



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA  
DE MEXICO**

---

---

**INSTITUTO DE GEOFISICA  
DEPARTAMENTO DE FISICA ESPACIAL**

**CARACTERISTICAS Y EVOLUCION DE LAS  
EYECCIONES DE MASA CORONAL**

**T E S I S**

**QUE PARA OBTENER EL GRADO DE :**

**DOCTOR EN CIENCIAS**

**(FISICA ESPACIAL)**

**P R E S E N T A :**

**ERNESTO AGUILAR RODRIGUEZ**

**DIRECTORA DE TESIS: DRA. XOCHITL BLANCO CANO**

**ENERO 2006**



Universidad Nacional  
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

**Biblioteca Central**



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

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

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

A mis viejos, Carlos y Bertha

Autorizo a la Dirección General de Bibliotecas de la UNAM a difundir en formato electrónico e impreso el contenido de mi trabajo recepcional.

NOMBRE: Ernesto Aguilar Rodríguez

FECHA: 23/01/06

FIRMA: 

## Agradecimientos

- Mi más sincero agradecimiento a la Dra. Xochitl Blanco Cano, de quien siempre recibí su apoyo y confianza durante mis estudios de posgrado.
- Al Dr. Nat Gopalswamy, de quien aprendí muchas cosas durante mi estancia en el Goddard Space Flight Center de la NASA, y porque no decirlo, también por las *reverendas friegas* que me daba para que lograra concretar satisfactoriamente el trabajo de investigación.
- Un agradecimiento muy especial al jurado
  - Dr. Román Pérez Enríquez.
  - Dr. Julio Martinell Benito.
  - Dr. Julio Herrera Velázquez.
  - Dr. Juan Américo González Esparza.
  - Dra. Xochitl Blanco Cano.
  - Dr. Alejandro Lara Sánchez.
  - Dr. Rogelio Antonio Caballero.quienes me dieron importantes sugerencias y comentarios para mejorar la presente tesis. A todos ellos, mi más sincero agradecimiento.
- A toda *la banda* que, directa o indirectamente, fue un factor muy importante para concluir esta tesis: Mariel Fernanda, Rechy, Julio, Thomas y Andrea, Gilberto, Verónica, Cynthia, Olivia, JK (sí, mi cuate de cubículo), mi tocayo, Héctor D. y Héctor P., Yolanda, Elizabeth, Lorena, Angelos Vourlidas, Seiji Yashiro, Grzegorz Michalek, Guillermo Stenborg, Roberto Fernandez, Ana Rosas, Hong Xie, Sarah Petty, Daniel Berdichevsky, y bueno, hasta a la polaca por *panchera y berrinchuda*, y en general a todos mis amigos, que sería complicado listarlos, GRACIAS!
- A la cerveza LEÓN, en su presentación familiar.

# Indice General

|   |           |
|---|-----------|
| <b>1. Introducción</b>  | <b>1</b>  |
| 1.1. Eyecciones de Masa Coronal                                   | 1         |
| 1.1.1. Definición   | 1         |
| 1.1.2. Observaciones  | 1         |
| 1.1.3. Propiedades Básicas de las EMCs en la Corona               | 4         |
| 1.1.4. Regiones Fuente de las EMCs                                | 7         |
| 1.1.5. EMCs y Partículas Solares Energéticas                      | 9         |
| 1.1.6. EMCs y Estallidos de Radio Tipo II                         | 10        |
| 1.1.6.1. Introducción   | 10        |
| 1.1.6.2. Clasificación de los Estallidos de Radio                 | 10        |
| 1.1.6.3. Estallidos de Radio Tipo II                              | 11        |
| 1.1.7. Interacción de EMCs  | 16        |
| 1.2. Eyecciones de Masa Coronal Interplanetarias                  | 18        |
| 1.2.1. Firmas de las EMCI's                                       | 18        |
| 1.2.2. Nubes Magnéticas   | 23        |
| 1.2.2.1. Introducción   | 23        |
| 1.2.2.2. Estructura Magnética                                     | 25        |
| 1.2.2.3. Origen y Composición                                     | 27        |
| 1.2.3. EMCI's Complejas   | 28        |
| 1.2.4. EMCI's y Clima Espacial                                    | 29        |
| 1.2.5. Evolución Heliosférica de las EMCs                         | 30        |
| <b>2. EMCs y Estallidos de Radio Tipo II</b>                      | <b>33</b> |
| 2.1. Propiedades Espectrales de los Estallidos de Radio Tipo II   | 34        |
| 2.1.1. Introducción   | 34        |
| 2.1.2. Observaciones  | 35        |
| 2.1.3. Selección de Datos   | 36        |
| 2.1.4. Análisis de Datos  | 37        |
| 2.1.5. Razón de Ancho de Banda a Frecuencia                       | 39        |
| 2.1.6. EMCs y Estallidos de Radio Tipo II Interplanetarios        | 41        |
| 2.1.7. Discusión  | 44        |
| 2.1.8. Resumen  | 48        |
| 2.2. Deriva de la Emisión Tipo II a Diferentes Longitudes de Onda | 49        |
| 2.2.1. Introducción   | 49        |
| 2.2.2. Selección de Datos   | 49        |

|          |   |            |
|----------|---|------------|
| 2.2.3.   | Análisis de Datos . . . . .   | 49         |
| 2.2.4.   | Discusión . . . . .   | 51         |
| 2.2.5.   | Resumen . . . . .   | 53         |
| 2.3.     | Estallidos de Radio Tipo II y Erupciones Solares Energéticas . . . . .              | 54         |
| 2.3.1.   | Introducción . . . . .  | 54         |
| 2.3.2.   | Selección de Datos . . . . .  | 55         |
| 2.3.3.   | Análisis y Resultados . . . . .   | 58         |
| 2.3.3.1. | Ejemplos Ilustrativos . . . . .   | 58         |
| 2.3.3.2. | Jerarquía de los Estallidos Tipo II . . . . .                                       | 63         |
| 2.3.3.3. | Asociación con Eventos de PSEs . . . . .  | 64         |
| 2.3.3.4. | Frecuencias Iniciales de Estallidos Tipo II . . . . .                               | 67         |
| 2.3.3.5. | Altura de la EMC al Inicio del Estallido Tipo II Métrico . . . . .                  | 69         |
| 2.3.4.   | Discusión . . . . .   | 69         |
| 2.3.5.   | Resumen . . . . .   | 74         |
| 3.       | <b>Composición de las EMCIs a 1 UA</b> . . . . .                                    | <b>77</b>  |
| 3.1.     | Composición y Estructura Magnética de las EMCIs a 1 UA . . . . .                    | 77         |
| 3.1.1.   | Introducción . . . . .  | 77         |
| 3.1.2.   | Observaciones . . . . .   | 78         |
| 3.1.3.   | Razones de Estado de Carga . . . . .  | 79         |
| 3.1.4.   | Resumen y Conclusiones . . . . .  | 83         |
| 3.2.     | Composición de las EMCIs a 1 UA y su Asociación Solar . . . . .                     | 84         |
| 3.2.1.   | Introducción . . . . .  | 84         |
| 3.2.2.   | Selección de Datos . . . . .  | 86         |
| 3.2.3.   | Análisis de Datos . . . . .   | 86         |
| 3.2.3.1. | Abundancia $O^{7+}/O^{6+}$ y Factor de Ionización $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ . . . . .     | 87         |
| 3.2.3.2. | Abundancia $Mg^{10+}/O^{6+}$ y Factor de Ionización $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ . . . . . | 89         |
| 3.2.3.3. | Abundancia $Ne^{8+}/O^{6+}$ y Factor de Ionización $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$ . . . . .   | 91         |
| 3.2.3.4. | Abundancia $He^{4+}/p$ . . . . .  | 93         |
| 3.2.3.5. | Asociación Solar . . . . .  | 95         |
| 3.2.4.   | Discusión . . . . .   | 104        |
| 3.2.5.   | Resumen . . . . .   | 108        |
| 4.       | <b>Conclusiones</b> . . . . .   | <b>109</b> |

# Indice de Figuras

|      |  |    |
|------|--|----|
| 1.1. | Secuencia en tiempo de las diferencias entre cuatro imágenes tomadas por el coronógrafo de la nave SMM el 17 y 18 de agosto de 1980. [Tomada de <i>Coronal Mass Ejections, Geophysical Monograph, 1999</i> ]. . . . .  | 2  |
| 1.2. | Eyección de masa coronal tipo halo. [Tomada de <a href="http://soho.nascom.nasa.gov">http://soho.nascom.nasa.gov</a> ]. . . . .  | 4  |
| 1.3. | Esquema de los diferentes tipos de estallidos de radio. [Tomada de <a href="http://www.nro.nao.ac.jp">http://www.nro.nao.ac.jp</a> ]. . . . .  | 11 |
| 1.4. | Evento detectado por la nave espacial WIND/WAVES en el que aparecen estallidos de radio Tipo II, Tipo III y Tipo IV. Como puede apreciarse, el estallido Tipo II presenta una deriva lenta en frecuencia en comparación al Tipo III cuya deriva es muy rápida. Para el evento Tipo IV, se aprecia que la emisión es persistente, suave y continua. [Tomada de <a href="http://lep694.gsfc.nasa.gov/waves/waves.html">http://lep694.gsfc.nasa.gov/waves/waves.html</a> ]. . . . .   | 12 |
| 1.5. | Perfil radial de los modos rápidos de velocidad en la corona quieta (línea sólida, marcada como QS), y en una región activa (línea punteada, marcada como AR). La región 1 representa la región de modo rápido de velocidad alta, correspondiente a la región activa y donde resulta difícil que se forme un choque. La región 2 corresponde al dominio métrico, donde es relativamente sencillo que se forme un choque. La región 3 corresponde al medio interplanetario, donde el modo rápido de velocidad decrece. La velocidad de viento solar (perfil radial denotado por SW) llega a ser significativa más allá de 8 radios solares. [Tomada de Gopalswamy <i>et al.</i> , 2001a]. . . . . | 15 |
| 1.6. | El espectro dinámico muestra el momento en el que la emisión tipo II aumenta significativamente al interactuar ambas EMCs. La secuencia de imágenes obtenidas por los coronógrafos de LASCO, muestran la interacción observada en luz visible. En las gráficas se muestran los cambios de velocidad debido al encuentro de las EMCs así como la desviación sufrida por la EMC lenta. [Tomada de Gopalswamy <i>et al.</i> , 2001b]. . . . .   | 17 |
| 1.7. | Ejemplo de una EMCI detectada <i>in situ</i> por la nave espacial ACE. En ella se pueden apreciar algunas de las firmas que pueden llegar a presentar estos eventos. [Tomada de Burlaga <i>et al.</i> , 2001]. . . . .   | 19 |
| 1.8. | Una nube magnética. La dirección del campo magnético rota desde ángulos positivos hacia ángulos negativos en la nube magnética. Esta nube magnética estaba moviéndose más rápido que el viento solar ambiente por lo que produjo una onda de choque [Burlaga <i>et al.</i> , 1982]. . . . .  | 25 |
| 1.9. | Flujo de momento, presión magnética más presión térmica de protones, y la razón de la presión térmica de protones a la presión magnética de la nube magnética mostrada en la figura 7. [Tomada de Burlaga <i>et al.</i> , 1982]. . . . .   | 26 |

|   |    |
|---|----|
| 1.10. Esquema de una cuerda magnética de gran escala en el viento solar. [Tomada de Bothmer, 1999]. . . . .   | 27 |
| 1.11. Perfiles de una EMCI (o eyecta) compleja. [Tomada de Burlaga <i>et al.</i> , 2001]. . . . .   | 29 |
| 1.12. Gráfica de altura-tiempo de una EMC y su perturbación asociada. La gráfica incluye detalles sobre los símbolos usados y en los cuales se muestra la región del Sol en las que se hicieron las mediciones. La línea punteada es el ajuste de los datos. A las $\sim 16$ TU del 14 de Julio, la altura aproximada de la emisión del estallido Tipo II observado por WAVES también se muestra, con una elipse rayada, y no fue incluida en el ajuste de los datos. [Tomada de Manoharan <i>et al.</i> , 2001]. . . . .   | 30 |
| 1.13. Velocidad estimada de una EMC a diferentes distancias desde el Sol. La línea gruesa indica mediciones de la EMC en el campo de visión de LASCO. La variación radial de la velocidad parece seguir dos fases de desaceleración. [Tomada de Manoharan <i>et al.</i> , 2001]. . . . .  | 31 |
| 2.1. Definición del ancho de banda instantáneo relativo (IRB), a un tiempo dado, para un estallido de radio Tipo II observado por Wind/WAVES. . . . .   | 35 |
| 2.2. Espectro dinámico de un estallido de radio Tipo II observado por el experimento de radio de ISEE-3 en 1978. La emisión Tipo II inicia a las $\sim 11:10$ TU, el 23 de Septiembre, finalizando a las $\sim 10:30$ TU, el 24 de Septiembre. Mucha de la emisión intensa es observada desde el inicio del evento, a $\sim 700$ kHz, hasta alrededor de las 01:10 TU, del 24 de Septiembre, a $\sim 110$ kHz. . . . .  | 37 |
| 2.3. Método para obtener las propiedades espectrales de un estallido de radio Tipo II. (a) Espectro dinámico del estallido Tipo II. (b) El estallido Tipo II es aislado del espectro dinámico, haciendo cero cualquier emisión fuera del estallido Tipo II. (c) Perfil de la densidad de flujo (relativa al fondo cósmico) contra la frecuencia observada (asteriscos) al tiempo 00:40 TU (asteriscos). La línea punteada indica el ajuste del perfil utilizando una función gaussiana. La línea vertical punteada, indica la frecuencia central al pico del perfil. La línea horizontal punteada, indica el ancho completo a la potencia media del perfil. . . . . | 38 |
| 2.4. Histogramas de la BFR para los estallidos de radio Tipo II detectados por los receptores (a) RAD2, (b) RAD1, (c) ISEE-3, (d) RAD1+RAD2. . . . .  | 40 |
| 2.5. Ejemplos de estallidos de radio Tipo II (observados por Wind/WAVES) y su correspondiente EMC (observadas por SOHO/LASCO) asociada, para los cuales calculamos la BFR. (a) Muestra un estallido Tipo II descendiendo en frecuencia desde 14 MHz hasta $\sim 100$ kHz y que (b) fue asociado con una rápida (2411 km/s) EMC tipo halo. La BFR obtenida para este evento fue de 0.51. (c) Muestra un breve estallido Tipo II, derivando desde 11 MHz hasta 8 MHz, el cual fue asociado con una EMC rápida (1053 km/s), y (d) una erupción de filamento. Para este evento obtuvimos una BFR de 0.13. . . . .   | 42 |
| 2.6. (a) Gráfica que muestra el cambio del ancho de emisión con la distancia heliocéntrica para 66 estallidos Tipo II que fueron detectados por ambos receptores, RAD1 y RAD2. (b) La BFR de los estallidos Tipo II no muestra correlación alguna con la distancia heliocéntrica. . . . .   | 43 |
| 2.7. Distribuciones de la BFR para estallidos de radio Tipo II observados por los receptores (a) RAD1 y (b) RAD2 sin contraparte en emisión. . . . .  | 45 |



- 2.8. Distribuciones de la BFR para 28 eventos Tipo II observados por los receptores (a) RAD1 y (b) TNR, por debajo de 250 kHz. La diferencia en los valores promedio de la BFR se debe al hecho de que el espaciamiento de los canales en el receptor RAD1 conduce a una sobrestimación de la BFR. . . . . 47
- 2.9. Ejemplo de un estallido Tipo II observado por el receptor WAVES/RAD1. (a) muestra el espectro dinámico del estallido Tipo II. (b) muestra el estallido Tipo II aislado del espectro dinámico después de hacer cero cualquier emisión ajena al estallido Tipo II. Usamos este espectro dinámico reducido para medir las propiedades espectrales. (b) también muestra la frecuencia inicial ( $f_s$ ) así como un par ( $f_j, t_j$ ) usado para obtener la razón de deriva del estallido Tipo II. . . . . 50
- 2.10. Magnitud de la velocidad de deriva contra la frecuencia inicial para 387 estallidos de radio Tipo II observados en los dominios métrico (radioespectrógrafo de Trensford en Potsdam), DH (RAD2), y  $km$  (ISEE-3 y RAD1). El coeficiente de correlación es 0.913. La línea representa el ajuste de todos los puntos, y tiene un índice de ley de potencia  $\psi = 1.77$ . . . . . 52
- 2.11. Perfil radial de los modos rápidos de velocidad en la corona quieta (línea sólida, marcada como QS), y en una región activa (línea punteada, marcada como AR). La región 1 representa la región de modo rápido de velocidad alto, correspondiente a la región activa y donde resulta difícil que se forme un choque. La región 2 corresponde al dominio métrico, donde es relativamente sencillo que se forme un choque. La región 3 corresponde al medio interplanetario, donde el modo rápido de velocidad decrece. La velocidad de viento solar (perfil radial denotado por SW) llega a ser significativo más allá de 8 radios solares. [Tomada de Gopalswamy *et al.*, 2001a]. . . . . 53
- 2.12. Estallido de radio Tipo II métrico (panel superior derecho) observado en 2002/12/04 por el radio espectrógrafo de Hirasio (HiRAS) e imágenes de la EMC asociada (paneles de la derecha) a las 23:06 y 23:54 TU. La gráfica de altura-tiempo de la EMC se muestra en el panel inferior derecho. El tiempo de la primera imagen de LASCO (23:06 TU) está marcado sobre el espectro dinámico del estallido Tipo II mediante una línea vertical punteada. Los tiempos en ambas imágenes de LASCO también están marcados en la gráfica de altura-tiempo. El estallido Tipo II fue asociado con una EMC de velocidad 825 km/s y un ancho de  $162^\circ$  en la región activa 0123, localizada en N16E61. A las 23:06 TU, el frente de la EMC estuvo a una altura de  $3.25 R_\odot$ . Cuando el estallido Tipo II inició, el frente de la EMC estaba a una altura de  $2.7 R_\odot$ . . . . . 59

- 2.13. Ejemplo de un estallido de radio Tipo II confinado en el dominio DH, junto con 2 imágenes de la EMC asociada. La EMC claramente se origina en el limbo Este, como lo muestra la diferencia de imágenes de EIT. No se reportó un estallido Tipo II métrico para este evento en los observatorios situados en tierra, pero el estallido Tipo III en el espectro dinámico de WAVES, sí tuvo contraparte métrica. No es posible asegurar sobre la posibilidad de un estallido Tipo II métrico débil superpuesto en la emisión Tipo III. Esto quiere decir que sólo un estallido Tipo II se observa claramente en el dominio DH. El estallido Tipo II tuvo una estructura fundamental y armónica por debajo de 10 MHz. Por arriba de esta frecuencia, el espacio entre las componentes fundamental y armónica, estaba permeado por emisión de radio, lo cual es indicativo de la interacción de la EMC, y que fue confirmado por observaciones de LASCO. El frente de la EMC, cruzó justo el campo de visión de LASCO/C2 a las 00:26 TU. Esta fue una EMC muy rápida (velocidad  $\sim 2087$  km/s, ancho  $\sim 216^\circ$ ). Como se mostró en la Figura 2.12, los tiempos de las imágenes de LASCO están marcados en el espectro dinámico. Cuando el estallido Tipo II cruzó el límite de frecuencia inferior del dominio espectral del receptor RAD2 a las  $\sim 0130$  TU, la EMC estaba a una altura de  $18 R_\odot$ . Debido a que la EMC se originó cerca del limbo, la velocidad y altura medidas están muy cercanas a los valores reales. Sin resolución espacial, es difícil decir donde se localiza el estallido Tipo II con respecto a la EMC, uno puede inferir que la altura del estallido no debería exceder  $18 R_\odot$ . El estallido Tipo II no fue observado en el dominio espectral del RAD1, a pesar de que éste es más sensible. Esto significa que el estallido Tipo II se ha debilitado hasta confundirse con el nivel de fondo alrededor de este tiempo. La imagen de LASCO/C3 al tiempo 02:18 TU muestra que el frente de la EMC estaba a una altura de  $27.6 R_\odot$ , cercano al límite del campo de visión de este coronógrafo. El choque probablemente se debilitó rápido en este evento debido a que se estaba propagando a través de un medio tenue. . . . . 60
- 2.14. Ejemplo de un evento de radio Tipo II con contrapartes en todos los dominios de longitud de onda usando observaciones de HIRAS (panel superior derecho) y WAVES (panel intermedio derecho). Se muestran tres imágenes de LASCO en los paneles de la izquierda, las cuales fueron tomadas cuando el estallido estaba en los dominios  $m$ , DH y  $km$ . Los tiempos de las imágenes de LASCO se muestran mediante líneas verticales punteadas superimpuestas sobre los espectros dinámicos. La EMC responsable del estallido de radio fue una EMC halo parcial (ancho  $\sim 212^\circ$ ) de la región activa 9742 (N08W54) cerca del limbo Oeste con una velocidad promedio de 1446 km/s. La EMC estuvo asociada además con un evento de PSEs, el cual degradó la calidad de las imágenes en la segunda y tercera imágenes de LASCO. De hecho, no fue posible medir a la EMC más allá de  $20.5 R_\odot$ . . . . . 61

2.15. Propiedades de la población general (renglón superior) de EMCs comparada con aquellas EMCs asociadas con estallidos de radio Tipo II métricos (segundo renglón), DH (tercer renglón), y *m-km* (renglón inferior). Se muestran las distribuciones de velocidad (primera columna), ancho (segunda columna), y aceleración (tercera columna) para las cuatro poblaciones de EMCs. Todos los parámetros fueron medidos sobre el plano del cielo y no se hizo ningún intento por corregir los efectos de proyección. Los valores medio y promedio se muestran sobre las gráficas de cada distribución. El número de EMCs difiere entre las columnas debido a que la velocidad y aceleración no pudo ser medida para todas las EMCs. Note los incrementos progresivos de los valores medio y promedio en cada columna mientras uno se mueve desde la población general de EMCs hacia las poblaciones asociadas con los estallidos Tipo II métricos, DH, y *m-km*. . . . . 62

2.16. Distribuciones de velocidad, ancho, y aceleración de las EMCs asociadas con los mayores eventos de PSEs del ciclo solar 23. Solamente aquellos eventos con observaciones, en luz blanca, simultáneas de SOHO han sido incluidos. Los valores promedio así como la mediana de las distribuciones se muestran en las gráficas. Note que las distribuciones son muy similares a aquellas EMCs asociadas con los estallidos Tipo II en el dominio *m-km* (Figura 2.15, renglón inferior). . . . . 64

2.17. Comparación entre las longitudes de las fuentes solares de EMCs asociadas con estallidos Tipo II en el dominio *m-km* y las EMCs asociadas con los mayores eventos de PSEs. Las EMCs asociadas con los mayores eventos de PSEs se originan principalmente en el hemisferio Oeste, mientras que las EMCs asociadas a los estallidos Tipo II en el dominio *m-km* no dependen de la longitud solar. Esta es una de las razones por la cual no hay una asociación perfecta entre eventos de PSEs y estallidos de radio Tipo II en el dominio *m-km*. . . . . 65

2.18. (izquierda) Presenta un gran hoyo coronal (CH, marcado con una flecha) situado entre la línea de visión Sol-Tierra y la región de erupción (NOAA 0314). La imagen fue obtenida por SOHO/EIT en la banda de 284 Å a las 19:06:03 TU, el 19 de Marzo de 2003. (derecha) La figura muestra la diferencia de imágenes tomadas por SOHO/LASCO a las 12:30 TU del mismo día, en la que se ve la EMC por arriba del limbo Oeste. La manifestación, en la banda del ultra violeta extremo (oscurecimiento y brillantamiento de la fulguración), se indica mediante una flecha. . . . . 66

2.19. Distribuciones de las frecuencias iniciales ( $F_s$ ) de los estallidos Tipo II *m-limb* (renglón superior) y *m-km* (renglón inferior). Las dos distribuciones son muy parecidas. Las distribuciones (a) y (b) muestran los estallidos para los cuales el modo de emisión F, o bien el H, han sido identificados. Las distribuciones (c) y (d) muestran todos los estallidos asumiendo que los modos que no fueron identificados, son fundamentales (F). Las distribuciones (e) y (f) son similares a las Figuras 2.19c y 2.19d, excepto que los estallidos con modos sin identificar se consideran como armónicos (H). Los promedios de todas las distribuciones están marcados en las gráficas. Las frecuencias iniciales promedio de los eventos *m-limb* y *m-km* son muy cercanas una de la otra. 68

- 2.20. Distribuciones de las alturas de los frentes de las EMCs a los tiempos de inicio de los estallidos Tipo II en el dominio métrico, obtenidas mediante un ajuste lineal (izquierda) y cuadrático (derecha) de las mediciones de altura-tiempo. (a) y (b) muestran todos los estallidos Tipo II en el dominio  $m-km$ , para los que la altura extrapolada de la EMC, al tiempo del estallido Tipo II métrico correspondiente, es positiva. Algunas alturas fueron  $<1 R_{\odot}$  o  $<0$  porque las fuentes estuvieron cerca del centro del disco solar, por lo que las alturas extrapoladas no son alturas reales. (c) y (d) muestran sólo aquellos estallidos Tipo II en el dominio  $m-km$  que tuvieron fuentes solares cercanas al limbo (longitudes de  $60^{\circ}$  o más). (e) y (f) muestra los estallidos Tipo II  $m-limb$ . La comparación entre las Figuras 2.20c y 2.20e y las Figuras 2.20d y 2.20f muestra que los frentes de las EMCs están aproximadamente a la misma altura para los estallidos Tipo II métricos sin importar que tengan o no una continuación a mayores longitudes de onda. . . . . 70
- 2.21. Gráfica de dispersión entre la masa (M) y el ancho aparente (W) para 4138 EMCs en el periodo 1996-2003, para las cuales la medición de la masa fue posible. El coeficiente de correlación ( $r = 0.63$ ) se muestra. Note que el ancho verdadero de una EMC tipo halo no puede ser conocido debido al disco ocultador del coronógrafo, por lo que fueron omitidas en la correlación. Con respecto a otras consideraciones, sabemos que las EMCs tipo halo representan una población energética debido a que son significativamente más rápidas y anchas que la población general. La línea de la regresión así como su ecuación, son mostradas en la gráfica. La flecha apunta a la masa promedio de 26 EMCs asociadas con eventos de radio Tipo II en el limbo, obtenidos de la Tabla 2.6. . . . . 72
- 3.1. Parámetros de campo magnético y plasma para dos EMCI's observadas por ACE y Wind. Los hodogramas de campo magnético se muestran en (b) y (d). . . . . 80
- 3.2. Factores de ionización ( $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ ,  $Q_{C^{5+}/C^{4+}}$ , y  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ ) contra la velocidad del viento solar ambiente de eyectas no-nube, NMs y eyectas complejas. La línea punteada en cada gráfica indica el límite obtenido para diferenciar entre razones incrementadas y no incrementadas. . . . . 82
- 3.3. (a)-(b) abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  de las NMs y eyectas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente. (c)-(d) muestran las distribuciones de la abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  para las NMs y eyectas, respectivamente. Resulta claro que, en promedio, las NMs presentan una abundancia mayor que las eyectas. . . . . 87
- 3.4. (a)-(b) factor de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$  de las NMs y eyectas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente. (c)-(d) muestran las distribuciones del factor de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$  para las NMs y eyectas, respectivamente. Resulta claro que, en promedio, las NMs presentan un factor de ionización mayor que las eyectas. . . . . 88
- 3.5. (a)-(b) abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$  de las NMs y eyectas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente. (c)-(d) muestran las distribuciones de la abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$  para las NMs y eyectas, respectivamente. Resulta claro que, en promedio, las NMs presentan una abundancia mayor que las eyectas. . . . . 90

|  |     |
|--|-----|
| 3.6. (a)-(b) factor de ionización $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ de las NMs y eyectas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente. (c)-(d) muestran las distribuciones del factor de ionización $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ para las NMs y eyectas, respectivamente. En promedio, las NMs presentan un factor de ionización mayor que las eyectas. . . . .   | 91  |
| 3.7. (a)-(b) abundancia $Ne^{8+}/O^{6+}$ de las NMs y eyectas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente. (c)-(d) muestran las distribuciones de la abundancia $Ne^{8+}/O^{6+}$ para las NMs y eyectas, respectivamente. Las NMs presentaron, en promedio, una abundancia mayor que las eyectas. . . . .   | 92  |
| 3.8. (a)-(b) factor de ionización $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$ de las NMs y eyectas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente. (c)-(d) muestran las distribuciones del factor de ionización $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$ para las NMs y eyectas, respectivamente. En promedio, las NMs presentan un factor de ionización mayor que las eyectas. . . . .   | 93  |
| 3.9. (a)-(b) abundancia $He^{4+}/p$ de las NMs y eyectas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente. Las líneas punteadas indican el valor de abundancia para el cual se considera que hay un enriquecimiento de helio ( $He^{4+}/p > 0.08$ ). (c)-(d) muestran las distribuciones de la abundancia $He^{4+}/p$ , para las NMs y eyectas, respectivamente. Las NMs presentaron, en promedio, una abundancia mayor que las eyectas. Sin embargo, fueron muy bajos los porcentajes de eventos con abundancia mayor a 0.08. . . . . | 94  |
| 3.10. Abundancia $O^{7+}/O^{6+}$ (a) y factor de ionización $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ (b), en función de la intensidad de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas. . . . .   | 95  |
| 3.11. Abundancia $Mg^{10+}/O^{6+}$ (a) y factor de ionización $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ (b), en función de la intensidad de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas. . . . .   | 96  |
| 3.12. Abundancia $Ne^{8+}/O^{6+}$ (a) y factor de ionización $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$ (b), en función de la intensidad de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas. . . . .   | 97  |
| 3.13. Abundancia $He^{4+}/p$ , en función de la intensidad de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas. . . . .   | 98  |
| 3.14. Abundancia $O^{7+}/O^{6+}$ (a) y factor de ionización $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ (b), en función de la longitud solar de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas. . . . .   | 99  |
| 3.15. Abundancia $Mg^{10+}/O^{6+}$ (a) y factor de ionización $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ (b), en función de la longitud solar de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas. . . . .   | 100 |
| 3.16. Abundancia $Ne^{8+}/O^{6+}$ (a) y factor de ionización $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$ (b), en función de la longitud solar de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas. . . . .   | 100 |
| 3.17. Abundancia $He^{4+}/p$ , en función de la longitud solar de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas. . . . .   | 101 |

- 3.18. Abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  (a) y factor de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$  (b), en función de la latitud solar de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyeetas. . . . . 102
- 3.19. Abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$  (a) y factor de ionización  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$  (b), en función de la latitud solar de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyeetas. . . . . 102
- 3.20. Abundancia  $Ne^{8+}/O^{6+}$  (a) y factor de ionización  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$  (b), en función de la latitud solar de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyeetas. . . . . 103
- 3.21. Abundancia  $He^{4+}/p$ , en función de la latitud solar de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyeetas. 103

# Indice de Tablas

|   |     |
|---|-----|
| 1.1. Algunas características promedio de eyecciones de masa coronal. [Tomada de: Coronal Mass Ejections, Geophysical Monograph, 1999; Vourlidas et al., 2002; Yashiro et al., 2004]. . . . .  | 5   |
| 2.1. Estallidos de Radio Tipo II observados por los receptores de Wind/WAVES y ISEE-3. 36   |     |
| 2.2. Frecuencias de observación de ISEE-3 y RAD1. El receptor de ISEE-3 tiene anchos de banda de 3 kHz para los números de frecuencia ( $\# f$ ) del 1 al 12, y de 10 kHz para los números de frecuencia del 13 al 24. . . . .  | 46  |
| 2.3. BFR promedio para los estallidos de radio Tipo II observados por los receptores Wind/WAVES y ISEE-3. . . . .   | 48  |
| 2.4. Coeficiente de correlación ( $r$ ) entre la magnitud de la razón de deriva y la frecuencia inicial de los estallidos Tipo II observados a diferentes longitudes de onda. (a) indica el valor obtenido por Mann <i>et al.</i> [1996]. . . . .   | 51  |
| 2.5. Índice de ley de potencia ( $\psi$ ) para los estallidos Tipo II agrupados de acuerdo a su dominio de longitud de onda. Un subconjunto de estallidos Tipo II puramente kilométricos ( $p - km$ ) también está incluido. . . . .  | 51  |
| 2.6. Lista de estallidos de radio Tipo II en el dominio $m-km$ con las propiedades de las fulguraciones y EMCs asociadas. <sup>a</sup> La asociación $m-km$ pudiera ser fortuita debido a múltiples EMCs de diferentes regiones. <sup>b</sup> La fulguración en rayos X está subestimada debido a que la fuente se encuentra $30^\circ$ detrás del limbo. . . . . | 57  |
| 2.7. Tamaño de fulguraciones asociadas a estallidos Tipo II $m-limb$ y $m-km$ . . . . .   | 74  |
| 3.1. Factores de ionización $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ , $Q_{C^{5+}/C^{4+}}$ , y $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ para EMCs no-nube, nube magnética y complejas. . . . .  | 83  |
| 3.2. Abundancia $O^{7+}/O^{6+}$ y factor de ionización $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ , para NMs y eyectas. . . . .  | 89  |
| 3.3. Abundancia $Mg^{10+}/O^{6+}$ y factor de ionización $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ , para NMs y eyectas. . . . .  | 90  |
| 3.4. Abundancia $Ne^{8+}/O^{6+}$ y factor de ionización $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$ , para NMs y eyectas. . . . .  | 93  |
| 3.5. Abundancia $He^{4+}/p$ , para NMs y eyectas. . . . .   | 95  |
| 3.6. Comparación de resultados del presente estudio con el estudio de la sección 3.1, para los factores de ionización $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ y $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ . . . . .   | 104 |

- 3.7. Promedios de abundancias ( $He^{4+}/p$ ,  $Mg^{10+}/O^{6+}$ ,  $Ne^{8+}/O^{6+}$ ,  $O^{7+}/O^{6+}$ ) y factores de ionización ( $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ ,  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$ ,  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ ) en función de diferentes longitudes (todas, centrales, externas, centrales con erupción y sin erupción de filamento, asociadas). Las últimas dos columnas, del panel de abundancias, muestran la comparación de los resultados obtenidos, en el presente estudio, para la abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$ , con los resultados obtenidos en el estudio de Reinard [2005]. . . . . 106
- 3.8. Promedios de abundancias ( $He^{4+}/p$ ,  $Mg^{10+}/O^{6+}$ ,  $Ne^{8+}/O^{6+}$ ,  $O^{7+}/O^{6+}$ ) y factores de ionización ( $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ ,  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$ ,  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ ) en función de diferentes longitudes (todas, centrales, externas) para NMs y eyectas. . . . . 107



# R E S U M E N

Las Eyecciones de Masa Coronal (EMCs) son eventos súbitos y transitorios que ocurren a escalas coronales y que arrojan grandes cantidades de plasma magnetizado hacia el medio interplanetario, generando diversos cambios energéticos y morfológicos tanto en la región donde eruptan como a su paso por el medio interplanetario. La motivación principal de la presente tesis es estudiar las características y evolución de las EMCs desde que salen del Sol hasta que son detectadas en la Tierra, a una unidad astronómica. Para llevar a cabo nuestro estudio, estudiaremos a las EMCs basándonos en algunos fenómenos que están asociados con éstas y que sirven de conexión entre lo que ocurre desde el sitio donde las EMCs se originan, hasta que alcanzan nuestro planeta.

