la línea Sol-Tierra. Al observar el Sol continuamente por más de 15 años y enviar imágenes y datos sin precedentes, el SOHO está ayudándonos a entender las interacciones entre el Sol y la Tierra.

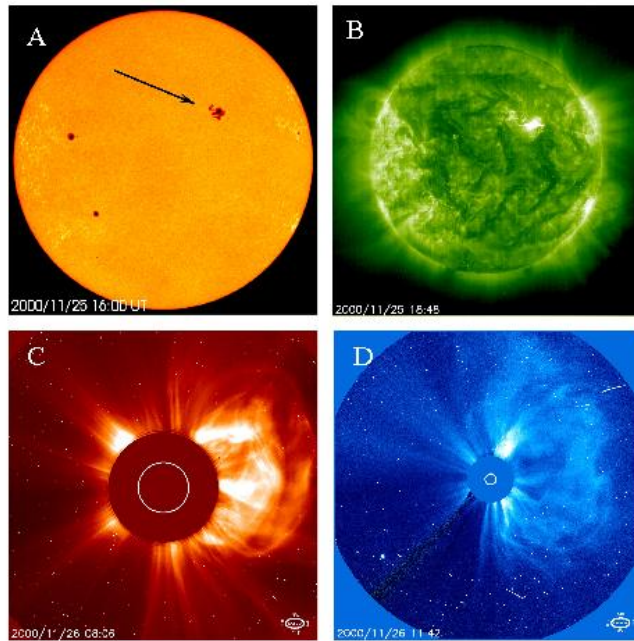


Figura 3.1: Se presenta una secuencia de cuatro instrumentos de SOHO en donde la EMC forma parte de una serie de EMCs a finales de noviembre de 2000, muestra su evolución desde un grupo de manchas solares (MDI, panel A), su región activa observada (EIT 195Å, panel B), a una EMC vista 14 horas más tarde (LASCO C2, panel C), y una EMC observada tres horas más tarde por (LASCO C3, panel D).

3.1.1. Observatorio Solar Heliosférico - LASCO

LASCO (Large Angle Spectroscopic Coronagraph) es uno de los 11 instrumentos incluidos en la nave espacial de SOHO, el cual consiste de dos telescopios coronográficos C2 y C3 (Bruekner et al., 1995). Estos telescopios estudian la corona en diferentes campos de visión: Para C2 el campo es de $1.5 - 6 R_{\odot}$ y el tamaño del pixel de $11.4''$ y C3 tiene un campo de $3.8 - 32 R_{\odot}$ y el tamaño del pixel de $56''$. Estos coronógrafos observan la corona solar mediante un sistema óptico que oculta el disco solar para crear, en efecto, un eclipse solar artificial. Los coronógrafos C2 y C3 observan en luz blanca y obtienen imágenes de la corona en gran parte del espectro visible. El tamaño de las imágenes es de 512×512 y de 1024×1024 píxeles (para C2 y C3, respectivamente).

3.2. Obtención de datos de SOHO

En nuestro estudio hemos utilizado datos de SOHO/LASCO, con las cámaras C2 y C3 para diferentes tipos de EMCs en diferentes fechas. Los datos usados en este estudio fueron tomados del archivo público de SOHO/LASCO en la página [http : //lasco - www.nrl.navy.mil/](http://lasco-www.nrl.navy.mil/).

Se toma una imagen completa de una EMC cuyo tamaño es normalmente de 1024×1024 píxeles (px) o en algunos casos se corta la imagen y sólo se analiza la parte importante donde se encuentra la EMC. La imagen se reduce en IRAF (paquete astronómico). Una vez tomada la imagen del archivo público se usa el cociente de intensidades de dos imágenes para obtener una imagen final con un contraste mejor al original y observar la EMC (vea la figura 3.2). Una vez obtenida la imagen contrastada se procede a aplicarle el análisis de wavelet.

Los resultados de la aplicación del análisis de wavelet son presentados en dos artículos que han sido publicados en *Advances in Space Research* y en *Solar Physics*, respectivamente.

3.3. STEREO

La misión STEREO (Solar Terrestrial Relations Observatory) fué lanzada por la NASA (National Aeronautics and Space Administration) el 26 de

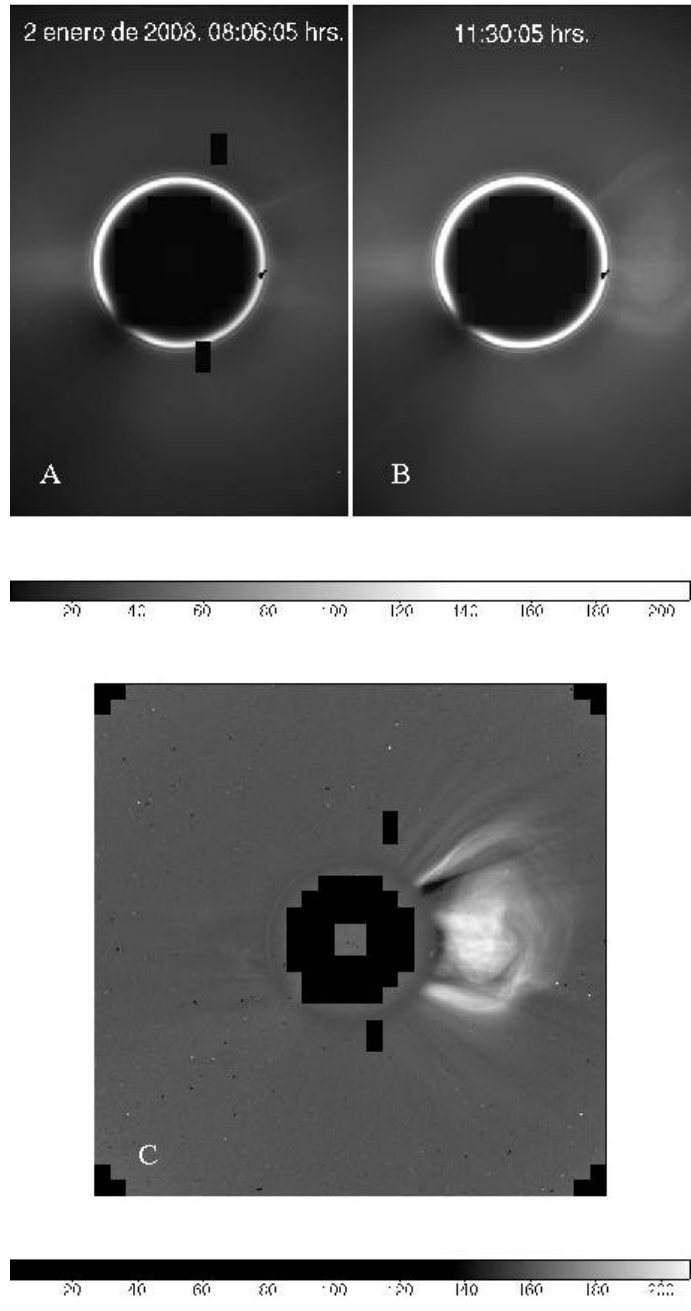


Figura 3.2: Las dos imágenes A y B, son imágenes sin reducir. Una vez reducida la imagen mediante el cociente de las imágenes superiores, se obtiene la imagen reducida final (C).

Octubre de 2006. Consiste de dos satélites idénticos, provistos de instrumentos para obtener imágenes estereoscópicas del Sol y de los fenómenos solares, como las eyecciones de masa coronal. En el artículo “A morphological study of CMEs using wavelet analysis” se utilizaron datos observacionales de la misión STEREO (Solar Terrestrial Relations Observatory).

3.3.1. Instrumentos

Cada sonda posee cámaras, detectores de partículas y de radio en cuatro paquetes:

1. Sun Earth Connection Coronal and Heliospheric Investigation (SECCHI) está constituido por cuatro instrumentos: tiene una cámara en el extremo UV, dos coronógrafos de luz blanca y una cámara heliosférica. El propósito de SECCHI es estudiar la evolución tridimensional de las EMCs desde la superficie solar a través de la Corona hasta su impacto en la Tierra(Howard, 2006).
2. IMPACT (In-situ Measurement of Particles and CME transients) estudia a las partículas energéticas solares y la distribución tridimensional de los electrones del viento solar y el campo magnético interplanetario y consta de siete instrumentos(Craig et al., 2006).
3. PLASTIC (Plasma and SupraThermal Ion Composition) estudia las características de los protones, partículas alfa e iones pesados(Aschwanden, 2008).

STEREO cuenta con dos telescopios instalados: COR1 y COR2. COR1 tiene un campo de visión de $1.4 - 4 R_{\odot}$ y una resolución $7.5 \text{ seg. arc/pixel}$. COR2 tiene un campo de visión de $2 - 15 R_{\odot}$, y una resolución $14.7 \text{ seg arc/pixel}$ (Vourlidas 2007) .

Capítulo 4

A morphological study of CMEs using wavelet analysis

4.1. Sinopsis del artículo

Se realizó un estudio morfológico de la EMC observada el 2 de Enero de 2008 con varios instrumentos tales como LASCO C2,C3 y EIT, STEREO COR 1A-B, COR 2A-B. Para tal estudio se utilizó el análisis wavelet como herramienta matemática para la búsqueda de estructuras embebidas en la EMC. Entre los resultados importantes se encontró que la EMC está conformada por estructuras tipo arcos y estructuras filamentosas. La EMC estudiada es una estructura tipo Tres-Partes en donde en algunas escalas es bien identificada su morfología. A escalas grandes (7 píxeles), la estructura dominante es la cavidad de la EMC, a 3 y 5 píxeles se aprecian las estructuras más pequeñas como el núcleo conformado por estructuras complejas. Se comprobó que independientemente del instrumento en el que se observó a la EMC, la morfología de la EMC no cambia, es decir, la estructura de Tres-partes en la EMC se mantiene. Otra parte del estudio fue el cálculo de la orientación del flujo más intenso y se encontró la orientación de las estructuras de la EMCs.

A morphological study of CMEs using wavelet analysis [☆]

D.I. González-Gómez ^{a,*}, X. Blanco-Cano ^a, A.C. Raga ^b

^a *Instituto de Geofísica, Universidad Nacional Autónoma de México, Ciudad Universitaria, México*

^b *Instituto de Ciencias Nucleares, UNAM, Apartado Postal 70-543, 04510 México, DF, México*

Received 20 August 2009; received in revised form 6 February 2010; accepted 10 February 2010

Abstract

The principal objective of this study is to analyze structures of Coronal Mass Ejections (CMEs) using a wavelet technique. We use data measured with the SOHO/LASCO coronagraphs C2–C3, EIT and STEREO COR1A–B, COR2A–B. We have found that different structures show up in a CME at different spatial scales of wavelets. We also study the orientation of the most intense flux and find the orientation of the structures in the CME.

© 2010 COSPAR. Published by Elsevier Ltd. All rights reserved.

Keywords: CME – three parts structure; Wavelet analysis

1. Introduction

Coronal mass ejections (CMEs) are large eruptions of plasma and magnetic field from the Sun. Although only discovered in the early 1970s (Tousey, 1971; MacQueen et al., 1974), the effects of CMEs have been seen indirectly at Earth for thousands of years. Since their discovery, several thousand CMEs have been observed (Howard et al., 1985; Kahler, 1992; Webb et al., 1992; Hundhausen, 1997; Gosling, 1997; Bemporat et al., 2007) with a wide variety of instruments. White-light coronagraphs in space provide the bulk of the observations. The earlier observations from the OSO-7, Skylab, Solar Maximum Mission (SMM), and Solwind coronagraphs have been reviewed and compared with the current coronagraph observations from the Large Angle and Spectrometric Coronagraphs (LASCO) on Solar and Heliospheric Observatory (SOHO) by Gopalswamy et al. (2003). Yashiro et al. (2004) emphasized the LASCO CME annual variations, and Gopalsw-

amy et al. (2004) emphasized the mission – cumulative statistics.

Material ejections are a common phenomenon of the solar corona. Nevertheless, the mechanisms that cause a CME and the forces acting on it during its subsequent propagation through the corona are largely unknown. CMEs are massive (10^{14} – 10^{17} g) clouds of plasma that are ejected from the Sun. One of the scientific objectives of LASCO is to understand why these events occur.

The LASCO (coronagraph spacecraft) onboard the SOHO (Fleck et al., 1995 and Brueckner et al., 1995), launched in December 1995, provides to date unprecedented coronal images, due to its high cadence and spatial resolution of the Sun's corona. For the first time the Sun was observed continuously by SOHO, thanks to its vantage point in L1. At present two simultaneous corona images are also provided by STEREO (Solar Terrestrial Relations Observatory). This mission employs two nearly identical space-based observatories – one ahead of Earth in its orbit, the other trailing behind – to provide the first-ever stereoscopic measurements to study the Sun and the three-dimensional structure, this is the main target of the STEREO mission.

A few previous papers have used wavelet analysis techniques to study solar phenomena. (Stenborg et al., 2008) develop a technique to enhance EUV features based on

[☆] This template can be used for all publications in Advances in Space Research.

* Corresponding author.

E-mail addresses: dulce@geofisica.unam.mx (D.I. González-Gómez), xbc@geofisica.unam.mx (X. Blanco-Cano), raga@nucleares.unam.mx (A.C. Raga).

their multiscale nature. Using EIT data they showed the existence of some features that are not revealed with standard image-processing techniques, [Stenborg and Cobelli \(2003\)](#) used the wavelet analysis for the reduction of local noise and interactive weighted recomposition, they used data from LASCO-C1, C2 and C3. This approach represents a major advance towards unambiguous image interpretation and provides a means for the quantification of stationary and dynamic coronal structures required for morphological studies. Recently, [Byrne et al. \(2009\)](#) applied multiscale methods to enhance the visibility of the faint CME fronts. This enables an ellipse characterisation to study the changing morphology (width, orientation) and the kinematics (height, velocity, acceleration) of a sample of events imaged by LASCO and STEREO.

SOHO white-light images show that CMEs can have a variety of structures accordingly they can be classified as: (1) Halo CME, (2) Helix CME and (3) Jets CME ([Kahler, 2006](#); [Gopalswamy et al., 2004](#); [Cremades and Bothmer, 2004](#)). The observed variety of structures is most likely due to the integration along the line of sight and to projection effects. The origin of a CME and its complex morphology are still not well understood.

The principal objective of this work is to analyze the morphological structures of a CME seen from different angles with different instruments, using the wavelet analysis technique. In Section 2, we describe the wavelet analysis technique used in this study. The observations details are given in Section 3. In Section 4 we give the results. In Section 5, we describe the orientation of the most intense flux that is present in a CME. Discussion and conclusions are given in Section 6.