La tesis está dividida en cuatro capítulos. El primer capítulo presenta una descripción general del fenómeno de la EMC, tanto en el entorno cercano al Sol, así como en el medio interplanetario. Además se presentan algunos de los fenómenos asociados a las EMCs y que serán útiles para entender la manera en que éstas evolucionan. El capítulo 2 presenta el estudio de las EMCs basándonos en la asociación que éstas tienen con las emisiones de radio, concretamente, los estallidos de radio Tipo II. Estudiaremos algunas propiedades espectrales de los estallidos Tipo II y posteriormente haremos la conexión con las EMCs, haciendo énfasis en la relación que guarda la energía cinética de las EMCs con los dominios de longitud de onda que pueden presentar las emisiones de radio Tipo II. El capítulo 3 presenta un estudio de la composición y estructura magnética de las EMCs, detectadas a una unidad astronómica. La composición es una firma que presentan las EMCs y es un parámetro importante para diferenciarlas del plasma del viento solar. En este sentido, también se presenta un estudio de asociación solar de estas eyecciones interplanetarias, que nos permitirá determinar si algunos fenómenos (fulguraciones y erupciones de filamento) que acompañan a las EMCs, tienen alguna influencia sobre éstas. El capítulo 4 presenta las conclusiones de nuestro estudio.

# A B S T R A C T

Coronal mass ejections (CMEs) are sudden and transitory events which occur at coronal scales, liberating large amounts of magnetized plasma into the interplanetary (IP) medium, and generating several energetic and morphological changes in the near-Sun and IP regions. The thesis is divided into four chapters. Chapter 1 gives a general description of the CME phenomenon in both the near-Sun and near-Earth environments. Moreover, in this chapter some CME-related phenomena which are useful in order to understand the CME evolution in the corona and inner heliosphere, are also studied. The second chapter is devoted to the study of the Type II radio bursts from the Wind/WAVES experiment in conjunction with white-light CMEs from the Solar and Heliospheric Observatory (SOHO). We shall study, as the first part of the analysis, the spectral properties of interplanetary Type II radio bursts. Afterwards, we shall link the Type II radio bursts with the CME properties by emphasizing that there seems to be a hierarchical relationship among Type II bursts in various wavelength domains, organized by the CME kinetic energy. Chapter three studies the magnetic structure and charge state composition of heavy ions of interplanetary coronal mass ejections (ICMEs) observed by the Wind and ACE spacecraft. In the same way, we extend our analysis to the ICMEs observed at 1 AU and their solar association, in order to verify if a relationship exists between ICME charge state composition and CME-associated flare magnitude as well as flare location. Finally, chapter four gives the conclusions of the thesis.

# Capítulo 1

## Introducción

### 1.1. Eyecciones de Masa Coronal

El objetivo primordial de la presente sección es ofrecer un panorama general de las Eyecciones de Masa Coronal (EMCs) y la relación que éstas guardan con otras manifestaciones de la dinámica solar. Las EMCs constituyen eyecciones de gran escala de masa y flujo magnético desde la corona baja hacia el medio interplanetario (MI). Las mediciones que se han hecho desde naves espaciales con coronógrafos<sup>1</sup> muestran que una EMC típica, inyecta del orden de  $10^{23}$  Maxwells de flujo magnético y  $10^{16}$  g de plasma en el MI [Gosling, 1990a; Webb et al., 1994]. Durante la fase quieta del ciclo solar se pueden tener aproximadamente dos EMCs por semana, sin embargo durante la fase activa, la razón puede ser del orden de tres a cinco por día [Howard *et al.*, 1997].

#### 1.1.1. Definición

Las definiciones que se han dado para referirse a las EMCs, se centran básicamente en sus características observacionales obtenidas, principalmente en luz blanca, gracias a la ayuda de coronógrafos que pueden observar al Sol, ya sea desde la Tierra, o bien desde una nave espacial. Tousey [1973], define a las EMCs como *estructuras de gran escala de plasma magnetizado que son eruptadas desde el Sol hacia la heliosfera*. A primera aproximación, esta sencilla definición cumple perfectamente con lo que un coronógrafo nos permite observar del fenómeno. Quizá sólo restaría complementarla con algunas mediciones que se han hecho con respecto a sus características tanto dinámicas como morfológicas así como la importancia que tienen en cuanto al papel que juegan en la evolución de la estructura de la corona solar, la actividad solar, los transitorios interplanetarios, hasta llegar a las perturbaciones geomagnéticas.

#### 1.1.2. Observaciones

Como se mencionó en el párrafo anterior, los coronógrafos representan los principios históricos y empíricos de nuestro conocimiento actual de las EMCs. Morrison [1954,

---

<sup>1</sup>Un coronógrafo es un instrumento que produce un eclipse artificial con la ayuda de un disco de ocultación que se encuentra dentro de un telescopio.

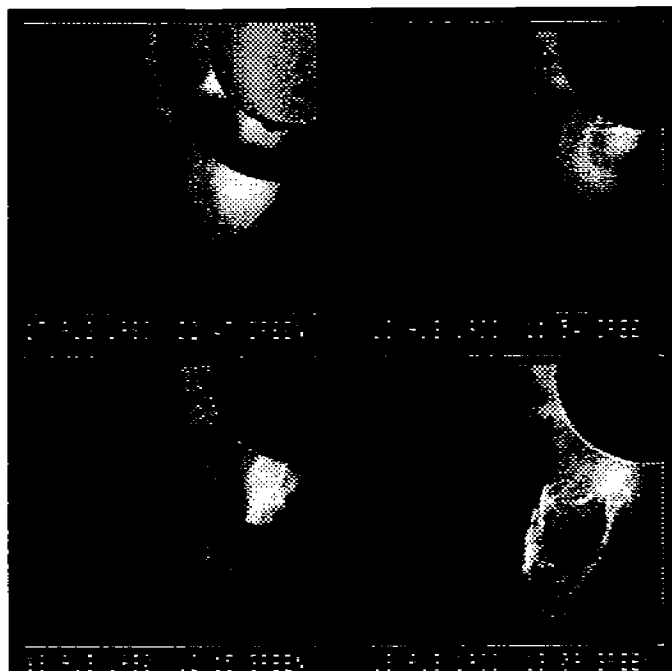


Figura 1.1: Secuencia en tiempo de las diferencias entre cuatro imágenes tomadas por el coronógrafo de la nave SMM el 17 y 18 de agosto de 1980. [Tomada de *Coronal Mass Ejections*, Geophysical Monograph, 1999].

1956] ya formulaba la idea de la expulsión de masa desde el Sol. Él formuló que el material expulsado podría transportar líneas de campo magnético, formando lo que él llamó una *nube magnética*, término que en la actualidad tiene un significado diferente, como veremos en secciones posteriores. La primera observación de una EMC fue reportada por Gosling en 1975, sin embargo, no incluyó ninguna discusión con respecto a su topología magnética.

Las EMCs fueron observadas, inicialmente, con la ayuda de coronógrafos situados en Tierra. Posteriormente, misiones de naves espaciales como Skylab [1973-1974], P78-1 [1979-1985], Solar Maximum Mission [1980; 1984-1989], tenían montados coronógrafos que permitieron una mejor resolución para la observación de las EMCs. En la actualidad, la nave espacial SOHO, que tiene un sistema de coronógrafos conocido como LASCO (Large Angle and Spectrometric Coronagraph) [Brueckner *et al.*, 1995], continúa proporcionando imágenes muy interesantes de este fenómeno, lo que ha permitido profundizar más acerca de su morfología y de cómo evoluciona su estructura en el tiempo mientras son expulsadas desde el Sol.

La Figura 1.1 muestra la secuencia de 4 imágenes de una EMC observada entre el 17 y 18 de agosto de 1980 por el coronógrafo de la nave Solar Maximum Mission. En el primer cuadro se muestra una imagen previa al evento; en ella se puede apreciar una estructura brillante de gran escala a nivel coronal, llamada comúnmente casco coronal. La brillantez del casco coronal indica que, debido al incremento en la radiación por dispersión, el material contenido en él es más denso que el del medio que lo rodea.

En la siguiente imagen, la EMC comienza a expandirse y con ello se aprecian ciertas características estructurales de la eyección. La tercera imagen nos muestra la estructura de la EMC en la que es posible apreciar tres componentes principales: un arco delantero (principal) brillante, seguido de una cavidad oscura de baja densidad y un núcleo brillante de material más denso. Esta estructura de tres componentes no se presenta en todas las EMCs. Por ejemplo, en estudios realizados con base en EMCs observadas por la SMM, los núcleos brillantes fueron observados sólo en 1/4 de las eyecciones [Webb, 1998]. Existen opiniones referentes a que algunas estructuras previas al evento, que erupcionan para llegar a ser una EMC, consisten de una protuberancia y una cavidad coronal, y la corona ambiente que puede llegar a ser comprimida mientras el sistema crece [Webb, 1998]. Posteriores estudios han mostrado que las EMCs exhiben una variedad de formas, algunas tienen una estructura compleja y su interior está ocupado por material brillante en luz visible [Howard *et al.*, 1997].

La EMC de la Figura 1.1 tuvo su origen en el limbo solar. Este, lo que nos permitió apreciar la estructura frente-cavidad-núcleo que, como mencionamos, no es una característica presente en todas las EMCs. Sin embargo, hay EMCs que erupcionan ya sea de frente a la Tierra o bien por detrás del Sol. En estos casos, las imágenes de coronógrafos nos presentan un plano del cielo iluminado en su mayoría. Este tipo de EMCs se les conoce como *tipo halo*. La Figura 1.2 es un ejemplo de este tipo de eyecciones. Complementando un poco la definición dada al inicio para una EMC, podríamos decir que las EMCs son eventos súbitos y transitorios que ocurren a escalas coronales y que arrojan grandes cantidades de plasma magnetizado hacia el medio interplanetario, generando diversos cambios energéticos y morfológicos tanto en la región donde erupcionan como a su paso por el medio interplanetario.

Cuando ocurre una EMC, millones de toneladas de material solar son depositadas en el viento solar. Los tiempos característicos pueden variar desde algunos minutos hasta horas y sus tamaños son de varios radios solares. Se expanden radialmente hacia afuera del Sol, a velocidades del orden de decenas a cientos de km/s, en forma de un arco, una burbuja, una nube o en otras formas.

Miles de EMCs han sido observadas en luz blanca con la ayuda de coronógrafos, tanto desde naves espaciales como desde nuestro planeta. Estas observaciones proveen muchos de los ejemplos clásicos del fenómeno y establecen las bases para una descripción estadística de sus características. La Tabla 1.1 muestra los valores promedio de seis propiedades importantes de las EMCs realizadas por cuatro misiones espaciales. Además, las observaciones han sido complementadas con datos, en luz blanca, del observatorio de Mauna Loa (MLO) y los fotómetros de las naves Helios [1975-1983].

La emisión térmica de un millón de grados del plasma coronal ocurre en longitudes de onda muy pequeñas del espectro solar. Por lo tanto, las observaciones en rayos X suaves (RXS) y ultra violeta extremo (UVE) de la corona, proveen la indicación más directa de su estado térmico. Las observaciones de RXS, hechas por el Skylab, proporcionaron las primeras indicaciones directas de estructuras coronales calientes relacionadas con las EMCs. Las observaciones en RXS hechas por la SMM y GOES añadieron nuevos elementos a esta relación aunque presentaron nuevas controversias y ambigüedades que no se han resuelto aún [Hundhausen, 1997]. Las imágenes en RXS proporcionadas por la nave Yohkoh [1991-2001], además de tener una mayor calidad



Figura 1.2: Eyección de masa coronal tipo halo. [Tomada de <http://soho.nascom.nasa.gov>].

y resolución, han generado nuevas incógnitas y resuelto algunas ambigüedades [Hundhausen, 1997]. La comparación de imágenes de RXS del Yohkoh con observaciones en luz blanca coronal y  $H\alpha$  cromosférica del observatorio de Mauna Loa (MLO), han dado ejemplos claros de la formación de arcos brillantes en RXS o arcadas de arcos expandiendo una línea neutra magnética debajo del sitio de una eyección de masa. Estos arcos se han visto después de la embestida que presenta la eyección de masa, propagándose lateralmente y creciendo verticalmente con el tiempo, permaneciendo visibles tiempo después de la salida de la eyección de masa desde la corona. La intensidad de emisión de RXS de cada arco es extremadamente variable y parece estar pobremente correlacionada con las propiedades de las eyecciones de masa como lo son su tamaño, velocidad, masa o energía. Estos resultados concuerdan básicamente con los resultados dados por el Skylab para la emisión de RXS después de la eyección.

### 1.1.3. Propiedades Básicas de las EMCs en la Corona

Algunas de las propiedades medibles en las EMCs son: razones de ocurrencia, localización relativa en el disco solar, ancho angular y velocidad [Webb, 1995]. Las velocidades, aceleraciones, masas y energías se extienden a lo largo de tres órdenes de magnitud. Los anchos exceden por factores de 3-10 a los tamaños de las fulguraciones y regiones activas.

Webb y Howard [1994] estudiaron la frecuencia de ocurrencia de EMCs observadas por los más recientes coronógrafos y los fotómetros de los Helios a lo largo de 1.5

Tabla 1.1: Algunas características promedio de eyecciones de masa coronal. [Tomada de: Coronal Mass Ejections, Geophysical Monograph, 1999; Vourlidas et al., 2002; Yashiro et al., 2004].

| Propiedad         | Skylab<br>1973-74      | Solwind<br>1979-80 y 1984-85 | SMM<br>1980, 1984-89      | LASCO<br>1996-2002       |
|-------------------|------------------------|------------------------------|---------------------------|--------------------------|
| Tamaño Angular    | 42°                    | 43°                          | 47°                       | 57°                      |
| Velocidad         | 470 km s <sup>-1</sup> | 460 km s <sup>-1</sup>       | 350 km s <sup>-1</sup>    | 489 km s <sup>-1</sup>   |
| Masa              | -                      | 4.0×10 <sup>15</sup> g       | 3.3×10 <sup>15</sup> g    | 1.7×10 <sup>15</sup> g   |
| Energía Cinética  | -                      | 3.4×10 <sup>30</sup> erg     | 6.7×10 <sup>30</sup> erg  | 4.3×10 <sup>30</sup> erg |
| Energía Potencial | -                      | -                            | 7.1×10 <sup>30</sup> erg  | -                        |
| Energía Mecánica  | -                      | -                            | 1.38×10 <sup>31</sup> erg | -                        |

ciclos solares. La ocurrencia de éstas sigue el ciclo solar en fase y amplitud. En el reciente mínimo (1996), LASCO ha detectado EMCs a una razón de 2-3 veces más que las observaciones anteriores [Howard *et al.*, 1997]. Esta razón de ocurrencia se debe al incremento en sensibilidad de los coronógrafos de LASCO. La SMM obtuvo una distribución en latitud, durante el máximo, muy ancha, agrupándose en el ecuador durante el mínimo. Esta distribución en latitud para el mínimo reciente fue también obtenida por LASCO. La distribución angular obtenida por la SMM y LASCO fue similar, obteniendo que ésta no variaba mucho a lo largo del ciclo y mantenía un ancho promedio de  $\sim 45^\circ$  [Hundhausen, 1993]. Las estimaciones de velocidad son de los 20 a 2000 km/s. El promedio anual de velocidad, según la SMM, varía a lo largo del ciclo de 160 a 460 km/s y el número de EMCs no estuvo correlacionado con el número de manchas [Hundhausen *et al.*, 1994]. Las EMCs exhiben un gradiente de velocidad diferencial, variando suavemente desde el borde delantero hasta la parte trasera, mientras que el material en el interior tiene una expansión similar [Webb, 1998]. Las EMCs de grandes velocidades ( $> 400$  km/s) tienden a ser asociadas con choques coronales e interplanetarios, sugiriendo que éstos son impulsados por el material de la EMC. Al menos a través de la corona baja, las velocidades típicas de las EMCs son relativamente constantes, sin embargo algunos eventos exhiben una aceleración significativa [Webb, 1998]. Debido al incremento de campo de visión de LASCO, fue posible caracterizar la cinemática de las EMCs. Sin embargo sus distribuciones de velocidad son similares a las mediciones hechas con anterioridad. Cerca del 20 % de las EMCs observadas por LASCO exhiben una aceleración fuera de  $30 R_\odot$  [St. Cyr, 1998].

La determinación de la masa de las EMCs dada por los coronógrafos, presenta valores de algunos  $10^{15}$  gramos y energías del orden de  $3 \times 10^{30}$  erg [Webb, 1998]. Sin embargo, la masa promedio de las EMCs así como su energía cinética, derivadas por los fotómetros de los Helios en el medio interplanetario, son de 2 a 8 veces más grandes que las determinadas por los coronógrafos [Jackson *et al.*, 1996]. Con el campo de visión más grande que presentan los coronógrafos de LASCO, las estimaciones de la masa para las EMCs aumentan mientras que los frentes de las eyecciones se mueven hacia afuera del Sol, sugiriendo un flujo continuo de salida [Howard *et al.*, 1997]. Esto implica que las masas determinadas por anteriores coronógrafos han sido subestimadas por un factor del orden de diez. El espectro de energía (razones de eventos contra energías)

de las EMCs no siguen la misma ley de distribución de potencia como la que siguen las fulguraciones en rayos X [Webb, 1998]. Del mismo modo, las masas determinadas por la SMM no estuvieron distribuidas siguiendo una ley de potencia, presentando un corte en  $10^{-13}$  g/grado.

Recientemente, Yashiro *et al.* [2004] han hecho un estudio estadístico muy completo de aproximadamente 7000 EMCs observadas por los coronógrafos de LASCO en el intervalo de tiempo 1996-2002. Los resultados obtenidos muestran que:

- La distribución del ancho angular ( $W$ ) presenta dos poblaciones de EMCs: una población angosta ( $W \leq 20^\circ$ ) y una población normal ( $W \geq 20^\circ$ ). Esta distribución bimodal estuvo presente en el intervalo 1998-2000 (fase ascendente del ciclo solar).
- El ancho promedio de la población normal de EMCs ( $20^\circ \leq W \leq 120^\circ$ ) se incrementa desde  $47^\circ$  (1996; mínimo solar) hasta  $61^\circ$  (1999; fase ascendente del ciclo solar) y decrece a  $53^\circ$  (2002; fase descendente del ciclo solar).
- Las EMCs son eyectadas aproximadamente cerca de la región ecuatorial durante el mínimo solar, mientras que durante el máximo de actividad solar, salen en todas las latitudes.
- La velocidad promedio de las EMCs varía desde 300 km/s (mínimo solar) hasta 500 km/s (máximo solar). La velocidad promedio de las EMCs tipo halo (957 km/s) es más del doble que la población normal (428 km/s).
- Las EMCs lentas ( $V \leq 250$  km/s) muestran una aceleración, mientras que las EMCs rápidas ( $V \geq 900$  km/s) muestran una desaceleración, sugiriendo que la interacción entre una EMC y el viento solar es el mecanismo principal que determina la trayectoria de las EMCs en el intervalo de distancia 2-32  $R_\odot$ .
- Algunos de estos resultados fueron además reportados por los coronógrafos del Solwind y la SMM. Sin embargo, el gran número de EMCs observadas por LASCO, revelaron una variación con el ciclo solar mucho más clara que los estudios previos.

En cuanto a las propiedades de masa y energía de las EMCs, Vourlidas *et al.* [2002] presentan un estudio estadístico de 2449 CMEs observadas por LASCO en el intervalo 1996-2000. El estudio muestra que LASCO es capaz de observar EMCs mucho más pequeñas ( $m \sim 10^{13}$  g) que los coronógrafos previos. La masa, densidad de masa y energía cinética de las EMCs muestran una dependencia con el ciclo solar, ocurriendo lo mismo para la velocidad. La masa total eyectada se incrementa con el ciclo solar por al menos un orden de magnitud. Las EMCs masivas tienen mayores aceleraciones en promedio.

Hasta el momento, los coronógrafos de LASCO nos han permitido profundizar en las propiedades básicas de las EMCs. Futuras misiones, como la de STEREO, permitirán extender nuestros conocimientos sobre este interesante fenómeno solar.



#### 1.1.4. Regiones Fuente de las EMCs

Muchas EMCs parecen provenir de estructuras cerradas de gran escala, muchas de las cuales son arcos coronales preexistentes [Hundhausen, 1993]. Sin embargo los orígenes solares de éstas no son muy claros. A menudo se asocian con el rompimiento de estructuras de gran escala, como protuberancias o arcadas. Low y Hundhausen [1995] proponen que la combinación protuberancia y arco coronal, involucra 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. Las EMCs parecen estar más ligadas con estructuras de gran escala de campos magnéticos débiles en lugar de regiones de pequeña escala con campos magnéticos intensos [Webb, 1998]. Se piensa que las EMCs energéticas son el rompimiento de un arco coronal existente, el cual aumenta en brillantez y tamaño, durante días, antes de erupcionar como una EMC. El arco coronal puede desaparecer después, sin embargo puede reformarse eventualmente [Hundhausen, 1993]. Estudios de asociación estadística indican que las erupciones de filamento y los eventos de RX, especialmente los de larga duración, son las manifestaciones, cercanas a la superficie solar, más comunes que se asocian a una EMC [Webb, 1992].

Muchas fulguraciones ópticas ocurren independientemente de las EMCs. No obstante, algunas fulguraciones acompañan a las EMCs, más como una consecuencia secundaria que como una causa [Gosling, 1993]. Las EMCs más rápidas y más energéticas se asocian usualmente con fulguraciones en la superficie [Webb, 1992]. De igual forma, más de la mitad de todas las EMCs no pueden asociarse con alguna actividad cerca de la superficie.

Una pequeña revisión de lo que se ha hecho, utilizando datos en RXS y luz blanca, con respecto a las regiones fuente de las EMCs, nos muestra que durante la década de los 80's había una excelente cobertura de EMCs en luz blanca dadas por los coronógrafos de Solwind y la SMM, así como el coronógrafo del observatorio de Mauna Loa; sin embargo, los datos de RX eran dados, básicamente, sólo por los GOES. Comparando las EMCs vistas por Solwind y datos de RX de los GOES, Sheeley *et al.* [1983] encontraron que la probabilidad de asociar una EMC con una fulguración en RXS se incrementaba linealmente con la duración de la fulguración, alcanzando 100% para fulguraciones con duraciones mayores o iguales a 6 horas.

Las observaciones de EMCs observadas por la SMM indicaron que los tiempos de salida de las EMCs asociadas con fulguraciones, precedían los inicios de las fulguraciones. Harrison [1991] sugirió un modelo en el cual las EMCs iniciaban durante estallidos débiles de RXS, llamándolos precursores, que aparecían previamente a cualquier fulguración principal subsecuente por algunas decenas de minutos. De acuerdo a su modelo, estos estallidos precursores consistían de arcos de RX de gran escala. Pero cualquier fulguración asociada y su correspondiente región activa puede situarse en cualquier lugar bajo el espacio de la EMC.

Las características de las EMCs vistas por la SMM y los eventos de RX asociados, no están bien correlacionados [Webb, 1998]. Hundhausen [1997] resume las comparaciones diciendo que:

- Las fulguraciones intensas en RX no son una condición suficiente ni necesaria

para que ocurran EMCs.

- Si existe una emisión importante de RX, ésta sigue el inicio de la EMC, y los picos de dicha emisión, mucho después.
- La intensidad de cualquier evento de RXS acompañando a una EMC está correlacionada pobremente con los parámetros físicos de la EMC.

Por lo tanto las fulguraciones, por sí mismas, no pueden ser la fuerza que impulsa a las EMCs.

Durante la década de los 90, se ha tenido un entendimiento un poco más claro de las estructuras iniciales de las EMCs gracias a los datos proporcionados por las observaciones que la nave Yohkoh ha proporcionado. Klimchuk *et al.* [1994] identificaron ~30 eventos eruptivos de arcos en RX que ocurrieron en el limbo solar, teniendo como conclusión que las velocidades, anchos y razones de ocurrencia de estos arcos eran consistentes con la fase inicial de las EMCs. Hudson y Webb [1997] encontraron que 2/3 de las EMCs tenían una estructura en RX como transitorio asociado, comúnmente un arco con un pie en una región activa. Las EMCs explotan presentando, normalmente, una estructura de ~40° de ancho a  $2R_{\odot}$  [Webb, 1998]. Si un evento de RX está asociado, éste será intenso pero de escala más pequeña. A latitudes altas, los eventos de RX asociados son de escalas mayores así como sus duraciones pero tienden a presentar una emisión más débil [Hundhausen, 1988]. Debido a que muchas características de las EMCs parecen ser independientes de la latitud, se puede decir que las EMCs involucran la desestabilización de estructuras coronales de gran escala que resultan en la reconfiguración de campos débiles de gran escala a altas latitudes y de campos de escala pequeña muy fuertes a bajas latitudes [Webb, 1998].

Hansen *et al.* [1974] así como Rust y Hildner [1976] notaron la reducción de material coronal a bajas alturas durante eventos eruptivos en observaciones del Skylab. Actualmente, en los datos de RXS se han observado áreas de oscurecimientos que dan evidencia de la reducción en densidad por encima de regiones brillantes en RX [Hudson and Webb, 1997; Gopalswamy *et al.*, 1998 y Hiei, 1997]. Una interpretación de las firmas de estos oscurecimientos es que las líneas de campo magnético, inicialmente cerradas, se abren durante el inicio de una EMC, en analogía con los hoyos coronales transitorios observados en el disco solar [Webb, 1998]. Por lo tanto, estos oscurecimientos podrían ser una de las firmas en RXS de las EMCs en la corona baja.

Algunas observaciones sugieren que los sistemas de polaridad múltiple podrían estar involucrados en muchas EMCs. Los anchos de las EMCs (~50°) son grandes comparados con la escala de las áreas de las líneas de inversión de polaridad (rango de separación de 10-20°). Observaciones de eclipses totales revelan esta disparidad, mostrando cascos coronales individuales sobrepuestos a pares de arcadas coronales y paralelos a segmentos de filamentos. La erupción de estos cascos coronales podría sugerir que la región fuente de la EMC resultante, consiste de un sistema magnético complejo de arcadas múltiples y líneas neutras [Webb, 1998]. Webb *et al.* [1997] encuentran que las arcadas transitorias en RX, utilizadas como aproximaciones para las EMCs en el disco solar, pueden extenderse sobre áreas de 35 a más de 100° y cruzar de 2 a 3 líneas neutras o una sola línea neutra altamente intrincada (enrollada), implicando sistemas magnéticos

multipolares. Además encuentran que las EMCs tienden a ocurrir sobre sitios de superficies donde las regiones de polaridad opuesta evolucionaban de forma rápida. Datos recientes de LASCO también dan soporte al escenario en el que los cascos coronales, en el cinturón ecuatorial, tienden a estar situados en estructuras cuadrupolares a bajas alturas [Howard *et al.*, 1997]. Lo anterior respalda el modelo de Crooker *et al.* [1993] en el que el cinturón de cascos, que es la base de la hoja de corriente heliosférica, puede ensancharse y contener múltiples hojas de corriente. Por lo tanto, la hoja de corriente actúa como conducto para las EMCs y ésta es una de las razones por la que los flujos transitorios interplanetarios en la eclíptica son a menudo asociados con regiones de interacción de cascos.

### 1.1.5. EMCs y Partículas Solares Energéticas

Las partículas solares energéticas (PSEs) son una manifestación de la liberación violenta de energía proveniente del Sol. Presentan energías intermedias, que van de algunas decenas de keV hasta el orden de GeV, y ocurren en eventos de iones cuya duración va de algunas horas hasta algunos días, superando el nivel de fondo por varios órdenes de magnitud. La ocurrencia de eventos de PSEs está directamente relacionada con las fulguraciones y las EMCs, por lo tanto, las PSEs son más frecuentes durante el máximo de actividad, en comparación al mínimo.

Originalmente se pensaba que las fulguraciones eran la fuente de las partículas energéticas; las partículas eran liberadas impulsivamente en el proceso de la fulguración en el Sol, dando como resultado que los perfiles de intensidad, de larga duración, fueran atribuidos a la dispersión interplanetaria [Meyer *et al.*, 1956]. En este escenario, los choques añadirían sólo un pequeño número de partículas [Bryant *et al.*, 1962].

En las décadas de los 80 y 90, un nuevo paradigma evolucionó. Está basado sobre la consideración de tres distintas clases de fulguraciones [Pallavicini *et al.*, 1977] y consecuentemente dos distintas clases de eventos de PSEs, impulsivos y graduales [Cane *et al.*, 1986]. Este paradigma pone de manifiesto la importancia de los choques impulsados por las EMCs en el proceso de aceleración de PSEs; el choque se acelera, y conforme se propaga acelera partículas continuamente mientras se mueve hacia afuera del Sol. En este escenario, los eventos impulsivos de PSEs son acelerados en las fulguraciones, mientras que los eventos graduales de PSEs son acelerados en los choques impulsados por las EMCs.

De acuerdo con Reames [1997], dos mecanismos distintos son los responsables de la aceleración de partículas que observamos en los eventos de PSEs: 1) aceleración estocástica por resonancia de interacciones onda-partícula en la corona baja para fulguraciones impulsivas y 2) aceleración de choque difusiva del plasma ambiente de la corona alta y el viento solar, debida a la onda de choque conducida hacia afuera por la EMC. Las poblaciones de partículas de cada fuente pueden distinguirse, aún cuando ambos mecanismos ocurran en un evento grande.

Los eventos más grandes, que contienen la mayoría de las partículas que se observan a 1 UA, son eventos graduales que tienen como fuente el choque impulsado por la EMC. Muchas partículas son también aceleradas en las fulguraciones pero la mayoría quedan atrapadas en los arcos de la fulguración, y aquellas que logran escapar, lo hacen en una

región de longitud limitada cerca de la fulguración [Reames, 1997].

## 1.1.6. EMCs y Estallidos de Radio Tipo II

### 1.1.6.1. Introducción

Las emisiones de radio son firmas características de algunas manifestaciones de la actividad solar, como por ejemplo las fulguraciones y EMCs. En el Sol, la emisión de radio se debe, generalmente, a electrones libres que se encuentran en un plasma, total o parcialmente ionizado. Esta emisión puede ser generada por diferentes mecanismos (radiación de plasma, *bremsstrahlung*, giroresonancia y girosincrotrón térmico y no térmico).

La radiación de plasma es considerada como un mecanismo de emisión *coherente* (a diferencia de la *incoherente* que se refiere a que cada electrón actúa de forma independiente). Observacionalmente, la característica dominante de esta radiación es que se observa más fuerte o intensa a la frecuencia del plasma (o a su segundo armónico) en el sitio de emisión. Las ondas de radio no pueden propagarse a través de un medio donde la frecuencia del plasma es más grande que la frecuencia de éstas. Por ejemplo, emisiones de radio con frecuencias menores a 20 kHz, no pueden ser detectadas en la Tierra debido a que no pueden propagarse a través de la ionosfera, donde la frecuencia del plasma en dicha región es de 20 kHz. La frecuencia del plasma depende sólo de la densidad local de electrones y está dada por

$$\nu = \frac{e}{2\pi} \left( \frac{n_e}{\epsilon_0 m_e} \right)^{1/2} \quad (1.1)$$

donde  $e$  es la carga del electrón,  $n_e$  es la densidad de electrones,  $m_e$  es la masa del electrón y  $\epsilon_0$  es una constante. La frecuencia observada nos dice la densidad de electrones en el sitio de emisión. Para la atmósfera solar, la densidad de electrones (y por ende la frecuencia) decrece conforme la altura aumenta. A una frecuencia de observación le corresponde una  $n_e$  y por lo tanto, las ondas de radio no pueden propagarse a alturas menores. Esto tiene como consecuencia que cualquier emisión de radio detectada, debe originarse por encima de cierta altura que puede ser calculada con la ayuda de modelos para la atmósfera solar [Hurford, 1992]. La intensidad de la radiación del plasma permite saber de la existencia de algún tipo de perturbación que excita al plasma e inicia este mecanismo de emisión. También permite identificar la línea de visión del lugar donde se lleva a cabo el proceso de emisión; como ya lo hemos mencionado, nos permite conocer la densidad local de electrones en ese sitio.

### 1.1.6.2. Clasificación de los Estallidos de Radio

La investigación de estallidos de radio ha contribuido de manera significativa a nuestro entendimiento del Sol. Los estallidos de radio proveen información referente a la inyección, aceleración y captura de electrones rápidos en la atmósfera solar durante las fulguraciones solares. La intensidad y variación de los estallidos de radio cambia enormemente con la longitud de onda. Los estallidos de radio son pequeños en ondas centimétricas pero crecen en intensidad y complejidad en longitudes de onda más

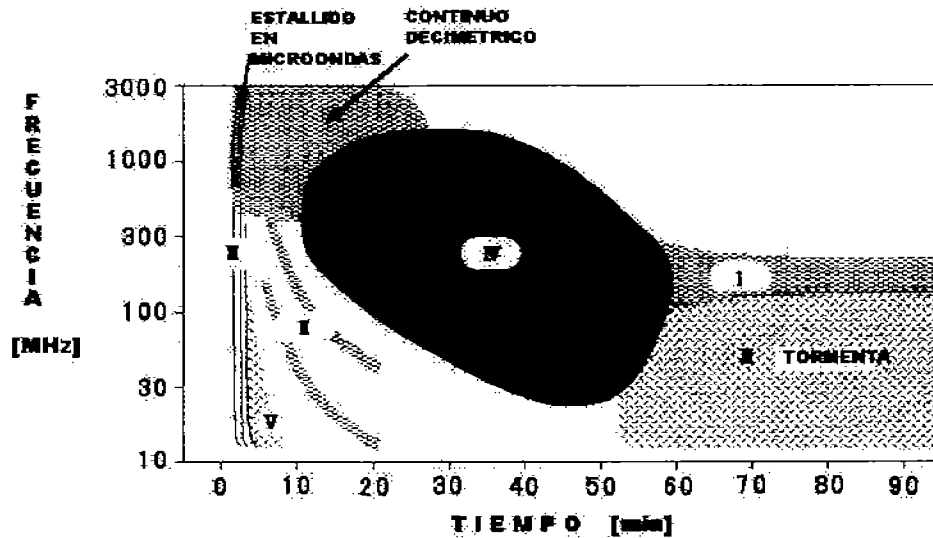


Figura 1.3: Esquema de los diferentes tipos de estallidos de radio. [Tomada de <http://www.nro.nao.ac.jp>].

grandes. Las ondas de radio centimétricas probablemente se originan en la parte baja de la atmósfera solar, cerca de la base de la corona o en la parte superior de la cromosfera. Las ondas de radio métricas probablemente se originan más arriba, en la corona, arriba de la región donde las fulguraciones estallan.

Los estallidos de radio métricos han sido divididos en cinco tipos (ver Figura 1.3), los cuales son:

- Tipo I. Estallidos de tormenta de ruido.
- Tipo II. Estallidos de deriva lenta.
- Tipo III. Estallidos de deriva rápida.
- Tipo IV. Radiación de ancho de banda continuo.
- Tipo V. Radiación de ancho de banda continuo en longitudes de ondas métricas.

### 1.1.6.3. Estallidos de Radio Tipo II

Los estallidos Tipo II se caracterizan por tener una lenta deriva<sup>5</sup> descendente en frecuencia (ver Figura 1.4). Frecuentemente siguen la fase impulsiva de una fulguración y a menudo son vistos, simultáneamente, en dos frecuencias (o grupos de frecuencias) separadas por un factor cercano a 2. Las dos bandas se interpretan como una radiación

<sup>5</sup>La deriva se define como la variación de la frecuencia de emisión con respecto al tiempo. En el caso de la deriva para estallidos Tipo II, por ejemplo, ésta es negativa debido a que la frecuencia decrece mientras transcurre el tiempo.

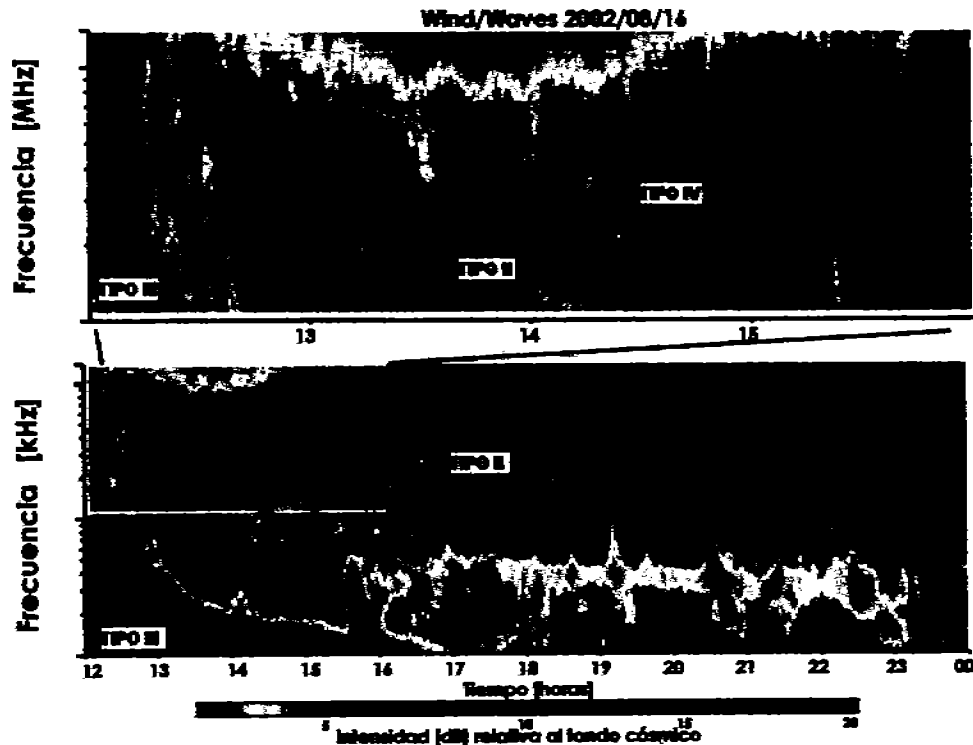


Figura 1.4: Evento detectado por la nave espacial WIND/WAVES en el que aparecen estallidos de radio Tipo II, Tipo III y Tipo IV. Como puede apreciarse, el estallido Tipo II presenta una deriva lenta en frecuencia en comparación al Tipo III cuya deriva es muy rápida. Para el evento Tipo IV, se aprecia que la emisión es persistente, suave y continua. [Tomada de <http://lep694.gsfc.nasa.gov/waves/waves.html>].

fundamental y un armónico de oscilaciones de plasma debidas a una perturbación que se mueve hacia afuera de la corona.

La deriva en frecuencia sugiere que la fuente donde se lleva a cabo este tipo de emisión se encuentra en la atmósfera solar baja. Cuando se convierte la razón de cambio de frecuencia a una velocidad vertical, se obtienen valores en un rango de 400-2000 km/s, velocidades que exceden la velocidad de Alfvén correspondiente a estas alturas. La interpretación de lo anterior es que la perturbación que inicia el estallido Tipo II, es una onda de choque generada por una fulguración o una EMC, propagándose hacia arriba a través de la corona solar.

La ocurrencia de estallidos Tipo II es rara cuando se compara con el número de eventos eruptivos (fulguraciones, EMCs, etc.) que se llevan a cabo en el Sol. La gran mayoría de estallidos Tipo II están asociados con fulguraciones y EMCs. Esta relación es extremadamente compleja y muy controversial [Gopalswamy *et al.*, 1999]. Sólo un número pequeño de fulguraciones están acompañadas por estallidos Tipo II, pero casi todos los estallidos Tipo II están asociados con fulguraciones. De forma similar, casi todos los estallidos Tipo II parecen estar asociados con EMCs [Cliver *et al.*, 1999], sin embargo, antes se pensaba que una tercera parte de los estallidos Tipo II no estaban asociados con EMCs. Estudios estadísticos han mostrado que el 85% de todos los

estallidos Tipo II están asociados con fulguraciones en H $\alpha$  [Dodge, 1975]. El 15% restante están probablemente asociados con fulguraciones que suceden detrás del Sol. Las fulguraciones en el óptico, de cualquier importancia, están asociadas con estallidos Tipo II (40% sub-fulguraciones, 40% de importancia 1 y 20% de importancia 2 y 3).

Con los datos de la misión *Yohkoh* se descubrieron EMCs rápidas en rayos X con velocidades suficientemente grandes para producir ondas de choque y por consiguiente, estallidos Tipo II [Gopalswamy *et al.*, 1997; Klein *et al.*, 1999]. Además, ya se había establecido una cercana relación entre EMCs rápidas y estallidos Tipo II, después del descubrimiento de las EMCs [Gosling *et al.*, 1976; Munro *et al.*, 1979]. Cliver *et al.* [1999] mostraron que la presencia de EMCs rápidas era esencial para los estallidos Tipo II. Sin embargo, existen ciertos problemas que deben puntualizarse al respecto, uno de ellos es que no todas las EMCs rápidas están asociadas con estallidos Tipo II [Sheeley *et al.*, 1984] por lo que se debe buscar alguna otra condición especial. Por otro lado, un número significativo de EMCs lentas están asociadas con estallidos Tipo II; posibles efectos de proyección podrían ser importantes para determinar la velocidad de estas EMCs. No obstante, se sabe que muchas de estas EMCs, que ocurren en el limbo solar, pueden ser lentas.

El hecho de que los choques pudieran llegar a ser los responsables de la formación de estallidos Tipo II aún no es del todo claro. Debido a que los choques son generados por EMCs en el medio interplanetario [Sheeley *et al.*, 1985], lo más sencillo es pensar que lo mismo puede ocurrir cerca del Sol. El problema es que esta región cercana al Sol es muy diferente con respecto al medio interplanetario, en términos de topología de campo magnético y velocidades características locales (velocidad de Alfvén, velocidad del sonido y velocidad magnetosónica). Gopalswamy [2000] puntualiza que algunas posibilidades adicionales podrían existir, como por ejemplo, ondas explosivas (blast waves), cuyo origen se debe a calentamientos súbitos de arcos coronales durante las fulguraciones. Estas parecen ser consistentes con los cortos tiempos de duración que presentan los estallidos Tipo II métricos [Cane y White, 1987; Bougeret, 1985; Vrsnak *et al.*, 1995; Gopalswamy *et al.*, 1998]. El problema principal con el escenario de las ondas explosivas es la carencia de alguna firma observable diferente al estallido Tipo II métrico. Por otro lado, se plantea que la precipitación de electrones en los pies de las fulguraciones podría causar el calentamiento y evaporación de plasma cromosférico que podría actuar como un pistón que generara al choque. Los tiempos de formación de choques, calculados por Smith y Brecht [1985] para condiciones típicas de fulguraciones, son menores a 10 segundos, por lo que no es claro si uno puede distinguir entre choques por evaporación o bien por ondas explosivas. Klassen *et al.* [1999] han mostrado evidencia de los dos choques desde el sitio de una fulguración basados en la observación de dos estallidos Tipo II espacialmente distintos y asociados con el mismo evento de fulguración.

En resumen, la fuente de energía de los choques que producen la emisión tipo II continúa siendo controversial [ver Gopalswamy *et al.*, 1998; Cliver *et al.*, 1999; Gopalswamy, 2000]. Los dos escenarios actuales son las ondas explosivas y los choques impulsados por EMCs. La situación se complica por el hecho de que muchas de las EMCs están acompañadas por fulguraciones. Información posicional de un limitado número de estallidos Tipo II, indica que las fuentes de radio ocurren detrás del frente de las EMCs

asociadas [Wagner y MacQueen, 1983; Gary *et al.*, 1984; Robinson y Stewart, 1985; Gopalswamy y Kundu, 1992]. Los choques producidos por fulguraciones, moviéndose a través del material de la EMC asociada, pueden producir esta posición de la fuente, probando que el choque impulsado por la EMC no produce estallidos Tipo II [Wagner y MacQueen, 1983]. Una alternativa podría ser la emisión de radio producida por los flancos del choque impulsado por la EMC. En la proyección del plano del cielo, los flancos, y por ende, las fuentes de radio, podrían aparecer por debajo del frente para EMCs que salen del limbo solar. Este escenario es consistente con la idea de que, la cuasiperpendicularidad (requerida para la aceleración de electrones) prevalece en los flancos del choque impulsado por la EMC [Holman y Pesses, 1983]. Cane [1983] encontró una falta de coincidencia entre las razones de deriva de estallidos Tipo II por arriba y por debajo de 1 MHz. Esto fue considerado como una evidencia para la existencia de dos tipos de choques. Sin embargo, si la emisión de alta frecuencia se origina desde los flancos y la emisión de baja frecuencia proviene de la nariz del mismo choque, uno esperaría una falta de coincidencia entre las razones de deriva debido a que la nariz y los flancos del choque viajan a velocidades diferentes. Esta podría ser la razón por la cual existe una pobre correlación entre la velocidad de las EMCs, medida en la corona externa, y la velocidad de los choques derivada de los estallidos Tipo II métricos [Reiner *et al.*, 2001a]. Observaciones recientes han mostrado que EMCs sucesivas y rápidas, pueden originarse desde la misma región activa [Gopalswamy *et al.*, 2003]. Lo anterior permite la posibilidad de que dos EMCs sucesivas pudieran imitar el escenario de dos choques (choque impulsado por una EMC, seguido por una onda explosiva desde la misma erupción).

Todos los estallidos Tipo II kilométricos observados por la nave espacial ISEE-3 estuvieron asociados con EMCs y choques interplanetarios [Cane *et al.*, 1987]. Datos recientes de Wind/WAVES indican que todos los estallidos Tipo II en el rango decamétrico-hectométrico (DH), están también asociados con EMCs rápidas y anchas, capaces de conducir choques [Gopalswamy *et al.*, 2001a]. Lara *et al.* [2003], estudiaron las propiedades de EMCs asociadas con estallidos Tipo II métricos sin contraparte interplanetaria y las compararon con aquellas que estuvieron asociadas con estallidos Tipo II en el dominio DH. Ellos encontraron que la velocidad, ancho y desaceleración de las EMCs, se incrementa progresivamente desde la población general de EMCs, las EMCs asociadas con estallidos métricos, hasta las EMCs asociadas con estallidos Tipo II interplanetarios (en este orden). Lo anterior resultó ser una clara evidencia de que la energía de una EMC es un factor importante en decidir si estará asociada con un estallido Tipo II. Sin embargo, ésta no es la historia completa. Gopalswamy *et al.* [2001a], encontraron que 60% de las EMCs rápidas (velocidad > 900 km/s) no tuvieron estallido Tipo II en el rango DH. Aún después de eliminar las EMCs rápidas con anchos menores a 60°, queda una fracción significativa de EMCs rápidas y anchas que no produjeron emisión de radio Tipo II. Para explicar lo anterior, sería necesario recordar que, la habilidad para que una EMC conduzca un choque, depende no sólo de su velocidad sino también de las propiedades del medio a través del cual la EMC se propaga.

El criterio más simple para la formación de un choque es aquél en el que la velocidad de la EMC, relativa al plasma ambiente, debe exceder la velocidad del modo rápido



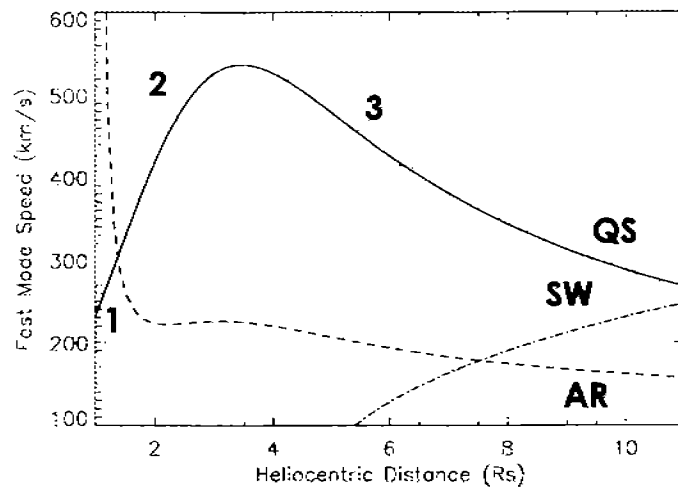


Figura 1.5: Perfil radial de los modos rápidos de velocidad en la corona quieta (línea sólida, marcada como QS), y en una región activa (línea punteada, marcada como AR). La región 1 representa la región de modo rápido de velocidad alta, correspondiente a la región activa y donde resulta difícil que se forme un choque. La región 2 corresponde al dominio métrico, donde es relativamente sencillo que se forme un choque. La región 3 corresponde al medio interplanetario, donde el modo rápido de velocidad decrece. La velocidad de viento solar (perfil radial denotado por SW) llega a ser significativa más allá de 8 radios solares. [Tomada de Gopalswamy *et al.*, 2001a].

de propagación de las ondas en dicho medio (velocidad magnetosónica). La velocidad de Alfvén podría variar no solamente en forma radial sino también lateralmente desde la región de erupción. La Figura 1.5, muestra los perfiles radiales del modo rápido de velocidad en la corona [Gopalswamy *et al.*, 2001a]. El máximo característico cerca de los  $3R_{\odot}$  [Krogulec *et al.*, 1994; Mann *et al.*, 1999] y el incremento por debajo de  $1.5R_{\odot}$ , son barreras para la propagación del choque [Gopalswamy *et al.*, 2001a; Mann *et al.*, 2003]. Los estallidos Tipo II métricos, corresponden a la región que se encuentra a la izquierda del máximo. Los estallidos Tipo II interplanetarios, corresponden a la región que se encuentra a la derecha del máximo. El incremento en el modo rápido de la velocidad, es consistente con el corte de alta frecuencia ( $\sim 150$  MHz) de los estallidos Tipo II. La caída en el modo rápido de la velocidad, a la izquierda del máximo, explica la abundancia de estallidos Tipo II métricos, debido a que es sencillo conducir un choque en esa región. Muchas de las perturbaciones que impulsan choques en el dominio métrico, pueden no hacerlo más allá del máximo. Esto explica la carencia de continuidad de los estallidos Tipo II métricos en muchos casos. Las EMCs con velocidad moderada pueden conducir choques en el dominio métrico, perder el choque cerca del máximo y conducirlo nuevamente en el medio interplanetario.

El escenario básico de la asociación de EMCs con los estallidos Tipo II descritos, también se ve reflejado en los estudios estadísticos que se han hecho. Cerca de 7000 EMCs fueron detectadas por SOHO entre 1996 y 2002. Sobre el mismo período, fueron detectados solamente 736 estallidos Tipo II métricos, lo que sugiere que sólo  $\sim 10\%$  de las EMCs están asociadas con estallidos Tipo II métricos. El número total de estallidos Tipo II interplanetarios ( $f < 14$  MHz) es de sólo 350. Por lo tanto, los estallidos

Tipo II son un fenómeno relativamente raro. Resulta interesante que el número de EMCs rápidas (velocidad  $> 900$  km/s) sea también similar (450 eventos). El número de estallidos Tipo II en el rango DH es generalmente más pequeño que los estallidos en el rango métrico. Los estallidos en el rango métrico están mejor correlacionados con la razón de ocurrencia de EMCs que los observados en el rango DH. Esto se debe a que los estallidos en el rango DH están mayormente asociados con EMCs más rápidas y más anchas. Gopalswamy *et al.* [2003a] muestran que los picos de la razón de ocurrencia de estallidos en el rango DH coincide con los picos de la velocidad promedio de las EMCs.

Los estallidos Tipo II en el rango DH indican la presencia de choques impulsados por EMCs rápidas y anchas. Muchos de los eventos de partículas energéticas solares también están asociados con estallidos Tipo II en el rango DH [Gopalswamy, 2003a]. A partir de estos resultados, se puede inferir que los choques mismos aceleran tanto electrones como iones.

### 1.1.7. Interacción de EMCs

La interacción de dos EMCs cerca del Sol ha sido estudiada recientemente por Gopalswamy *et al.* [2001b], donde muestran la firma en radio detectada por el *Radio and Plasma Wave Experiment* (WAVES) a bordo de la nave Wind, asociando esta interacción con dos EMCs observadas por los coronógrafos LASCO. En esta interacción se observa una primera EMC (asociada a una fulguración) que sale del Sol. Más tarde, se detecta una segunda EMC cuya velocidad es mayor a la primera EMC, después de cierto tiempo, la segunda EMC alcanza a la primera, ocasionando una interacción que se ve reflejada en el cambio de trayectoria de la primera EMC, además de que es en la interacción de estas dos EMCs donde se asocia el súbito aumento en la emisión de radio (ver Figura 1.6). En este estudio, el aumento en la emisión de radio se interpreta como consecuencia de la intensificación del choque, cuando el choque producido por la EMC más rápida barre a través del núcleo de la EMC lenta, que la precede. La duración del aumento de intensidad de radio resultó ser consistente con el tiempo de tránsito del choque impulsado por la EMC rápida, a través del núcleo de la EMC lenta. Debido a la interacción, el núcleo de la EMC lenta cambió su trayectoria significativamente.

Los fuertes choques producidos por las EMCs rápidas resultan ser muy efectivos para acelerar pequeñas fracciones de partículas, tanto en la corona así como las que interceptan en el viento solar, haciendo que éstas alcancen energías muy altas [Lee and Ryan, 1986]. Los graduales, pero intensos, eventos de partículas energéticas producidos por choques asociados a EMCs, tienen una duración típica de varios días. Los perfiles temporales que se han observado, dependen sensiblemente de la longitud a la cual la EMC se origina con respecto al observador [Cane *et al.*, 1988]. Sin embargo, se ha llegado a establecer que muchos de los mayores eventos de PSEs, observados en la vecindad de la Tierra, son el resultado de aceleraciones de partículas, que ocurren en la corona externa y en el medio interplanetario, debidas a choques producidos por EMCs rápidas [Kahler *et al.*, 1984; Kahler, 1992; Reames, 1999; Reames *et al.*, 1996; Cane, 1997]. En un estudio relacionado con PSEs, Gopalswamy *et al.* [2002], muestran la asociación entre eventos de PSEs y EMCs, encontrando que la interacción de EMCs es un aspecto importante para la producción de estas partículas. Cada evento de partículas

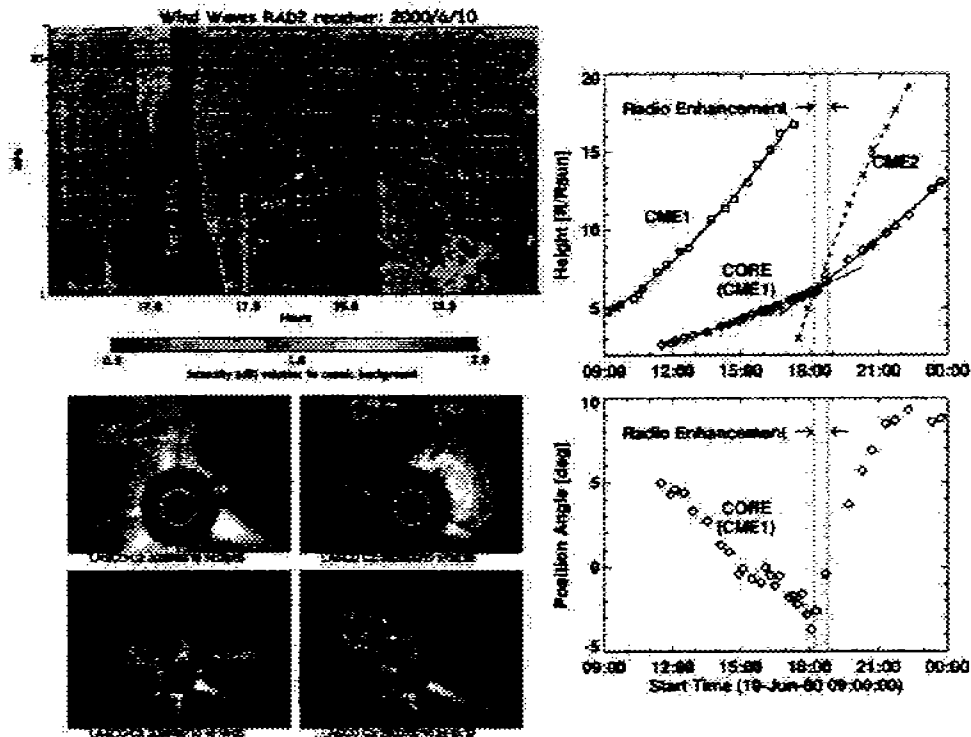


Figura 1.6: El espectro dinámico muestra el momento en el que la emisión tipo II aumenta significativamente al interactuar ambas EMCs. La secuencia de imágenes obtenidas por los coronógrafos de LASCO, muestran la interacción observada en luz visible. En las gráficas se muestran los cambios de velocidad debido al encuentro de las EMCs así como la desviación sufrida por la EMC lenta. [Tomada de Gopalswamy *et al.*, 2001b].

estuvo asociado con una EMC primaria que es más rápida y ancha que las EMCs promedio. Para la mayoría de los eventos de PSEs, la EMC primaria supera a una o más eyecciones lentas dentro de una distancia heliocéntrica de  $\sim 20 R_{\odot}$ . En un estudio inverso, encuentran que para todas las EMCs más rápidas (velocidad mayor a 900 km/s) y anchas (ancho mayor a  $60^{\circ}$ ), las PSEs asociadas con éstas, resultaron tener  $\sim 40\%$  mayor probabilidad de estar precedidas por la interacción de EMCs que por eyecciones pobres en PSEs. También encontraron que la eficiencia de los choques producidos por las EMCs aumenta mientras se propagan a través de las eyecciones que los preceden. Esto se debe a que estos choques aceleran partículas que pertenecen a las eyecciones que los preceden en lugar de partículas del viento solar quieto.

Con base en lo anterior, podemos decir que la interacción de EMCs, cerca del Sol, presenta dos firmas muy importantes: (a) aceleración de partículas y (b) aumentos de emisión de radio (longitudes de onda decamétricas-hectométricas) combinadas con observaciones en el visible.

## 1.2. Eyecciones de Masa Coronal Interplanetarias

Las eyecciones de masa coronal interplanetarias (EMCIs) son uno de los fenómenos más interesantes en el MI. Estas son la manifestación en el MI de masa que sale de la corona solar (EMCs) y posiblemente también de material de filamentos o material de la corona baja y cromosfera. Es importante señalar que en la literatura, y para evitar alguna confusión, se usa también el término *eyecta* para referirse a las EMCIs. Las EMCIs a menudo presentan aumentos significativos en la intensidad de campo magnético que llegan a durar varias horas y que generalmente son precedidos por un choque interplanetario mientras la EMCI se mueve rápidamente a través del viento solar ambiente. Es muy complicado inferir la estructura espacial verdadera de una EMCI, basándose observaciones a lo largo de una sola trayectoria a través de la misma, sin embargo, hay una clase de éstas que son perfectamente identificables y se conocen como *nubes magnéticas* [Burlaga *et al.*, 1981], que analizaremos más adelante.

### 1.2.1. Firmas de las EMCIs

Cuando una nave espacial en el MI detecta el paso de una EMCI, ésta puede ser reconocida por firmas características relacionadas con las propiedades del plasma y campo magnético que la componen. Sin embargo, no todas las firmas se observan en una EMCI y tampoco existe una característica distintiva que sea exhibida por todas ellas al ser observadas por las naves espaciales. Las firmas características que pueden presentar las EMCIs, y que las diferencian del viento solar ambiente, son:

- Temperatura de iones y/o electrones inusualmente baja.
- Anisotropía inusualmente pronunciada en la distribución de protones  $T_{\parallel} > T_{\perp}$ .
- Enriquecimiento de helio inusualmente alto ( $\text{He}^{++}/\text{H}^{+} \geq 0.08$ ).
- Anomalías en las abundancias de otras especies o elementos de iones.
- Flujos bidireccionales de electrones supratérmicos e iones energéticos.
- Campos magnéticos intensos que, combinados con bajas temperaturas, producen una beta ( $\beta$ ) del plasma, baja.
- Rotaciones de campo magnético que pueden ser modeladas como cuerdas de flujo.
- Decremento en los flujos de rayos cósmicos de baja energía.
- Inusuales estados de ionización de iones pesados.

La Figura 1.7 muestra un ejemplo de una EMCI (líneas verticales punteadas) observada *in situ* por la nave espacial ACE, los días 25 y 26 de Septiembre de 1998. En esta figura se pueden observar algunas de las firmas que hemos citado y que, como ya hemos mencionado, no necesariamente aparecen todas en un evento.

El segundo panel (de abajo hacia arriba) de la Figura 1.7, corresponde a las mediciones de temperatura de la EMCI. El plasma cuya temperatura de protones ( $T_p$ )

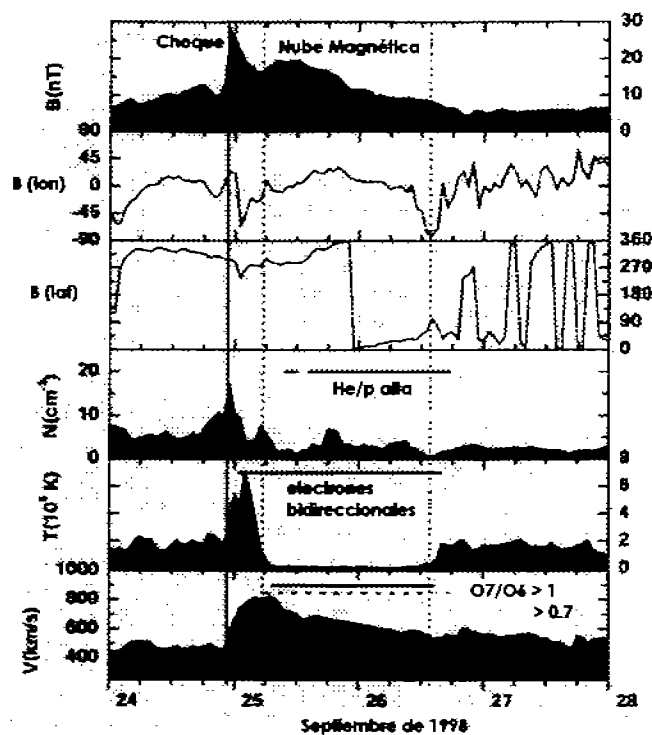


Figura 1.7: Ejemplo de una EMCI detectada *in situ* por la nave espacial ACE. En ella se pueden apreciar algunas de las firmas que pueden llegar a presentar estos eventos. [Tomada de Burlaga *et al.*, 2001].

es significativamente más baja que la esperada para una expansión normal de viento solar, es una posible manifestación de EMCs en el medio interplanetario [Gosling, 1990a]. Gosling [1973] sugiere que la temperatura de protones inusualmente baja podría indicar regiones de plasma expandiéndose, las cuales están térmicamente aisladas del viento solar circundante debido a que la conducción térmica es menos eficiente a través de las líneas de campo. Estas regiones pudieran estar cerradas en forma de un plasmóide y desconectadas del Sol o podrían contener arcos magnéticos anclados en el Sol, dentro de los cuales, la conducción térmica ocurriría desde pequeñas regiones de la corona. La correspondiente depresión en la temperatura de los electrones, sugirió a Montgomery *et al.* [1974] que podría haber estructuras de líneas de campo cerradas presentes, basándose en la alta conductividad térmica de los electrones. Algunos autores [Hundhausen *et al.*, 1968; Schwenn, 1983] consideran que la firma de temperatura baja de protones y/o electrones, es la más efectiva para identificar masa que sale del Sol y es detectada por naves espaciales en el MI.

El tercer panel (de abajo hacia arriba) de la Figura 1.7 muestra, mediante una línea horizontal, los periodos en los que la EMCI presentó un incremento en la razón  $\text{He}^{++}/\text{H}^+$ . La abundancia del helio con respecto al hidrógeno es un parámetro que varía enormemente en el viento solar a 1 UA. Esta abundancia difícilmente excede el valor de  $\sim 0.08$ , excepto en el interior o vecindad de una EMCI [Hundhausen *et al.*, 1968]. La

ocurrencia de la abundancia de helio es muy variable, y algunas veces aparece afuera de lo que consideramos las fronteras de la EMCI. La causa de los enriquecimientos de helio dentro de una EMCI no ha sido aún establecida de forma teórica. Una posibilidad relaciona a las abundancias de helio con un fenómeno de remoción, donde el helio, que está depositado en la base de tubos de flujo, es removido en un evento explosivo.

Las anomalías de algunos iones pesados son una firma presente en muchas EMCIs. En el primer panel (de abajo hacia arriba) de la Figura 1.7, se presentan los periodos de anomalías de la razón  $O^{+7}/O^{+6}$ . Debido a que los estados de ionización del plasma se establecen en niveles relativamente bajos de la corona [Hundhausen *et al.*, 1968; Bame *et al.*, 1974], los iones pesados son un parámetro muy importante a considerar debido a que nos dan a conocer información concerniente a las condiciones existentes en la corona. Las observaciones en el viento solar de iones más pesados que el helio [Bame *et al.*, 1968] pueden, por lo tanto, ser una herramienta útil en el estudio de las relaciones entre la corona solar y el medio interplanetario. La abundancia relativa de diferentes estados iónicos de un elemento en el viento solar está determinada por la temperatura, densidad y expansión característica de la corona solar dentro de  $5 R_{\odot}$  [Hundhausen, Gilbert y Bame, 1968]. Por lo tanto, las mediciones de los estados iónicos en el viento solar hechas por naves espaciales *in situ* a 1 UA pueden proporcionarnos información sobre las condiciones en el plasma de la corona donde se origina el evento, el cual no es afectado por el paso del plasma a través del MI. El congelamiento de los estados iónicos contrasta con otros parámetros del viento solar (densidad, temperatura, velocidad), los cuales sufren modificaciones en el MI.