2. Wavelet analysis

The main objective of this work is to use a wavelet analysis technique to study structures inside of CMEs at different spatial scales. The wavelet transform is essentially a convolution of one function with a set of base functions. As the base function we use the Mexican hat defined as

$$g(r) = C(2 - r^2)e^{-r^2/2}, \quad (1)$$

where $r = [x^2 + y^2]^{1/2}/a$, $C = (2a^2)^{-1/2}$, and a is the scale length of the wavelet. C is a normalization constant. The transform is obtained using the following: define a system of coordinates with y axis along the length, and x along the width of the box. The convolution is performed for the entire box (in this case the entire image) using the equation:

$$T_a(x, y) = \int \int I(x', y') g_a(r') dx' dy', \quad (2)$$

where $I(x, y)$ is the observed map, and $g(r')$ is the isotropic Mexican hat, with $r' = \sqrt{(x - x')^2 + (y - y')^2}/a$. These convolutions are calculated using a standard FFT algorithm.

The Mexican hat functions have null integrals ($\int \int g_a(r') dx' dy'$) for all values of a . Therefore, if a region of the image has intensity variations over scales $a_{lm} \gg a$, the transform will satisfy the condition $T_a(x, y) \approx 0$. Analogously, if the intensity variations have scales $a_{lm} \ll a$, the transform will also have very low values. Therefore, the $T_a(x, y)$ has large (positive or negative) values only in the regions of the image with intensity variabilities over spatial scales $a_{lm} \sim a$.

In this way, we can then choose a set of different values for the scale a of the wavelet, and compute the corresponding transforms (Eq. (2)) of the image. These transforms are representations of the image which only show the structures which have spatial scales similar to the scale a of the wavelet that has been used.

3. Observations

[Fig. 1](#) shows a CME event observed by SOHO/LASCO (C2 and C3 cameras), EIT and STEREO (COR1, COR2 cameras, which are separated in space by an angle of 44°). The date of the event January 2, 2008. The event has been classified in the catalogue of LASCO as Partial Halo. The white-light image of this CME shows the typical three-part structure that was first described by [Illing and Hundhausen \(1983\)](#) (see [Fig. 1A and D](#)).

The pixel sizes of the C2 and C3 coronagraphs of LASCO are 11.4 and 56 arcsec, respectively, and the fields of view (FOV) range from 1.5 to 6 R_\odot for C2, and 3.7 to 30 R_\odot for C3, while the typical time resolution is around 12 min, to full resolution images of 1024×1024 pixels in FITS format. An important fraction of CMEs show a three-part structure consisting of a frontal structure (bright leading edge), a cavity (dark void), and a core (bright core) ([Hundhausen, 1999](#); [Gopalswamy et al., 2004](#)). The leading edge contains compressed, overlying coronal material and the dark void has a cavity with low density. The core may correspond to an erupting prominence. These features are readily distinguished in white light. The chosen data correspond to a three-parts CME ([Kahler, 2006](#)). Data from the Extreme-Ultraviolet Imaging Telescope (EIT) onboard SOHO, ([Delaboudinière et al., 1995](#)), were used to investigate the CMEs source regions. EIT has a FOV that covers the solar disk and the corona up to 1.5 R_\odot , with a pixel size corresponding to 2.6 arcsec. Images in the line of 195 Å were essential for viewing the source region. EIT has four different filters, He II 304 Å, Fe XII 195 Å Fe IX/X 171 Å and Fe XV, 284 Å. The temperature-sensitive ratio is (Fe XII 195 Å)/(Fe IX/X 171 Å) ([Defise et al., 1995](#)).

The Sun–Earth Connection Coronal and Heliospheric Investigation (SECCHI; [Howard et al., 2000](#)) instrument suite for the STEREO spacecrafts. The STEREO instrument suite consists of five telescopes covering a broad range of fields of view. The COR1 and COR2 coronagraphs image the inner and outer corona from 1.4 to 15 R_\odot . COR1 A, B has a resolution of 7.5 arcsec/pix and field of view (1.4–4 R_\odot). COR2 A, B has a resolution

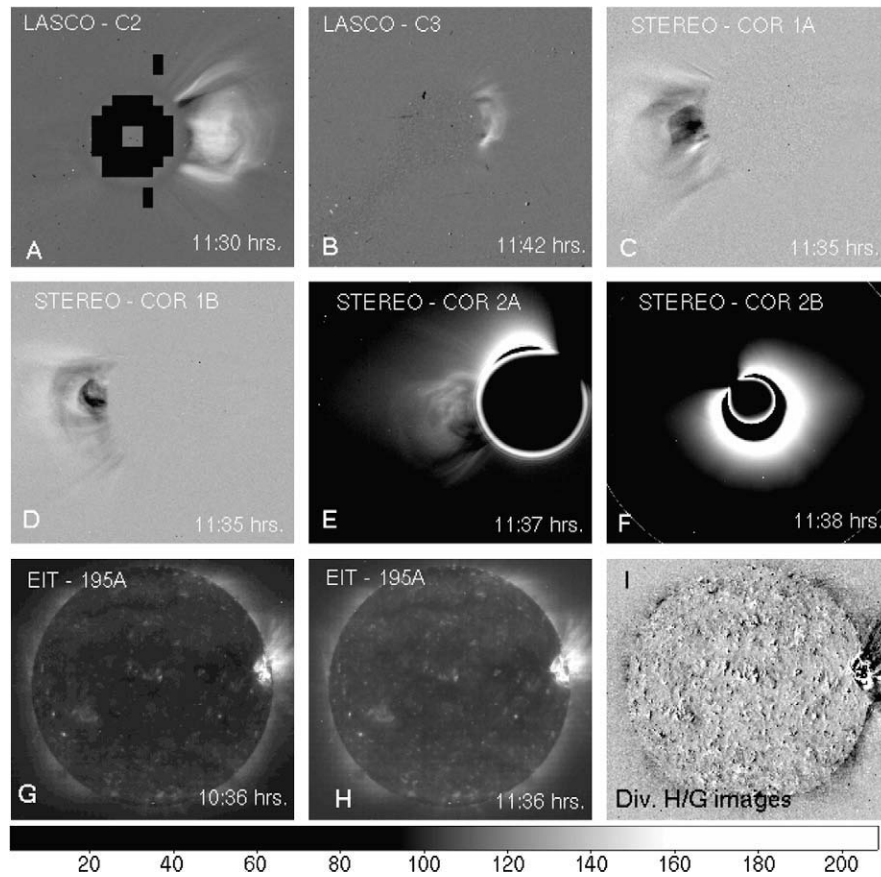


Fig. 1. A CME observed on 2 January 2008 with a characteristic three-part structure is shown at different projection angles as observed with different instruments – (A) LASCO C2, (B) LASCO C3, (C) STEREO COR1A, (D) STEREO COR1B, (E) STEREO COR2A, (F) STEREO COR2B. An active region can be seen at the extreme right of the images (G) and (H) LASCO EIT (with a time difference of 1 h). In panel (I) we show the H/G ratio image to clearly illustrate this active region.

14.7 arcsec/pix and field of view (2–15 R_{\odot}). The Heliocentric distances (AU) for STEREO-B, STEREO-A and the Earth were 1.011295, 0.967365 and 0.983281, respectively, at the time of observation (2008/01/02, 11:30 UT).

Fig. 1 shows the images taken on 2 January, 2008 by LASCO with cameras C2, C3, and by STEREO with cameras COR1A, COR1B, COR2A and COR2B, when the CME intensity was at its maximum and EIT observations at 195 Å. The observations with the different instruments basically correspond to the same time with a small time difference of around 12 min.

4. Results

Fig. 1 shows the three parts that are characteristic of some CMEs – frontal structure, cavity and a core – in A, B, C, D and E images.

The three parts are best seen on the LASCO C2 and STEREO COR2A images (Fig. 1A and E), whereas on the LASCO C3 image the frontal structure is seen as an arc (Fig. 1B). In STEREO COR 1A and STEREO COR 1B, we also see the CME with a three part structure (Fig. 1C and D, respectively). From the COR 2A image,

it can be seen that the core is formed of several loops and arcades (Fig. 1E). The observations with EIT at 195 Å show the active region associated with the CME. We show the active region (Fig. 1G and H). Panel 1I shows the H/G ratio image to clearly illustrate this active region.

We have performed a wavelet analysis of all these images. The results from this analysis are presented in Figs. 2–7. Fig. 2 shows the active region seen in the SOHO/EIT images at 195 Å. A zoomed image of the active part observed by SOHO EIT is shown in the right panel, where we can see that the active region is characterized by complex structures. In panel A, we show a superposition of EIT and SOHO images, where we can see the relationship between the active region and CME. In panel B, we show the wavelet analysis of this region over a scale of 2 pixels, which shows a very complex structure. Thus, the active region seems to contain the seeds that grow into complex CME structures with expanded loops.

Figs. 3–7 have the following format: the first image on the upper left panel corresponds to the original white light image, followed by images showing structures at chosen wavelet scales of 3, 5 and 7 pixels, respectively, in panels (A), (B) and (C).

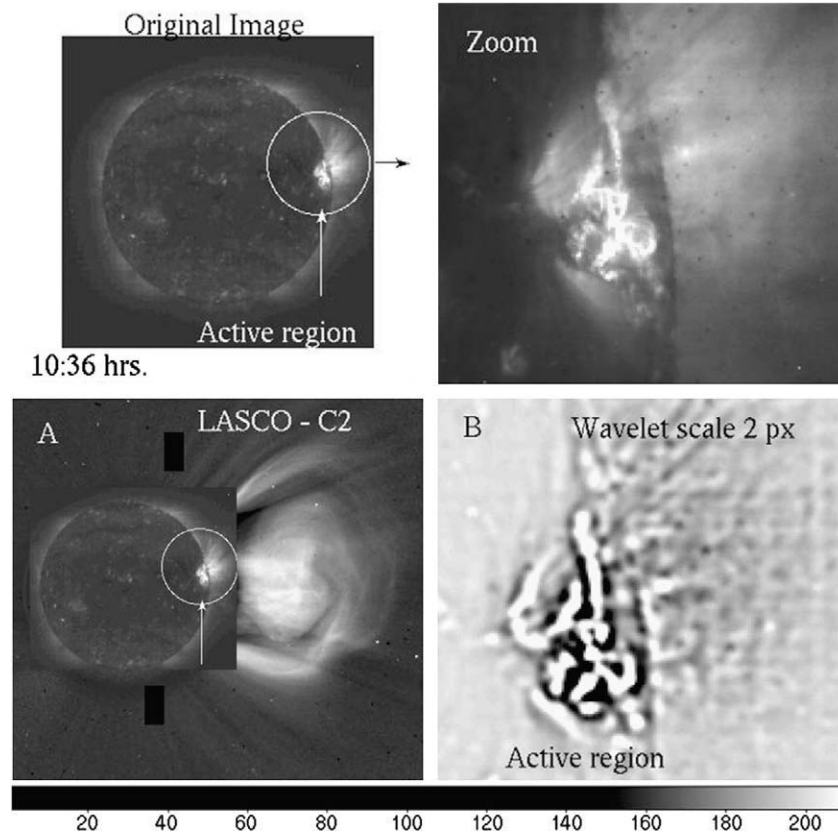


Fig. 2. Wavelet analysis of EIT 195 Å observed on 2 January 2008. We can see the active region. We show the relationship between CME and the active region.

In the LASCO C2 image (Fig. 3), all of the three parts of the CME can be seen very well (original image). At the 3-pixel scale = $0.035 R_{\odot}$ (Fig. 3A), we can see the complex structures in the core that suggest “intertwined” magnetic field lines forming arcs and also jet-like structures defining the boundary of the CME (denoted by letters (a, b)). Narrow arcs are also seen in the frontal structure forming various circular sectors. In (B) (5 pixels = $0.059 R_{\odot}$), the core shows distorted filamentary structures (a). Further to the right (in the box), the arcs seen at the 3 pixel scale are also seen in the 5-pixel scale (b). The arcs are seen at higher contrast at this scale. In (C) (7 pixels = $0.083 R_{\odot}$), we can see all the structures seen in (B). An additional structure can be seen in this image, which is denoted by letter (c). From this analysis, we can see that the core has a complex structure, possibly formed by several magnetic arcades where the field appears to be twisted. It can also be seen that the frontal structure is made up of several concentric arcs.

In the LASCO C3 image (Fig. 4), the characteristic three parts of the CMEs are not seen. Instead only the frontal structure is seen as a thick arc in all the plotted scales (3, 5 and 7 pixels corresponding to physical scales of 0.175, 0.292 and $0.409 R_{\odot}$, respectively).

The wavelet analysis of the COR 1A image is shown in Fig. 5. At the 3 pixel = $0.023 R_{\odot}$ scale (Panel A), we can see the internal structure of the core. It can be noticed that the core is resolved into several radially complex structure, sur-

rounded by arch-shaped structures. Further out extended arcades bound the CME, with several radial structures surrounding it on either side. At higher wavelet scales 5 pixels = $0.039 R_{\odot}$, panel B and 7 pixels = $0.054 R_{\odot}$, panel C, the external arcades and the flanks become increasingly pronounced. The internal arc to jet contrast is also larger in these higher wavelet scale images. These images suggest that the magnetic configuration inside the core is very different that in the external parts of the CME.

Fig. 5C shows the wavelet analysis (7 pixels = $0.054 R_{\odot}$), we observe the same structures as in A and B, there are more flanks in the internal structures clearly and structures are the biggest.

Fig. 6 corresponds to the COR 1B image, which has the same physical scale as that for COR 1A, but seen from another location. We can recover all the structures that are seen in the wavelet analysis of COR 1A. However, the external rainbow of arcades is seen almost projected onto the internal arcs (or core) at this orientation. This illustrates that our analysis is able to pick out the basic internal structures even when seen from two different orientations.