Con base en lo anterior, podemos decir que las composiciones y estados de carga elementales de iones en el viento solar asociado con EMCs provenientes del Sol, proporcionan información muy importante para la identificación de EMCIs a 1 UA. Además, la composición del viento solar nos permite conocer acerca de los procesos que ocurren en la corona, donde el viento solar es generado y acelerado. Los iones menores ( $Z > 2$ ) en las EMCIs exhiben además enriquecimientos relativos de protones, un efecto que ha sido muchas veces reportado para el hierro (Fe). Las causas de los enriquecimientos de helio y de iones menores, y su variabilidad local entre los eventos, no está completamente entendida, pero han sido generalmente interpretadas como la evidencia de plasma que se origina en la corona baja, donde los enriquecimientos locales y no homogéneos podrían esperarse que ocurran como resultado de la fraccionización dinámica o la estratificación estática [Geiss *et al.*, 1995]. Los estados relativos de ionización de los iones en la corona dependen de la temperatura local de electrones y la densidad, de la ionización por colisiones de los iones y las razones de recombinación radiativa y dielectrónica, y de las velocidades de salida de los iones [Hundhausen *et al.*, 1968] así como de la densidad local coronal y el cambio de temperatura con la altitud. Mientras el viento solar se expande hacia afuera, la densidad coronal de electrones decrece hasta el punto en el que la escala de tiempo de expansión de iones en el viento solar es pequeña comparada con las escalas de tiempo de ionización y recombinación. Los estados relativos de ionización llegan a ser constantes, representativos de las condiciones a la altura en la cual se congelan. Los iones del viento solar mantienen su identidad química y de estado de carga mientras se propagan hacia la atmósfera solar y el medio interplanetario. Por lo tanto, la composición del estado de carga del viento solar *in situ* se usa para inferir

las temperaturas electrónicas coronales. Quizá lo anterior pareciera un escenario muy simple, debido a que en realidad se debería considerar si la expansión de la EMCI es lo suficientemente rápida para que el equilibrio termodinámico local sea alcanzable; o si el perfil de expansión en el tiempo difiere para las EMCs [Fenimore, 1980]; o si la distribución de velocidad local de electrones es no Maxwelliana [Owocki y Scudder, 1983]; o si los efectos coronales del choque están involucrados [Owocki y Hundhausen, 1983]; o si en algunos casos la fotoionización ocurre como resultado de la actividad de fulguraciones [Mullan y Waldron, 1986]. Estos escenarios requieren un significativo esfuerzo para modelarse. La composición del estado de carga es a menudo útil al distinguir el tipo de viento solar. Por ejemplo, aunque el viento solar en un hoyo coronal así como el relacionado con una EMCI han sido observados con altas velocidades, el estado de carga del oxígeno en un hoyo coronal indica temperaturas de 1.3 MK (millones de grados Kelvin), mientras que el relacionado a una EMCI está típicamente por arriba de 2 MK. Altos estados de ionización son indicativos de la existencia de una EMC. Sin embargo, lo contrario no es siempre cierto, algunas EMCIs exhiben estados de carga nominales, y ocasionalmente hasta estados de carga inusualmente bajos. Estados de carga de  $\text{Fe}^{+15}$  y  $\text{Fe}^{+16}$  han sido reportados [Bame *et al.*, 1979; Ipavich *et al.*, 1986], y aún un caso con  $\text{Fe}^{+17}$  y  $\text{Fe}^{+18}$  [Fenimore, 1980]. Viento solar asociado con EMCs frecuentemente exhibe todo un rango de estados de carga dentro del mismo evento [Fenimore, 1980]. Fenimore [1980] ha sugerido un modelo de expansión de EMC que asume un tiempo de expansión que aumenta con la altura (opuesto a la consideración usual), resultando en una gran cantidad de alturas de congelamiento, y por lo tanto diferentes temperaturas representativas. Si la EMC viaja lo suficientemente rápido con respecto al viento solar ambiente, se forma un choque. El choque define el frente de la *magnetofunda*, compuesta de viento solar acelerado, calentado y comprimido. Esta región se caracteriza por la turbulencia e intensidad que tiene el campo magnético así como un incremento en la velocidad del flujo de plasma [Burlaga *et al.*, 1982]. Cuando se observa a la *magnetofunda* a 1 UA, ésta presenta una duración de 6 a 18 horas después del paso del choque, con un espesor promedio de 0.14 UA [Borrini *et al.*, 1982]. La *magnetofunda* es seguida por una discontinuidad tangencial, la que pudiera marcar la frontera con la EMCI. Las abundancias de He/H en la *magnetofunda* son usualmente las nominales para el viento solar [Borrini *et al.*, 1982]. Sin embargo, las firmas de composición pueden estar mezcladas tanto para abundancias elementales como para los estados de carga [Zwickl *et al.*, 1983; Galvin *et al.*, 1987]. No existe una interpretación definitiva de este fenómeno, pero podría indicar actividad precursora, fotoionización extendida en el sitio de la aceleración, orígenes solares mezclados o algún otro escenario. Schwenn [1983] reporta viento solar asociado con protuberancias eruptivas en las cuales no sólo fue observado  $\text{He}^+$  sino también  $\text{O}^{+2}$ . Zwickl *et al.* [1982] incorporan observaciones de las naves espaciales IMP-7, IMP-8, ISEE-1 así como ISEE-3, encontrando tres eventos de  $\text{He}^+$  distintos. Este estudio observó otros iones menores con estados de carga inusualmente bajos en los mismos eventos, como  $\text{Fe}^{+5}$ ,  $\text{O}^{+2}$ ,  $\text{O}^{+3}$  y  $\text{C}^{+4}$ . Se ha sugerido que los bajos estados de carga corresponden a material de protuberancias, y por lo tanto de origen cromosférico.

También la Figura 1.7 nos muestra el periodo en el que un evento de electrones bidireccionales estuvo presente (segundo panel de arriba hacia abajo, línea horizon-

tal). En el viento solar el flujo caliente de plasma es transportado básicamente por los electrones, los cuales se mueven más fácilmente que los iones [Hundhausen, 1972]. Las mediciones revelan que el flujo caliente de electrones en el viento solar es transportado por electrones con energías entre los 80 eV y 1 keV [Feldman *et al.*, 1975] y normalmente está dirigido hacia afuera del Sol a lo largo del campo magnético interplanetario. Mientras que los electrones que se propagan hacia afuera dentro de este rango de energías son a menudo fuertemente colimados a lo largo de las líneas del campo magnético interplanetario [Rosenbauer *et al.*, 1977], los electrones que se propagan hacia atrás dentro de este rango de energías, son típicamente difusos y no colimados. La razón de electrones que se propagan hacia afuera con los que se propagan hacia atrás a energías  $\geq 80$  eV, en el espacio fase de densidades, es variable. En corrientes de viento rápido cuasi-estacionarias, esta razón a menudo excede el valor de 50 [Feldman *et al.*, 1982]. En ocasiones se observa que los electrones en el viento solar con energías  $\leq 80$  eV son colimados tanto en la dirección paralela como antiparalela al campo magnético interplanetario. A estos tiempos, el espacio fase de densidades de los electrones con energías  $\geq 80$  eV viajando en dirección opuesta a lo largo del campo, son aproximadamente comparables, pero no necesariamente iguales. Trabajos previos han mostrado que los eventos de flujos bidireccionales a menudo inician dentro de un rango de 24 horas siguiendo el paso de choques interplanetarios, persistiendo por cierto número de horas y están asociados con una variedad de firmas anómalas de plasma y/o campo magnético que caracterizan a la EMC que impulsa a los choques [Montgomery *et al.*, 1974; Temnyi y Vaisberg, 1979; Bame *et al.*, 1981; Zwickl *et al.*, 1983]. Las mediciones de electrones bidireccionales, junto con las mediciones de campo magnético y partículas energéticas bidireccionales, son de un valor muy importante debido a que, potencialmente, permiten inferir algo acerca de la estructura topológica de gran escala del campo magnético transportado dentro de la EMC en el MI. Además, la bidireccionalidad tiene que ser tomada, generalmente, como evidencia de que la típica EMCI contiene líneas de campo que están, ya sea como arcos cerrados enteramente desconectados del Sol o bien con los pies anclados en el Sol, semejante a una configuración de botella magnética. Además, los electrones bidireccionales constituyen una entidad distinta de plasma y campo magnético, rodeado, en ambos lados, por rotaciones de campo magnético significativas, una baja temperatura de electrones y protones y lo que es importante en este sentido, es la inusualmente alta anisotropía de protones, en la cual, la temperatura paralela resulta ser mayor a la perpendicular ( $T_{\parallel} > T_{\perp}$ ). Gosling *et al.* [1987] y Zwickl *et al.* [1983] proponen que esta anisotropía inusualmente alta es causada por la conservación del momento magnético de los iones mientras el plasma se expande. Es importante señalar que la anisotropía en la  $T_p$  no ha sido muy utilizada al hablar de firmas características presentes en las EMCI, sin embargo es una firma importante que debe tomarse en consideración. Para el caso de los iones energéticos, éstos han sido usados para rastrear la estructura de gran escala de las nubes magnéticas [Palmer *et al.*, 1978; Bame *et al.*, 1981; Kutchko *et al.*, 1982; Sarris y Krimigis, 1982; Sanderson *et al.*, 1983; Tranquille *et al.*, 1987]. Específicamente, los flujos bidireccionales de partículas energéticas han sido atribuidos a los efectos de espejo de los campos magnéticos aislados en las nubes magnéticas. Muchos de estos estudios se concentran en los eventos de flujos bidireccionales observados al pasar un choque



interplanetario, correspondiente a EMCs rápidas asociadas a fulguraciones.

Las partículas energéticas son un factor importante en la estructura de las EMCIs. Su radio de giro es pequeño comparado con la escala de tamaño de las EMCIs, mientras que sus velocidades mucho mayores que las velocidades típicas de las mismas. Además, las EMCIs a menudo contienen bajos niveles de turbulencia en su campo magnético, lo que permite que las partículas viajen grandes distancias a lo largo de las líneas de campo que las componen. Por lo tanto, las partículas energéticas proporcionan información sobre la topología de gran escala de las EMCIs, incluyendo la presencia de líneas, abiertas o cerradas, de campo magnético y pueden indicar cuando las líneas de campo están conectadas a fuentes de partículas como en el Sol, choques interplanetarios y rayos cósmicos galácticos. También proporcionan evidencia de la propagación de estructuras locales, como cuando las fronteras de las EMCIs pasan las naves espaciales. La cercana asociación entre las fronteras de las EMCIs (inferidas mediante los decrementos en la temperatura de electrones y otras firmas asociadas con éstas) y las depresiones de partículas energéticas, sugieren que las EMCIs son, predominantemente, estructuras magnéticas cerradas. Por otro lado, si las partículas energéticas estuvieran entrando al interior de las EMCIs a lo largo de líneas de campo abiertas, la depresión de partículas no se extendería a la duración de la EMCI y podrían observarse regiones al interior de la EMCI en las que esta depresión fuera muy pequeña. Además, el decremento abrupto de partículas aceleradas por choques en el frente de las EMCIs, implica que las líneas de campo magnético del frente de la EMCI, no están conectadas con las líneas de campo del viento solar que el choque deja a su paso.

La Figura 1.7 es un caso especial de EMCI conocido como nube magnética. En la siguiente sección discutiremos las características básicas de estos eventos así como también continuaremos con la descripción de las firmas asociadas a las EMCIs.

## 1.2.2. Nubes Magnéticas

### 1.2.2.1. Introducción

Antes de haber listado algunas firmas características de las EMCIs, se hizo el comentario referente a que no existe una característica distintiva que sea exhibida por todas las EMCIs observadas por las naves espaciales. Además, los perfiles de densidad de protones ( $N$ ), intensidad de campo magnético ( $B$ ), ángulo de elevación del campo magnético ( $\delta$ ), ángulo magnético azimutal ( $\lambda$ ), temperatura de protones ( $T$ ) y velocidad ( $V$ ) también pueden ser distintos de una EMCI a otra, lo que pone de manifiesto la importancia de tratar de entender el porqué algunas EMCIs no presentan firmas en común y el explicar las razones de estas diferencias.

Existen firmas bien definidas, dadas por los perfiles de campo magnético y plasma, que nos permiten agrupar, en un subconjunto de EMCIs, a EMCIs conocidas como nubes magnéticas, las cuales se diferencian de otras EMCIs cuya caracterización de firmas resulta ambigua o bien son completamente diferentes a las presentadas por éstas.

El término *nube magnética* (NM) [Burlaga *et al.*, 1981] fue introducido para describir un tipo particular de EMCI con las siguientes características:

1. La dirección del campo magnético rota suavemente, en un plano, a través de un ángulo largo durante un intervalo del orden de un día.
2. La intensidad del campo magnético es más grande que la intensidad promedio del viento solar ambiente.
3. La temperatura es menor a la temperatura promedio del viento solar ambiente.

Estos tres criterios deben ser satisfechos para que un evento pueda ser identificado como una NM. Cabe señalar que cualquiera de los tres criterios antes mencionados pueden ser observados en ausencia de una NM. Por ejemplo, los campos magnéticos intensos y las bajas temperaturas llegan a ocurrir después de algunos choques interplanetarios aún cuando no se presente una nube magnética [Geranios, 1987; Burlaga *et al.*, 1981; Borrini *et al.*, 1982]. Las NMs son un subconjunto de las firmas transitorias interplanetarias, conocidas como EMCIs. Sin embargo, resultan ser un subconjunto muy importante, como veremos a continuación.

Un ejemplo típico de una NM lo representa un evento ocurrido el 20 de Junio de 1980 (Figura 1.8) y que fue observado por la nave *Helios I*. Las variaciones monótonas en el ángulo de latitud ( $\delta$ ) y el ángulo de longitud ( $\lambda$ ), indican una rotación en la dirección del campo magnético ( $\delta$  y  $\lambda$  están medidos en coordenadas heliográficas). El campo magnético en una NM rota en un plano que puede tener cualquier inclinación, pudiendo incluso estar sobre la eclíptica.

El aumento en la intensidad de campo magnético resulta evidente en la NM, como lo muestra la Figura 1.8, y la temperatura de los protones cae a un valor menor dentro de la NM. La NM de este ejemplo estaba moviéndose más rápido que la velocidad del viento solar ambiente que se encontraba adelante de ésta, lo suficientemente más rápido para producir una onda de choque, que fue observada el 19 de Junio.

En ausencia de interacciones dinámicas, la intensidad del campo magnético dentro de una NM a 1 UA, es mayor que la intensidad de campo magnético que se encuentra afuera de ésta; por lo tanto la presión magnética ( $B^2/8\pi$ ) en una NM, es mayor que la presión del viento solar ambiente. A menos de que exista una fuerza adicional, tanto adentro de la NM como fuera de ésta, una NM podría expandirse en respuesta a la fuerza asociada con un gradiente de presión magnética. La Figura 1.9 muestra el aumento de presión  $P_T$  (= presión térmica de protones + presión magnética) de la NM mostrada en la Figura 1.8. La Figura 1.9 además muestra que la  $\beta$  (razón de la presión térmica de protones a la presión magnética) es relativamente menor en la NM. La  $\beta$  es característicamente menor en las NMs, esto se debe a que, por definición, la intensidad de campo magnético es mayor y la temperatura alcanza un valor menor al promedio en la NM y además porque la densidad no presenta un aumento en la NM. De hecho, es mejor usar un valor bajo de la  $\beta$  que usar un valor bajo de temperatura para definir propiamente a una NM. Debido a que la presión del plasma es relativamente pequeña, para hablar de la estructura, es más apropiado llamarla NM, en lugar de nube de plasma magnetizada.

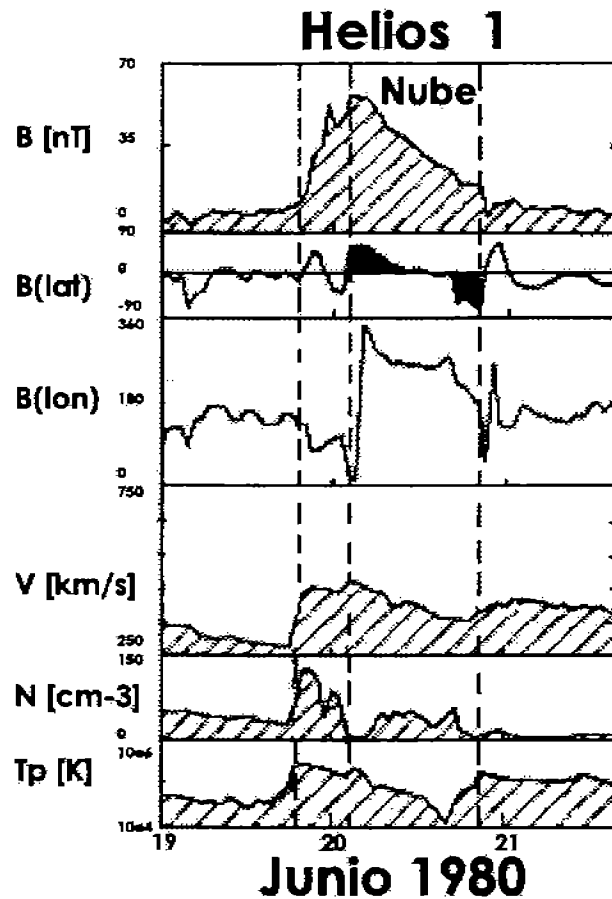


Figura 1.8: Una nube magnética. La dirección del campo magnético rota desde ángulos positivos hacia ángulos negativos en la nube magnética. Esta nube magnética estaba moviéndose más rápido que el viento solar ambiente por lo que produjo una onda de choque [Burlaga *et al.*, 1982].

#### 1.2.2.2. Estructura Magnética

La estructura magnética interna de las NMs puede describirse mediante cuerdas magnéticas (*magnetic flux rope*) helicoidales libres de fuerza [Chapman *et al.*, 1929]. Dentro de las cuerdas de flujo el ángulo de inclinación de las líneas de campo magnético se incrementa desde el eje hacia los bordes externos de la estructura [Chen, 1989].

Diferentes estudios [Fairfield y Cahill, 1966; Chen, 1989; Burlaga *et al.*, 1982; Field, 1986; Burlaga *et al.*, 1990] han mostrado la existencia de cuerdas de flujo en las NMs con helicidades de mano izquierda y mano derecha en el viento solar. Una nave puede encontrarse con los siguientes cuatro tipos diferentes de cuerdas de flujo: NMs en las cuales la dirección del campo magnético gira con respecto a la eclíptica desde el Sur hasta el Este, sobre el eje y finalmente hacia el Norte en el borde trasero, y viceversa (NES) hacia la nube. Estas cuerdas de flujo pueden, en principio, poseer cualquier

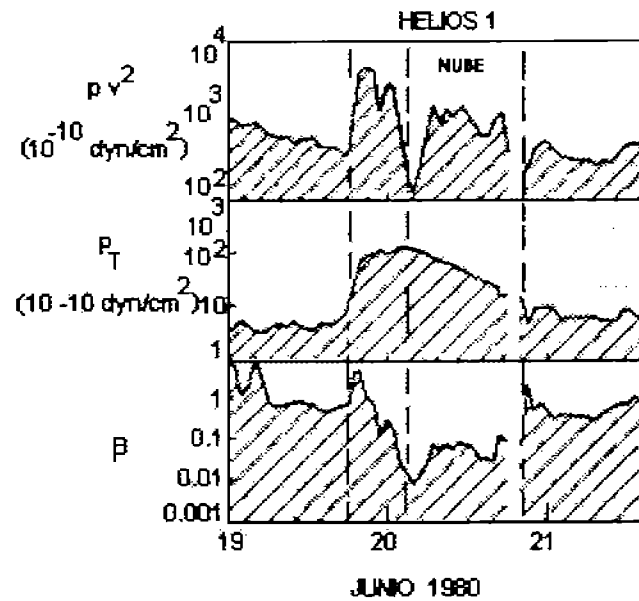


Figura 1.9: Flujo de momento, presión magnética más presión térmica de protones, y la razón de la presión térmica de protones a la presión magnética de la nube magnética mostrada en la figura 7. [Tomada de Burlaga *et al.*, 1982].

orientación hacia la eclíptica, sin embargo, parece existir una preferencia para inclinaciones bajas con respecto al eje. Se ha encontrado que estas variaciones podrían estar relacionadas con el ciclo solar [Bothmer, 1999].

Se ha propuesto que las NMs pueden ser descritas, a primera aproximación, como tubos de cuerdas magnéticas cilíndricos de gran escala [Goldstein, 1983] (ver Figura 1.10) y se ha encontrado una buena concordancia entre las observaciones de las variaciones de campo magnético *in situ* y los modelos de tubos de flujo magnético MHD libres de fuerza. Algunos autores [Goldstein, 1983; Burlaga *et al.*, 1982] han sugerido que las cuerdas de flujo de las NMs podrían ser mejor explicadas en términos de topologías esféricas. Sin embargo, las actuales observaciones de las naves espaciales no permiten inferir la topología global de las nubes sin caer en confusiones.

En cuanto a la expansión que las cuerdas magnéticas experimentan en una NM cuando se alejan del Sol, ésta ha sido notada gracias a las observaciones realizadas por naves espaciales a distancias del Sol de 0.3 a 4 UA. El incremento inferido en el diámetro radial es proporcional a  $R^{-0.8}$  ( $R$  en UA) [Bothmer, 1999]. Esto presenta una concordancia con el decremento de la densidad del plasma proporcional a  $R^{-2.4}$  que es válida desde 0.3 a 1 UA, derivada de el análisis de las observaciones hechas por la nave *Helios*, que es mayor comparada con el promedio en el viento solar, asumiendo que la masa se conserva dentro de las cuerdas de flujo.

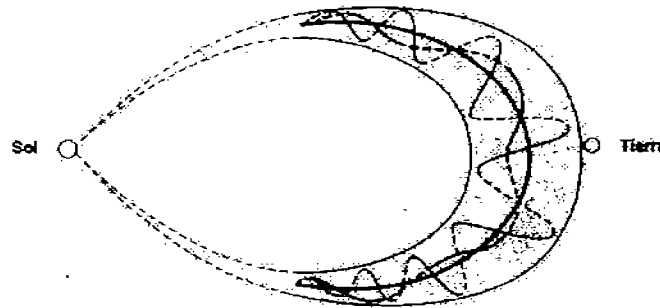


Figura 1.10: Esquema de una cuerda magnética de gran escala en el viento solar. [Tomada de Bothmer, 1999].

### 1.2.2.3. Origen y Composición

Existe evidencia directa de la asociación entre las NMs y EMCs. Los estudios estadísticos que se han hecho para tratar de encontrar alguna asociación nos muestran que las nubes magnéticas son manifestaciones de este tipo de eventos.

Las EMCs están asociadas tanto con fulguraciones como con erupciones de filamento [Hundhausen, 1988]. De esta manera, algunas NMs están asociadas con fulguraciones y otras NMs están asociadas con erupciones de filamentos. Como ejemplo, Bravo *et al.* [1999], encontraron que las NMs siempre están asociadas con EMCs y que en algunos casos, están relacionadas con la ocurrencia de eventos cercanos a la superficie solar como lo son las fulguraciones y las erupciones de filamento. En este estudio estadístico que realizaron, utilizaron una muestra de 67 nubes magnéticas, observadas entre 1967 y 1982 a una unidad astronómica, para obtener alguna asociación solar, cercana a la superficie, de eventos tales como fulguraciones en  $H\alpha$ , erupciones de filamento, eventos de RX y hoyos coronales, con las NMs. En su estudio encontraron que un 57% de las NMs observadas a 1 UA estaban asociadas con fulguraciones, 21% con erupciones de filamento, 7% estuvieron asociadas tanto con fulguraciones como con erupciones de filamento y un 5% no estuvieron asociadas con reporte alguno de eventos cercanos a la superficie solar. Además, muestran que en el 95% de los casos en los que la información de los hoyos coronales estaba disponible, un hoyo coronal no polar estaba cerca de la región donde el evento solar tuvo lugar. En los casos donde la NM no estaba asociada con una fulguración o erupción de filamento, un hoyo coronal siempre se encontraba cerca de el meridiano central solar. A partir de esto, sugieren que los hoyos coronales podrían jugar cierto papel en la formación de las NMs interplanetarias.

En cuanto a la composición de el plasma que se encuentra en las NMs y los flujos que las rodean, no ha existido hasta ahora un estudio muy profundo; sin embargo, esto debería darnos información muy importante sobre las fuentes que forman las NMs. Se encontró que, una NM asociada con una erupción de filamento tenía que su razón de  $He^{++}/H^+$  era anómalamente grande [Akasofu *et al.*, 1984]. Otros casos de NMs con o sin aumentos de  $He^{++}/H^+$  han sido reportados. Las anomalías en la composición,

pueden ocurrir tanto al frente de las NMs como por atrás de éstas [Galvin *et al.*, 1987]. Esto resulta ser particularmente interesante debido a que sugiere que el lugar donde se encuentra el enriquecimiento de helio u otro ión pesado, puede estar relacionado con la interacción entre dos EMCs o la interacción de un filamento u otro material cromosférico que *entra* (se funde) en una EMC. Recientemente se ha acuñado el nombre de *canibalismo* de EMCs [Gopalswamy *et al.*, 2001b], para hablar de este tipo de interacción, y es posible que algunas de las características de las EMCs en el MI sean el resultado de la interacción de dos o más EMCs. Mientras las EMCs se mueven alejándose del Sol, éstas se expanden, por lo que la densidad decrece. En la actualidad no se sabe el porqué la estructura que algunas EMCs presentan (frente, cavidad y núcleo de material frío) se pierde cuando las EMCs se encuentran en el MI y continúa siendo un importante tema de investigación. El choque delantero de las EMCs rápidas que atrapa a las lentas podría intensificarse o debilitarse, dependiendo de la velocidad de Alfvén presente en la EMC predecesora. En el caso de la interacción que presentan Gopalswamy *et al.* [2001b], lograron ver que el núcleo de la EMC predecesora (la segunda) fue la responsable de la intensificación del choque. En resumen, los eventos de interacción, y en general las interacciones de EMCs, tienen importantes implicaciones, una de estas implicaciones sería poder explicar las anomalías en composición de algunas EMCs observadas a 1 UA así como los perfiles, o cambios en los perfiles dentro de algunas EMCI.

### 1.2.3. EMCI's Complejas

Existe un tipo de EMCI que se conoce como *EMCI (o eyecta) compleja* (Figura 1.11). Esta se compone de varios eventos de EMCI's, en los que pueden estar presentes NMs o bien, EMCI's sin características de una NM. Las EMCI's complejas no presentan una firma distintiva. Generalmente su temperatura de protones es baja, y a menudo la dirección de su campo magnético varía considerablemente de forma tal que su helicidad neta es muy pequeña, en contraposición a la presentada por las NMs. Se ha propuesto que algunas EMCI's complejas son producidas por la interacción de dos o más EMCs. Esta interacción puede producir la evolución de dos flujos distintos en una sola entidad sin memoria de las condiciones originales de la fuente que llegó a formarlas.

Aún no se tiene muy clara la causa del porqué las firmas de las diferentes EMCI's no son similares. Como pudimos ver en las Figuras 1.7 y 1.11, los perfiles de la NM y la EMCI compleja, son diferentes. De acuerdo con Burlaga *et al.* [2001], parece ser que el origen de estas EMCI's es diferente. Por un lado, sugieren que las NMs tienen su origen en una fuente individual, que puede ser una EMC tipo halo, una fulguración de larga duración, una erupción de filamento etc., por otro lado, sugieren que las EMCI's complejas podrían tener como fuente la combinación de varias fuentes, entre ellas las EMCs tipo halo, fulguraciones moderadas y fulguraciones con tiempos de duración más cortos que las fulguraciones asociadas con las NMs. Además plantean cuatro situaciones, hipotéticamente posibles, capaces de generar EMCI's complejas, que son:

- Eyecciones de masa complejas o EMCI's complejas con una estructura relativamente homogénea producida por una EMC.

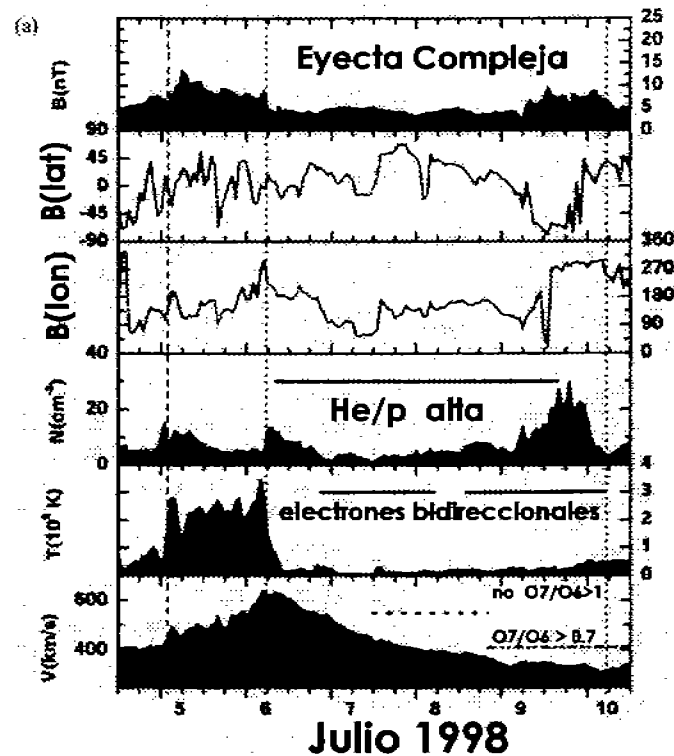


Figura 1.11: Perfiles de una EMCI (o eyecta) compleja. [Tomada de Burlaga *et al.*, 2001].

- Eyección de masa compleja producida por la interacción de dos flujos asociados con dos EMCs.
- Eyección de masa alcanzando e interactuando con una NM.
- Eyección de masa compleja producida por una serie de eyecciones de masa de varios tamaños.

#### 1.2.4. EMCIs y Clima Espacial

Las EMCIs son importantes como una manifestación de la actividad solar. En su ocurrencia, se pone de manifiesto la compleja dinámica que presenta el Sol. Además, su estructura magnética está íntimamente ligada al ciclo de actividad solar, es decir, la variación del ciclo solar aparece en la orientación magnética de las NMs [Bothmer y Rust, 1997]. Bothmer y Rust [1997], plantean que, por ejemplo, cerca del máximo de manchas de 1981, muchas de las NMs tenían campos dirigidos hacia el Norte por delante de los campos dirigidos hacia el sur. Desde el máximo de manchas solares de 1991, el campo magnético dirigido hacia el Sur estaba por delante del campo dirigido hacia el Norte en las NMs. Sus campos axiales estaban igualmente distribuidos entre las direcciones hacia el Este y hacia el Oeste, y existían tantas NMs con rotaciones de

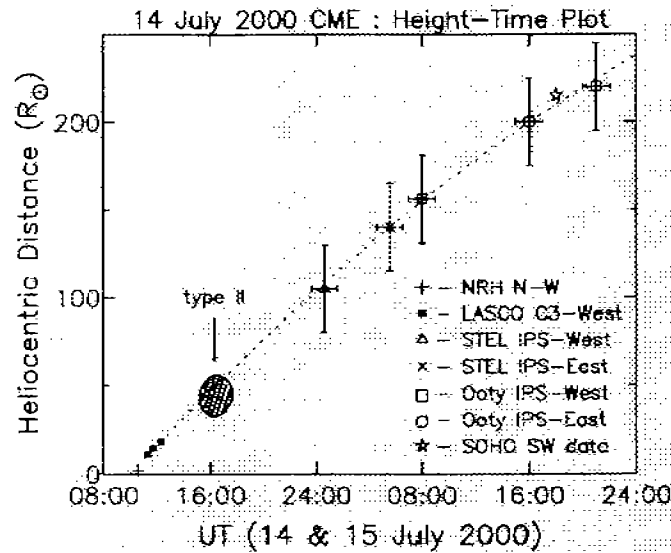


Figura 1.12: Gráfica de altura-tiempo de una EMC y su perturbación asociada. La gráfica incluye detalles sobre los símbolos usados y en los cuales se muestra la región del Sol en las que se hicieron las mediciones. La línea punteada es el ajuste de los datos. A las ~ 16 TU del 14 de Julio, la altura aproximada de la emisión del estallido Tipo II observado por WAVES también se muestra, con una elipse rayada, y no fue incluida en el ajuste de los datos. [Tomada de Manoharan *et al.*, 2001].

campo magnético, tanto de mano derecha como de mano izquierda, a pesar de la fase del ciclo.

En términos del clima espacial, el papel que juegan las EMCIs es muy importante debido a que éstas están asociadas a las tormentas geomagnéticas. Las EMCIs en el viento solar asociadas con NMs son particularmente importantes en esta consideración [Burlaga *et al.*, 1987]. Estudios actuales nos muestran que una de cada seis EMCIs, que tienen un choque asociado, producen perturbaciones que estimulan tormentas geomagnéticas grandes. Una componente intensa de campo magnético dirigida hacia el Sur resulta crucial para estimular esta actividad geomagnética [Burton *et al.*, 1975; Gonzalez and Tsurutani, 1987]. La compresión produce valores altos de intensidad de campo magnético, tanto en el interior del viento solar que se encuentra por delante de una EMC rápida así como dentro de la porción delantera de la propia EMC; por lo tanto, la fase principal de las grandes tormentas geomagnéticas a menudo inicia antes del encuentro de cualquier EMC con la magnetosfera terrestre [Gosling, 1997], con su correspondiente componente  $B_z$  Sur.

### 1.2.5. Evolución Heliosférica de las EMCs

En las secciones previas, se han descrito los estudios y observaciones que se han hecho de las EMCs, tanto cerca del Sol así como a 1 UA. Cerca del Sol, la distancia a la cual podemos hacer un seguimiento de la evolución de las EMCs, está restringida al campo de visión de los coronógrafos, que para el caso de los coronógrafos de LASCO es



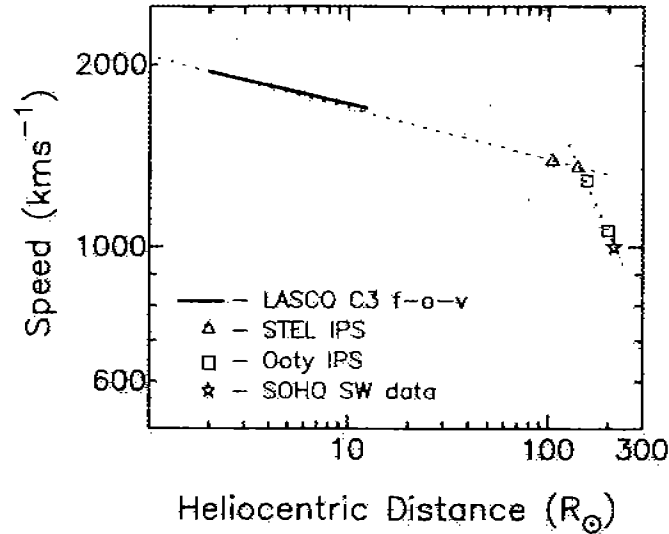


Figura 1.13: Velocidad estimada de una EMC a diferentes distancias desde el Sol. La línea gruesa indica mediciones de la EMC en el campo de visión de LASCO. La variación radial de la velocidad parece seguir dos fases de desaceleración. [Tomada de Manoharan *et al.*, 2001].

de  $32 R_{\odot}$ . Más allá de esta distancia, podemos hacer el seguimiento del choque asociado a la EMC, utilizando las observaciones de la emisión de radio Tipo II que el choque produce, hasta que la EMC llega a 1 UA y es nuevamente observada, *in situ*, con base en las firmas ya descritas en secciones anteriores. Sin embargo, no todas las EMCs están asociadas a estallidos de radio Tipo II, por lo que sólo algunas de éstas pueden seguirse desde que salen del Sol, hasta que llegan a 1 UA. Debido a estas limitaciones, se han desarrollado otras técnicas, observacionales y teóricas, que permiten estimar la evolución radial de las EMCs en aquellas regiones donde no es posible hacer un seguimiento de las mismas. Observacionalmente, el centelleo interplanetario (CIP) y teóricamente, las simulaciones magnetohidrodinámicas, son técnicas utilizadas para inferir la evolución de las EMCs en el MI.

La técnica de CIP [Hewish, Scott, y Wills, 1964] utiliza la dispersión de la radiación proveniente de fuentes de radio estelares (cuasares o galaxias) debida a la microturbulencia del viento solar [Ananthakrishnan *et al.*, 1980]. El índice de centelleo normalizado, llamado  $g$ , se puede obtener normalizando el centelleo medido por el centelleo promedio esperado [Manoharan *et al.*, 2000]. El índice normalizado,  $g \approx 1$ , representa condiciones de plasma del viento solar ambiente, y valores de  $g$  mayores a 1 y menores a 1, indican fluctuaciones de densidad aumentadas y rarificadas, respectivamente. La presencia de transitorios de viento solar (e.g., EMCs) pueden identificarse por valores de  $g$  incrementados, los cuales se deben al aumento en el nivel de las fluctuaciones de densidad (i.e., turbulencia). El mayor nivel de turbulencia se relaciona a la región de compresión entre el plasma de la EMC y el choque impulsado por la misma EMC [Manoharan *et al.*, 2000].

La Figura 1.12, tomada de Manoharan *et al.* [2001], muestra la gráfica de altura-

tiempo para una EMC que fue observada el 14 de Julio de 2000 por LASCO. En la misma gráfica se observan las posiciones de la EMC más allá del campo de visión de LASCO y que fueron obtenidas mediante la técnica de CIP. Como se puede ver, el CIP permite hacer un seguimiento de la perturbación (para el caso del observatorio de Ooty, en la India) a partir de  $50 R_{\odot}$  y hasta 1 UA.

La Figura 1.13, tomada de Manoharan *et al.* [2001], muestra la velocidad estimada de la misma EMC de la Figura 1.12, a diferentes distancias del Sol. Podemos ver, en su totalidad, la forma en la que evoluciona la velocidad de la EMC desde que es observada por LASCO ( $\sim 2 R_{\odot}$ ) hasta llegar a 1 UA. La evolución radial de la velocidad del evento, parece seguir dos fases de desaceleración. Esto también ha sido mostrado por simulaciones hidrodinámicas de propagación de EMC en el MI [ver Gonzalez-Esparza *et al.*, 2003].

## Capítulo 2

# EMCs y Estallidos de Radio Tipo II

En el capítulo 1 caracterizamos a las EMCs tanto cerca del Sol como sus contrapartes (EMCI) en el MI. También hicimos énfasis en algunos fenómenos relacionados a éstas y que nos permitirán hacer la conexión con su estructura y evolución desde que salen del Sol hasta ser detectadas a 1 UA. Uno de los fenómenos que están íntimamente relacionados con las EMCs son los estallidos de radio Tipo II. En este capítulo nos enfocaremos al estudio de algunas de sus propiedades espectrales así como también los relacionaremos con las propiedades básicas de las EMCs. Como primera parte, haremos un estudio de la razón de ancho de banda a frecuencia de los estallidos Tipo II observados, a diferentes dominios de longitudes de onda, por las naves espaciales Wind y ISEE-3. Compararemos nuestros resultados con aquellos obtenidos por Lengyel-Frey y Stone [1989], para el dominio kilométrico, y por Mann *et al.* [1996], para el dominio métrico. Del mismo modo, analizaremos la variación del ancho de banda y de la razón de ancho de banda a frecuencia, de la emisión Tipo II, en función de la distancia heliocéntrica. También presentaremos un estudio sobre la razón de deriva de los estallidos Tipo II a diferentes longitudes de onda. En la segunda parte del presente capítulo, presentaremos un estudio sobre los estallidos Tipo II, observados por Wind, en conjunto con observaciones en luz blanca de EMCs observadas por la nave espacial SOHO, para comprobar si la conexión entre la energía de la EMC y el dominio de la longitud de onda del estallido Tipo II, puede ser comprendida de la siguiente manera: *El dominio de la longitud de onda refleja la distancia heliocéntrica en la cual el choque está localizado, entonces entre mayor sea la energía cinética de la EMC, mayor será la distancia heliocéntrica que el choque podrá alcanzar.* Verificaremos esta posibilidad utilizando un gran número de eventos de radio Tipo II con contrapartes en tres dominios de longitud de onda (métrico, hectométrico y kilométrico). Los estudios presentados en este capítulo dieron como resultado tres publicaciones [Aguilar-Rodriguez *et al.*, 2005a; Aguilar-Rodriguez *et al.*, 2005b; y Gopalswamy *et al.*, 2005c].

## 2.1. Propiedades Espectrales de los Estallidos de Radio Tipo II

### 2.1.1. Introducción

Como vimos en el capítulo anterior, los estallidos solares de radio Tipo II están caracterizados por una estrecha banda de radiación intensa que deriva hacia frecuencias menores con el tiempo. Los estallidos Tipo II resultan de la excitación de ondas de plasma, en el plasma ambiente, debidas a una onda de choque que se propaga hacia afuera del Sol. Está generalmente aceptado que estas ondas de radio se emiten a la frecuencia local del plasma o sus armónicos. Los estallidos de radio Tipo II se agrupan, de acuerdo al régimen de longitud de onda en el que se observan, en Tipo II métricos ( $m$ ), decamétricos/hectométricos (DH), y kilométricos ( $km$ ). Mientras está ampliamente aceptado que los estallidos en el intervalo DH y  $km$  son causados por los choques conducidos por las EMCs [Sheeley *et al.*, 1985], la fuente es aún controversial para los estallidos Tipo II en el intervalo  $m$ .

Las observaciones en radio obtenidas por el *Radio and Plasma Waves Experiment* (WAVES) [Bougeret *et al.*, 1995], montado en la nave Wind, han sido útiles en el estudio de estallidos de radio Tipo II, a lo largo del intervalo de frecuencias de 20 kHz a 13.85 MHz, y por lo tanto, proporcionan información única de EMCs propagándose a través del espacio Sol-Tierra. Los receptores de baja (RAD1) y alta (RAD2) frecuencia de WAVES, registran emisión de radio en los intervalos de frecuencia 20 - 1040 kHz y 1.075 - 13.825 MHz, respectivamente. Cientos de estallidos de radio Tipo II han sido observados por Wind/WAVES, y su asociación con EMCs ha sido estudiada [Gopalswamy *et al.*, 2001b; Gopalswamy, 2004a]. Sin embargo, las propiedades espectrales de los estallidos Tipo II no han sido estudiadas. Debido a que el intervalo de longitud de onda DH es un nuevo régimen, resulta importante ver como son las propiedades de los estallidos Tipo II en este intervalo, comparadas con los intervalos  $m$  [Mann *et al.*, 1996] y  $km$  [Lengyel-Frey y Stone, 1989].

Un beneficio importante de dicha comparación, es un mejor entendimiento del fenómeno de los estallidos Tipo II, sin importar el dominio de longitud de onda en el cual los estallidos son observados. En el pasado, solamente el experimento de radio en la nave ISEE-3 [Knoll *et al.*, 1978] había observado un número significativo de estallidos de radio Tipo II en el medio interplanetario. El experimento de radio de ISEE-3 tenía un intervalo de frecuencia de 30 kHz a  $\sim 2$  MHz. El experimento de radio WAVES ha observado un mayor número de estallidos Tipo II, sobre un mayor intervalo espectral, traslapándose con el dominio espectral de ISEE-3. Mientras que el intervalo espectral del WAVES/RAD1 es similar al del receptor de ISEE-3, no existe, virtualmente, contraparte para el receptor de alta frecuencia (RAD2) de WAVES.

El ancho de banda instantáneo relativo (IRB) de la emisión tipo II, se define como la razón del ancho de banda de la emisión Tipo II, a un tiempo dado, a la frecuencia central de dicha emisión en el mismo tiempo. La Figura 2.1 ejemplifica la obtención del IRB para un estallido Tipo II observado por Wind/WAVES. El IRB está relacionado con la densidad de electrones del medio a través del cual el choque asociado pasa. Los anchos de banda observados en los perfiles espectrales de los estallidos Tipo II, dependen por

$$IRB = \frac{\Delta f}{f_c}$$

$$\Delta f = f_2 - f_1 \qquad f_c = \frac{f_1 + f_2}{2}$$

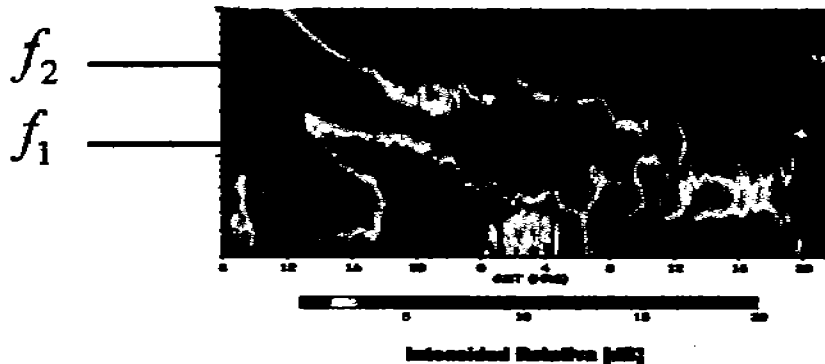


Figura 2.1: Definición del ancho de banda instantáneo relativo (IRB), a un tiempo dado, para un estallido de radio Tipo II observado por Wind/WAVES.

lo tanto del intervalo de densidad de electrones en la región de emisión de radio del choque. Lengyel-Frey y Stone [1989] encontraron que el IRB de 33 estallidos Tipo II interplanetarios, observados por ISEE-3, estaban en el intervalo de 0.3 a 0.7, con un valor promedio de  $0.49 \pm 0.3$ . Mann *et al.* [1995] y Mann *et al.* [1996] encontraron que el IRB para estallidos de radio Tipo II, en el dominio  $m$ , estaba en el intervalo de 0.1 a 0.7, y la distribución tenía un pico alrededor de 0.3. En nuestro estudio (1) estudiaremos las propiedades espectrales de los estallidos de radio Tipo II en el dominio DH, (2) estudiaremos las propiedades espectrales de los estallidos Tipo II a baja frecuencia, es decir, en el intervalo  $km$ , (3) compararemos las propiedades espectrales de los estallidos Tipo II en los intervalos  $km$  y DH, y (4) compararemos las propiedades espectrales de los estallidos Tipo II observados por WAVES con aquellas de los estallidos Tipo II observados en el intervalo  $m$  y los observados por ISEE-3, que están en el intervalo  $km$ .

### 2.1.2. Observaciones

El experimento de radio WAVES tiene varios receptores de radio que cubren el intervalo de frecuencia de  $\sim 4$  kHz hasta  $\sim 14$  MHz [Bougeret *et al.*, 1995]. Los receptores están conectados a antenas dipolares, en el plano de giro de la nave espacial, y una antena dipolar a lo largo del eje de giro de la nave espacial. Si bien, en sus inicios, WAVES detectó estallidos Tipo II en el intervalo de longitud de onda  $km$  ( $< 1$  MHz), no fue sino hasta Abril de 1995 cuando los estallidos Tipo II, en el inter-

valo DH, comenzaron a aparecer. Las primeras investigaciones de eventos detectados por WAVES, se concentraron en la asociación de estallidos Tipo II y EMCs [Kaiser *et al.*, 1998; Gopalswamy *et al.*, 2000a, 2001b; Reiner *et al.*, 2001a]. En nuestro estudio, primero, nos concentraremos en las propiedades espectrales.

### 2.1.3. Selección de Datos

En nuestro estudio consideramos todos los estallidos Tipo II observados por WAVES desde el inicio de 1997 hasta el fin del año 2003. Los estallidos se agruparon de la siguiente manera:

- 109 eventos observados por el receptor RAD1 (dominio *km*).
- 216 eventos registrados por el receptor RAD2 (dominio DH).
- 73 eventos observados por ambos receptores, RAD1 y RAD2 (dominio DH-*km*).

Tabla 2.1: Estallidos de Radio Tipo II observados por los receptores de Wind/WAVES y ISEE-3.

| Receptor  | Intervalo de Frecuencia | Periodo de Tiempo | Número de Eventos | Razón de Occurrencia [eventos/año] |
|-----------|-------------------------|-------------------|-------------------|------------------------------------|
| RAD1      | 20 - 1040 kHz           | 1997-2003         | 109               | ~15.5                              |
| RAD2      | 1.075 - 13.8 MHz        | 1997-2003         | 216               | ~30.8                              |
| RAD1+RAD2 | 20 kHz - 13.8MHz        | 1997-2003         | 73                | ~10.4                              |
| ISEE-3    | 30 - 1980 kHz           | 1978-1983         | 37                | --                                 |

La Tabla 2.1 resume nuestro conjunto de datos. Es necesario señalar que algunos eventos tanto en RAD1 como en RAD2 tienen una contraparte en los dominios DH y *km*, respectivamente.

Con el propósito de hacer una comparación, seleccionamos 37 eventos Tipo II observados por el experimento de radio de ISEE-3 [Cane y Stone, 1984]. La nave ISEE-3 fue lanzada en Agosto de 1978 y fue situada en una órbita de halo en el punto de libración situado aproximadamente a 240 radios terrestres, entre la Tierra y el Sol. La nave ISEE-3 contiene receptores de radio que cubren el intervalo de frecuencia desde 30 kHz hasta 2 MHz, en 24 canales [Knoll *et al.*, 1978]. Este intervalo de frecuencia corresponde, en emisión de radio, a un intervalo de altura de alrededor de  $10 R_{\odot}$  hasta  $215 R_{\odot}$  (1 UA) desde el Sol, para un viento solar no perturbado.

La Figura 2.2 muestra el espectro dinámico de un estallido de radio Tipo II observado por el experimento de radio de ISEE-3 en 1978. El estallido Tipo II inicia a las ~11:10 TU (tiempo universal), el 23 de Septiembre, finalizando a las ~10:30 TU, el 24 de Septiembre, con la emisión más intensa ocurriendo en el intervalo de frecuencia ~700 - 110 kHz.

Aunque los receptores de radio de ISEE-3 tenían un canal adicional a 1980 kHz, nosotros hemos utilizado únicamente hasta 1 MHz para poder hacer una correcta comparación con las observaciones del receptor RAD1 de WAVES. Lengyel-Frey y Stone [1989] utilizaron un subconjunto de 33 eventos, que fueron bien observados por ISEE-3,

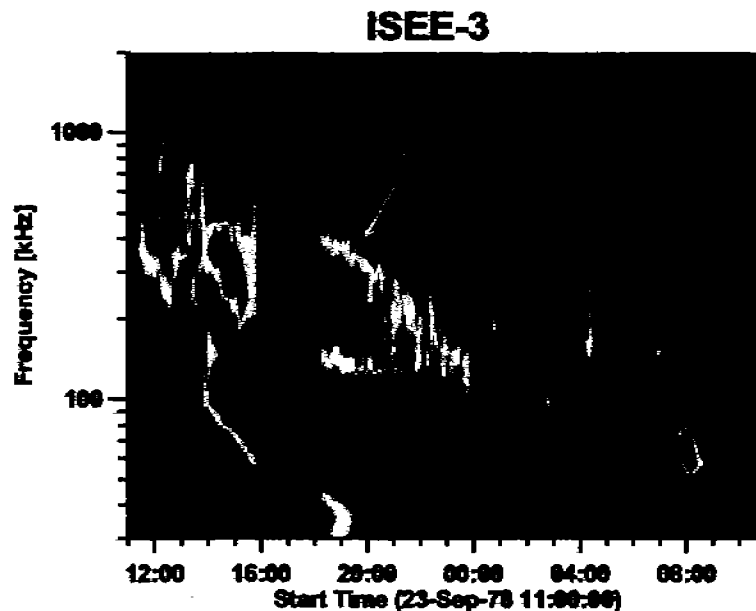


Figura 2.2: Espectro dinámico de un estallido de radio Tipo II observado por el experimento de radio de ISEE-3 en 1978. La emisión Tipo II inicia a las  $\sim 11:10$  TU, el 23 de Septiembre, finalizando a las  $\sim 10:30$  TU, el 24 de Septiembre. Mucha de la emisión intensa es observada desde el inicio del evento, a  $\sim 700$  kHz, hasta alrededor de las 01:10 TU, del 24 de Septiembre, a  $\sim 110$  kHz.

para estudiar sus características espectrales. Ellos habían reportado solamente valores promedio de las distribuciones. Por lo tanto, nosotros iniciamos con los datos originales de ISEE-3 para medir las propiedades espectrales. Si bien Cane [1985] reportó 48 eventos de estallidos Tipo II observados por ISEE-3, encontramos difícil medir las características espectrales de 11 eventos. Por lo tanto, no incluimos estos eventos en nuestro estudio.

#### 2.1.4. Análisis de Datos

Todos los eventos en nuestro conjunto de datos fueron analizados para obtener sus propiedades espectrales (ancho de banda, frecuencia central, y densidad de flujo relativa a la emisión de fondo cósmica) en el espectro dinámico. Para analizar cada estallido de radio Tipo II, utilizamos una técnica que aísla el evento Tipo II desde el espectro dinámico, haciendo cero cualquier emisión fuera del estallido Tipo II. Con base en lo anterior, utilizamos el espectro dinámico reducido para medir las propiedades espectrales del evento. Con estas mediciones, realizamos un análisis estadístico de las características espectrales de los estallidos Tipo II.

La Figura 2.3 ilustra la técnica utilizada. El 8 de Enero de 2002, el receptor WAVES/RAD1 detectó un estallido de radio Tipo II que inició a las  $\sim 18:30$  TU a 1 MHz, derivando hasta 100 kHz a las  $\sim 08:30$  TU, el 9 de Enero (Figura 2.3a). La Figura 2.3b muestra al estallido Tipo II aislado desde el espectro dinámico así como un corte en tiempo (00:40 TU) para realizar las mediciones de las propiedades espectrales

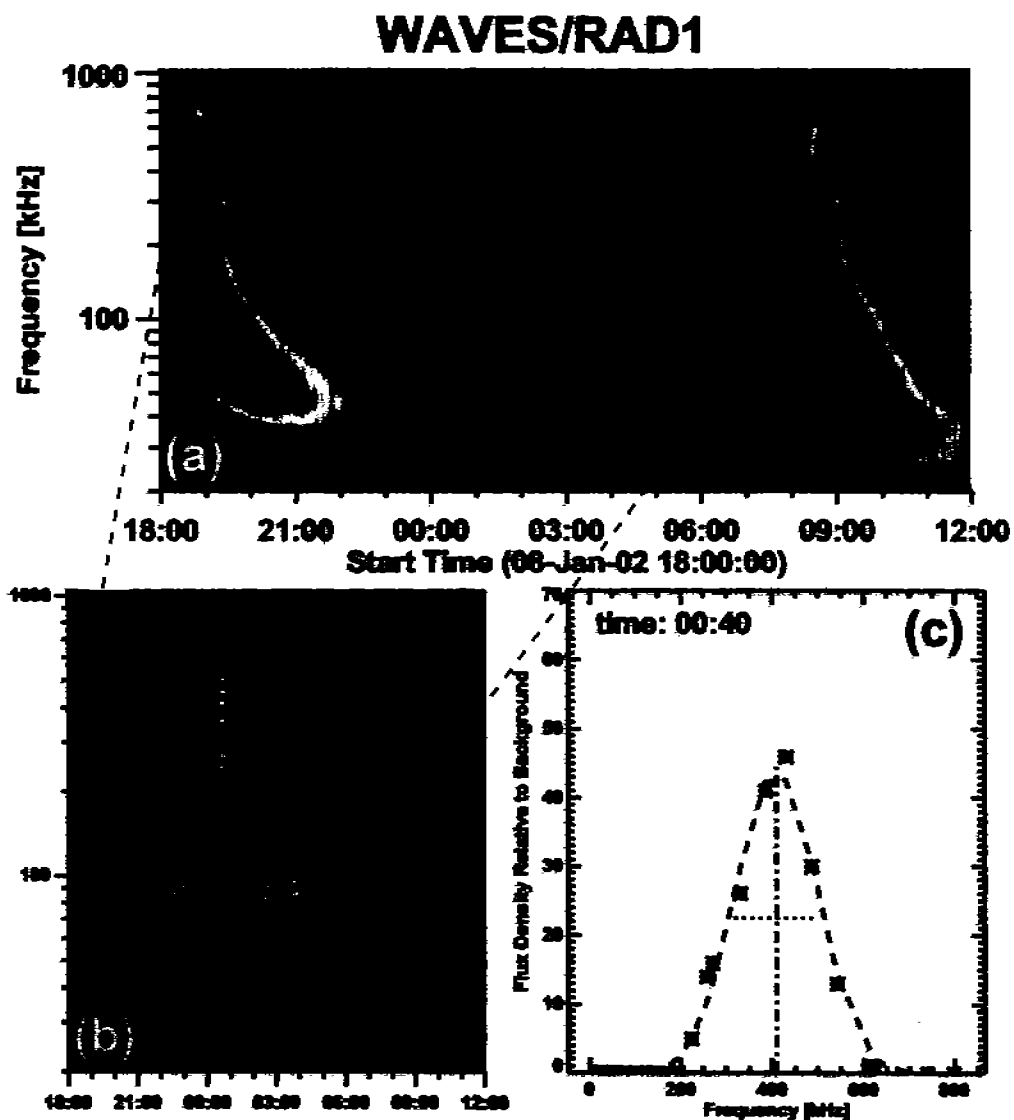


Figura 2.3: Método para obtener las propiedades espectrales de un estallido de radio Tipo II. (a) Espectro dinámico del estallido Tipo II. (b) El estallido Tipo II es aislado del espectro dinámico, haciendo cero cualquier emisión fuera del estallido Tipo II. (c) Perfil de la densidad de flujo (relativa al fondo cósmico) contra la frecuencia observada (asteriscos) al tiempo 00:40 TU (asteriscos). La línea punteada indica el ajuste del perfil utilizando una función gaussiana. La línea vertical punteada, indica la frecuencia central al pico del perfil. La línea horizontal punteada, indica el ancho completo a la potencia media del perfil.



a ese instante de tiempo dado. Para ello, graficamos la densidad de flujo de la emisión como función de la frecuencia observada. La Figura 2.3c muestra la densidad de flujo contra la frecuencia del estallido Tipo II al tiempo 00:40 TU (asteriscos), así como un ajuste del perfil utilizando una función gaussiana (línea punteada). La frecuencia central (línea vertical punteada) al pico del perfil y el ancho completo a la potencia media del perfil (línea horizontal punteada), también se muestran en la figura.

### 2.1.5. Razón de Ancho de Banda a Frecuencia

Las mediciones de las propiedades espectrales de los estallidos Tipo II se hicieron de la siguiente manera:

- La duración del evento Tipo II se divide en  $n$  intervalos de tiempo de 60 s, esto es,  $t_{j+1} - t_j = 60$  s.
- En cada tiempo  $t_j$  obtenemos el perfil de la densidad de flujo como función de la frecuencia observada, como fue ilustrado en la Figura 2.3. La densidad de flujo es relativa a la emisión de fondo cósmica.
- Ajustamos una gaussiana al perfil obtenido para calcular
  1. El pico de la densidad de flujo.
  2. La frecuencia central ( $f_j$ ).
  3. El ancho completo a la potencia media del perfil ( $\Delta f_j$ ).
- El ancho de banda instantáneo relativo (IRB) al tiempo  $t_j$  está dado por

$$IRB = \frac{\Delta f_j}{f_j} \quad (2.1)$$

Promediando sobre todos los  $t_j$ s, encontramos el valor medio del ancho de banda instantáneo relativo de un estallido de radio Tipo II. A partir de aquí, este valor medio estará referido como la razón de ancho de banda a frecuencia (BFR), y está dada por

$$BFR = \frac{1}{n} \sum_{j=1}^n \frac{\Delta f_j}{f_j} \quad (2.2)$$

Lengyel-Frey y Stone [1989] analizaron perfiles espectrales de estallidos Tipo II, graficados como el logaritmo de la densidad de flujo (en unidades de flujo solar), contra el logaritmo de la frecuencia observada, calculada en promedios de 30 minutos de los datos de radio de ISEE-3. Ellos midieron diversos parámetros que caracterizan los perfiles espectrales de los estallidos de radio Tipo II: (1) logaritmo del pico de la densidad de flujo, (2) logaritmo de la densidad de flujo integrada, y (3) la BFR, donde el ancho de banda, es el ancho completo a la potencia media del perfil. Nosotros medimos estos parámetros aplicando la técnica descrita anteriormente para obtener la BFR de los estallidos Tipo II observados por Wind/WAVES así como ISEE-3. Del mismo modo que en el estudio de Lengyel-Frey y Stone [1989], nuestro estudio de perfiles espectrales

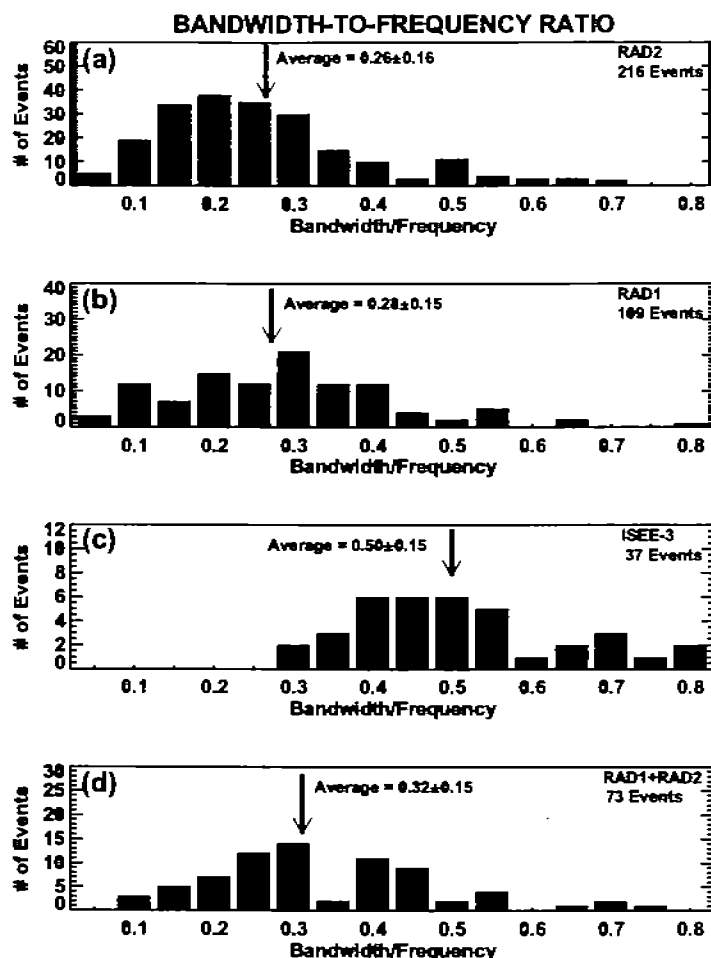


Figura 2.4: Histogramas de la BFR para los estallidos de radio Tipo II detectados por los receptores (a) RAD2, (b) RAD1, (c) ISEE-3, (d) RAD1+RAD2.

de estallidos Tipo II, depende de factores como la duración y la densidad de flujo de la emisión del evento, huecos en la cobertura de datos así como contaminación de otras fuentes de emisión, como por ejemplo, los estallidos Tipo III.

La Figura 2.4 muestra, de arriba hacia abajo, las distribuciones de la BFR para los estallidos de radio Tipo II en los dominios espectrales correspondientes a los receptores RAD2, RAD1, RAD1+RAD2, y ISEE-3. El número correspondiente de eventos y los valores promedio de las distribuciones, con su desviación estándar, se muestran también en la figura. La Figura 2.4a muestra el histograma de la BFR para los 216 eventos Tipo II observados por el receptor RAD2, 73 de los cuales tuvieron contraparte en el receptor RAD1. La distribución está en el intervalo  $0.05 \leq \text{BFR} \leq 0.7$ . La BFR promediada sobre los 216 eventos es  $\langle \text{BFR} \rangle = 0.26 \pm 0.16$ , que resultó ser el promedio más bajo de la BFR, comparado con el resto de las distribuciones mostradas. Tanto ISEE-3 como RAD1, detectan estallidos de radio Tipo II en el dominio kilométrico. La Figura 2.4b muestra la distribución de la BFR para los 109 eventos observados por RAD1, donde

73 de estos eventos tuvieron contraparte en RAD2. La distribución se encuentra en el intervalo  $0.05 \leq \text{BFR} \leq 0.8$ , con una BFR promedio de  $\langle \text{BFR} \rangle = 0.28 \pm 0.15$ . La Figura 2.4c muestra el histograma de la BFR para los 37 eventos observados por ISEE-3. La BFR tiene un intervalo que va desde 0.3 hasta 0.8, con un valor promedio de  $0.5 \pm 0.15$ . Para un subconjunto de estos estallidos observados por ISEE-3, Lengyel-Frey y Stone [1989] obtuvieron un valor promedio de  $\langle \text{BFR} \rangle = 0.49 \pm 0.3$ , que está en acuerdo con nuestro estudio.

Los estallidos de radio Tipo II detectados por los receptores RAD1+RAD2 son los más energéticos debido a que el choque asociado se propaga a través del medio interplanetario, hasta llegar a la Tierra. La distribución de la BFR (Figura 2.4d) se encuentra en el intervalo  $0.1 \leq \text{BFR} \leq 0.75$ . La BFR promediada sobre los 73 eventos es  $\langle \text{BFR} \rangle = 0.32 \pm 0.15$ .

### 2.1.6. EMCs y Estallidos de Radio Tipo II Interplanetarios

En la introducción mencionamos que existe una relación estrecha entre los choques conducidos por las EMCs y los estallidos de radio Tipo II interplanetarios. Tanto las EMCs como los estallidos Tipo II interplanetarios siguen siendo observados por SOHO/LASCO y Wind/WAVES, respectivamente. Además, el hecho de que estas naves tengan observaciones que se traslapan durante nuestro periodo de estudio, nos permite relacionar las características espectrales de los estallidos Tipo II con las propiedades de las EMCs.

Hemos investigado la evolución del ancho de emisión así como de la BFR con la distancia heliocéntrica para los estallidos Tipo II. Debido a que el dominio espectral DH corresponde a frecuencias de plasma dentro del campo de visión de los coronógrafos de SOHO/LASCO, es posible inferir la distancia heliocéntrica de los estallidos Tipo II en el dominio DH, midiendo la distancia heliocéntrica de la EMC, en luz blanca, asociada [Gopalswamy *et al.*, 2001b].

La Figura 2.5 muestra dos estallidos de radio Tipo II observados por Wind/WAVES y su correspondiente EMC asociada. En el primer caso, el estallido Tipo II fue observado entre  $\sim 05:24$  y  $\sim 24:00$  TU, el 10 de Abril de 2001 (ver Figura 2.5a), descendiendo en frecuencia desde 14 MHz hasta  $\sim 100$  kHz. El estallido Tipo II fue asociado con una rápida EMC tipo halo (ver Figura 2.5b) que tuvo una velocidad, sobre el plano del cielo, de 2411 km/s. La EMC fue asociada con una fulguración intensa (X2.3) en la región activa 9415 (S23W09), iniciando a las 05:06 TU. La BFR para este estallido Tipo II fue de 0.51. La Figura 2.4c muestra el segundo estallido Tipo II del 27 de Enero de 2003. Este es un evento breve, que inició a las  $\sim 22:20$  TU, a  $\sim 11$  MHz, finalizando a las  $\sim 22:26$  TU, a  $\sim 8$  MHz. La EMC asociada fue también rápida (ver Figura 2.5d), con una velocidad, sobre el plano del cielo, de 1053 km/s medida en un ángulo de posición de  $205^\circ$ . La EMC fue asociada con una fulguración de importancia C2.4, en la región activa 9415 (S17W23), iniciando a las 21:42 TU. El estallido Tipo II tuvo una BFR = 0.13, que es significativamente menor que la obtenida para el primer caso.