In the COR2A image (Fig. 7), we can see a broad view of the CME. The details of the frontal structure associated with the three-part CME are better seen in this image. In Panel A (3 pixels = $0.046 R_{\odot}$), we can see the structure of the core. At the resolution of this instrument the flanks

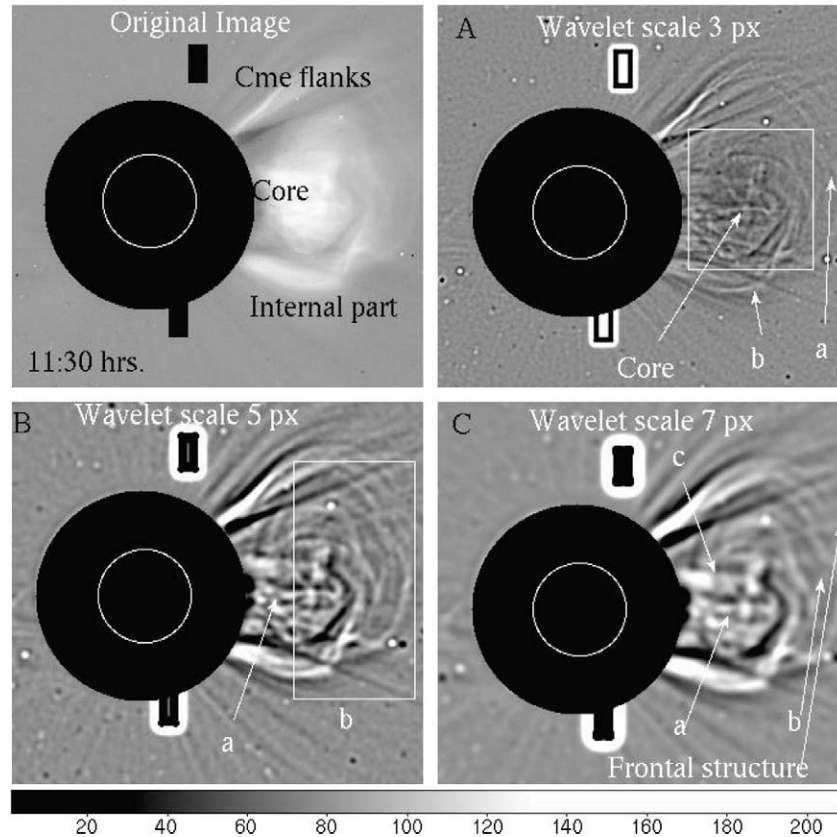


Fig. 3. LASCO C2 image of a three-part CME observed on 2 January 2008. Panels (A–C) show the different scales of the analysis wavelet and we show the different structures of the CME found with the wavelet analysis.

seen in the COR1A image are not visible, but the arcs surrounding these flanks are clearly seen. In Fig. 7B (5 pixels = $0.076 R_{\odot}$) and C (7 pixels = $0.107 R_{\odot}$), the arcs become more prominent – which is very similar result to the analysis of the COR 1A and COR 1B images. Between the internal arc and the external rainbow structure of arcades (frontal structure), several concentric arcs are seen.

5. Orientation of the most intense flux

Another study that was carried out was to measure the direction or angle of a structure immersed in a CME. To do this, we have taken an elliptical diaphragm (with a major axis of 80 pixels and a minor axis of 20) centred on a given pixel of the image, with its major axis at an angle ϕ with respect the x -axis. We have then computed the total flux

$$I_{\phi}(x, y) = \int \int_{s(\phi, x, y)} I(x', y') dx' dy', \quad (3)$$

within the diaphragm. In this equation, $s(\phi, x, y)$ represents the surface enclosed by the elliptical diaphragm (centred in x, y , and at an angle ϕ). We then associate the direction of the structures at the position of the central pixel with the angle ϕ_m for which we obtain the maximum over all ϕ of $I_{\phi}(x, y)$. This procedure is repeated with the elliptical diaphragm centred on each pixel of the image.

Through this process, we obtain directions (associated with the values of ϕ_m) which point along the axes of bright, filamentary structures. In regions corresponding to “valleys” limited by two filamentary structures, the directions associated with the values of ϕ_m point towards the neighbouring filaments, bridging the bottom of the valley.

Then, for each pixel (x, y) of the image, we obtain a “preferred orientation” $\phi_m(x, y)$, which we plot as lines of equal moduli at the corresponding positions and orientations. These “arrow plots” are shown in Fig. 8. The arrows in this figure show the orientation of the emitting structures. The results are illustrated for the images from LASCO C2 and STEREO COR 2A (see Figs. 8 and 9), in which all three parts of the CMEs are seen.

The arcs and flanks associated with the CME that are seen with the wavelet analysis can also be seen in these two vector diagrams.

6. Discussion and conclusions

It can be seen that the loop structures inside a CME are better defined in the processed wavelet images than in the original images. At small scales (3 and 5 pixels), the core is the only part that is seen, while the bright edge is the dominant structure at large scales (7 pixels), and traces an almost circular loop. On closer examination, we can

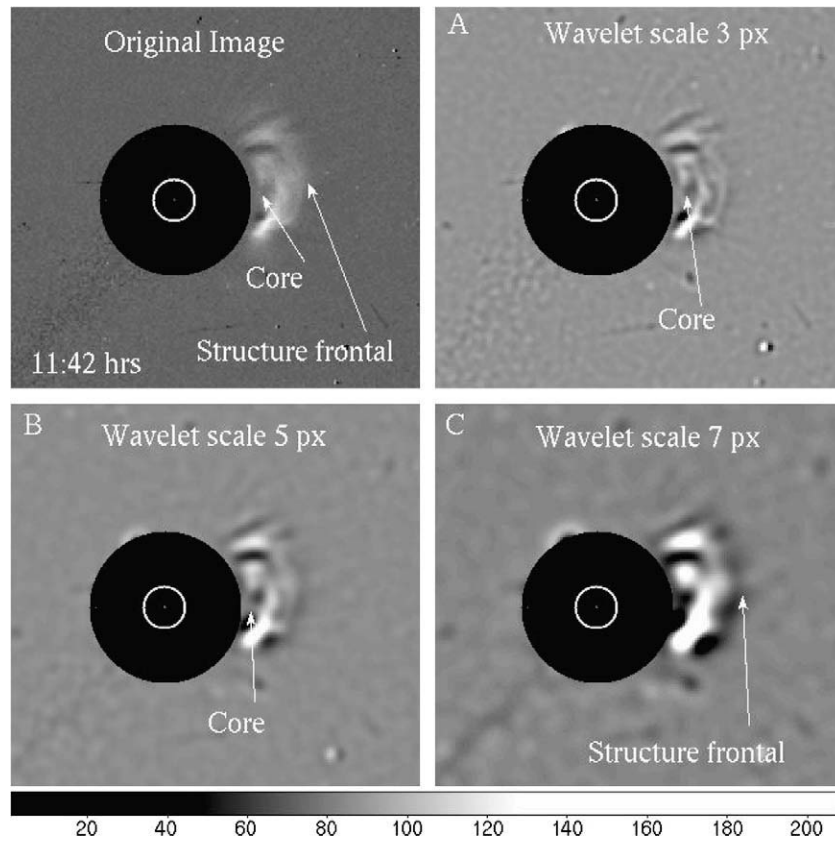


Fig. 4. LASCO C3 image of CME observed on 2 January 2008, only the leading edge is seen as a thick arc in all the plotted scales (3, 5 and 7 pixels). The bright ring inside the dark disk indicates the location and diameter of the Sun. The outer edge of the disk lies at ~ 3.5 solar radii.

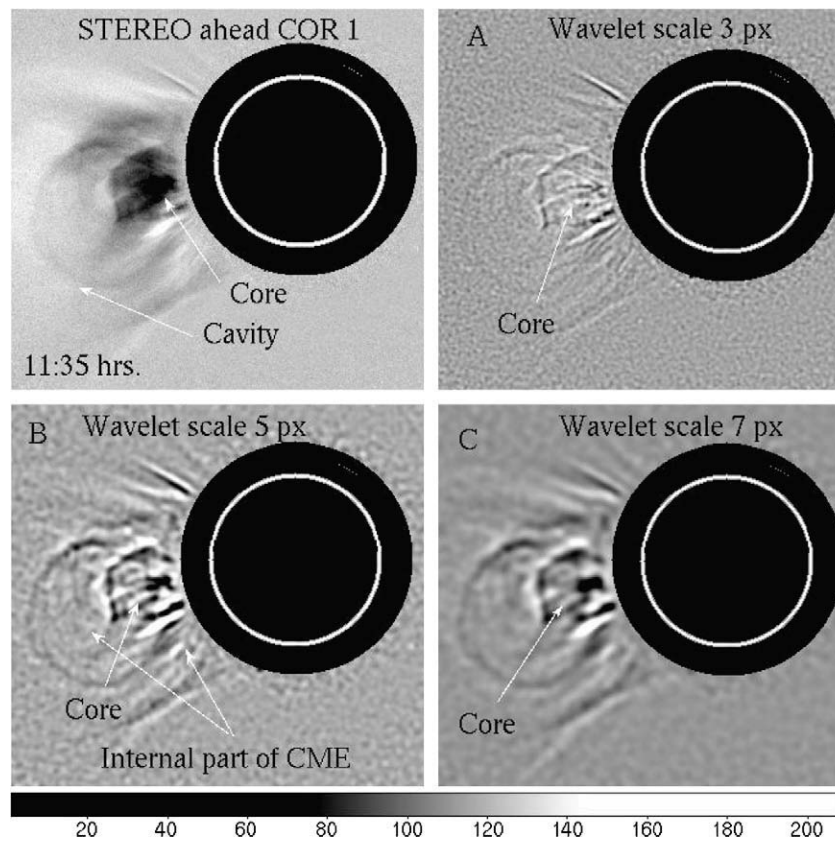


Fig. 5. COR 1A image of the CME shows in Fig. 1. Panels (A–C) show the results from wavelet analysis at three selected scales.

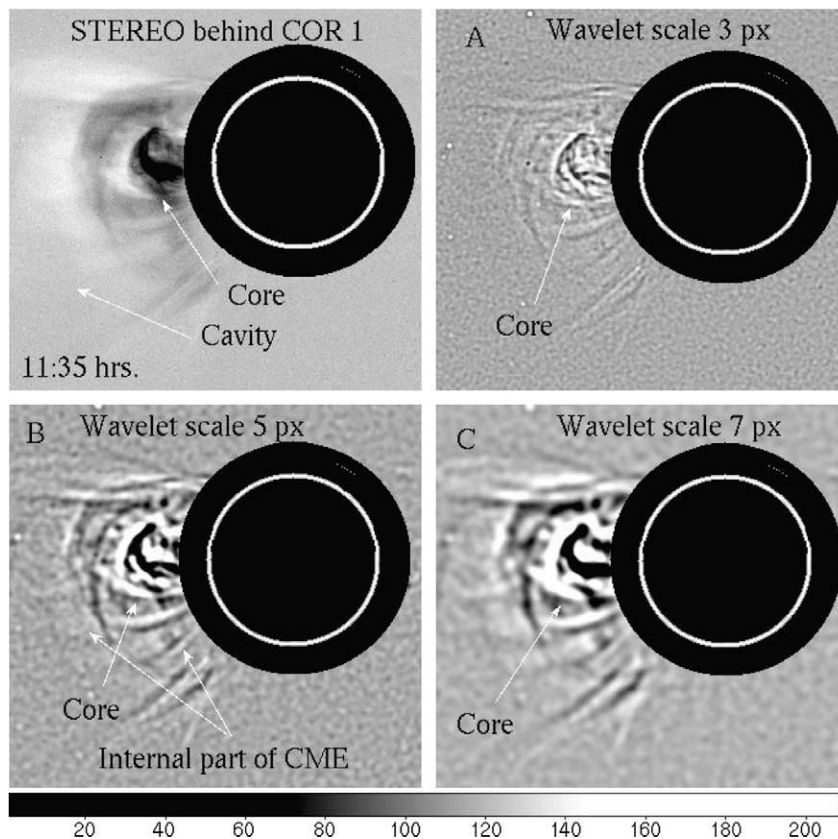


Fig. 6. The same as in Fig. 5, but for the COR 1B image.

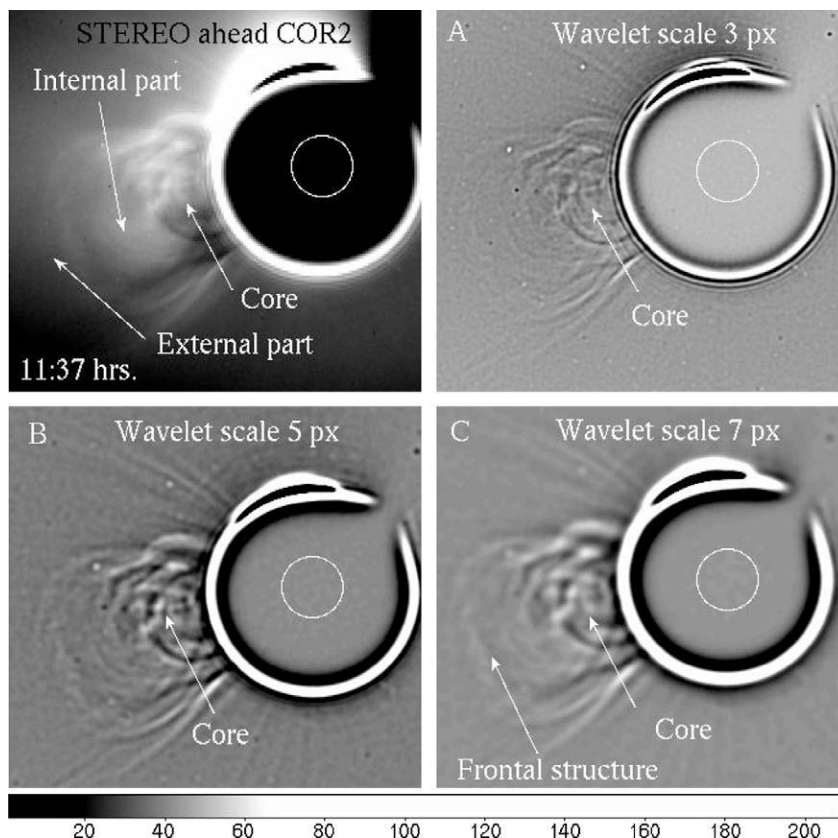


Fig. 7. Results of wavelet analysis of COR 2A image. We can see a series of arcs one behind the other emanating from the core of the CME in all scales (3, 5 and 7 pixels).

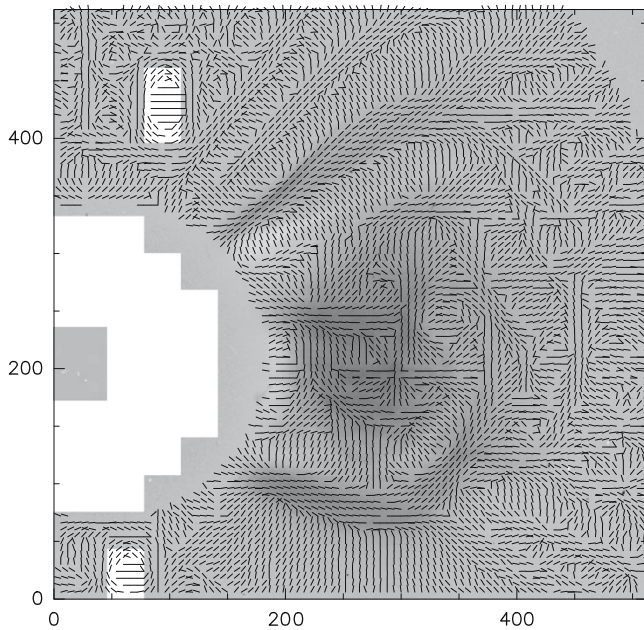


Fig. 8. Vectors showing the orientation of the most intense parts of the structures seen in a CME. The analysis is done only for the part of the original image centered on the CME.