Para cada par EMC-Estallido Tipo II, obtuvimos las mediciones de tiempo y la correspondiente distancia heliocéntrica de la EMC mientras ésta se movía hacia afuera del Sol. La resolución de tiempo de las observaciones de radio variaron de 16 s para

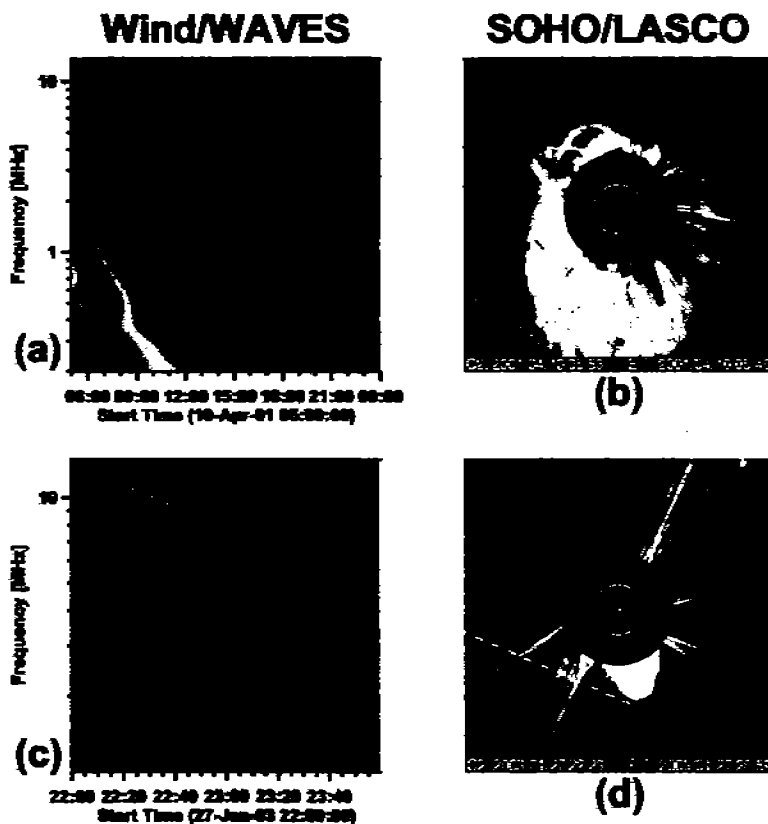


Figura 2.5: Ejemplos de estallidos de radio Tipo II (observados por Wind/WAVES) y su correspondiente EMC (observadas por SOHO/LASCO) asociada, para los cuales calculamos la BFR. (a) Muestra un estallido Tipo II descendiendo en frecuencia desde 14 MHz hasta  $\sim 100$  kHz y que (b) fue asociado con una rápida (2411 km/s) EMC tipo halo. La BFR obtenida para este evento fue de 0.51. (c) Muestra un breve estallido Tipo II, derivando desde 11 MHz hasta 8 MHz, el cual fue asociado con una EMC rápida (1053 km/s), y (d) una erupción de filamento. Para este evento obtuvimos una BFR de 0.13.

RAD2 y 1 minuto para RAD1. La resolución temporal de las observaciones en luz blanca fue pobre debido a que la cadencia típica de éstas es de  $\sim 30$  minutos. Con base en lo anterior, tuvimos que extrapolar los tiempos de cada EMC cuando los tiempos de observación no coincidían con los del estallido de radio Tipo II [Yashiro *et al.*, 2004]. Por lo tanto, haciendo coincidir los tiempos de la EMC con aquellos del estallido de radio Tipo II, pudimos conocer la manera en la que el ancho de banda de la emisión así como la BFR (medida de los perfiles espectrales) evolucionan con la distancia heliocéntrica. En este sentido, se espera que el choque se encuentra en el extremo delantero de la EMC [Gopalswamy *et al.*, 2005a]. Esta distancia se considera muy pequeña cuando la EMC se encuentra cerca del Sol, por lo tanto, asumimos que el frente del choque, que produce la emisión Tipo II, está muy próximo al frente de la EMC. Ciertamente, dicha consideración está afectada por factores como (1) la altura real del estallido Tipo II podría ser más pequeña que la altura del frente de la EMC si

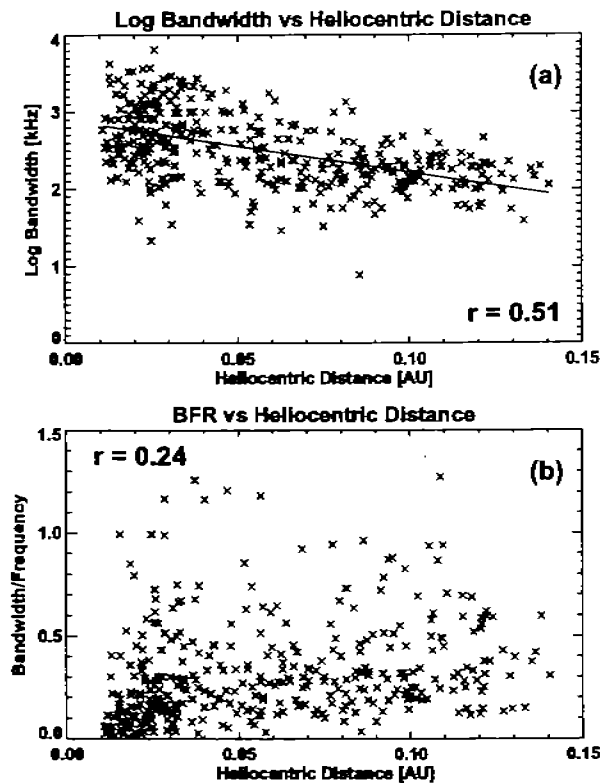


Figura 2.6: (a) Gráfica que muestra el cambio del ancho de emisión con la distancia heliocéntrica para 66 estallidos Tipo II que fueron detectados por ambos receptores, RAD1 y RAD2. (b) La BFR de los estallidos Tipo II no muestra correlación alguna con la distancia heliocéntrica.

el estallido Tipo II se formara en los flancos del choque, donde las condiciones para la aceleración de electrones resultan ser más favorables [Holman y Pesses, 1983], y (2) los efectos de proyección, que hacen que la distancia medida sobre el plano del cielo sea más pequeña para las EMCs tipo halo que la distancia real. Para los eventos en el limbo solar, la altura de la EMC representa un límite superior para la altura del estallido Tipo II. Para EMCs tipo halo, la altura de la EMC puede tomarse como un límite inferior de la altura del estallido Tipo II. Una combinación de estos dos efectos podría ser la responsable de la dispersión presente en la Figura 2.6. Sin embargo, a primera aproximación, la combinación de observaciones en radio y en luz blanca representa una herramienta muy útil que puede ser utilizada.

Para analizar la evolución del ancho de banda de la emisión Tipo II y la BFR con la distancia heliocéntrica, consideramos sólo los 73 eventos que fueron detectados tanto por RAD1 como por RAD2, esto es RAD1+RAD2. Debido a algunos huecos en los datos de SOHO/LASCO, tuvimos que quitar varios eventos, lo que resultó en un conjunto de 66 estallidos Tipo II con observaciones de SOHO/LASCO. Logramos identificar una EMC única para cada uno de los estallidos de radio Tipo II.

La Figura 2.6a muestra la evolución del ancho de emisión ( $\Delta f$ ) con respecto a la distancia heliocéntrica para los 66 eventos RAD1+RAD2. Podemos ver una antio-

relación ( $r=0.51$ ) entre el ancho de la emisión y la distancia heliocéntrica. Cerca del Sol, el valor promedio de  $\Delta f$  es  $\sim 630$  kHz; a grandes distancias  $\Delta f \sim 80$  kHz. Lengyel-Frey y Stone [1989] encontraron que  $\Delta f$  decrecía de  $\sim 320$  a  $\sim 20$  kHz para los eventos Tipo II observados por ISEE-3. Sin embargo, es importante mencionar que la diferencia entre los dos resultados es la manera en la cual se determinó la distancia heliocéntrica. En nuestro estudio, la distancia heliocéntrica fue determinada utilizando el tiempo del espectro dinámico y la correspondiente distancia heliocéntrica de la gráfica altura-tiempo de la EMC. Esto explica la razón por la cual nuestro intervalo de distancia heliocéntrica está restringido al campo de visión de LASCO, esto es, de 2.1 a 32 radios solares. Lengyel-Frey y Stone [1989] usaron el tiempo del espectro dinámico y la velocidad promedio del tránsito del choque dada por Cane [1985] para obtener el intervalo de distancia heliocéntrica de 0.05 a 1 UA. Si consideramos el traslape en la distancia heliocéntrica de WAVES y ISEE-3, que es desde  $\sim 0.05$  hasta  $\sim 0.14$  UA,  $\Delta f$  decrece desde  $\sim 320$  hasta  $\sim 125$  kHz y desde  $\sim 316$  hasta  $\sim 80$  kHz para ISEE-3 y WAVES, respectivamente. Por lo tanto, el cálculo de estos valores tienen una buena concordancia. La Figura 2.6b muestra la evolución de la BFR con la distancia heliocéntrica para los 66 eventos RAD1+RAD2. La gráfica muestra que la BFR de los eventos Tipo II tiene una correlación muy débil ( $r = 0.24$ ) con la distancia heliocéntrica. Este punto también está en concordancia con el estudio de Lengyel-Frey y Stone [1989]. El ajuste de datos, usando mínimos cuadrados, nos da una  $BFR = 0.23(\pm 0.0001) + 1.62(\pm 0.014)R$ , donde  $R$  es la distancia heliocéntrica.

### 2.1.7. Discusión

Se analizaron las propiedades espectrales de los estallidos de radio Tipo II observados por Wind/WAVES y se compararon los resultados con estudios previos para estallidos Tipo II en los dominios métrico [Mann *et al.*, 1995; Mann *et al.*, 1996] y kilométrico [Lengyel-Frey *et al.*, 1985; Lengyel-Frey y Stone, 1989]. El presente estudio llena el hueco entre los dominios métrico y kilométrico y nos permite comparar las distribuciones de la BFR en diferentes dominios. Debido a que Wind/WAVES también observa estallidos Tipo II en el dominio kilométrico, fue posible comparar las propiedades de la emisión Tipo II con las observaciones hechas por ISEE-3.

Los estallidos Tipo II observados en el dominio DH (WAVES/RAD2) tienen una BFR promedio de  $0.25 \pm 0.16$ , mientras que aquellos observados en longitudes de onda kilométrica (WAVES/RAD1) tienen una BFR promedio de  $0.28 \pm 0.15$ . La diferencia no es significativa. Algunos estallidos Tipo II observados por RAD1 y RAD2 tienen una contraparte de emisión Tipo II en los dominios DH y  $km$ , respectivamente. La BFR promedio para estos eventos que se extienden ambos dominios es  $0.32 \pm 0.15$ , que resulta ser prácticamente la misma a la obtenida por Mann *et al.* [1996] en el dominio métrico ( $0.32 \pm 0.14$ ). Si separamos los estallidos Tipo II sin contraparte, obtenemos dos subconjuntos de eventos, un subconjunto de eventos únicos en el dominio DH y otro de eventos únicos en el dominio  $km$ . La Figura 2.7 muestra las distribuciones de la BFR para estos subconjuntos. Encontramos una BFR promedio de  $0.23 \pm 0.13$  y  $0.26 \pm 0.11$  para los dominios DH y  $km$ , respectivamente. Estos valores promedio no difieren significativamente (menos del  $\sim 12\%$ ) de aquellos obtenidos para los conjuntos

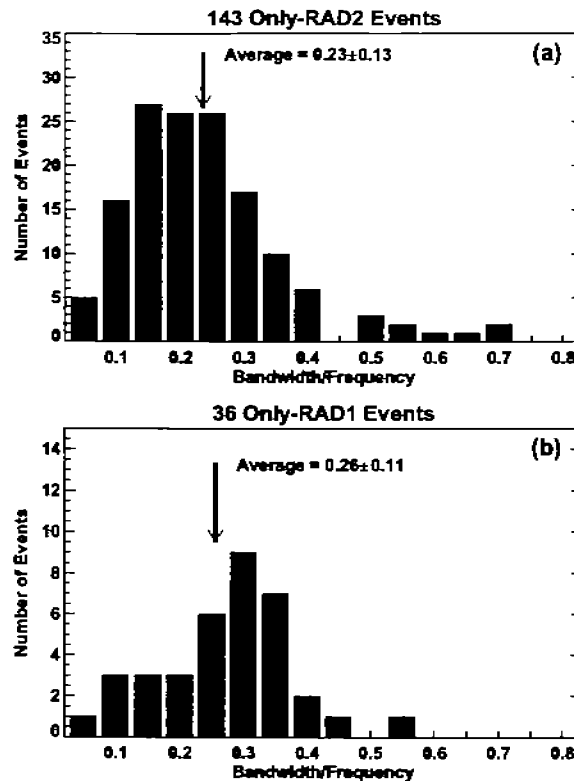


Figura 2.7: Distribuciones de la BFR para estallidos de radio Tipo II observados por los receptores (a) RAD1 y (b) RAD2 sin contraparte en emisión.

completos de RAD1 y RAD2.

Lengyel-Frey y Stone [1985] encontraron una BFR promedio de  $0.49 \pm 0.3$  para los estallidos Tipo II observados por ISEE-3. Cuando hicimos nuevamente el análisis de los datos de ISEE-3, encontramos una BFR promedio de  $0.50 \pm 0.15$ , que resultó ser virtualmente igual a la obtenida por Lengyel-Frey y Stone [1985]. Esto resulta ser extraño debido a que la BFR promedio es 2 veces mayor para los eventos de ISEE-3 comparados con los eventos de RAD1. Tanto el receptor de WAVES/RAD1 como el de ISEE-3, tienen una cobertura de frecuencias similar. Como mencionamos en la introducción, nosotros utilizamos los datos de ISEE-3 hasta 1 MHz para poder hacer una comparación con el receptor RAD1. La diferencia parece ser debida a una resolución espectral diferente de los receptores RAD1 y ISEE-3. Las diferencias entre estos resultados podría deberse además al hecho de que nosotros consideramos no solamente los eventos de RAD1 que tuvieron contraparte en frecuencias mayores (aquellas de RAD2) sino también a eventos confinados únicamente en el dominio espectral de RAD1, mientras que dicha correspondencia es desconocida para la lista de ISEE-3.

Ahora consideraremos la cobertura espectral de los receptores RAD1 y ISEE-3. La Tabla 2.2 muestra los canales de frecuencia para los receptores RAD1 y ISEE-3. Podemos ver que las frecuencias de ISEE-3 no están espaciadas logarítmicamente y el número de canales, por arriba de 400-500 kHz, es menor en comparación a los

Tabla 2.2: Frecuencias de observación de ISEE-3 y RAD1. El receptor de ISEE-3 tiene anchos de banda de 3 kHz para los números de frecuencia ( $\# f$ ) del 1 al 12, y de 10 kHz para los números de frecuencia del 13 al 24.

| # $f$ | ISEE-3<br>[kHz] | RAD1<br>[kHz] | # $f$ | ISEE-3<br>[kHz] | RAD1<br>[kHz] |
|-------|-----------------|---------------|-------|-----------------|---------------|
| 1     | 41              | 20            | 17    | 66              | 148           |
| 2     | 50              | 24            | 18    | 80              | 176           |
| 3     | 60              | 28            | 19    | 110             | 196           |
| 4     | 72              | 32            | 20    | 145             | 224           |
| 5     | 94              | 36            | 21    | 188             | 256           |
| 6     | 123             | 40            | 22    | 290             | 272           |
| 7     | 160             | 44            | 23    | 466             | 332           |
| 8     | 233             | 48            | 24    | 1000            | 388           |
| 9     | 360             | 52            | 25    |                 | 428           |
| 10    | 513             | 60            | 26    |                 | 484           |
| 11    | 1000            | 72            | 27    |                 | 540           |
| 12    | 1980            | 80            | 28    |                 | 624           |
| 13    | 30              | 92            | 29    |                 | 740           |
| 14    | 36              | 104           | 30    |                 | 804           |
| 15    | 47              | 124           | 31    |                 | 940           |
| 16    | 56              | 136           | 32    |                 | 1036          |

del receptor RAD1. Por lo tanto, aquellos estallidos Tipo II con un ancho de emisión  $\Delta f$  pequeño, pueden perderse fácilmente, es decir, no pueden ser detectados por el receptor ISEE-3, debido al espaciamiento de los canales. Esto puede verse claramente en la Figura 2.4c. La distribución para ISEE-3 no presenta valores de BFR menores a 0.3, mientras que la distribución en RAD1 tiene muchos eventos con valores de BFR menores a 0.3. Esta deficiencia en la distribución de ISEE-3 hace que el valor promedio sea mucho mayor. Por lo tanto la diferencia entre el valor promedio de la BFR de las distribuciones de ISEE-3 y RAD1 se debe a un efecto de selección. Lo anterior es consistente también con el hecho de que Lengyel-Frey y Stone [1985] ignoraron muchos eventos pequeños.

Para darnos una idea del efecto que tiene el espaciamiento entre canales, analizamos 28 estallidos Tipo II observados por los receptores RAD1 y el *Thermal Noise Receiver* (TNR), el cual también se encuentra montado en la nave espacial Wind. El TNR tiene un intervalo de frecuencia de 4 a 256 kHz, en cinco bandas de frecuencia logarítmicamente espaciadas [Bougeret *et al.*, 1995]. Cada una de estas bandas está dividida en 32 o 16 canales logarítmicamente espaciados. Por lo tanto, el TNR tiene una resolución de frecuencia mejor comparada con la del receptor RAD1. La Figura 2.8a muestra la distribución de la BFR correspondiente a 28 estallidos Tipo II, observados por RAD1, por debajo de 250 kHz. El intervalo de la distribución va de 0.15 a 0.55, con un valor promedio de  $0.35 \pm 0.10$ . La Figura 2.8b muestra la distribución de la BFR para los mismos 28 eventos, pero observados por el TNR, la cual se sitúa en el intervalo 0.05



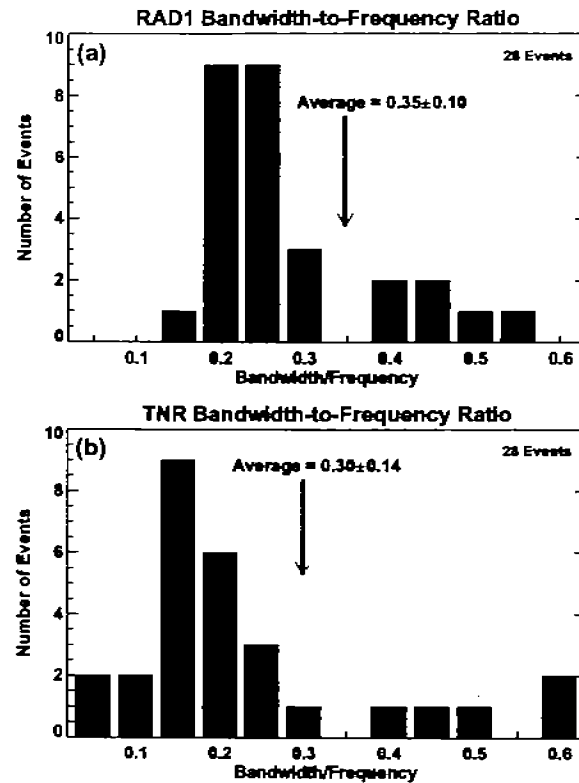


Figura 2.8: Distribuciones de la BFR para 28 eventos Tipo II observados por los receptores (a) RAD1 y (b) TNR, por debajo de 250 kHz. La diferencia en los valores promedio de la BFR se debe al hecho de que el espaciamento de los canales en el receptor RAD1 conduce a una sobrestimación de la BFR.

$\leq \text{BFR} \leq 0.6$ , con un valor promedio de  $0.30 \pm 0.14$ . Por lo tanto, el espaciamento de canales conduce a una sobrestimación de la BFR, la que es más pronunciada en el límite superior e inferior del intervalo de frecuencia de ISEE-3. Sin embargo, para el receptor RAD2, nuestros resultados no están limitados a este efecto debido a que no existe interpolación entre los canales del receptor.

La Tabla 2.3 resume el valor promedio de la BFR para todos los estallidos de radio Tipo II observados por los receptores Wind/WAVES y ISEE-3. Si tomamos en cuenta el hecho de que el espaciamento de canales en RAD1 y ISEE-3 resulta en una sobrestimación de la BFR, podemos concluir que la BFR es una característica constante en los dominios DH y *km*.

Mann *et al.* [1996] obtuvo un valor para la BFR de  $0.32 \pm 0.14$  en el dominio métrico. Sin embargo, en su estudio, la BFR está definida con respecto al límite inferior del estallido Tipo II, mientras que en nuestro estudio, determinamos a la BFR con respecto a la frecuencia central de la emisión. Calculando la BFR usando la definición de Mann *et al.* [1996], encontramos una BFR promedio de  $0.35 \pm 0.25$  y  $0.35 \pm 0.24$  para aquellos estallidos Tipo II observados en los dominios DH y *km*, respectivamente. Estos resultados concuerdan con el estudio de Mann *et al.* [1996]. Por lo tanto podemos ver que la BFR, en promedio, es una propiedad constante sobre el espacio Sol-Tierra.

Tabla 2.3: BFR promedio para los estallidos de radio Tipo II observados por los receptores Wind/WAVES y ISEE-3.

| Receptor          | Número de Eventos | BFR Promedio      |
|-------------------|-------------------|-------------------|
| RAD2              | 216               | $0.26 \pm 0.16$   |
| RAD1              | 109               | $0.28 \pm 0.15$   |
| ISEE-3            | 37                | $0.50 \pm 0.15^a$ |
| ISEE-3            | 33                | $0.49 \pm 0.30^b$ |
| RAD1+RAD2         | 73                | $0.32 \pm 0.15$   |
| TNR <sup>c</sup>  | 28                | $0.30 \pm 0.14$   |
| RAD1 <sup>d</sup> | 28                | $0.35 \pm 0.10$   |

<sup>a</sup>Presente estudio.

<sup>b</sup>Lengyel-Frey y Stone [1989].

<sup>c,d</sup>Eventos analizados por debajo de 250 kHz.

Como se señala en el estudio de Lengyel-Frey y Stone [1989], los anchos de banda observados en los estallidos Tipo II y la BFR, reflejan las propiedades de la distribución de la densidad de electrones a gran escala. De la misma forma, mencionan que la razón promedio  $\Delta n/n$  (donde  $\Delta n$  es el tamaño de la densidad de fluctuaciones que produce un espectro de ancho de banda  $\Delta f$  y donde  $\Delta f/f = 1/2 \Delta n/n$ ) es relativamente constante sobre el intervalo de las observaciones de estallidos Tipo II, como lo indica la gráfica de la BFR con la distancia. La Figura 2.6b muestra la carencia de correlación entre la BFR y la distancia heliocéntrica, lo que implica que  $\Delta n/n$  es además independiente de la distancia, como lo puntualiza el estudio de Lengyel-Frey y Stone [1989]. Otros estudios han analizado la BFR a diferentes longitudes de onda y sus correspondientes implicaciones con la evolución del choque desde regiones cercanas al Sol hasta 1 UA [Vrsnak *et al.*, 2001, 2002, 2003]. El hecho de que el promedio de la BFR resulta ser aproximadamente constante sobre diferentes regímenes de longitudes de onda, sugiere que la estructura de las fluctuaciones de densidad del medio es, en promedio, la misma, sin importar el dominio espectral.

### 2.1.8. Resumen

Hemos analizado las propiedades de la emisión de radio Tipo II observadas por el experimento de radio WAVES, desde el año 1997 hasta el 2003 y su asociación con las EMCs observadas por los coronógrafos SOHO/LASCO. Hemos comparado nuestros resultados con aquellos obtenidos por Lengyel-Frey y Stone [1989] (dominio *km*) y Mann *et al.* [1996] (dominio métrico). Nuestro estudio mostró que la razón de ancho de banda a frecuencia (BFR) es una característica constante de los estallidos de radio Tipo II, sin importar el dominio espectral, (2) el ancho de la emisión está anticorrelacionado con la distancia heliocéntrica, y (3) la razón de ancho de banda a frecuencia no tiene correlación con la distancia heliocéntrica.

## 2.2. Deriva de la Emisión Tipo II a Diferentes Longitudes de Onda

### 2.2.1. Introducción

En la presente sección, continuaremos con el estudio de las propiedades espectrales de los estallidos de radio Tipo II. La combinación de observaciones de radio obtenidas desde radiotelescopios en la Tierra así como desde naves espaciales, representa una herramienta importante para estudiar la evolución de las emisiones Tipo II en el espacio Sol-Tierra.

Debido a que la densidad local del plasma decrece con la distancia radial conforme uno se aleja del Sol, la frecuencia del plasma en la región de emisión del choque, decrece con el tiempo. Por lo tanto, la emisión desde esta región del choque (a la frecuencia local del plasma ambiente), deriva hacia frecuencias menores con el tiempo. Consecuentemente, la deriva en frecuencia de los estallidos de radio Tipo II puede ser convertida en la velocidad de la fuente de radio si conocemos la variación de la densidad en la trayectoria de dicha fuente de radio.

### 2.2.2. Selección de Datos

Para analizar la razón de deriva de los estallidos Tipo II observados a diferentes longitudes de onda, usamos observaciones de radio obtenidas de (1) el experimento de radio Wind/WAVES, (2) el experimento de radio de ISEE-3, sin considerar, como en la sección anterior, el canal adicional que está a 1980 kHz, es decir, sólo usaremos datos de radio hasta 1 MHz, y (3) el radiospectrógrafo de Trensdorf en Potsdam, Alemania. Con base en los datos obtenidos de estos experimentos de radio, generamos tres conjuntos de eventos, basándonos en el dominio de frecuencia de ocurrencia:

- 125 eventos en el dominio  $km$ , detectados por los receptores ISEE-3 y WAVES/RAD1.
- 197 eventos en el dominio DH, observados por el receptor WAVES/RAD2.
- 65 eventos de una lista publicada de estallidos Tipo II en el dominio métrico [Mann *et al.*, 1996].

### 2.2.3. Análisis de Datos

Los eventos observados por Wind/WAVES y ISEE-3 fueron analizados de manera similar a la sección anterior, es decir, se obtuvieron las propiedades espectrales de la emisión (ancho de la emisión, frecuencia central, y densidad de flujo relativa al fondo cósmico), a partir de cada espectro dinámico. Para hacer esto, se aislaron los estallidos Tipo II del espectro dinámico, haciendo cero cualquier emisión que estuviera fuera de la emisión Tipo II. Utilizamos estos espectros reducidos para poder medir las propiedades espectrales antes mencionadas. Para calcular la razón de deriva de cada estallido Tipo II, se dividió la duración del evento en  $n$  intervalos iguales de tiempo de 60 s cada uno. A cada tiempo  $t_j$  se obtuvo un perfil de la densidad de flujo como función de la frecuencia

observada. Posteriormente, ajustamos una gaussiana a este perfil para calcular (1) el pico de la densidad de flujo, (2) la frecuencia central ( $f_j$ ), y (3) el ancho completo a la potencia media del perfil ( $\Delta f_j$ ). Después, aplicando un análisis de regresión lineal de los pares  $(f_j, t_j)$  para todas las  $j$ 's, obtuvimos la correspondiente razón de deriva (ver Figura 2.9). Como señalamos anteriormente, usamos una lista publicada de 65 estallidos Tipo II [Mann *et al.*, 1995], en el dominio métrico, para obtener los valores de deriva en esta longitud de onda.

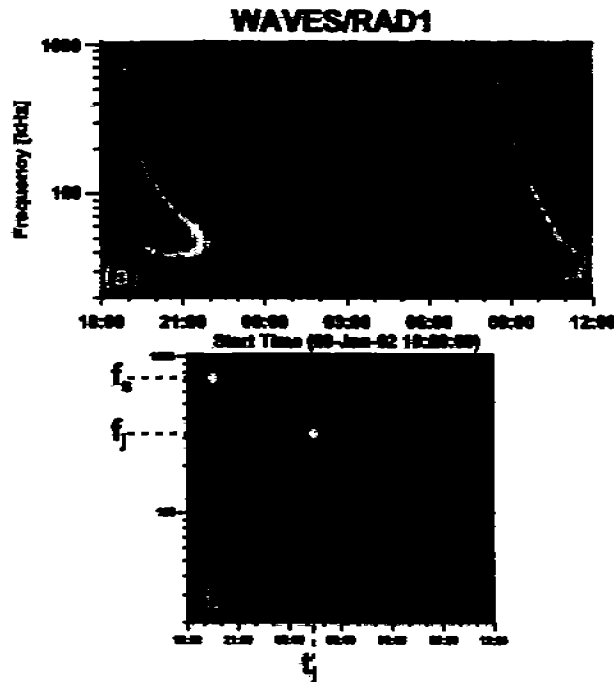


Figura 2.9: Ejemplo de un estallido Tipo II observado por el receptor WAVES/RAD1. (a) muestra el espectro dinámico del estallido Tipo II. (b) muestra el estallido Tipo II aislado del espectro dinámico después de hacer cero cualquier emisión ajena al estallido Tipo II. Usamos este espectro dinámico reducido para medir las propiedades espectrales. (b) también muestra la frecuencia inicial ( $f_s$ ) así como un par  $(f_j, t_j)$  usado para obtener la razón de deriva del estallido Tipo II.

La Figura 2.10 muestra la gráfica (log-log) de la magnitud de la velocidad de deriva ( $|df/dt|$ ) contra la frecuencia inicial ( $f_s$ ) para todos los 387 estallidos Tipo II considerados en este estudio. El coeficiente de correlación de estos eventos es  $r = 0.913$ . La Tabla 2.4 muestra el coeficiente de correlación para cada grupo. Como se muestra en la Figura 2.10, la magnitud de la velocidad de deriva en el dominio DH-*km* se incrementa con la frecuencia inicial de los estallidos Tipo II. Esto está en acuerdo con los estallidos Tipo II observados en el dominio métrico [Mann *et al.*, 1996].

Ajustando los puntos de la Figura 2.10, encontramos que la velocidad de deriva para los 387 eventos Tipo II puede ser aproximada por una ley de potencia dada por

$$-\frac{df}{dt} = 5.50 \times 10^{-5} f_s^{1.77} \left[ \frac{MHz}{s} \right] \quad (2.3)$$

Tabla 2.4: Coeficiente de correlación ( $r$ ) entre la magnitud de la razón de deriva y la frecuencia inicial de los estallidos Tipo II observados a diferentes longitudes de onda. (a) indica el valor obtenido por Mann *et al.* [1996].

| Receptor | Dominio | $r$                |
|----------|---------|--------------------|
| Potsdam  | métrico | 0.779 <sup>a</sup> |
| RAD2     | DH      | 0.734              |
| RAD1     | km      | 0.802              |
| ISEE-3   | km      | 0.828              |

El índice de ley de potencia ( $\psi = 1.77$ ) está en acuerdo con el obtenido por Vrsnak *et al.* [2001]. Ellos encontraron, para un conjunto de eventos más pequeño, un índice de ley de potencia de  $\psi = 1.7472$ .

A manera de comparación, obtuvimos una ley de potencia para los estallidos Tipo II de acuerdo a la longitud de onda en el cual fueron observados. Además, consideramos un subconjunto de 28 estallidos Tipo II puramente kilométricos ( $p - km$ ), esto es, eventos sin contraparte en frecuencias más altas, observados por el receptor RAD1. La Tabla 2.5 muestra los índices de ley de potencia ( $\psi$ ) para los estallidos Tipo II en diferentes dominios de longitud de onda. Podemos notar que los estallidos Tipo II observados por los receptores RAD1 y ISEE-3, que tienen una cobertura de frecuencia similar, presentan un índice de ley de potencia similar (2.34 y 2.33, respectivamente). Sin embargo, los estallidos Tipo II  $p - km$  tienen un índice de ley de potencia diferente ( $\psi = 1.82$ ) comparado con los conjuntos generales de RAD1 y ISEE-3.

#### 2.2.4. Discusión

Encontramos que los estallidos Tipo II puramente kilométricos tienen un índice de ley de potencia diferente cuando se compara con las poblaciones generales de RAD1

Tabla 2.5: Índice de ley de potencia ( $\psi$ ) para los estallidos Tipo II agrupados de acuerdo a su dominio de longitud de onda. Un subconjunto de estallidos Tipo II puramente kilométricos ( $p - km$ ) también está incluido.

| Receptor | Dominio | $\psi$ |
|----------|---------|--------|
| Potsdam  | métrico | 1.44   |
| RAD2     | DH      | 1.28   |
| RAD1     | km      | 2.34   |
| ISEE-3   | km      | 2.23   |
| RAD1     | p-km    | 1.82   |
| All      | m-km    | 1.77   |

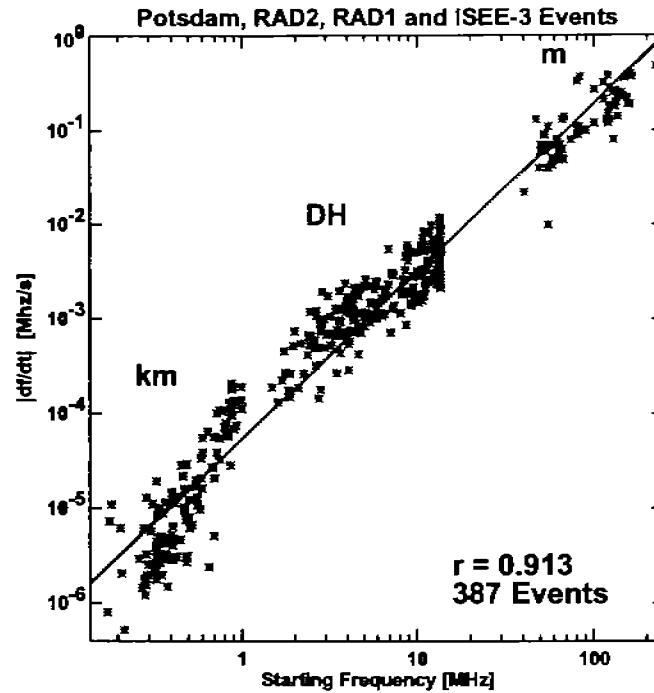


Figura 2.10: Magnitud de la velocidad de deriva contra la frecuencia inicial para 387 estallidos de radio Tipo II observados en los dominios métrico (radioespectrógrafo de Trensdorf en Potsdam), DH (RAD2), y *km* (ISEE-3 y RAD1). El coeficiente de correlación es 0.913. La línea representa el ajuste de todos los puntos, y tiene un índice de ley de potencia  $\psi = 1.77$ .

y ISEE-3. Esto pudiera sugerir un posible escenario en el cual la dependencia en frecuencia de la velocidad de deriva pudiera ser explicada en términos de la evolución de las EMCs asociadas.