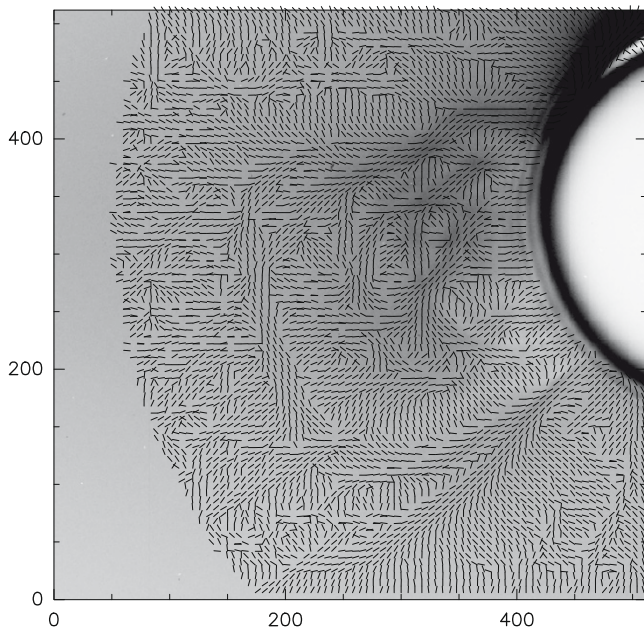


Fig. 9. The same as in Fig. 8, but for the COR 2A image.

see intertwined loop sub-structures inside the core. Also, the circular loop seems to be located in a plane behind the core. The circular pattern or twisted observed within the cavity of the CME suggests the existence of helical magnetic features (Chen et al., 1997; Dere et al., 1999; Wood et al., 1999), commonly known as flux ropes, and used extensively by CME modelers.

In the three-part CME studied in this work, substructures can be clearly seen in the core and in the frontal struc-

ture. The core is formed by several radially complex structure surrounded by an arc, whereas the frontal structure is split into a series of concentric rainbow-like arcades. The observed structure of the CME confirms that coronal loops are often reconfiguring via reconnection, and suggests that the core magnetic structures are twisted and more complex than in the outer part of the CME. In the ultraviolet image of the active region, we find many complex sub-structures, similar to those found in the CME.

In Figs. 3–7, we have demonstrated that we can recover the three-part structure of the CME irrespective of the image used to analyze it. However, different instruments have different image scales, which should be taken into account in comparing these images.

The availability of images of the same CME event observed by different cameras in different satellites has allowed us to carry out a study to compare and differentiate the structures of the CME as seen from different angles and with different scales. Using the wavelet analysis technique, we have illustrated that different sub-structures of the CME stand out at different scales. Wavelet decomposed images taken with different cameras look very similar when they are matched to the same physical scale.

Our study has shown that the bright leading edge of a CME is constituted of a series of loops, one behind the other. The core is also resolved into intertwined filamentary structures.

To summarize, the present study is an illustration of the results that can be obtained from wavelet analyses of satellite images of CMEs. This is a first step in understanding the results from such analyses, leading towards the development of more quantitative evaluations of the morphology of CMEs based on their spectral characteristics. The eventual aim of these studies would be to be able to classify the observed CME images based on a wavelet analysis of the observed images. This would provide a quantitative method for classifying images of CMEs.

However, one should keep in mind the limitations of such a classification. While a wavelet analysis method can in principle provide a quantitative evaluation of the spatial characteristics of the structures seen in an image (e. g., by studying the fluxes at given positions obtained for different a scales), this kind of method will only provide a purely morphological description of CMEs. A more realistic, physical classification of course will depend on future studies of the physical properties (e. g., density, temperature, flow velocity) of the ejected material.

References

- Bemporat, A., Raymond, J., Poletto, G., Romoli, M. A comprehensive study of the initiation and early evolution of a coronal mass ejection from ultraviolet and white-light data. *Apj* 655, 576–590, 2007.
- Brueckner, G.E., Howard, R.A., Koomen, M.J., et al. The Large Angle Spectroscopic Coronagraph (LASCO). *SoPh* 162, 357–402, 1995.
- Byrne, J.P., Gallagher, P.T., McAteer, R.T.J., Young, C.A. The kinematics of coronal mass ejections using multiscale methods. *A&A* 495, 325–334, 2009.

- Chen, J., Howard, R. A., Brueckner, G. E., et al. Evidence of an erupting magnetic flux rope: LASCO coronal mass ejection of 1997 April 13. *ApJ* 490, L191, 1997.
- Cremades, H., Bothmer, V. On the three-dimensional configuration of coronal mass ejections. *A&A* 422, 307–322, 2004.
- Defise, J.-M., Song, X.Y., Delaboudiniere, J.P., et al. Calibration of the EIT instrument for the SOHO mission, in: *Proc. SPIE*, vol. 2517, p. 29–39, 1995.
- Delaboudinière, J.-P., Artzner, G.E., Brunaud, J., et al. EIT: Extreme-ultraviolet imaging telescope for the SOHO mission. *SoPh* 162, 291–312, 1995.
- Dere, K.P., Brueckner, G.E., Howard, R.A., Michels, D.J., Delaboudiniere, J.P. LASCO and EIT observations of helical structure in coronal mass ejections. *ApJ* 516, 465–474, 1999.
- Fleck, B., Domingo, V., Poland, A.I. The SOHO mission. *SoPh* 162 (1–2), XII + 531 p, 1995.
- Gopalswamy, N., Lara, A., Yashiro, S., Nunes, S., Howard, R.A. Coronal mass ejection activity during solar cycle. *ESASP* 23, 403–414, 2003.
- Gopalswamy, N., Yashiro, S., Vourlidas, A., Lara, A., Stenborg, G., Kaiser, M.L., Howard, R.A. Coronal mass ejections when the Sun went wild. *AAS*, 204G–4709G, 2004.
- Gosling, J.T. Physical nature of the low-speed solar wind. *AIPC* 17–385G, 1997.
- Howard, R.A., Sheeley Jr., N.R., Michels, D.J., Koomen, M.J. Coronal mass ejections – 1979–1981. *JGR* 90, 8173–8191, 1985.
- Howard, R.A., Moses, D.J., Socker, D.G. Sun–Earth connection coronal and heliospheric investigation (SECCHI), in: *Proc. of SPIE*, vol. 4139, pp. 259–283, 2000.
- Hundhausen, A.J. Coronal mass ejections. *Cosmic winds and the heliosphere*. *AASP*, 259, 1997.
- Hundhausen, A. Coronal mass ejections, in: Strong, K.T., Saba, J.L.R., Haisch, B.M., Schmelz, J.T. (Eds.), *The Many Faces of the Sun: A Summary of the Results from NASA’s Solar Maximum Mission*. Springer, New York, p. 143, 1999.
- Illing, R.M.E., Hundhausen, A.J. Possible observation of a disconnected magnetic structure in a coronal transient. *JGR*, 8810210I, 1983.
- Kahler, S.W. Solar flares and coronal mass ejections. *ARA&A*, 30K–113K, 1992.
- Kahler, S.W. Observational properties of coronal mass ejections. *GMS*, 21–32, 2006.
- MacQueen, R.M., Eddy, J.A., Gosling, J.T., et al. The outer solar corona as observed from Skylab: preliminary results. *JAp* 187, L85–L88, 1974.
- Stenborg, G., Cobelli, P.J. A wavelet packets equalization technique to reveal the multiple spatial-scale nature of coronal structures. *A&A* 398, 1185–1193, 2003.
- Stenborg, G., Vourlidas, A., Howard, R.A. A fresh view of the extreme-ultraviolet corona from the application of a new image-processing technique. *Apj* 674, 1201–1206, 2008.
- Tousey, R. The Solar Corona, in: Rycroft, M.J., Runcorn, S.K. (Eds.), *Space Research XIII*. Akademie, Berlin, pp. 713–713, 1971.
- Webb, D.F., Jackson, B.V., Reames, D.V. Study of CMES observed in the heliosphere using HELIOS photometer. Magnetic field and plasma data. *BAAS*, 24W–747W, 1992.
- Wood, B.E., Karovska, M., Chen, J., Brueckner, G.E., Cook, J.W., Howard, R.A. Comparison of two coronal mass ejections observed by EIT and LASCO with a model of an erupting magnetic flux rope. *ApJ* 512, 484–495, 1999.
- Yashiro, S., Gopalswamy, N., Michalek, G., et al. A catalog of white light coronal mass ejections observed by the SOHO spacecraft. *JGRA*, 10907105Y, 2004.

Capítulo 5

CME Classification based on wavelet Spectra

5.1. Sinopsis del artículo 2

En este trabajo se estudiaron las estructuras internas de un conjunto de 28 diferentes EMCs usando el análisis wavelet. Derivamos el espectro wavelet, espacialmente integrado sobre regiones de interés en imágenes en luz blanca de LASCO-C2. Estos espectros muestran un punto de inflexión, el cual es usado para caracterizar cada espectro. En un diagrama de flujo vs. la escala espacial del punto de inflexión, encontramos que las estructuras analizadas se dividen en dos grupos: uno de flujo bajo, con una escala espacial pequeña (al cual llamamos “grupo homogéneo”), y otro de flujo alto, con una escala espacial mayor (al cual llamamos “grupo colimado”). Se demostró que usando la técnica del análisis wavelet podemos clasificar en dos grupos a las EMC.

CME Classification Based on Wavelet Spectra

D.I. González-Gómez · X. Blanco-Cano · A.C. Raga

Received: 11 February 2010 / Accepted: 9 August 2010 / Published online: 14 September 2010
© Springer Science+Business Media B.V. 2010

Abstract We study the internal structure of coronal mass ejections (CMEs) using wavelet analysis. We derive wavelet spectra, spatially integrated over regions of interest within LASCO C2 white-light coronagraphic images. These spectra show an inflection point, which we use to characterize each spectrum. In a diagram of flux vs. spatial scale of the inflection point, we find that the analyzed structures fall into two, distinct groups: a low-flux, small-spatial-scale group (which we call the “homogeneous” type), and a high-flux, larger-spatial-scale group (the “collimated” type). Interestingly, if we study different regions of a given image, all of the structures fall into one of the two groups described above. From a qualitative comparison with the images, it is clear that the two groups identified by the wavelet analysis correspond to two types of morphologies, which are seen as either more-homogeneous or more-collimated structures.

Keywords Analysis wavelet · CME

1. Introduction

Coronal mass ejections (CMEs) have been a topic of extensive study since they were first identified in observations made with space-borne coronagraphs in the 1970s (Tousey, 1971; MacQueen *et al.*, 1974). The *Large Angle Spectrometric Coronagraph* (LASCO) onboard

Solar Image Processing and Analysis
Guest Editors: J. Ireland and C.A. Young.

D.I. González-Gómez (✉) · X. Blanco-Cano
Instituto de Geofísica, UNAM, Mexico, DF 04510, Mexico
e-mail: dulce@geofisica.unam.mx

X. Blanco-Cano
e-mail: xbc@geofisica.unam.mx

A.C. Raga
Instituto de Ciencias Nucleares, UNAM, Mexico, DF 04510, Mexico
e-mail: raga@nucleares.unam.mx

the SOHO spacecraft (Fleck, Domingo, and Poland, 1995; Brueckner *et al.*, 1995), launched in December 1995, provides to date unprecedented coronal images, due to its high cadence and spatial resolution of the Sun's corona. The effects of CMEs are seen indirectly at Earth as aurora (Howard, 2006). CMEs are large-scale eruptions of magnetized plasma from the solar atmosphere into interplanetary space.

Material ejections are a common phenomenon of the solar corona. Nevertheless, models of a CMEs and the forces acting on them during their subsequent propagation through the corona remain active areas of research. CMEs are massive ($10^{14} - 10^{17}$ grams) clouds of plasma that are ejected from the Sun. One of the scientific objectives of LASCO is to understand why these events occur.

From the observational point of view, CMEs appear in a large variety of geometric shapes, from the more typical three-part structure (an opening loop like a bright front including a dark cavity or void and a bright core) to complex curved and twisted helical structures. It is still unclear how much of the observed variety of CME geometries is a consequence of projection effects and how much is related to real differences in the physical structure of the CME source and/or of the background corona.

While solar observations advance, theories behind those observations require further work. The main challenge for the theory of solar eruptions has been to understand two basic aspects of large flares, eruptive prominences, and CMEs, *i.e.* the cause of the eruption and the nature of the morphological features that form during the dynamical evolution of an eruption (Lin, Raymond, and Van Ballegoijen, 2003).

Future progress in understanding the origin and evolution of CMEs depends critically on obtaining new observations. More information is needed about the structure of the magnetic field in the corona before and after eruptions. The magnetic field in the lower corona plays a fundamental role in the genesis of CMEs. Equally important are new observations of the magnetic field in the solar wind (Forbes *et al.*, 2006).

Previous papers have used wavelet-analysis techniques to study solar phenomena. Stenborg, Vourlidis, and Howard (2008) developed a technique to enhance EUV features based on their multi-scale nature. Using EIT data, they showed the existence of some features that are not revealed with standard image-processing techniques; Stenborg and Cobelli (2003) used wavelet analysis for the reduction of local noise and interactive weighted recombination, using data from LASCO-C1, C2, and C3. This approach represents a major advance towards unambiguous image interpretation and provides a means for the quantification of stationary and dynamic coronal structures required for morphological studies. Byrne *et al.* (2009) applied multi-scale methods to enhance the visibility of the faint CME fronts. This enables an ellipse characterization technique to study the changing morphology (width, orientation) and the kinematics (height, velocity, acceleration) of a sample of events imaged by LASCO and STEREO/COR1, COR2. Recently McAteer *et al.* (2010) proposed a wavelet-transform modulus-maxima method for the automated detection and extraction of coronal loops in extreme ultraviolet images of the solar corona. In this method, the authors decompose an image into a number of size scales, and track enhanced power along each ridge corresponding to a coronal loop at each scale. In a previous study, we analyzed CME structures using a wavelet technique with data from the SOHO/LASCO coronagraphs C2-C3, EIT and STEREO/COR1A-B, COR2A-B (González-Gómez, Blanco-Cano, and Raga, 2010). We also studied the orientation of the most intense flux and found the orientation of the structures in the CME.

The objective of the present article is to propose a new, quantitative classification of CME morphologies, based on wavelet analysis with the Mexican hat as the base function. We first describe how the wavelet spectra are obtained (Section 2). We then apply this analysis to

two example CMEs (Section 3). In Section 4, we present the observational sample of a set of LASCO/C2 white-light coronagraphic images, and their wavelet spectra, spatially integrated over regions of interest. The proposed classification scheme is presented in Section 5, and the results are summarized in Section 6.

2. Wavelet Analysis

The main objective of this work is to use a wavelet-analysis technique to study the structures inside CMEs at different spatial scales using the images obtained with SOHO/LASCO. The wavelet transform is essentially a convolution of the image with a set of localized base functions.

We have proceeded as follows: The convolution is performed using a standard FFT algorithm over a box size of 128×128 pixels centered on a region of interest (*e.g.* a CME event). We used the isotropic Mexican hat as the base function:

$$g(r) = C(2 - r^2)e^{r^{-2}/2}, \quad (1)$$

where $r = (x^2 + y^2)^{1/2}/a$, $C = (2a^2)^{-1/2}$, and a is the scale length of the wavelet. The transform is obtained using the following sequence: We define a system of coordinates with the y -axis pointing North and the x -axis pointing West. The convolution is performed for the entire box, using the equation

$$T_a(x, y) = \int_{x_1}^{x_2} \int_{y_1}^{y_2} I(x' - x, y' - y) g_a(x', y') dx' dy', \quad (2)$$

where $I(x, y)$ is the observed image, and (x_1, x_2, y_1, y_2) are the boundaries of the chosen 128×128 pixel box (see the boxes in Figure 1). Convolutions are carried out for wavelets with a in the 1–128 range. We finally compute a one-dimensional spectrum $[S(a)]$ by integrating the positive regions of $T_a(x, y)$ over the chosen domain:

$$S(a) = \int_{x_1}^{x_2} \int_{y_1}^{y_2} \max[T_a(x, y), 0] dx dy. \quad (3)$$

3. Application of the Wavelet Analysis

We illustrate the technique described in Section 2 by analyzing two images obtained with LASCO-C2 on 28 December 2000 and on 1 November 2003 (Figure 1).

The morphologies seen in these two images are very different from one another: the first is a CME classified as Halo type (with the ejection spread over the entire solar disk), and the second is characterized by several well-defined collimated structures or jets. We have chosen several 128×128 pixel boxes (labeled a through j), which we show on the images of Figure 1.

Figure 2 shows the spatially integrated wavelet spectra; see Equation (3) for the individual boxes of the two images shown in Figure 1. The bottom set of the curves corresponds to the 28 December 2000 event (event 1), and the top set of the curves corresponds to the 1 November 2003 event (event 2). It can be seen that all the curves are characterized by two parts – a slowly increasing region (at scales $a \approx 10$ pixels), followed by a rapidly increasing region (at $a > 20$ pixels). These two regimes are separated by an inflection point.

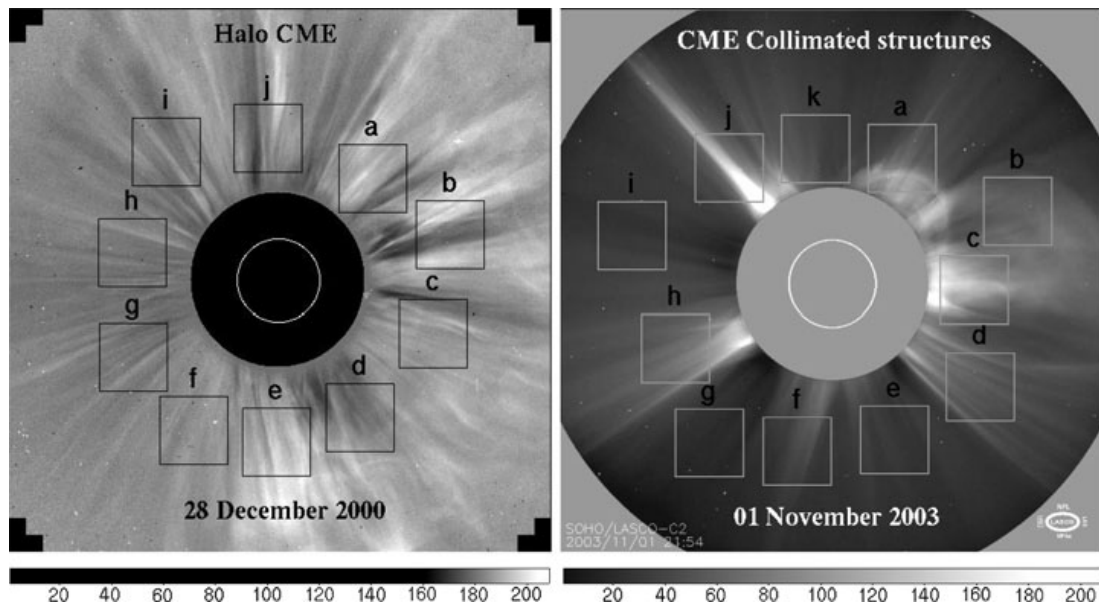
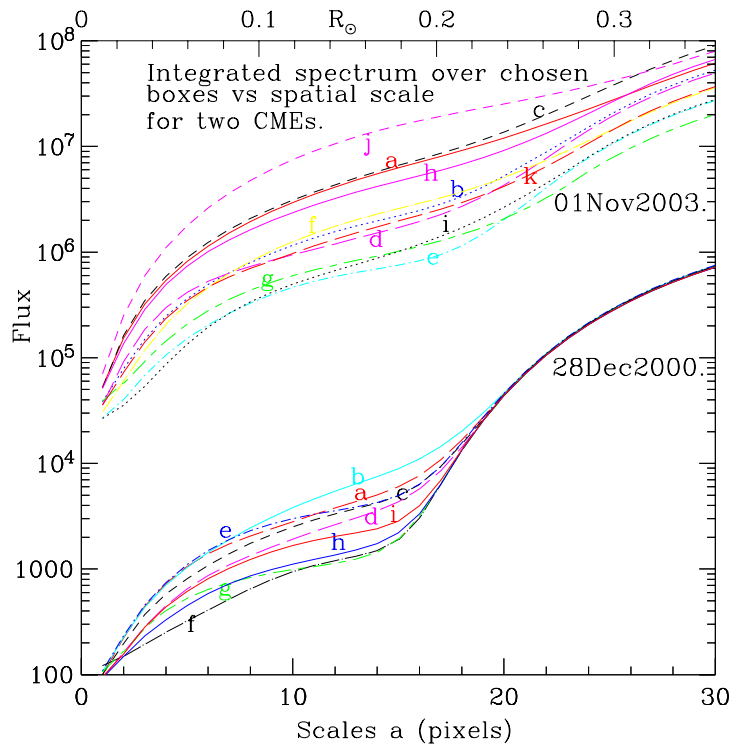


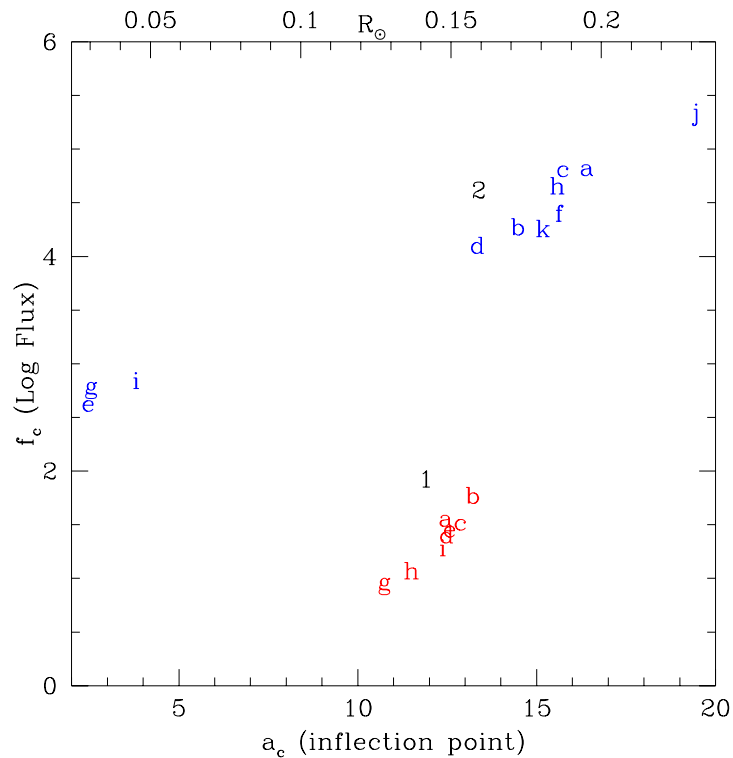
Figure 1 Two images with visibly distinct types of CME events. Wavelet analysis was carried out on these two images in boxes of 128×128 pixels (identified by letters *a* through *k*), in order to develop an automatic method of CME classification. The images correspond to dates 28 December 2000 (left) and 1 November 2003 (right).

Figure 2 Wavelet spectrum of the two example images for the boxes indicated in Figure 1. The bottom and top sets of curves correspond to the images of 28 December 2000 and 1 November 2003, respectively. Note that all the curves have one inflection point, with this point moving systematically to the right for the higher flux curves within a given set.



It can also be seen that there is a tendency for the inflection point to shift to larger scales within the same image if the flux in that scale is higher. We illustrate this tendency in Figure 3, where we show the logarithm of the flux [f_c] plotted against the spatial scale [a_c] of the inflection point. In order to plot this figure, we numerically calculated the second deriv-

Figure 3 The flux f_c vs. the spatial scale a_c of the inflection points of the spectra shown in Figure 2.



ative of each of the curves, which enabled us to automatically obtain the scale size [a_c] and the flux [f_c] of the inflection point.

The results for all of the boxes of one image are clearly separated from those for the other image of Figure 1. The inflection point for the first image corresponds to a spatial scale $a_c \approx 0.1 - 0.2 R_\odot$, whereas for the second image, we obtain $a_c \approx 0.15 - 0.25 R_\odot$. Although there is an overlap in the values of the spatial scales [a_c] of the inflection points for the two events, the flux at the points corresponding to the two images are clearly separated.

It is worth noting one important result in these figures: all of the points for a particular image belong to the same group (bottom for event 1, and top for event 2), irrespective of where we place the analysis window. This suggests that the internal structure can be characterized by analyzing any part of the image, not necessarily the brightest ejection zones.

In this section, we have shown that the wavelet spectra, which we characterize by the spatial scale [a_c] and the flux [f_c] of the inflection point (present in all spectra), directly tell us with which of the two events the analyzed spectrum is associated. In the following section, we apply this technique to a larger sample of images, in order to evaluate their characteristics: their positions in an f_c vs. a_c diagram.

4. Observational Sample

Having established a technique to automatically distinguish the CMEs based on a wavelet spectral analysis of their internal structure, we now apply our technique to more images. For this purpose we chose several CME events observed by SOHO/LASCO. Details such as date and time of the events are given in Table 1. The data used in this work are from the public database of SOHO/LASCO at <http://lasco-www.nrl.navy.mil/> following the “Database Queries and Download”. The data were taken with the C2 coronagraphs. The pixel size of the C2 coronagraphs of LASCO is $11.4''$ and the field of view (FOV) ranges from 1.5

Table 1 Observation Data

Obs. Date	Class.	UT	Activity	ID	Group
24/Feb/1998	wc	12:52:39	–	1	HS
02/Jun/1998	wc	14:28:20	–	8	HS
01/Aug/1999	wc	19:48:23	–	16	CS
28/Dec/2000	Halo (S)	13:54:08	–	3	HS
23/Apr/2000	Halo (OA)	14:51:47	–	9	HS
14/Jun/2000	Halo (S)	15:25:55	–	7	HS
02/Nov/2000	Halo p.	19:48:12	–	25	CS
09/Aug/2001	Halo p.	13:25:16	C flare	27	CS
01/Oct/2001	Halo (OA)	14:48:12	–	17	CS
13/Jan/2002	Halo p.	12:55:09	M flare	28	CS
21/Apr/2002	Halo (OA)	11:50:05	X flare	6	HS
27/Oct/2002	Halo (S)	13:54:08	–	2	HS
05/Oct/2003	wc	12:12:08	–	23	CS
28/Oct/2003	Halo (S)	21:26:59	X flare	4	HS
29/Oct/2003	wc	16:50:08	X flare	24	CS
30/Oct/2003	wc	21:24:46	–	20	CS
31/Oct/2003	wc	18:54:05	–	13	CS
01/Nov/2003	wc	21:54:05	X flare	12	CS
02/Nov/2003	Halo (OA)	02:06:05	X flare	21	CS
03/Nov/2003	wc	21:54:05	M flare	22	CS
04/Nov/2003	Halo (BA)	12:06:28	X flare	19	CS
05/Oct/2003	wc	12:12:08	M flare	23	CS
06/Nov/2003	Halo (S)	09:06:05	–	10	CS
28/Nov/2003	Halo (S)	21:26:08	–	11	CS
05/Sep/2004	Halo p.	08:48:10	–	26	CS
01/Mar/2005	Halo p.	04:24:45	–	14	CS
01/Jun/2005	wc	01:13:43	–	15	CS
02/Oct/2005	wc	10:50:11	–	18	CS
02/Jun/2008	wc	11:30:56	–	5	HS

to $6 R_{\odot}$. The typical temporal resolution is around 12 minutes, and the full-resolution FITS images have a 1024×1024 pixel format. Each image is pre-processed by dividing the CME image with a background image taken when the Sun was relatively quiet just before an event.

The data used in this study were chosen randomly, with the sample images showing a wide variety of CME structures. Halo CMEs can be symmetric (S) or asymmetric with respect to the occulting disk, with brightness asymmetry (BA) and/or outline asymmetry (OA). In the SOHO/LASCO catalog, CMEs with an apparent width of 360° are marked as “Halo”. The majority of the images in our sample are classified in the SOHO/LASCO catalog as Halo (S), Halo (OA), or Halo (p) (Gopalswamy *et al.*, 2007). CMEs without a classification (wc) in the SOHO/LASCO catalog are denoted in this paper as “wc” in Table 1, column 3.

Following the result of the previous section that the characteristic of a CME does not critically depend on the region chosen for the study, we centered our analysis boxes around

two illustrative regions in each image (the location of the boxes in each image is shown in Figures 5–9).

5. The Proposed Classification

In Figure 4 we compare the results obtained for six images (cases 1, 2, 3, 10, 12 and 27 of Table 1). Images 3 and 12 were already described in Section 3 (see Figures 2 and 3).

From Figure 4, we see that all of the wavelet spectra fall into two groups: a low-flux, small-spatial-scale group (on the bottom part of the plot) and a high-flux, high-spatial-scale group (on the top part of the plot). A single spectrum (the bottom curve of Figure 4) shows a more complicated structure, with two extrema and two inflection points. We have included this spectrum in our study by focusing on the larger spatial scale inflection point.