Todos los eventos Tipo II kilométricos son conocidos por estar asociados con EMCs y choques interplanetarios [Cane *et al.*, 1987]. Se han hecho estudios sobre el perfil de la velocidad de Alfvén en la corona y el medio interplanetario para explicar la influencia del medio en la formación y propagación de choques [Gopalswamy *et al.*, 2001a; Mann *et al.*, 2003]. De acuerdo con estos estudios, la formación de un choque requiere que la velocidad de la EMC relativa al plasma ambiente debería exceder la velocidad de modo rápido del plasma ambiente. La Figura 2.11 muestra los perfiles radiales del modo rápido de la velocidad en la corona [Gopalswamy *et al.*, 2001a]. La joroba en la gráfica, cercana a  $3 R_{\odot}$ , representa una barrera para la propagación del choque. Los estallidos Tipo II puramente kilométricos pudieran estar relacionados con perturbaciones que se aceleran lentamente, las cuales no están en condiciones de producir una onda de choque cerca del Sol, pero para el tiempo en el que estas perturbaciones llegan al medio interplanetario, su velocidad pudiera ser la suficiente para conducir un choque y consecuentemente generar la emisión de radio Tipo II [Gopalswamy, 2004a]. El hecho de que los estallidos Tipo II *p - km* tengan un índice de ley de potencia diferente comparado con aquellos eventos Tipo II en el dominio *km* y contraparte en altas frecuencias, sugiere que la EMC que produce el choque, evoluciona de manera tal que

solamente a grandes distancias, con respecto al Sol, es capaz de adquirir una velocidad super-Alfvénica y producir emisión Tipo II en el dominio  $km$ . Por lo tanto, no sólo las propiedades del plasma ambiente son importantes para la formación de un choque sino también la evolución de quien conduce al choque (i.e., las EMCs) a través del medio interplanetario.

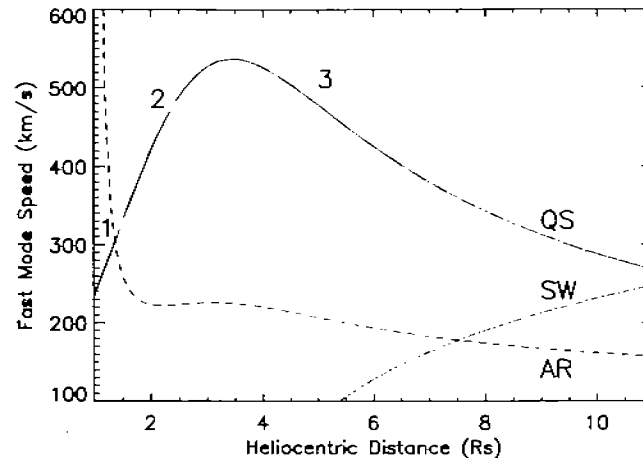


Figura 2.11: Perfil radial de los modos rápidos de velocidad en la corona quieta (línea sólida, marcada como QS), y en una región activa (línea punteada, marcada como AR). La región 1 representa la región de modo rápido de velocidad alto, correspondiente a la región activa y donde resulta difícil que se forme un choque. La región 2 corresponde al dominio métrico, donde es relativamente sencillo que se forme un choque. La región 3 corresponde al medio interplanetario, donde el modo rápido de velocidad decrece. La velocidad de viento solar (perfil radial denotado por SW) llega a ser significativo más allá de 8 radios solares. [Tomada de Gopalswamy *et al.*, 2001a].

### 2.2.5. Resumen

En esta sección analizamos un conjunto de estallidos de radio Tipo II a diferentes dominios de longitud de onda. Nuestro estudio muestra que, (1) La magnitud de la velocidad de deriva en el dominio  $DH-km$  se incrementa con la frecuencia inicial y está en concordancia con los estallidos Tipo II observados en el dominio métrico, (2) la velocidad de deriva puede ser aproximada por la ley de potencia  $-df/dt = 5.50 \times 10^{-5} f_s^{1.77}$  [MHz/s], para el dominio completo de longitud de onda en el que los estallidos Tipo II ocurren, y (3) los estallidos Tipo II puramente kilométricos tienen un índice de ley de potencia diferente cuando se comparan con los eventos de estallidos Tipo II  $km$  con contraparte en altas frecuencias. Esto pudiera estar ligado con la evolución de las EMCs asociadas.

## 2.3. Estallidos de Radio Tipo II y Erupciones Solares Energéticas

### 2.3.1. Introducción

Los estallidos de radio Tipo II son un indicativo de la propagación de ondas de choque en la corona y el medio interplanetario, acompañados por la aceleración de electrones [Wild y McCready, 1950; Malitson *et al.*, 1973]. Los grandes eventos de partículas solares energéticas (PSEs) están asociados también con choques conducidos por EMCs, por lo que los estallidos Tipo II pueden también ser indicativos de choques que aceleran iones [Gopalswamy, 2003a; Gopalswamy *et al.*, 2003b ; Cliver *et al.*, 2004]. Otro uso potencial de los estallidos Tipo II es que son buenos indicadores de choques que eventualmente causan impulsos repentinos de tormentas geomagnéticas. Los estallidos Tipo II son emisiones electromagnéticas por naturaleza, por lo que llegan a un observador, en la órbita de la Tierra, en un tiempo de  $\sim 8.3$  minutos, dando una alerta adelantada de la llegada de un choque interplanetario. Tradicionalmente, los estallidos Tipo II fueron observados utilizando radiotelescopios en la Tierra, en el intervalo de frecuencia de 15 a 150 MHz: el límite superior se debe a la frecuencia general de inicio de los estallidos Tipo II, mientras que el límite inferior se debe a la frecuencia de corte ionosférica, ya que el ruido cósmico con frecuencias menores a la frecuencia de corte, no pueden penetrar la ionosfera y alcanzar los aparatos de medición colocados en la Tierra. Con base en lo anterior, el intervalo correspondiente de longitud de onda es conocido como dominio métrico (*m*) [Payne-Scott *et al.*, 1974; Wild y McCready, 1950]. Los estallidos Tipo II han sido también observados a frecuencias menores a la frecuencia de corte ionosférica, cuando las observaciones hechas por naves espaciales IMP-6 [Malitson *et al.*, 1973], Voyager [Boischot *et al.*, 1980], Prognoz [Pinter *et al.*, 1984], ISEE-3 [Cane y Stone, 1984], Ulises [Hoang y Zlobec, 1977], y Wind [Kaiser *et al.*, 1998], llegaron a ser posibles.

La emisión de radio Tipo II ocurre a la frecuencia local del plasma y/o su armónico, por lo que la frecuencia de emisión es indicativa de la distancia heliocéntrica en la cual la emisión de radio se origina. Con base en los típicos modelos de densidad coronal, uno puede inferir que los estallidos Tipo II, en el intervalo métrico, están limitados a distancias heliocéntricas de  $\sim 2.5 R_{\odot}$ . Las primeras observaciones de estallidos Tipo II, utilizando naves espaciales, fueron obtenidas a frecuencias por debajo de 2 MHz, que corresponden a distancias heliocéntricas más allá de  $\sim 10 R_{\odot}$ . La longitud de onda de los estallidos Tipo II que se origina a distancias heliocéntricas de 2 a  $10 R_{\odot}$  corresponde, como lo vimos en las secciones anteriores, al dominio decamétrico-hectométrico (DH).

En uno de los primeros estudios que involucraron datos de radio de Wind/WAVES, Gopalswamy *et al.* [1998] notaron que ninguno de los 34 estallidos Tipo II métricos que se originaron en el disco solar tuvieron contraparte en el dominio DH. De otra forma, existieron choques IP detectados *in situ* no asociados, aparentemente, con los estallidos Tipo II métricos pero ocurrieron en el mismo periodo de estudio. El análisis también indicó que los choques IP y los estallidos Tipo II métricos de su conjunto de datos, no provenían de la misma fuente solar. Gopalswamy *et al.* [2001b] repitieron su estudio de estallidos tipo II métricos y su asociación con eventos IP. Ellos encontraron



que el 93% de los estallidos Tipo II métricos no tuvieron eventos IP *in situ* (choques o eyectas) y una fracción similar (80%) de eventos IP no tuvieron contraparte métrica. La asociación de estallidos Tipo II métricos con estallidos Tipo II en el dominio DH (18%) y *km* (25%) fue también demasiado pobre. Sólo una pequeña fracción (9%) de los estallidos Tipo II métricos se originaron desde el disco solar (distancia meridiana central, DMC < 60°) estuvieron asociados con choques IP; en cada uno de estos casos, una EMC halo o halo parcial estuvo involucrada (ancho > 120°) y un estallido Tipo II interplanetario estuvo presente. Como vimos en el Capítulo 1, una EMC que parece rodear el disco ocultador de un coronógrafo se le conoce como EMC tipo halo [Howard *et al.*, 1982].

Las EMCs tipo halo y halo parcial observadas por la nave espacial SOHO durante el ciclo 23 son más rápidas y anchas que la EMC promedio [Yashiro *et al.*, 2004; Gopalswamy, 2004b]. Las EMCs asociadas con estallidos Tipo II en el intervalo DH son también más rápidas y anchas que el promedio [Gopalswamy *et al.*, 2001b]. Las EMCs anchas son generalmente más masivas, por lo que las EMCs rápidas y anchas son más energéticas que la población general. Dicho de otra forma, las EMCs asociadas con los estallidos Tipo II en el intervalo DH son más energéticas que las EMCs asociadas con estallidos Tipo II métricos [Lara *et al.*, 2003]. Por lo tanto, parece existir una relación jerárquica entre los estallidos Tipo II en varios dominios de longitud de onda, organizados por la energía cinética de la EMC. La conexión entre la energía de la EMC y el dominio de la longitud de onda del estallido Tipo II puede ser comprendida de la siguiente manera: *El dominio de la longitud de onda refleja la distancia heliocéntrica en la cual el choque está localizado, entonces entre mayor sea la energía cinética de la EMC, mayor será la distancia heliocéntrica que el choque podrá alcanzar.* En esta sección verificaremos esta posibilidad utilizando un gran número de eventos de radio Tipo II con contrapartes en los tres dominios de longitud de onda.

### 2.3.2. Selección de Datos

Estamos interesados en la relación jerárquica entre estallidos Tipo II en términos de las propiedades de las EMCs asociadas. Para este propósito, consideramos tres poblaciones de EMCs asociadas con estallidos Tipo II: (1) en el dominio métrico sin contraparte en los dominios DH y *km*; (2) en el dominio DH sin importar si tienen contraparte en los dominios *m* y *km*; (3) con contrapartes en todos los dominios de longitud de onda, desde el métrico, pasando por el DH y hasta llegar al *km*. Nos referiremos a la tercera población como estallidos Tipo II en el dominio *m-km*. Las tres poblaciones también serán comparadas con la población general de ~9000 EMCs observadas por SOHO hasta el final del año 2004. Restringiremos la lista de estallidos Tipo II métricos a eventos en el limbo solar (la fuente solar, identificada mediante la localización de la fulguración en H $\alpha$ , debe estar dentro de 30° desde el limbo solar) para evitar alguna identificación ambigua de las EMCs. La visibilidad de las EMCs asociadas con los estallidos en el dominio *m* que se originan cerca del centro del disco solar, pudiera estar limitada por la presencia del disco ocultador del coronógrafo [Cliver *et al.*, 1999; Gopalswamy *et al.*, 2001b]. El período de estudio es desde el año de 1996 hasta el final del 2004. Excluimos los estallidos Tipo II que sucedieron durante los dos

mayores intervalos de falta de datos de la nave SOHO, Junio-Octubre de 1998 y Enero de 1999.

La lista de estallidos Tipo II métricos fue obtenida de *Solar Geophysical Data* (SGD) y de las páginas electrónicas de algunos observatorios. La lista de estallidos Tipo II en el dominio DH fue obtenida del catálogo en línea de Wind/WAVES (disponible en <http://lep694.gsfc.nasa.gov/waves/waves.html>) bajo el criterio de que el estallido debió ser observado en el intervalo de 1 a 14 MHz. La lista de estallidos Tipo II en el dominio *m-km* fue obtenida mediante la combinación de las dos fuentes de datos y eligiendo solamente aquellos eventos que tienen firma de estallido Tipo II en los dominios *m*, DH y *km*. Los estallidos Tipo II en los dominios DH y *km* fueron observados por los receptores RAD2 (1.075 - 13.825 MHz) y RAD1 (20 - 1040 kHz) del experimento de radio WAVES. El intervalo espectral de RAD2 corresponde a 21.7 - 279 m (intervalo de longitud de onda decamétrica - hectométrica o DH). El intervalo espectral del receptor RAD1 inicia en el intervalo hectométrico (288.5 m) y termina en el dominio kilométrico (15 km). Por lo que, nuestro criterio de selección requiere que existan firmas de emisión Tipo II detectadas por los observatorios en la Tierra así como en ambos receptores del experimento WAVES. Cuando existe un traslape de datos entre las observaciones de radio y luz blanca, cada estallido de radio Tipo II en el dominio DH está asociado con una EMC en luz blanca [Gopalswamy *et al.*, 2000; Reiner, 2000; Gopalswamy *et al.*, 2001b]. Se considera que las EMC conducen choques, los cuales aceleran electrones que resulta en la emisión de radio Tipo II observada mediante procesos de emisión de plasma. Para nuestro estudio usamos datos de EMCs obtenidos de los coronógrafos de LASCO [Brueckner *et al.*, 1995]. Las EMCs que se propagan en el intervalo  $\sim 2$  a  $32 R_{\odot}$ , desde el centro del Sol, son registradas mediante imágenes, por LASCO, dando así los atributos básicos de las EMCs, como lo son la velocidad, aceleración, ancho, y latitud aparente. El campo de visión de LASCO se traslapa con el dominio espacial en el cual la emisión de Tipo II, detectada por WAVES, se origina, estableciendo el estudio de la conexión entre EMCs y estallidos de radio.

Logramos identificar 132 eventos Tipo II métricos que se originaron cerca del limbo solar. Nos referiremos a estos estallidos como eventos *m-limb*. Todos los estallidos Tipo II *m-limb* fueron asociados con EMCs de LASCO cuando existió un traslape de datos. A lo largo del mismo periodo, existieron 221 estallidos Tipo II en el dominio DH traslapados con datos de SOHO. Para cada uno de los estallidos Tipo II, se identificó una EMC única. Los estallidos en el dominio *m-km* conforman el grupo más pequeño con 71 eventos y están listados en la Tabla 2.6, con la fecha en la columna 2. Los tiempos y frecuencias iniciales ( $f_s$  en MHz) de los estallidos Tipo II métricos están dados en las columnas 3 y 4, respectivamente. La  $f_s$  listada corresponde a la emisión fundamental (frecuencia del plasma  $\sim$  frecuencia observada). Si la  $f_s$  tiene la marca "?", significa que no sabemos si el estallido está reportado como modo fundamental o armónico. La subsecuente actividad en longitudes de onda DH y *km* se muestra por el tiempo de inicio (columna 5) y el intervalo de frecuencia (columna 6). El tiempo de inicio (columna 7), la importancia RX/Optica (columna 8), la locación heliográfica (columna 9), y el número de región activa (columna 10) de la fulguración asociada están listadas también. Las columnas 11 a 15 dan la información de las EMCs asociadas en el siguiente orden: tiempo universal, ángulo de posición central (CPA), ancho ( $W^{\circ}$ ), velocidad (V,

km/s), y aceleración ( $a$ , m/s<sup>2</sup>). La altura de la EMC (en radios solares,  $R_{\odot}$ ) al tiempo de inicio del estallido de radio Tipo II métrico, también se muestra (columna 16 con un ajuste lineal (HT1) y en la columna 17 con un ajuste cuadrático (HT2)). La última columna (18) da la intensidad del evento de partículas solares energéticas (PSE) asociado, medido en unidades de flujo de partículas (pfu, protones/cm<sup>2</sup> s sr, en el canal de GOES > 10 MeV). Se colocó una notación apropiada cuando no existe evento de PSE (N) o cuando el fondo es alto (HiB).

Tabla 2.6: Lista de estallidos de radio Tipo II en el dominio  $m$ - $km$  con las propiedades de las fulguraciones y EMCs asociadas. <sup>a</sup>La asociación  $m$ - $km$  pudiera ser fortuita debido a múltiples EMCs de diferentes regiones. <sup>b</sup>La fulguración en rayos X está subestimada debido a que la fuente se encuentra 30° detrás del limbo.

| #  | Tipo II (métrico) |       | Tipo II (DH- $km$ ) |                            | Fulguración |                     |         |       | EMC   |     |     |      |        | PSEs |      |       |
|----|-------------------|-------|---------------------|----------------------------|-------------|---------------------|---------|-------|-------|-----|-----|------|--------|------|------|-------|
|    | Fecha             | Hora  | F <sub>s</sub>      | F <sub>range</sub>         | Hora        | Imp                 | Loc.    | AR#   | Hora  | CPA | W   | V    | a      |      | HT1  | HT2   |
| 01 | 1997/05/12        | 04:54 | 90                  | 05:15 12-0.08              | 04:42       | C1.3/?              | N21W08  | 8038  | 05:30 | 360 | 360 | 464  | -15.0  | 2.6  | 1.0  | 2     |
| 02 | 1997/05/21        | 20:10 | 70                  | 20:20 5-0.5                | 20:03       | M1.3/SF             | N05W12  | 8040  | 21:00 | 269 | 60  | 296  | 1.4    | 1.3  | 1.8  | N     |
| 03 | 1997/11/03        | 04:37 | 130                 | 05:15 14-0.25              | 04:32       | C8.6/SB             | S18W16  | 8100  | 05:28 | 240 | 109 | 227  | 1.4    | 2.6  | 2.8  | N     |
| 04 | 1997/11/04        | 05:58 | 115                 | 06:00 14-0.10              | 05:52       | X2.1/2B             | S14W34  | 8100  | 06:10 | 360 | 360 | 785  | -22.1  | 3.1  | 2.1  | 72    |
| 05 | 1997/11/06        | 11:53 | 245?                | 12:20 14-0.10              | 11:49       | X9.4/2B             | S18W63  | 8100  | 12:10 | 360 | 360 | 1556 | -44.1  | 3.1  | 2.5  | 490   |
| 06 | 1998/04/20        | 09:56 | 60?                 | 10:25 10-0.03              | 09:38       | M1.4/?              | S44W90  | 8194  | 10:07 | 284 | 165 | 1863 | 43.5   | 1.0  | 1.5  | 1700  |
| 07 | 1998/04/23        | 05:40 | 45                  | 06:00 14-0.02              | 05:35       | X1.2/?              | S17E91  | 8210  | 05:27 | 360 | 360 | 1618 | 18.5   | 3.5  | 3.6  | HiB   |
| 08 | 1998/05/09        | 03:26 | 75                  | 03:35 9-0.40               | 03:04       | M7.7/?              | S15W86  | 8210  | 03:35 | 262 | 178 | 2331 | -140.5 | 1.1  | 0.2  | 12    |
| 09 | 1998/06/16        | 18:18 | 90?                 | 18:20 12-0.05              | 18:03       | M1.0/?              | S17W90  | 8232  | 18:27 | 341 | 281 | 1484 | -74.7  | 3.5  | 2.4  | 2     |
| 10 | 1999/05/03        | 05:43 | 90                  | 05:50 8-0.20               | 05:36       | M4.4/2N             | N15E32  | 8525  | 06:06 | 360 | 360 | 1584 | 15.8   | -0.1 | 0.2  | 14    |
| 11 | 1999/05/27        | 10:46 | 60?                 | 10:55 14-0.07              | -           | -                   | W-limb  | -     | 11:06 | 360 | 360 | 1691 | -33.5  | 1.9  | 1.5  | 9     |
| 12 | 1999/06/04        | 07:02 | 90                  | 07:05 14-0.06              | 06:52       | M3.9/2B             | N17W69  | 8552  | 07:26 | 289 | 150 | 2230 | -158.8 | 4.5  | 2.8  | 64    |
| 13 | 1999/06/11        | 11:15 | 85                  | 11:45 14-0.40              | 11:07       | C8.8/?              | N38E90  | 8585  | 11:26 | 35  | 181 | 1569 | -20.8  | 1.3  | 1.0  | N     |
| 14 | 2000/01/18        | 17:19 | 80?                 | 17:31 14-0.50              | 17:07       | M3.9/1N             | S19E11  | 8831  | 17:54 | 360 | 360 | 739  | -7.1   | 1.8  | 1.4  | 1     |
| 15 | 2000/02/08        | 08:52 | 123                 | 09:05 12-0.02              | 08:42       | M1.3/1B             | N25E26  | 8858  | 09:30 | 360 | 360 | 1079 | -35.3  | 0.1  | -1.2 | N     |
| 16 | 2000/02/12        | 04:03 | 90                  | 03:55 4-0.40 <sup>a</sup>  | 03:51       | M1.7/1N             | N25W23  | 8858  | 04:31 | 360 | 360 | 1107 | -8.3   | 0.8  | 0.4  | 2     |
| 17 | 2000/02/17        | 20:25 | 90                  | 20:42 14-0.10              | 20:17       | M1.3/2N             | S29E07  | 8872  | 21:30 | 360 | 360 | 728  | -22.9  | 2.1  | 0.5  | 1     |
| 18 | 2000/05/07        | 20:45 | 300?                | 21:15 14-0.50              | -           | -                   | W-limb  | 8970? | 20:50 | 360 | 360 | 1781 | -71.8  | 2.9  | 2.2  | N     |
| 19 | 2000/06/06        | 15:16 | 146?                | 15:20 14-0.00              | 14:58       | X2.3/3B             | N33E25  | 9026  | 15:54 | 360 | 360 | 1119 | 1.5    | 0.4  | 0.5  | 84    |
| 20 | 2000/07/14        | 10:18 | 175                 | 10:30 14-0.08              | 10:03       | X5.7/3B             | N22W07  | 9077  | 10:54 | 360 | 360 | 1674 | -96.1  | 0.0  | -0.8 | 24000 |
| 21 | 2000/09/12        | 11:33 | 90                  | 12:00 14-0.06              | 11:31       | M1.0/2N             | S17W09  | DSF   | 11:54 | 360 | 360 | 1550 | 58.2   | -0.7 | 0.4  | 320   |
| 22 | 2000/09/16        | 04:11 | 90                  | 04:30 14-0.40              | 04:06       | M5.9/2B             | N14W07  | 9165  | 05:18 | 360 | 360 | 1215 | -12.3  | 2.1  | 1.5  | HiB   |
| 23 | 2000/11/24        | 05:02 | 90                  | 05:10 14-0.10              | 04:55       | X2.0/3B             | N19W06  | 9236  | 05:30 | 360 | 360 | 994  | 72.0   | 0.5  | 3.8  | 8     |
| 24 | 2000/11/24        | 15:07 | 180?                | 15:25 14-0.20              | 14:51       | X2.3/2B             | N22W07  | 9236  | 15:30 | 360 | 360 | 1245 | -3.3   | 0.8  | 0.7  | 94    |
| 25 | 2001/01/20        | 21:12 | 160                 | 21:30 14-0.50              | 21:06       | M7.7/2B             | S07E46  | 9313  | 21:30 | 360 | 360 | 1507 | -41.1  | 1.5  | 0.7  | 2     |
| 26 | 2001/01/26        | 11:55 | 60                  | 12:06 14-0.40              | 11:50       | C1.6/SF             | S23W57  | 9320  | 12:06 | 276 | 176 | 928  | -15.3  | 2.5  | 1.8  | N     |
| 27 | 2001/03/29        | 10:03 | 175                 | 10:12 4-0.06               | 09:57       | X1.7/SF             | N20W19  | 9402  | 10:26 | 360 | 360 | 942  | 3.5    | 1.8  | 2.0  | 35    |
| 28 | 2001/04/02        | 21:49 | 140                 | 22:05 14-0.25              | 21:32       | X2.0/?              | N19W72  | 9393  | 22:06 | 261 | 244 | 2505 | 108.5  | 2.2  | 2.9  | 1100  |
| 29 | 2001/04/09        | 15:25 | 133                 | 15:53 12-0.10              | 15:20       | M7.9/2B             | S21W04  | 9415  | 15:54 | 360 | 360 | 1192 | 1.3    | 0.3  | 0.3  | 5     |
| 30 | 2001/04/10        | 05:13 | 90                  | 05:24 14-0.10              | 05:06       | X2.3/3B             | S23W09  | 9415  | 05:30 | 360 | 360 | 2411 | 211.6  | -0.8 | 0.3  | 355   |
| 31 | 2001/04/15        | 13:47 | 180?                | 14:05 14-0.04              | 13:19       | X14.4/2B            | S20W85  | 9415  | 14:06 | 245 | 167 | 1199 | -35.9  | 2.5  | 2.0  | 951   |
| 32 | 2001/04/18        | 02:17 | 130                 | 02:55 1-0.10               | 01:33       | B9.1/? <sup>b</sup> | S23W120 | 9424  | 02:30 | 360 | 360 | 2465 | -9.5   | 2.2  | 2.2  | 321   |
| 33 | 2001/08/25        | 16:32 | 180?                | 16:50 8-0.17               | 16:23       | X5.3/3B             | S17E34  | 9591  | 16:50 | 360 | 360 | 1433 | -46.8  | 2.1  | 1.3  | HiB   |
| 34 | 2001/10/09        | 10:52 | 85                  | 11:15 8-0.20               | 10:46       | M1.4/2F             | S28E08  | 9653  | 11:30 | 360 | 360 | 973  | -41.5  | 1.9  | 0.2  | 5     |
| 35 | 2001/10/19        | 16:24 | 180?                | 16:45 14-0.03              | 16:13       | X1.6/2B             | N15W29  | 9661  | 16:50 | 360 | 360 | 901  | -0.7   | 1.2  | 1.2  | 11    |
| 36 | 2001/10/25        | 14:55 | 180?                | 15:30 14-0.03              | 14:42       | X1.3/2B             | S16W21  | 9672  | 15:26 | 360 | 360 | 1092 | -1.4   | 0.4  | 0.3  | HiB   |
| 37 | 2001/11/04        | 16:10 | 180?                | 16:30 14-0.07              | 16:03       | X1.0/3B             | N06W18  | 9684  | 16:35 | 360 | 360 | 1810 | -63.4  | 0.7  | -0.3 | 31700 |
| 38 | 2001/11/22        | 22:31 | 116                 | 22:40 14-0.04              | 22:32       | M9.9/?              | S17W38  | 9704  | 23:30 | 360 | 360 | 1437 | -12.9  | -2.2 | -2.8 | 18900 |
| 39 | 2001/12/11        | 08:03 | 135                 | 12:45 4.5-0.8 <sup>a</sup> | 07:58       | X2.8/SF             | N16E41  | 9733  | 08:30 | 23  | 142 | 804  | -9.6   | 1.1  | 0.9  | 1     |
| 40 | 2001/12/26        | 05:12 | 90                  | 05:20 14-0.15              | 04:32       | M7.1/1B             | N06W54  | 9742  | 05:30 | 281 | 212 | 1446 | -39.9  | 1.7  | 1.3  | 779   |
| 41 | 2001/12/28        | 19:59 | 65?                 | 20:35 14-0.35              | 20:02       | X3.4/?              | S26E90  | 9756  | 20:30 | 360 | 360 | 2216 | 6.9    | -0.5 | -0.4 | 76    |
| 42 | 2002/01/14        | 06:08 | 90                  | 06:25 12-0.10              | 05:29       | M4.4/?              | S28W83  | 9772  | 05:35 | 360 | 360 | 1492 | 52.3   | 5.5  | 5.4  | HiB   |
| 43 | 2002/03/22        | 11:08 | 70                  | 11:30 14-0.50              | 10:12       | M1.6/?              | S09W90  | 9866  | 11:06 | 360 | 360 | 1750 | -22.5  | 3.4  | 3.4  | 16    |
| 44 | 2002/04/17        | 08:08 | 40                  | 08:30 5-0.04               | 07:46       | M2.6/2N             | S14W34  | 9906  | 08:26 | 360 | 360 | 1240 | -19.8  | 1.9  | 1.3  | 24    |
| 45 | 2002/04/21        | 01:18 | 90                  | 01:30 10-0.06              | 00:43       | X1.5/1F             | S14W84  | 9906  | 01:27 | 360 | 360 | 2393 | -1.4   | 1.3  | 1.3  | 2520  |

Continúa en la siguiente página

Tabla 2.6 – Continuación

| #  | Fecha      | Tipo II (métrico) |                | Tipo II (DH-km) |                    | Fulguración |          |        | EMC  |       |     |     |      | PSEs   |      |      |       |
|----|------------|-------------------|----------------|-----------------|--------------------|-------------|----------|--------|------|-------|-----|-----|------|--------|------|------|-------|
|    |            | Hora              | F <sub>s</sub> | Hora            | F <sub>range</sub> | Hora        | Imp      | Loc.   | AR#  | Hora  | CPA | W   | V    |        | a    | HT1  | HT2   |
| 46 | 2002/07/23 | 00:28             | 170            | 00:50           | 11-0.40            | 00:18       | X4.8/2B  | S13E72 | 0039 | 00:42 | 360 | 360 | 2285 | -      | 1.2  | -1.0 | HiB   |
| 47 | 2002/08/16 | 05:52             | 95             | 06:15           | 14-0.30            | 05:46       | M2.4/SF  | N07W83 | 0061 | 06:06 | 293 | 162 | 1378 | -3.7   | 0.8  | 0.7  | N     |
| 48 | 2002/08/16 | 12:06             | 180            | 12:20           | 14-0.06            | 11:32       | M5.2/2N  | S14E20 | 0069 | 12:30 | 360 | 360 | 1585 | -67.1  | 0.6  | -0.6 | 4     |
| 49 | 2002/08/24 | 01:01             | 120            | 01:45           | 5-0.40             | 00:49       | X3.1/1F  | S02W81 | 0069 | 01:27 | 360 | 360 | 1913 | 43.7   | 1.5  | 2.1  | 317   |
| 50 | 2002/09/05 | 16:33             | 250?           | 16:55           | 16-0.03            | 16:18       | C5.2/SF  | N09E28 | 0102 | 16:54 | 360 | 360 | 1748 | 43.0   | 1.0  | 1.4  | 208   |
| 51 | 2002/10/27 | 22:58             | 100            | 23:06           | 14-0.30            | -           | C3.0/-?  | N16E74 | -    | 23:18 | 360 | 360 | 2115 | 75.1   | 3.6  | 4.1  | N     |
| 52 | 2002/11/09 | 13:17             | 85?            | 13:20           | 14-0.10            | 13:08       | M4.6/2B  | S12W29 | 0180 | 13:31 | 360 | 360 | 1838 | 35.4   | 1.7  | 2.1  | 404   |
| 53 | 2002/11/10 | 03:14             | 90             | 03:20           | 3-0.30             | 03:04       | M2.4/2N  | S12W37 | 0180 | 03:30 | 360 | 360 | 1670 | -54.6  | 2.7  | 2.2  | HiB   |
| 54 | 2003/03/18 | 12:16             | 80?            | 12:25           | 4.5-0.5            | 11:51       | X1.5/1B  | S15W46 | 0314 | 12:30 | 263 | 209 | 1601 | -13.3  | 1.6  | 1.4  | N     |
| 55 | 2003/04/22 | 07:16             | 70?            | 07:25           | 3.5-0.7            | -           | -        | E-limb | -    | 07:36 | 87  | 171 | 918  | -8.9   | 1.7  | 1.3  | N     |
| 56 | 2003/05/28 | 00:26             | 180?           | 01:00           | 1-0.20             | 00:17       | X3.6/?   | S06W21 | 0365 | 00:50 | 360 | 360 | 1366 | 25.9   | 1.5  | 2.3  | 121   |
| 57 | 2003/05/29 | 01:06             | 90             | 01:10           | 13-0.20            | 00:51       | X1.2/2B  | S06W37 | 0365 | 01:27 | 360 | 360 | 1237 | -22.3  | 3.1  | 2.6  | HiB   |
| 58 | 2003/05/31 | 02:23             | 180            | 03:00           | 1-0.15             | 02:13       | M9.3/2B  | S07W65 | 0365 | 02:30 | 360 | 360 | 1835 | -2.4   | 1.4  | 1.4  | 27    |
| 59 | 2003/06/15 | 23:46             | 180?           | 00:00           | 14-0.4             | 23:25       | X1.3/SF  | S07E80 | 0386 | 23:54 | 360 | 360 | 2053 | -0.9   | 2.1  | 2.1  | N     |
| 60 | 2003/06/17 | 22:48             | 180            | 22:50           | 10-0.20            | 22:27       | M6.8/?   | S08E59 | 0386 | 23:18 | 360 | 360 | 1813 | -2.9   | 2.4  | 2.4  | 24    |
| 61 | 2003/10/28 | 11:02             | 180?           | 11:10           | 14-40              | 09:51       | X17.2/4B | S16E08 | 0486 | 11:30 | 360 | 360 | 2459 | -105.2 | 0.1  | -0.8 | 29500 |
| 62 | 2003/10/29 | 20:40             | 80?            | 20:55           | 11-0.50            | 20:37       | X10.0/2B | S15W02 | 0486 | 20:54 | 360 | 360 | 2029 | -146.5 | 0.8  | -0.1 | HiB   |
| 63 | 2003/11/02 | 17:14             | 180            | 17:30           | 12-0.25            | 17:03       | X8.3/2B  | S14W56 | 0486 | 17:30 | 360 | 360 | 2598 | -32.4  | -0.3 | -0.4 | HiB   |
| 64 | 2003/11/03 | 09:50             | 225            | 10:00           | 6-0.40             | 09:43       | X3.9/2F  | N08W77 | 0488 | 10:06 | 293 | 103 | 1420 | -11.6  | 0.6  | 0.4  | HiB   |
| 65 | 2003/11/04 | 19:42             | 180?           | 20:00           | 10-0.20            | 19:29       | X28.0/3B | S19W83 | 0486 | 19:54 | 360 | 360 | 2657 | 434.8  | 0.8  | 1.9  | 353   |
| 66 | 2004/01/07 | 03:58             | 230            | 04:15           | 14-0.75            | 03:43       | M4.5/2N  | N02E82 | 0537 | 04:06 | 78  | 171 | 1581 | -60.4  | 2.5  | 1.9  | N     |
| 67 | 2004/09/12 | 00:23             | 55             | 00:45           | 14-0.04            | 00:04       | M4.8/2N  | N04E42 | 0672 | 00:36 | 360 | 360 | 1328 | 22.5   | 0.1  | 0.5  | 273   |
| 68 | 2004/11/01 | 03:21             | 125            | 05:55           | 3-0.40             | 03:04       | M1.1/1F  | N15W41 | 0691 | 03:54 | 242 | 192 | 459  | -6.6   | 1.9  | 1.7  | 63    |
| 69 | 2004/11/06 | 00:37             | 40             | 01:50           | 6-0.70             | 00:11       | M9.3/2N  | N10E08 | 0696 | 01:31 | 37  | 178 | 818  | -81.5  | -0.1 | -1.7 | N     |
| 70 | 2004/11/07 | 15:59             | 180?           | 16:25           | 14-0.06            | 15:42       | X2.0/?   | N09W17 | 0696 | 16:54 | 360 | 360 | 1759 | -19.7  | -2.5 | -3.1 | 495   |
| 71 | 2004/12/30 | 22:11             | 180?           | 23:45           | 5-0.70             | 22:04       | M4.2/2N  | N04E46 | 0715 | 22:30 | 360 | 360 | 1035 | -0.6   | 0.6  | 0.6  | N     |

### 2.3.3. Análisis y Resultados

#### 2.3.3.1. Ejemplos Ilustrativos

La Figura 2.12 muestra un ejemplo de un estallido Tipo II métrico sin contraparte en longitudes de onda mayores. El estallido  $m$  se originó en la región activa 0123, localizada en la posición N16E61 el 4 de Diciembre de 2002. La localización del sitio de la erupción puede ser vista en la imagen obtenida por el telescopio EIT (*Extreme-ultraviolet Imaging Telescope*) [Delaboudiniere *et al.*, 1995]. La EMC tuvo un ancho de  $162^\circ$  así como una velocidad lineal de 825 km/s. Aunque el ancho final de la EMC fue grande, al inicio del evento fue relativamente pequeño. La EMC además se estuvo desacelerando con un valor promedio de  $-13 \text{ m/s}^2$ . Cuando el estallido métrico inició, el frente de la EMC estaba a una altura de  $2.7 R_\odot$ . La Figura 2.13 muestra un estallido Tipo II confinado en el dominio DH, asociado con una EMC de la región activa 9481 en el limbo Este y que fue observada el 30 de Mayo de 2001. La EMC fue muy rápida (2087 km/s), ancha ( $216^\circ$ ), y con una desaceleración importante ( $-45 \text{ m/s}^2$ ). Cualquier fulguración asociada a este evento pareció estar oculta detrás del limbo solar.