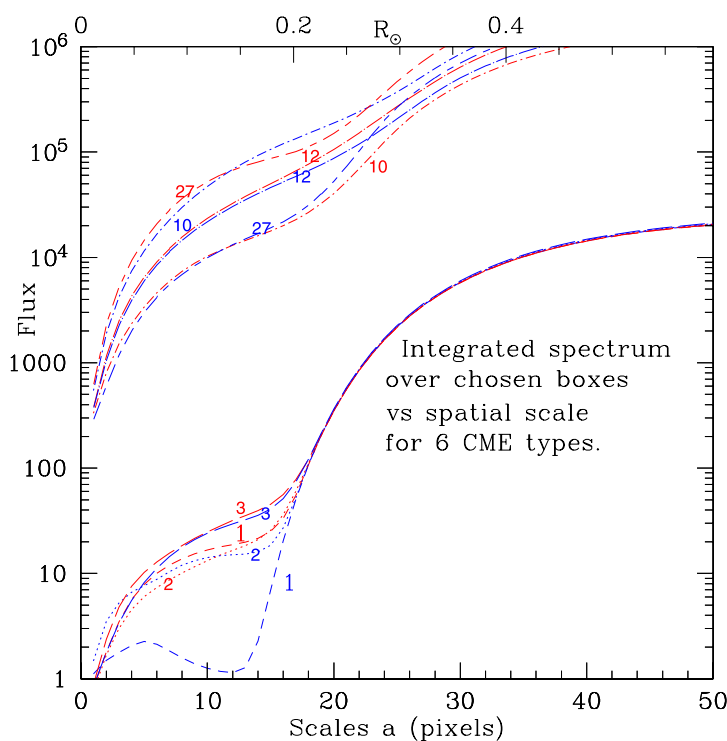
When considering the full sample of images (see Table 1), we find that the spectra fall in one of the two groups seen in Figure 4. All of the spectra (*i.e.*, including the ones that are not plotted in Figure 4) have an inflection point. A few of the spectra have two inflection points, and for these we considered the one with the larger spatial scale.

In Figure 5 (center), we plot the flux [f_c] as a function of the spatial scale [a_c] of the inflection points obtained from the spectra of the two boxes chosen for each of the images (see Table 1). Clearly, the images can be divided into the two already established groups (see Section 3).

The points in each of the groups have an approximately linear f_c vs. a_c behavior. We therefore carry out linear least-squares fits (of the form $f_c = \alpha + \beta a_c$) to each of the two groups. These fits give the following results.

- The “homogeneous” group (Figure 5): $\alpha_h = -2.435 \pm 0.433$, $\beta_h = 0.317 \pm 0.032$,
- the “collimated” group (Figure 5): $\alpha_c = 2.240 \pm 0.312$, $\beta_c = 0.161 \pm 0.020$.

Figure 4 Wavelet spectra of the images denoted 1, 2, 10 and 27 (see Table 1) compared to those already analyzed (images 3 and 12). The two boxes chosen in each image are plotted in blue and pink lines. It can be seen that the images fall into a high-flux group and a low-flux group. The color red corresponds to box 1 and blue corresponds to box 2.



It is then straightforward to classify a CME in the following way:

- i)* obtain the wavelet spectrum of a region of the image (see Section 2)
- ii)* determine the position [a_c] and the flux [f_c] of the inflection point in the spectrum
- iii)* plot these values in a f_c vs. a_c diagram and see to which of the two groups (described by the two linear fits given above) the CME is associated.

6. Results and Discussion

An interesting question then is what qualitative morphologies are associated with this binary classification based on the wavelet spectrum. In order to investigate this, we numbered 1 through 9 all of the images that belong to the “homogeneous” group, and 10 through 24 those in the “collimated” group (last column in Table 1). The four smaller plots in Figure 5 identify the location in the f_c vs. a_c diagram of the inflection points corresponding to the spectra of each of the numbered images.

All images belonging to the “homogeneous” group are shown in Figure 6. Those belonging to the “collimated” group are shown in Figures 7, 8, and 9. The contrast of each image is stretched to best display their morphologies.

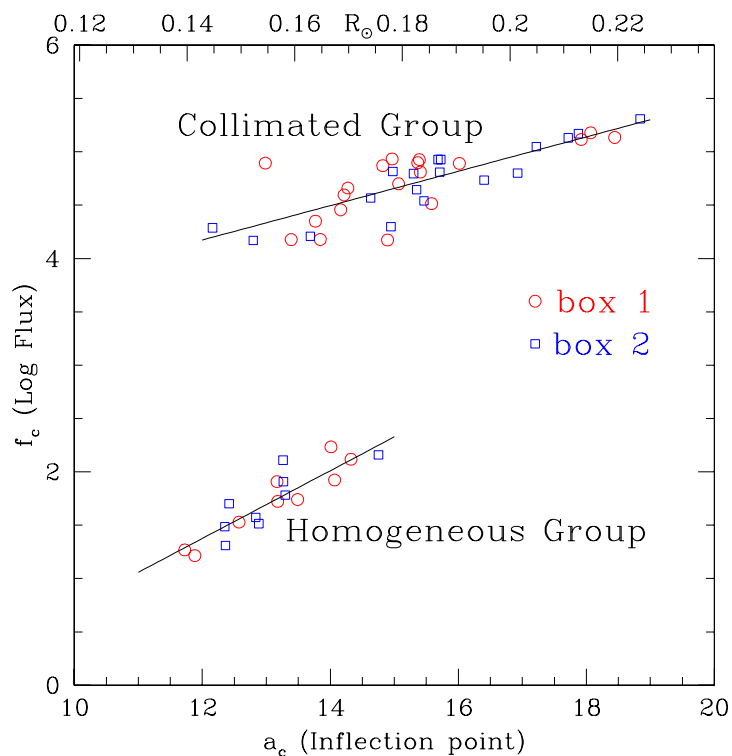
A careful examination of the morphologies of all of the images in Figure 6 reveals that the CMEs in this group have at least one of the following characteristics:

- i)* radial ridges covering a considerable angular extent (all images of Figure 6)
- ii)* broad loops (images 2, 5, and 9)
- iii)* helical structures (image 8).

Because of these characteristics, we call this the homogeneous structure group (HS).

The CMEs in the second group (Figures 7 and 8) all show one or more highly collimated or jet-like structures. We refer to this second group as the collimated structure group (CS).

Figure 5 Results of the inflection point vs. log function. The red color is box 1, the blue color is box 2. We numbered 1 through 9 all images that belong to the “homogeneous” group (SH), and 10 through 24 those in the “collimated” group (CS). The numbers in each diagram are related to the number in the column named “ID” of Table 1.



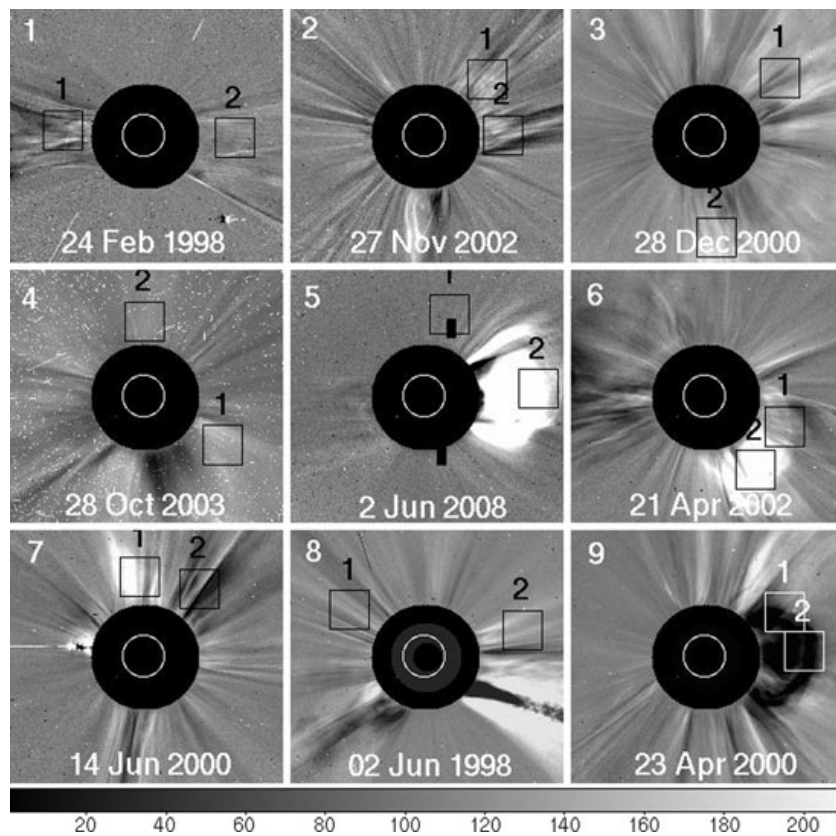


Figure 6 SOHO/LASCO C2 images numbered 1–9 in Table 1, for the homogeneous group. Each image has its date and the position of two boxes. The bar at the bottom of the figure denotes the gray scale levels in arbitrary flux units.

Images 25 to 28 have mixed characteristics, with some regions of each image showing homogeneous morphologies, and others showing collimated structures. However, the wavelet analysis places them well within the CS group (see Figure 5).

7. Conclusions

In this study, we analyzed SOHO/LASCO images corresponding to 28 different events. We demonstrate that it is possible to use a wavelet-analysis technique to automatically classify the images into two groups.

We first compute wavelet spectra, spatially integrated over boxes including a limited region of interest within the images of the corona (see Section 2). These spectra always show two different regimes, separated by an inflection point [located at a spatial scale a_c , and having a flux f_c ; see Section 3].

We have applied this analysis to a number of images and find that the spectra fall within two clearly defined groups in an f_c vs. a_c diagram (see Sections 4, 5). We have:

- i*) a high flux group, which we call the CS (collimated structure) group
- ii*) a low flux group, which we call the HS (homogeneous structure) group.

In this way, we find a possible quantitative method for classifying CMEs. This method could be implemented in order to carry out a direct classification of new coronal images

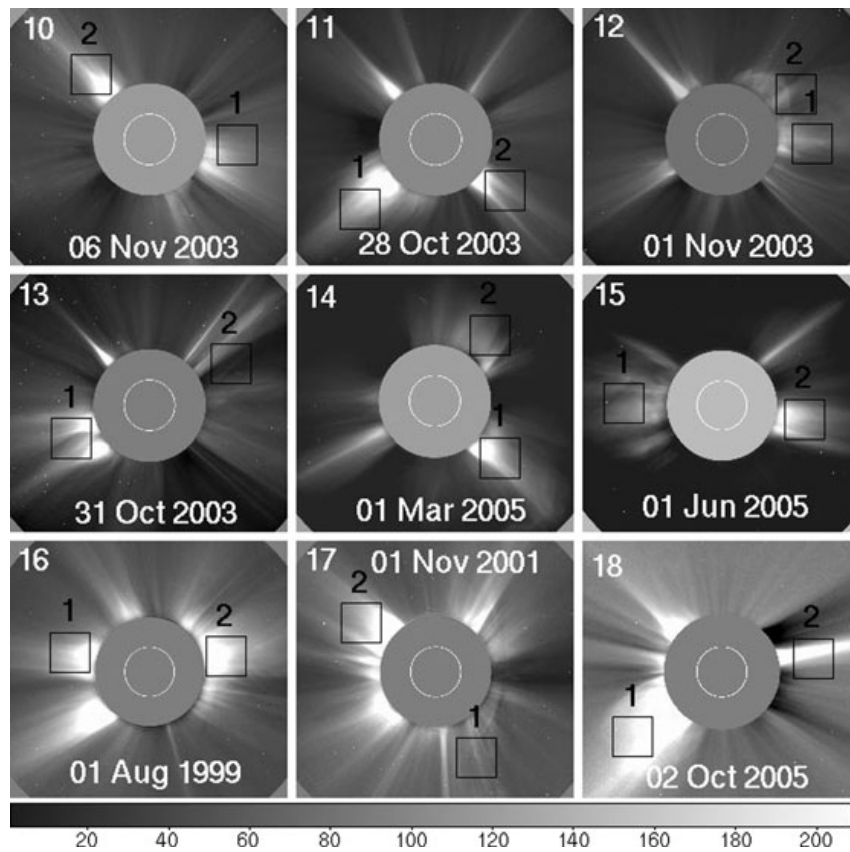


Figure 7 Images 10–18 of the Table 1 classified in the collimated group. The bar at the bottom of the figure denotes the gray scale levels in arbitrary flux units.

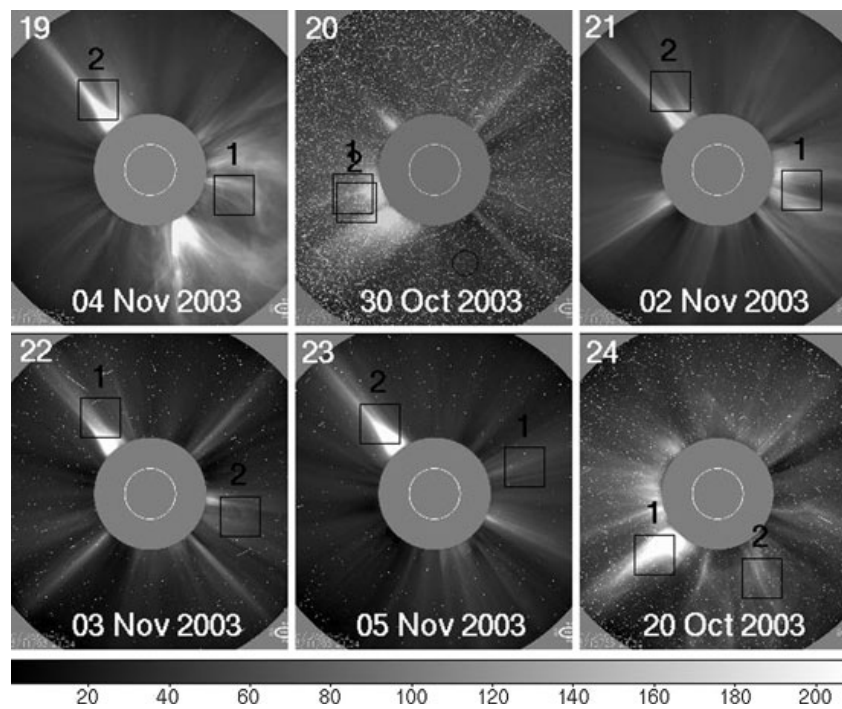
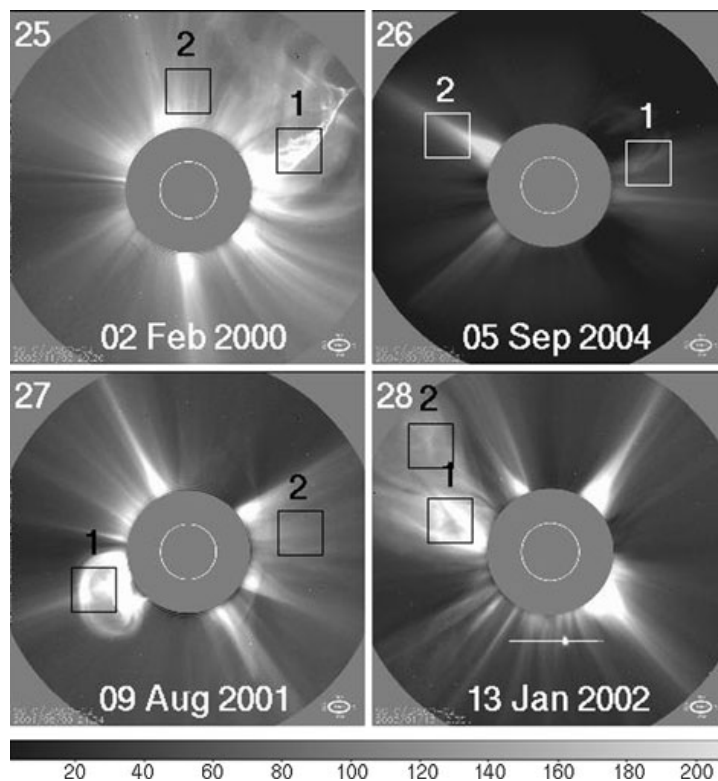


Figure 8 Images 19–24 of Table 1 classified in the collimated group. The bar at the bottom of the figure denotes the gray scale levels in arbitrary flux units.

Figure 9 Images 25–28 of Table 1 classified in the collimated group. The bar at the bottom of the figure denotes the gray scale levels in arbitrary flux units.



obtained by different satellites, giving an additional element to the present classifications (based on a qualitative assessment of the morphological characteristics of the CMEs).

It will be interesting to apply this method to images obtained from different lines of sight (*i.e.* images from STEREO). A future analysis of such images will show whether or not the wavelet-analysis classification that we are proposing produces the same results regardless of the line of sight of the observation.

We thank the anonymous referee for comments that helped to improve the manuscript.

References

- 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., Eyles, C.J.: 1995, *Solar Phys.* **162**, 357–402.
- Byrne, J.P., Gallagher, P.T., McAteer, R.T.J., Young, C.A.: 2009, *Astron. Astrophys.* **495**, 325–334.
- Fleck, B., Domingo, V., Poland, A.I.: 1995, *Solar Phys.* **162**, 1–37.
- Forbes, T.G., Linker, J.A., Chen, J., Cid, C., Kóta, J., Lee, M.A., Mann, G., Mikić, Z., Potgieter, M.S., Schmidt, J.M., Siscoe, G.L., Vainio, R., Antiochos, S.K., Riley, P.: 2006, *Space Sci. Rev.* **123**, 251–302.
- González-Gómez, D.I., Blanco-Cano, X., Raga, A.C.: 2010, *Adv. Space Res.* **46**, 22–30.
- Gopalswamy, N., Yashiro, S., Michalek, G., Xie, H., Vourlidas, A., Howard, R.A., Schmidt, J.: 2007, *Am. Geophys. Union, Fall Meeting*, Abs. SH51A-0262.
- Howard, R.A.: 2006, *Solar Eruptions and Energetic Particles*, *Geophysical Monograph Series* **165**.
- Lin, J., Raymond, J.C., Van Ballegoijen, A.A.: 2003, *Am. Geophys. Union, Fall Meeting*, Abs. SH22B-04.
- MacQueen, R.M., Eddy, J.A., Gosling, J.T., Hildner, E., Munro, R.H., Newkirk, G.A. Jr., Poland, A.I., Ross, C.L.: 1974, *Astrophys. J. Lett.* **187**, L85–L88.
- McAteer, R.T.J., Kestener, P., Arneodo, A., Khalil, A.: 2010, *Solar Phys.* **262**, 387–397.
- Stenborg, G., Cobelli, P.J.: 2003, *Astron. Astrophys.* **398**, 1185–1193.
- Stenborg, G., Vourlidas, A., Howard, R.A.: 2008, *Astrophys. J.* **674**, 1201–1206.
- Tousey, R.: 1971, In: Labuhn, F., Lust, R. (eds.) *New Technologies in Space Astronomy*, *IAU Symp.* **41**, Reidel, Dordrecht, 233.

Capítulo 6

Conclusiones

Por más de 30 años las EMC han sido observadas y estudiadas con una gran variedad de instrumentos. Actualmente es posible obtener información detallada y cuantitativa de la morfología, velocidad, aceleración y masa de las EMCs. Existen asociaciones con ráfagas observadas en rayos X. Los espectros en el óptico y en el UV han permitido calcular velocidades a lo largo de la línea de visión y sacar diagnósticos de temperatura, densidad y composición química.

El trabajo de tesis es distinto de otros trabajos realizados sobre el estudio de las EMCs. Esta tesis presenta un estudio morfológico de las estructuras inmersas en las EMCs por medio del análisis wavelet. Para ello fué necesaria la recopilación de datos observacionales de LASCO (en su gran mayoría) y de STEREO para realizar el análisis. Con el análisis wavelet se realizaron los siguientes estudios:

- Un código utilizado para cuantificar la morfología de las estructuras embebidas en las EMCs nos dió diferentes estructuras a diferentes escalas a del wavelet y pudimos decir como son las estructuras, de qué tamaño son y qué forma tienen. Este resultado fue publicado en *Advances in Space Research*.

- Un código para determinar la orientación del flujo inmerso en la EMC. Fué empleado para encontrar las direcciones preferenciales del flujo. El resultado de este estudio también formó parte del artículo publicado en *Advances in Space Research*. En este artículo arbitrado se encontró que la morfología de la EMC está formada por estructuras en forma de arcos. A escalas de 3''

y 5" se puede apreciar el núcleo de la EMC. La cavidad es vista a 7". Los patrones circulares o retorcidos sugieren la existencia de estructuras magnéticas helicoidales, conocidos como flujos de cuerda (flux rope). Se ha demostrado que esta estructura de tres partes puede recuperarse irrespectivamente de la imagen analizada. Se ha podido estudiar la orientación de las estructuras internas de las EMCs. Se comprobó que no importa el instrumento, el análisis puede recuperar estructuras de la EMC.

- Mediante el análisis wavelet se ha obtenido una nueva forma de clasificación de las EMCs en dos grupos muy bien definidos como se menciona en el artículo 2 (capítulo 5), publicado en *Solar Physics*. Esta clasificación se ha hecho usando el espectro integrado wavelet caracterizado por su punto de inflexión. En este artículo se encontró una nueva clasificación: Grupo Homogéneo con un flujo bajo y con la emisión distribuida uniformemente. El Grupo Colimado, con un flujo alto y con estructuras tipo jets. Se comprobó que la estructura interna puede estar caracterizada por una parte de la EMC y no necesariamente por las estructuras más brillantes.

Podemos concluir que éste es un primer estudio morfológico de EMCs usando el análisis wavelet basado en sus características espectrales, dándonos una evaluación de las características espaciales de las estructuras vistas en una imagen. Estudiando los flujos a una posición dada para diferentes escalas a , y mediante este método podemos dar una descripción espectral de la morfológica de las EMCs.

6.1. Trabajo a Futuro

- Se está terminando un artículo, con un estudio del evento de Halloween 2003 usando el análisis wavelet.

- Se pretende hacer un estudio similar al segundo artículo con una muestra más grande y usando datos de STEREO para indagar si hay más grupos o comparando observaciones con distintos instrumentos y saber si siguen o no existiendo los mismos grupos que hemos encontrado previamente.

- Se realizará un catálogo con las observaciones estudiadas con el analisis wavelet.

- La realización de una clasificación con mayor sentido físico depende de un estudio a futuro de las propiedades físicas (es decir, densidad, temperatura, velocidad) del material eyectado.

Bibliografía

- [1] *Aly, J. J.; Astrophysical Journal, Part 1, vol. 283, Aug. 1, 1984, p. 349-362.*

- [2] *Aly, J. J.; Astrophysical Journal, Part 2, vol. 375, July 10, 1991, p. L61-L64.*

- [3] *Amari, T.; Luciani, J. F.; Mikic, Z.; Linker, J.; The Astrophysical Journal, 2000 , vol. 529, pp. L49-L52.*

- [4] *Aschwanden, Markus J.; Journal of Astrophysics and Astronomy, vol. 29, 2008, pp. 3-16.*

- [5] *Aschwanden, Markus J.; The Astrophysical Journal, vol. 634, pp. 2005; L193-L196.*

- [6] *Benedetto, John J.; Benedetto, Robert L.; Mathematics - Classical Analysis and ODEs, Mathematics - Number Theory, 11S85 (Primary) 42C40 (Secondary), 2003.*

- [7] *Biermann, L.; Astronomische Nachrichten, 1951, vol. 279, p.237.*

- [8] *Biskamp, D.; Welter, H.; Solar Physics (ISSN 0038-0938), vol. 120, no. 1, 1989, p. 49-77.*

- [9] *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.; Eyles, C. J. Solar Physics; 1995, vol. 162, p. 357-402.*
- [10] *Burkepile, J. T.; Hundhausen, A. J.; MacQueen, R. M.; deToma, G.; Darnell, J. A.; Gilbert, H. R., American Astronomical Society Meeting 204, Bulletin of the American Astronomical Society, 2004, vol. 36, p.683.*
- [11] *Chen, Hong-Fei; Xu, Wen-Yao; Chen, Geng-Xiong; Hong, Ming-Hua; Peng, Feng-Lin; Solar Physics, v. 204, Issue 1/2, p. 339-349, 2001.*
- [12] *Chen, James. Effects of Toroidal Forces in Current Loops Embedded in a Background Plasma: Erratum. Astrophysical Journal; 1989, vol. 344, p.1051.*
- [13] *Chen, Jiasheng; Guzik, T. Gregory; Wefel, John P.; Pyle, K. Roger; Cooper, John F. Energetic helium isotopes trapped in the magnetosphere. Journal of Geophysical Research, 1996, vol. 101, p. 24787-24800.*
- [14] *Chen, J.; Howard, R. A.; Brueckner, G. E.; Santoro, R.; Krall, J.; Paswaters, S. E.; St. Cyr, O. C.; Schwenn, R.; Lamy, P.; Simnett, G. M. Evidence of an Erupting Magnetic Flux Rope: LASCO Coronal Mass Ejection of 1997 April 13. Astrophysical Journal Letters; 1997, vol. 490, p.L191.*
- [15] *Choe, G. S.; Lee, L. C. Evolution of Solar Magnetic Arcades. II. Effect of Resistivity and Solar Eruptive Processes. Astrophysical Journal;1996, vol. 472, p.372.*
- [16] *Craig, N.; Peticolas, L. M.; Mendez, B. J.; Luhmann, J. G.; Higdon, R.; American Geophysical Union, Fall Meeting 2007, vol.33.*

- [17] *Crandall, R.; Projects in Scientific Computation, Springer-Verlag, New York, 1994, p. 197-198, 211-212.*
- [18] *Delaboudinire, J.-P.; Artzner, G. E.; Brunaud, J.; Gabriel, A. H.; Hochedez, J. F.; Millier, F.; Song, X. Y.; Au, B.; Dere, K. P.; Howard, R. A.; Kreplin, R.; Michels, D. J.; Moses, J. D.; Defise, J. M.; Jamar, C.; Rochus, P.; Chauvineau, J. P.; Marioge, J. P.; Catura, R. C.; Lemen, J. R.; Shing, L.; Stern, R. A.; Gurman, J. B.; Neupert, W. M.; Maucherat, A.; Clette, F.; Cugnon, P.; van Dessel, E. L., Solar Physics, 1995, vol. 162, p. 291-312.*
- [19] *Dere, Kenneth P.; Wang, Dennis; Howard, Russell; The Astrophysical Journal, 2005, Volume 620, pp. L119-L122.*
- [20] *Domingo, V.; Fleck, B.; Poland, A. I. Solar Physics; 1995, vol. 162, p.1-37.*
- [21] *Dryer, M. Coronal transient phenomena. Space Science Reviews, 1982, vol. 33, no. 1-2, p. 233-275.*
- [22] *Dryer, M.; Wu, S. T.; Steinolfson, R. S.; Wilson, R. M.; Astrophysical Journal, Part 1, vol. 227, Feb. 1, 1979, p. 1059-1071.*
- [23] *Fleck, B.; Coronal Magnetic Energy Releases, Proceedings of the CESRA Workshop Held in Caputh/Potsdam, Germany, 16-20 May 1994, X, 283 pp.. Springer-Verlag Berlin Heidelberg New York. Also Lecture Notes in Physics, volume 444, 1995, p.233.*
- [24] *Forbes, T. G. A review on the genesis of coronal mass ejections. Journal of Geophysical Research, 2000, vol. 105, p. 23153-23166.*
- [25] *Forbes, T. G.; Lin, J.; Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics, 2000, Volume 62, p. 1499-1507.*

- [26] *Forbes, D.; J. R. Astron. Soc. Can., Vol. 84, No. 6, 1990, p. 437.*
- [27] *Forbes, T. G.; Geophysical and Astrophysical Fluid Dynamics, 1991, vol. 62, p. 16-36.*
- [28] *Feynman, Joan; Gabriel, S. B.; Journal of Geophysical Research, 2000, vol. 105, p. 10543-10564*
- [29] *Gopalswamy, N.; Xie, H.; Mkel, P.; Akiyama, S.; Yashiro, S.; Kaiser, M. L.; Howard, R. A.; Bougeret, J.-L.; The Astrophysical Journal, 2010, Volume 710, 1111-1126.*
- [30] *Gopalswamy, Nat; Journal of Astrophysics and Astronomy, 2006, vol. 27, no.2 & 3 P.243-254*
- [31] *Gopalswamy, N., Advances in Space Research, 2004, v. 31, p. 869-881.*
- [32] *Gopalswamy, Nat; Lara, Alejandro; Yashiro, Seiji; Nunes, Steven; Howard, Russell A. In: Solar variability as an input to the Earth's environment. International Solar Cycle Studies (ISCS) Symposium, 23 - 28 June 2003, Tatranská Lomnica, Slovak Republic. Ed.: A. Wilson. ESA SP-535, Noordwijk: ESA Publications Division, 2003, p. 403 - 414.*
- [33] *Gosling, J. T; Solar Dynamic Phenomena and Solar Wind Consequences, Proceedings of the Third SOHO Workshop held 26-29 September, 1994 in Estes Park, Colorado. Edited by J.J. Hunt. ESA SP-373, European Space Agency, 1994, p.275.*
- [34] *Gosling, J. T., Journal of Geophysical Research, 1993, v. 98, p. 18937-18950.*

- [35] *Gosling, J. T.; Bame, S. J.; McComas, D. J.; Phillips, J. L., Geophysical Research Letters, 1990, v.17, p. 901-904.*
- [36] *Gurnett, D. A.; Kurth, W. S.; Stone, E. C.; Geophysical Research Letters, Volume 30, 2003, pp. SSC 8-1.*
- [37] *Howard, James E. American Astronomical Society, 2006. v. 38, p.1299.*
- [38] *Howard, T. A.; Tappin, S. J. Astronomy and Astrophysics; 2005, v. 440, p. 373-383.*
- [39] *Handy, B. N.; Tarbell, T. D.; Wolfson, C. J.; Korendyke, C. M.; Vourlidas, A. Solar Physics, 1999, v. 190, p. 351-361.*
- [40] *Harrison, R. A. Solar coronal mass ejections and flares. Astronomy and Astrophysics, vol. 162, no. 1-2, July 1986, p. 283-291.*
- [41] *Howard, R. A.; Sheeley, N. R., Jr.; Michels, D. J.; Koomen, M. J.; Journal of Geophysical Research, 1985, vol. 90, p. 8173-8191.*
- [42] *Hundhausen, A. J; The many faces of the sun : a summary of the results from NASA's Solar Maximum Mission. Edited by Keith T. Strong, Julia L. R. Saba, Bernhard M. Haisch, and Joan T. Schmelz. New York : Springer, 1999, p.143.*
- [43] *Hundhausen, A. J.; Sizes and locations of coronal mass ejections - SMM observations from 1980 and 1984-1989. Journal of Geophysical Research, vol. 98, no. A8, 2003, p. 13,177-13,200.*
- [44] *Hundhausen, A. J.; Journal of Geophysical Research, 1993, vol. 98, no. A8, p. 13,177-13,200.*

- [45] *Hudson, H. S.; Bougeret, J.-L.; Burkepile, J.; Space Science Reviews, 2006, vol. 123, pp. 13-30*
- [46] *Illing, R. M. E.; Hundhausen, A. J.; Journal of Geophysical Research, 1985, p. 275-282.*
- [47] *Kahler, S. W., Solar Physics, In: Annual review of astronomy and astrophysics. 1992, v. 30, p. 113-141.*
- [48] *Kusano, K.; Maeshiro, T.; Yokoyama, T.; Sakurai, T.; The Solar-B Mission and the Forefront of Solar Physics, ASP Conference Series, Vol. 325, 2004, p.175*
- [49] *Klimchuk, James A., Astrophysical Journal, Part 1, 1990, v. 354, p. 745-754.*
- [50] *Klimchuk, J. A. Theory of Coronal Mass Ejections. Space Weather (Geophysical Monograph 125), ed. P. Song, H. Singer, G. Siscoe (Washington: Am. Geophys. Un.), 143 (2001).*
- [51] *Kohl, J. L.; Esser, R.; Gardner, L. D.; Habbal, S.; Daigneau, P. S.; Dennis, E. F.; Nystrom, G. U.; Panasyuk, A.; Raymond, J. C.; Smith, P. L.; Strachan, L.; van Ballegooijen, A. A.; Noci, G.; Fineschi, S.; Romoli, M.; Ciaravella, A.; Modigliani, A.; Huber, M. C. E.; Antonucci, E.; Benna, C.; Giordano, S.; Tondello, G.; Nicolosi, P.; Naletto, G.; Pernechele, C.; Spadaro, D.; Poletto, G.; Livi, S.; von der Lhe, O.; Geiss, J.; Timothy, J. G.; Gloeckler, G.; Allegra, A.; Basile, G.; Brusa, R.; Wood, B.; Siegmund, O. H. W.; Fowler, W.; Fisher, R.; Jhabvala, M.; Solar Physics, 1995, vol. 162, Issue 1-2, pp. 313-356.*
- [52] *Kopp, R. A.; Pneuman, G. W.; Solar Physics, 1976, vol. 50, p. 85-98.*

- [53] Krall, J.; Chen, J.; Santoro, R. *Drive Mechanisms of Erupting Solar Magnetic Flux Ropes. The ApJ*, vol. 539, 2000, pp. 964-982.
- [54] Landi, E.; Raymond, J. C.; Miralles, M. P.; Hara, H. *SOHO-23: Understanding a Peculiar Solar Minimum ASP Conference Series Vol. 428, proceedings of a workshop held 21-25 September 2009 in Northeast Harbor, Maine, USA. Edited by Steven R. Cranmer, J. Todd Hoeksema, and John L. Kohl. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2010, p.201.*
- [55] Lario, D.; *Advances in Space Research*, vol. 36, 2005, p. 2279-2288.
- [56] Lee, Terence J.; *Proc. SPIE , Intl Conf on Scientific Optical Imaging, M. Bonner Denton; 1991, vol. 1439, p. 152-158.*
- [57] Lin, R. P.; *The Hessi Team; 27th International Cosmic Ray Conference; 2001, vol. 271, p.209.*
- [58] Lin, H.; *American Geophysical Union, Fall Meeting 2003.*
- [59] Lin, Jun; *Solar Physics, 2004, vol. 219, p. 169-196.*
- [60] Lin, J.; *Journal Astronomy and Astrophysics; 2002, vol. 2, p. 531.*
- [61] Lin, J.; Forbes, T. G.; *American Astronomical Society, SPD Meeting 31, 09.07; Bulletin of the American Astronomical Society, 2000, vol. 32, p.842.*
- [62] Lindemann, F. A; *The Observatory,1919, vol. 42, p. 171-171.*

- [63] *Linker, J. A.; Lionello, R.; Mikic, Z.; Riley, P.; Proceedings of the International Scientific Conference on Chromospheric and Coronal Magnetic Fields, 2006, p.28.1.*
- [64] *Linker, Jon A.; Mikić, Zoran; Riley, Pete; Lionello, Roberto; Odstrcil, Dusan; SOLAR WIND TEN: Proceedings of the Tenth International Solar Wind Conference. AIP Conference Proceedings, Volume 679, pp. 703-710 (2003).*
- [65] *Linker, J. A.; Mikic, Z.; Titov, V.; Lionello, R.; Riley, P. MHD Modeling of the May 12, 1997 CME. American Geophysical Union, Fall Meeting 2005, abstract SH13A-0283.*
- [66] *Low, B. C.; Zhang, M., The Astrophysical Journal, 2002, vol. 564, pp. L53-L56.*
- [67] *Low, B. C. Coronal Mass Ejections, flares and prominences. The solar wind nine conference. AIP Conference Proceedings, 1999, vol. 471, pp. 109-114.*
- [68] *Low, B. C. Coronal mass ejections, magnetic flux ropes, and solar magnetism. Journal of Geophysical Research, 2001, vol. 106, p. 25141-25164.*
- [69] *Low, B. C.; Hundhausen, J. R., Astrophysical Journal, Part 1., 1995, vol. 443, p. 818-836.*
- [70] *MacQueen, R. M.; Csoeke-Poeckh, A.; Hildner, E.; House, L.; Reynolds, R.; Stanger, A.; Tepoel, H.; Wagner, W., Solar Physics, 1980, v. 65, p. 91-107.*

- [71] *MacQueen, R. M.; Ross, C. L.; Matingly, Planetary and Space Science, 1973, vol. 21, p. 2173-2173T.*
- [72] *Michaek, G.; Gopalswamy, N.; Yashiro, S., The Astrophysical Journal, 2003, vol. 584, p. 472-478.*
- [73] *Mikić, Z.; Lee, M. A.; Space Science Reviews, vol. 123, 2006, pp. 57-80*
- [74] *Mikic, Zoran; Linker, J. A.; Lionello, R.; Riley, P.; Titov, V.; Mok, Y. Modeling the Global Solar Corona with Improved Energy Transport. American Astronomical Society, SPD meeting 37, 14.05; Bulletin of the American Astronomical Society, 2006, vol. 38, p.244.*
- [75] *Mikic, Zoran; American Physical Society, Division of Plasma Physics Meeting, November 16-20, 1998.*
- [76] *Mikic, Z.; Linker, J. A.; American Astronomical Society, 194th AAS Meeting, 59.06; Bulletin of the American Astronomical Society, 1999, vol. 31, p.918.*
- [77] *Mittal, Nishant; Narain, Udit; Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics, 2010, vol. 72, p. 643-652.*
- [78] *Moran, Thomas G.; Davila, Joseph M. Science, 2004, vol. 305, p. 66-71.*
- [79] *Moon, Y.-J.; Choe, G. S.; Wang, Haimin; Park, Y. D.; Gopalswamy, N.; Yang, Guo; Yashiro, S. The Astrophysical Journal, 2002, vol. 581, p. 694-702.*
- [80] *Nakagawa, N.; Progress of Theoretical Physics, Vol. 58, No. 6, 1977, pp. 2010-2011.*

- [81] *Nindos, A.; Andrews, M. D. The Astrophysical Journal, 2006, vol. 616, p. L175-L178.*
- [82] *Odstrcil, D.; Linker, J. A.; Lionello, R.; Mikic, Z.; Riley, P.; Pizzo, V. J.; Luhmann, J. G.; Journal of Geophysical Research (Space Physics), 2002, vol. 107, pp. SSH 14-1.*
- [83] *Reames, Donald V.; The Astrophysical Journal, vol. 571, 2002, pp. L63-L66*
- [84] *Roussev, I. I.; Gombosi, T. I.; Sokolov, I. V.; Velli, M.; Manchester, W., IV; DeZeeuw, D. L.; Liewer, P.; Tth, G.; Luhmann, J.; The Astrophysical Journal, Volume 595, Issue 1, 2003, pp. L57-L61.*
- [85] *Roussev, I. I.; Sokolov, I. V.; Forbes, T. G.; Gombosi, T. I.; Lee, M. A.; Sakai, J. I.; The Astrophysical Journal, Volume 605, 2004, pp. L73-L76.*
- [86] *Rust, D. M.; American Astronomical Society, SPD meeting 34, 04.15; Bulletin of the American Astronomical Society, 2003, vol. 35, p.813.*
- [87] *Sandel, B. R.; Broadfoot, A. L.; Curtis, C. C.; King, R. A.; Stone, T. C.; Hill, R. H.; Chen, J.; Siegmund, O. H. W.; Raffanti, R.; Allred, DAVID D.; Turley, R. STEVEN; Gallagher, D. L. The Extreme Ultraviolet Imager Investigation for the IMAGE Mission. Space Science Reviews, 2000, vol. 91, Issue 1/2, p. 197-242.*
- [88] *Schwenn, R.; Space Science Reviews, 2006, vol. 124, pp. 51-76.*
- [89] *Sheeley, N. R., Jr.; Michels, D. J.; Howard, R. A.; Koomen, M. J., Astrophysical Journal, Part 2 - Letters to the Editor, 1980, vol. 237, p. L99-L101.*

- [90] *Sturrock, P. A.; Astrophysical Journal, vol. 380, 1991, p. 655-659.*
- [91] *St. Cyr, O. C.; Howard, R. A.; Sheeley, N. R.; 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.; Lamy, P. L. Journal of Geophysical Research, 2000. vol. 105.*
- [92] *Toth, G.; Volberg, O.; Ridley, A. J.; Gombosi, T. I.; de Zeeuw, D.; Hansen, K. C.; Chesney, D. R.; Stout, Q. F.; Powell, K. G.; Kane, K. J.; Oehmke, R. C.; Multiscale Coupling of Sun-Earth Processes. Edited by A. T. Y. Liu, Y. Kamide, and G. Consolini. ISBN 0-444-51881-9. Published by Elsevier B. V.; Amsterdam, The Netherlands, 2005, p.383.*
- [93] *Tousey, R.; Philosophical Transactions for the Royal Society of London. Series A, Mathematical and Physical Sciences, 1971, vol. 270, pp. 59-70.*
- [94] *Tousey, R. Bulletin of the American Astronomical Society, 1973, vol. 5, p.419.*
- [95] *Van der Linden, R. A. M.; Hood, A. W.; Goedbloed, J. P.; Solar Physics, vol. 154, no. 1, 1994, p. 69-96.*
- [96] *Venkatakrishnan, P.; Ravindra, B.; Geophysical Research Letters, 2003, vol. 30, 2003, pp. SSC 2-1.*
- [97] *Vrsnak, B.; Maricic, D.; Stanger, A. L.; Veronig, A.; Solar Physics, 2004, vol. 225, pp.355-378.*
- [98] *Vourlidas, A.; The Physics of Chromospheric Plasmas ASP Conference Series, Vol. 368, Proceedings of the conference held 9-13 October, 2006 at the University of Coimbra in Coimbra, Portugal. Edited by P.*

Heinzel, I. Dorotovic, and R. J. Rutten. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2007., p.633.

- [99] *Vourlidas, A.; Patsourakos, S., American Astronomical Society Meeting 204, 2004, vol. 36, p.800.*
- [100] *Vourlidas, A.; Buzasi, D.; Howard, R. A.; Esfandiari, E., In: Solar variability: from core to outer frontiers. The 10th European Solar Physics Meeting, 2002, p. 91 - 94.*
- [101] *Vourlidas, A.; Subramanian, P.; Dere, K. P.; Howard, R. A., The Astrophysical Journal, 2000, v. 534, p. 456-467.*
- [102] *Webb, D. F. The Solar Sources of Coronal Mass Ejections. Eruptive Solar Flares. Proceedings of Colloquium 133 of the International Astronomical Union, held at Iguazu, Argentina, August 2-6, 1991. Editors, Z. Svestka, B.V. Jackson, M.E. Machado; Publisher, Springer-Verlag, New York, 1992, P. 234, 1992.*
- [103] *White, S. M.; Kundu, M. R.; Bastian, T. S.; Gary, D. E.; Hurford, G. J.; Kucera, T.; Biegging, J. H.; Bulletin of the American Astronomical Society, 1991, Vol. 23, p.1043.*
- [104] *Wu, S. T. Magnetohydrodynamic (MHD) Description of Solar Radio Bursts. Proceedings of the STIP (Study of Travelling Interplanetary Phenomena) Symposium on Solar Radio Astronomy, Interplanetary Scintillations and Coordination with Spacecraft, held in Narrabri, N.S.W., Australia, 28-30 Nov. 1979. Edited by M.A. Shea, D.F. Smart, D.J. McLean, and G.J. Nelson. Hanscom AFB, MA: Air Force Geophysics Laboratory, 1982., p.19.*
- [105] *Wu, S. T.; Guo, W. P.; Wang, J. F. Dynamical evolution of a coronal streamer-bubble system. 1: A self-consistent planar magnetohydrody-*

- namic simulation. Solar Physics, vol. 157, no. 1-2, 1995, p. 325-248.*
- [106] *Wu, S. T.; Wang, A. H.; Plunkett, S. P.; Michels, D. J. Evolution of Global-Scale Coronal Magnetic Field due to Magnetic Reconnection: The Formation of the Observed Blob Motion in the Coronal Streamer Belt. Astrophysical Journal, vol. 545, 2000, pp. 1101-1115.*
- [107] *Wu, S. T.; Andrews, M. D.; Plunkett, S. P. Numerical Magnetohydrodynamic (MHD) Modeling of Coronal Mass Ejections (CMEs). Space Science Reviews, 2001, vol. 95, Issue 1/2, p. 191-213.*
- [108] *Yashiro, S.; Gopalswamy, N.; Michalek, G.; St. Cyr, O. C.; Plunkett, S. P.; Rich, N. B.; Howard, R.A. Journal of Geophysical Research; 2004, vol. 109.*
- [109] *Yurchyshyn, V.; Yashiro, S.; Abramenko, V.; Wang, H.; Gopalswamy, N.; The Astrophysical Journal; 2005; vol. 619, p. 599-603.*
- [110] *Zhang, J.; Dere, K. P. Astrophysical Journal; 2006; v.649, p.1100-1109.*
- [111] *Zhang, Mei; Flyer, Natasha; Low, Boon Chye; 2002; The Astrophysical Journal, vol. 644, pp. 575-586.*
- [112] *Zhukov, Andrei N., ASSL., 2007, vol. 344, p. 5.*