La Figura 2.14 muestra el estallido Tipo II del 26 de Diciembre de 2001, el cual tuvo contrapartes en los tres dominios de longitud de onda. El estallido Tipo II métrico inició a las 05:12 TU. La EMC asociada fue muy rápida (1446 km/s) y fue del tipo halo parcial ( $212^\circ$ ), originándose en la región activa 9742 (N08W54). Extrapolando la gráfica de altura-tiempo de la EMC con el tiempo de inicio del estallido Tipo II métrico, encontramos que el frente de la EMC estuvo a una altura de  $1.6 R_\odot$ . Se

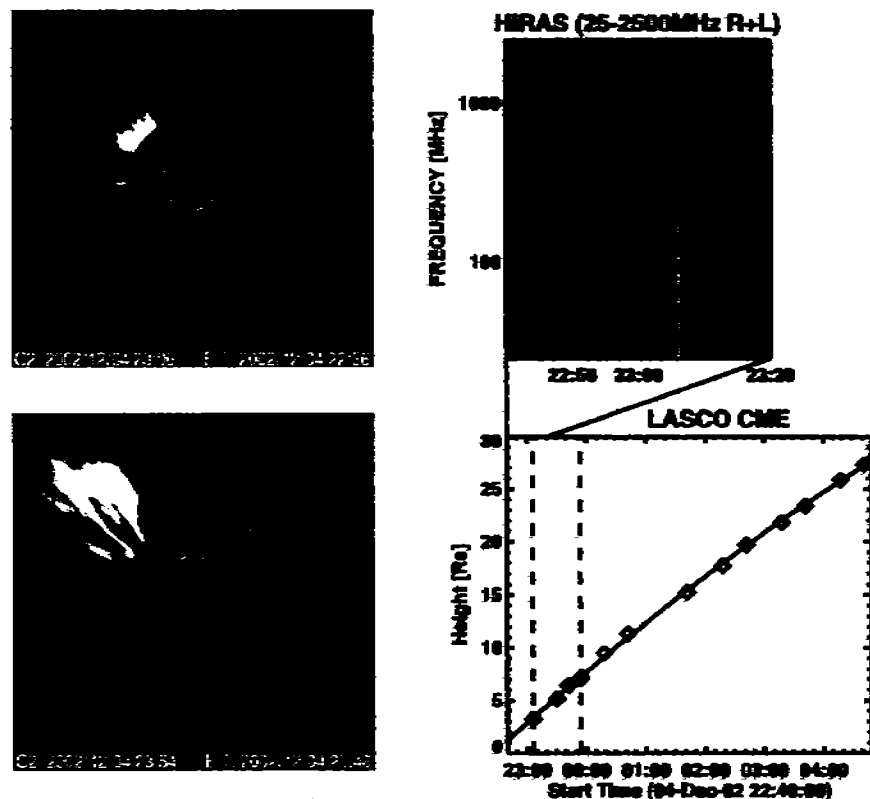


Figura 2.12: Estallido de radio Tipo II métrico (panel superior derecho) observado en 2002/12/04 por el radio espectrógrafo de Hiraiss (HIRAS) e imágenes de la EMC asociada (pánelos de la derecha) a las 23:06 y 23:54 TU. La gráfica de altura-tiempo de la EMC se muestra en el panel inferior derecho. El tiempo de la primera imagen de LASCO (23:06 TU) está marcado sobre el espectro dinámico del estallido Tipo II mediante una línea vertical punteada. Los tiempos en ambas imágenes de LASCO también están marcados en la gráfica de altura-tiempo. El estallido Tipo II fue asociado con una EMC de velocidad 825 km/s y un ancho de  $162^{\circ}$  en la región activa 0123, localizada en N16E61. A las 23:06 TU, el frente de la EMC estuvo a una altura de  $3.25 R_{\odot}$ . Cuando el estallido Tipo II inició, el frente de la EMC estaba a una altura de  $2.7 R_{\odot}$ .

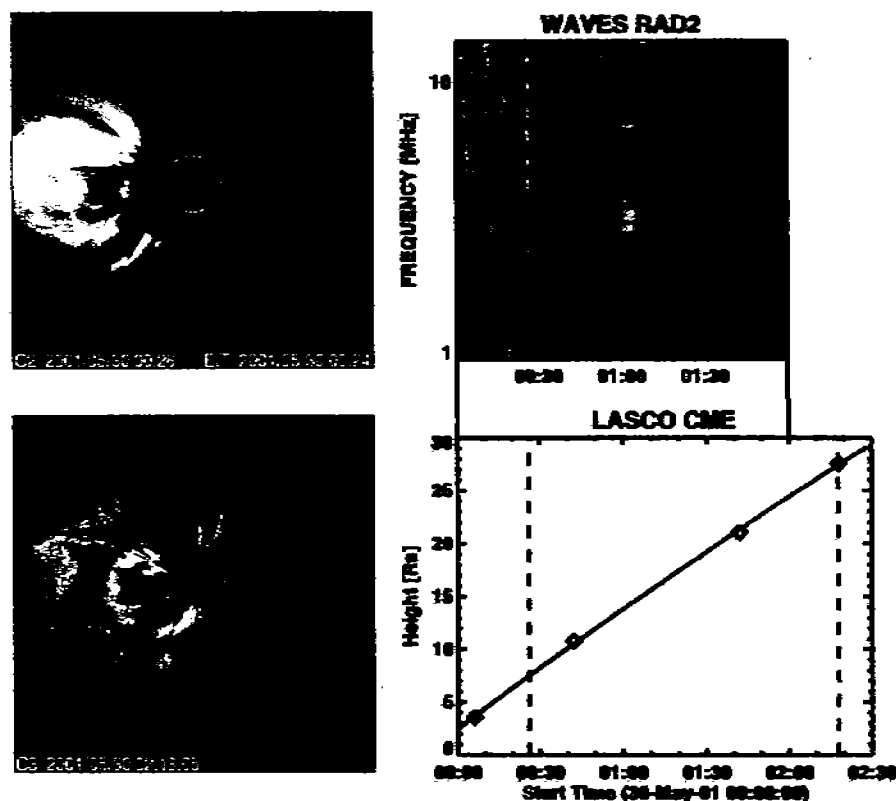


Figura 2.13: Ejemplo de un estallido de radio Tipo II confinado en el dominio DH, junto con 2 imágenes de la EMC asociada. La EMC claramente se origina en el limbo Este, como lo muestra la diferencia de imágenes de EIT. No se reportó un estallido Tipo II métrico para este evento en los observatorios situados en tierra, pero el estallido Tipo III en el espectro dinámico de WAVES, sí tuvo contraparte métrica. No es posible asegurar sobre la posibilidad de un estallido Tipo II métrico débil superpuesto en la emisión Tipo III. Esto quiere decir que sólo un estallido Tipo II se observa claramente en el dominio DH. El estallido Tipo II tuvo una estructura fundamental y armónica por debajo de 10 MHz. Por arriba de esta frecuencia, el espacio entre las componentes fundamental y armónica, estaba permeado por emisión de radio, lo cual es indicativo de la interacción de la EMC, y que fue confirmado por observaciones de LASCO. El frente de la EMC, cruzó justo el campo de visión de LASCO/C2 a las 00:26 TU. Esta fue una EMC muy rápida (velocidad  $\sim 2087$  km/s, ancho  $\sim 216^\circ$ ). Como se mostró en la Figura 2.12, los tiempos de las imágenes de LASCO están marcados en el espectro dinámico. Cuando el estallido Tipo II cruzó el límite de frecuencia inferior del dominio espectral del receptor RAD2 a las  $\sim 01:30$  TU, la EMC estaba a una altura de  $18 R_\odot$ . Debido a que la EMC se originó cerca del limbo, la velocidad y altura medidas están muy cercanas a los valores reales. Sin resolución espacial, es difícil decir donde se localiza el estallido Tipo II con respecto a la EMC, uno puede inferir que la altura del estallido no debería exceder  $18 R_\odot$ . El estallido Tipo II no fue observado en el dominio espectral del RAD1, a pesar de que éste es más sensible. Esto significa que el estallido Tipo II se ha debilitado hasta confundirse con el nivel de fondo alrededor de este tiempo. La imagen de LASCO/C3 al tiempo 02:18 TU muestra que el frente de la EMC estaba a una altura de  $27.6 R_\odot$ , cercano al límite del campo de visión de este coronógrafo. El choque probablemente se debilitó rápido en este evento debido a que se estaba propagando a través de un medio tenue.

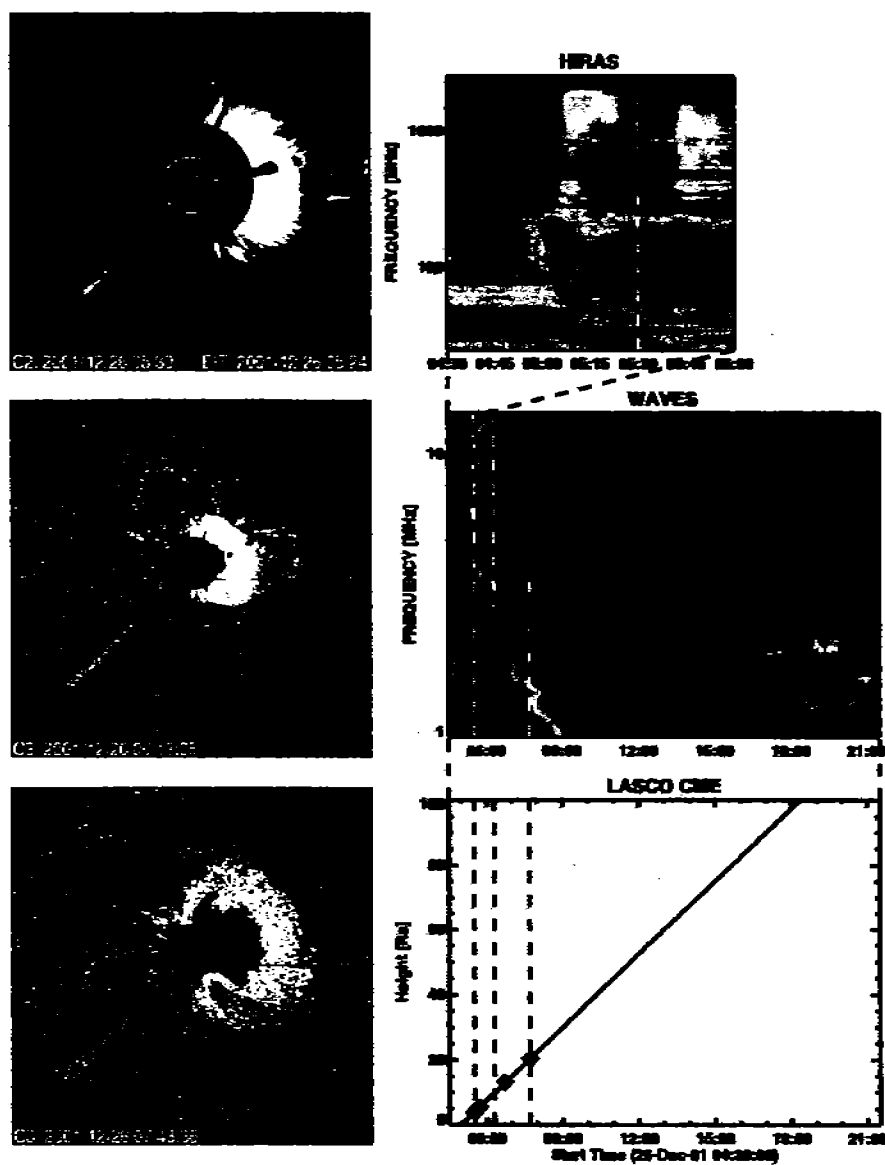


Figura 2.14: Ejemplo de un evento de radio Tipo II con contrapartes en todos los dominios de longitud de onda usando observaciones de HiRAS (panel superior derecho) y WAVES (panel intermedio derecho). Se muestran tres imágenes de LASCO en los paneles de la izquierda, las cuales fueron tomadas cuando el estallido estaba en los dominios  $m$ ,  $DH$  y  $km$ . Los tiempos de las imágenes de LASCO se muestran mediante líneas verticales punteadas superimpuestas sobre los espectros dinámicos. La EMC responsable del estallido de radio fue una EMC halo parcial (ancho  $\sim 212^\circ$ ) de la región activa 9742 (N06W54) cerca del limbo Oeste con una velocidad promedio de 1446 km/s. La EMC estuvo asociada además con un evento de PSEs, el cual degradó la calidad de las imágenes en la segunda y tercera imágenes de LASCO. De hecho, no fue posible medir a la EMC más allá de  $20.5 R_\odot$ .

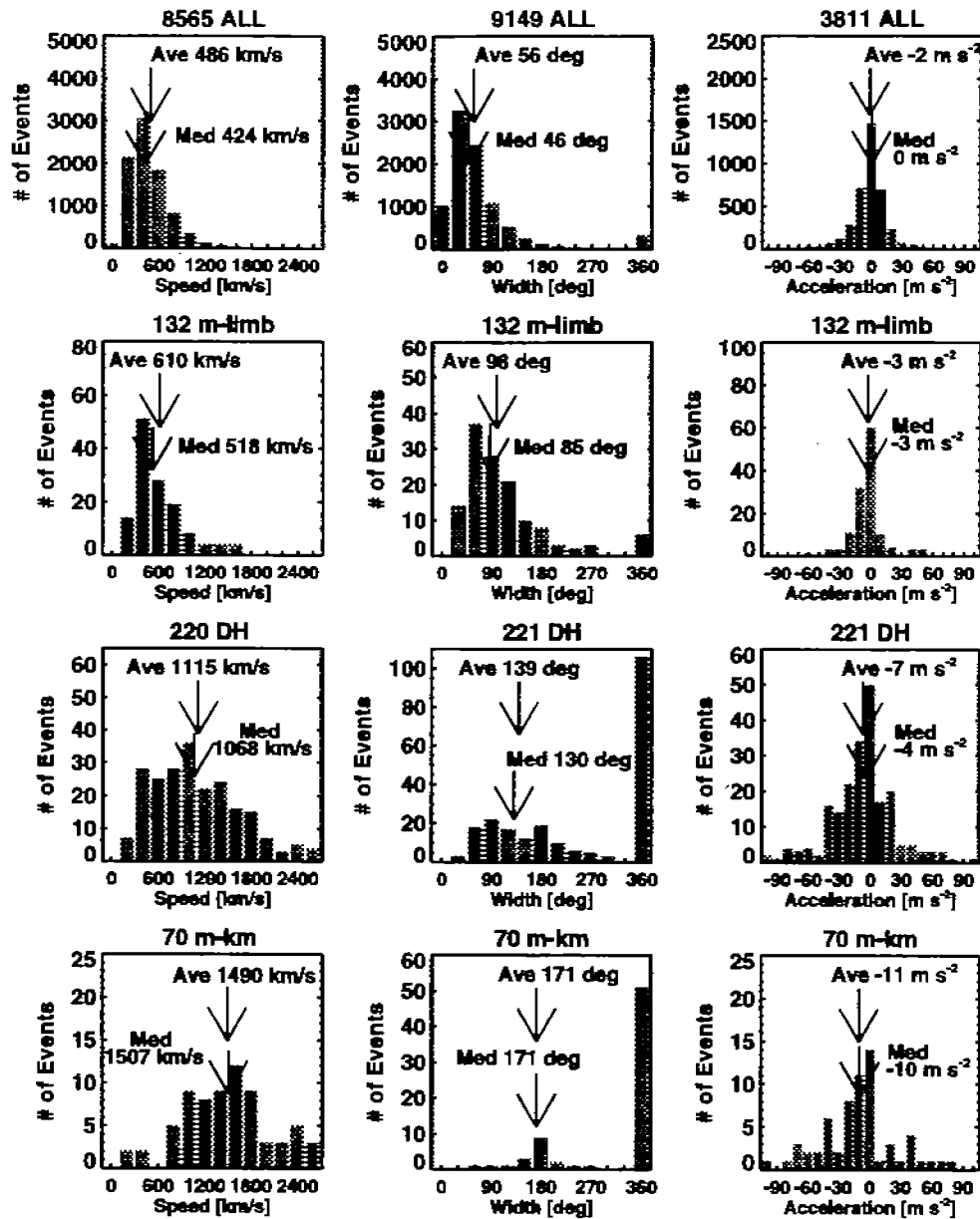


Figura 2.15: Propiedades de la población general (renglón superior) de EMCs comparada con aquellas EMCs asociadas con estallidos de radio Tipo II métricos (segundo renglón), DH (tercer renglón), y *m-km* (renglón inferior). Se muestran las distribuciones de velocidad (primera columna), ancho (segunda columna), y aceleración (tercera columna) para las cuatro poblaciones de EMCs. Todos los parámetros fueron medidos sobre el plano del cielo y no se hizo ningún intento por corregir los efectos de proyección. Los valores medio y promedio se muestran sobre las gráficas de cada distribución. El número de EMCs difiere entre las columnas debido a que la velocidad y aceleración no pudo ser medida para todas las EMCs. Note los incrementos progresivos de los valores medio y promedio en cada columna mientras uno se mueve desde la población general de EMCs hacia las poblaciones asociadas con los estallidos Tipo II métricos, DH, y *m-km*.



puede ver la continuación del estallido Tipo II en los dominios DH y  $km$ . Los tiempos correspondientes a las tres imágenes de LASCO (Figura 2.14) están marcados sobre el espectro dinámico y muestran la altura aproximada en la corona desde la cual la emisión de radio se origina. Por ejemplo, al tiempo de la última imagen a las 07:43 TU, la EMC estaba a la altura de  $20.5 R_{\odot}$  y la emisión Tipo II ocurre a 800 kHz. Esto implica que el choque que conduce a la EMC está cruzando la corona donde la densidad local es  $7.9 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$ .

### 2.3.3.2. Jerarquía de los Estallidos Tipo II

La Figura 2.15 compara las propiedades de las EMCs asociadas a los estallidos Tipo II en los dominios  $m$ , DH y  $m-km$ . Hemos mostrado los tres atributos básicos, llamados, velocidad, ancho, y aceleración para cuatro poblaciones: (1) todas las EMCs hasta fines del año 2004, (2) las EMCs asociadas con los estallidos Tipo II métricos en el limbo ( $m\text{-limb}$ ), (3) las EMCs asociadas con los estallidos Tipo II en el dominio DH, (4) las EMCs asociadas con los estallidos Tipo II en el dominio  $m-km$ . Todos los parámetros fueron medidos sobre el plano del cielo, y no se hizo intento alguno para corregir efectos de proyección. Las velocidades fueron obtenidas ajustando una línea recta a las mediciones de altura-tiempo y por lo tanto representan las velocidades promedio dentro del campo de visión de LASCO. Los anchos promedio mostrados sobre las gráficas fueron obtenidos al excluir las EMCs tipo halo (ancho aparente =  $360^\circ$ ) debido a que es difícil calcular el ancho verdadero de las EMCs tipo halo. Las velocidades promedio de las EMCs fueron 487, 610, 1115, y 1490 km/s para las EMCs de la población general, las asociadas a estallidos Tipo II métricos, DH, y  $m-km$ , respectivamente. Los valores medios tuvieron un incremento progresivo similar. Los correspondientes anchos promedio de las EMCs fueron  $56^\circ$  (población general),  $85^\circ$  (asociadas con estallidos métricos),  $139^\circ$  (asociadas con estallidos DH), y  $171^\circ$  (asociadas con estallidos  $m-km$ ), considerando solamente aquellas EMCs que no fueran tipo halo. La fracción de EMCs tipo halo también se incrementó progresivamente; entre las EMCs asociadas a estallidos métricos, se tuvo un 4.7% de halos comparado con un 3% para la población general de EMCs. Sin embargo, casi la mitad de las EMCs asociadas a estallidos Tipo II en el dominio DH (47%) fueron tipo halo, mientras que el 71.2% de aquellas EMCs asociadas a estallidos en el dominio  $m-km$ , fueron tipo halo. En lo que a aceleración se refiere, el valor promedio fue negativo para todas las distribuciones, aunque el valor de la media para la población general fue de  $\sim 0$ . La desaceleración promedio también se incrementó progresivamente: desde la población general ( $-2 \text{ m/s}^2$ ), pasando por las EMCs asociadas a estallidos métricos ( $-3 \text{ m/s}^2$ ), DH ( $-7 \text{ m/s}^2$ ) y finalmente las asociadas con los  $m-km$  ( $-11 \text{ m/s}^2$ ). Por lo tanto, existe una clara tendencia de incremento progresivo en los valores promedio de velocidad, ancho, desaceleración y fracción de halos mientras uno va de la población general de EMCs, hacia las EMCs asociadas con estallidos Tipo II en el dominio  $m-km$ . La mayor desaceleración para las EMCs más rápidas se espera debido a la fuerza de viscosidad aerodinámica de las EMCs mientras se propagan en la corona y el medio interplanetario. Por lo tanto, podemos decir que, en general, la combinación de velocidad y ancho de las EMCs, organiza las tres poblaciones de estallidos Tipo II. Existe además una relación clara entre la masa y el ancho

de una EMC: las EMCs más anchas son generalmente más masivas. Por lo tanto las EMCs más rápidas y más anchas pueden ser tomadas para sugerir que estas EMCs son más energéticas sobre el promedio. Por lo tanto, la energía cinética de las EMCs organiza, esencialmente, los tres tipos de poblaciones de estallidos Tipo II: *m*, DH, y *m-km*. Las EMCs asociadas con estallidos métricos sin contraparte en el medio interplanetario son más energéticas que la población general. De otra manera, las EMCs asociadas con estallidos Tipo II en el dominio DH son más energéticas que las asociadas con los estallidos métricos pero menos energéticas comparadas con aquellas asociadas a estallidos *m-km*.

### 2.3.3.3. Asociación con Eventos de PSEs

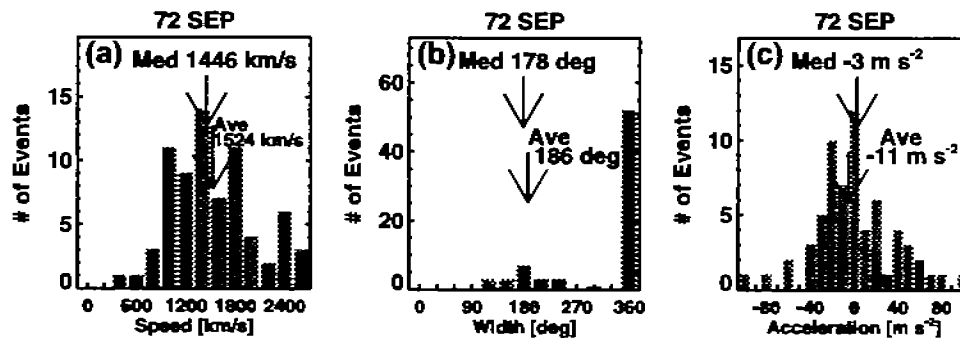


Figura 2.16: Distribuciones de velocidad, ancho, y aceleración de las EMCs asociadas con los mayores eventos de PSEs del ciclo solar 23. Solamente aquellos eventos con observaciones, en luz blanca, simultáneas de SOHO han sido incluidos. Los valores promedio así como la mediana de las distribuciones se muestran en las gráficas. Note que las distribuciones son muy similares a aquellas EMCs asociadas con los estallidos Tipo II en el dominio *m-km* (Figura 2.15, renglón inferior).

La última columna de la Tabla 2.6 nos da la asociación de PSEs para los 71 eventos de estallidos Tipo II en el dominio *m-km*. Existen tres tipos de consideraciones en esta columna: (1) Si existe un claro evento de PSEs, entonces el pico de intensidad de protones en el canal  $>10$  MeV está listado en unidades de flujo de protones (pfu). (2) Si el nivel previo al evento de PSEs es mayor que el umbral nominal ( $\sim 0.1$  pfu) del detector de GOES, entonces es difícil decidir la asociación, por lo que indicamos que hubo un fondo alto (HiB). (3) Si no hay aumento sobre el umbral, listamos el evento como *N*, lo que implica que no hay evento de PSEs asociado. El nivel de fondo de PSEs fue alto para 11 eventos. De los 60 restantes, 13 no tuvieron una intensidad por arriba del umbral del instrumento del GOES ( $\sim 0.1$  pfu). Los 47 estallidos Tipo II, en el dominio *m-km*, restantes tuvieron asociación con eventos de PSEs. Por lo tanto, la mayoría (47/60 ó 78%) de los estallidos Tipo II *m-km* estuvieron asociados con eventos de PSEs. Esto no es de sorprender debido a que las distribuciones de velocidad y ancho de las EMCs asociadas con eventos de PSEs [Gopalswamy *et al.*, 2004c] y estallidos Tipo II en el dominio *m-km* (ver Figura 2.15) son aproximadamente idénticas. La Figura 2.16 muestra las distribuciones de velocidad, ancho, y aceleración de los mayores eventos de PSEs hasta el final del año 2004. Hubieron 72 eventos que tuvieron observaciones

simultáneas de SOHO. La velocidad promedio de las EMCs asociadas a los eventos de PSEs (1446 km/s) fue casi idéntica a la de las EMCs asociadas con los estallidos Tipo II en el dominio  $m-km$  a lo largo del mismo periodo. La fracción de EMCs tipo halo en los eventos de PSEs, el ancho promedio y la mediana son similares a los valores correspondientes de las EMCs asociadas a los estallidos  $m-km$ . Finalmente, la aceleración promedio ( $-11 \text{ km/s}^2$ ) es también la misma para EMCs asociadas a eventos de PSEs y estallidos Tipo II en el dominio  $m-km$ .

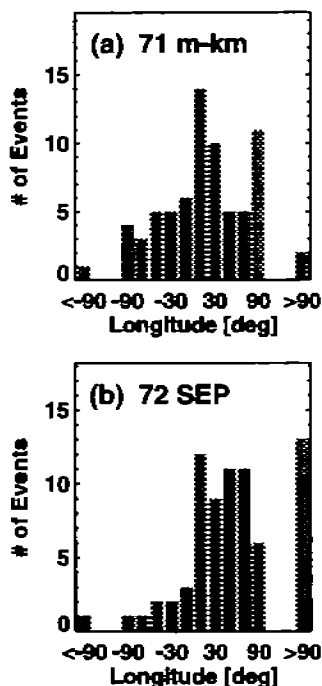


Figura 2.17: Comparación entre las longitudes de las fuentes solares de EMCs asociadas con estallidos Tipo II en el dominio  $m-km$  y las EMCs asociadas con los mayores eventos de PSEs. Las EMCs asociadas con los mayores eventos de PSEs se originan principalmente en el hemisferio Oeste, mientras que las EMCs asociadas a los estallidos Tipo II en el dominio  $m-km$  no dependen de la longitud solar. Esta es una de las razones por la cual no hay una asociación perfecta entre eventos de PSEs y estallidos de radio Tipo II en el dominio  $m-km$ .

¿Por qué 13 estallidos Tipo II en el dominio  $m-km$  carecieron de evento de PSEs, aún cuando las EMCs fueron rápidas y anchas? En la Figura 2.17 se muestran las distribuciones de las longitudes de las fuentes solares de las EMCs asociadas a los estallidos  $m-km$  y a los eventos mayores de PSEs. Las dos distribuciones difieren en los siguientes aspectos: (1) las longitudes de las fuentes de PSEs están preferencialmente en el hemisferio Oeste, con el número de eventos cayendo significativamente hacia el Este. Sólo el 13.8% de eventos de PSEs se originaron desde W10 hacia el Este. Las regiones fuente situadas en el Oeste están mejor conectadas, magnéticamente, a un observador que se encuentra cerca de la Tierra que las que se encuentran en el Este. La caída es más ligera para los eventos  $m-km$  y una gran fracción de ellos (33.8%) tuvieron longitudes desde W10 hacia el Este. (2) Hay más eventos de PSEs por detrás

del limbo Oeste que en los eventos *m-km*. Esta dependencia con la longitud fue también mostrada, recientemente, por Cliver *et al.* [2004] para los eventos *m-DH*.

Existe un pico sugestivo cerca del disco central en la distribución longitudinal de las fuentes de estallidos *m-km* (Figura 2.17a), el cual sugiere que la emisión de radio es vista más fácilmente cuando las EMC está dirigida hacia la Tierra. Para los eventos en el limbo, el lado más alejado del flanco del choque, con respecto a la Tierra, estaría oculto (la radiación no penetraría el plasma de la EMC), por lo que la intensidad y por lo tanto la detectabilidad de estos estallidos estaría reducida.

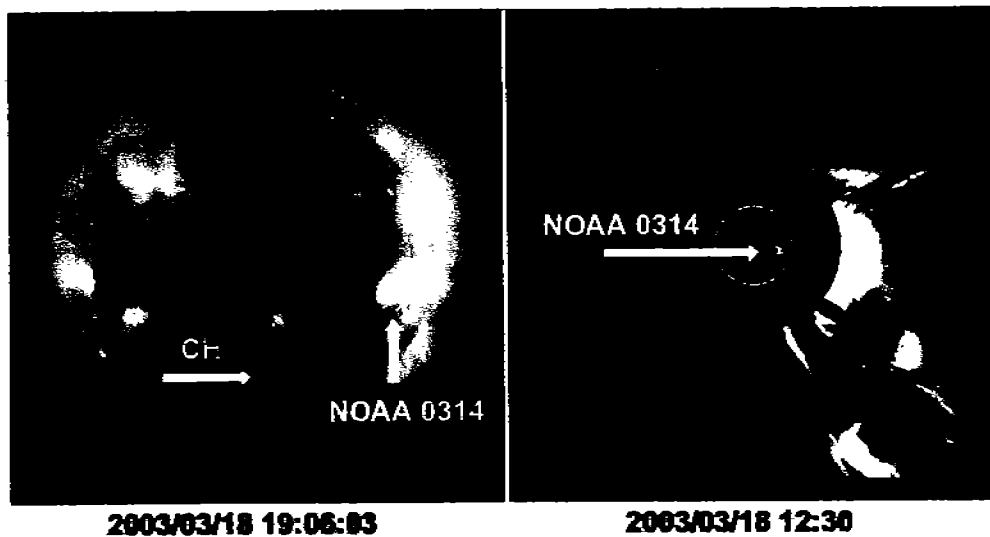


Figura 2.18: (izquierda) Presenta un gran hoyo coronal (CH, marcado con una flecha) situado entre la línea de visión Sol-Tierra y la región de erupción (NOAA 0314). La imagen fue obtenida por SOHO/EIT en la banda de 284 Å a las 19:06:03 TU, el 19 de Marzo de 2003. (derecha) La figura muestra la diferencia de imágenes tomadas por SOHO/LASCO a las 12:30 TU del mismo día, en la que se ve la EMC por arriba del limbo Oeste. La manifestación, en la banda del ultra violeta extremo (oscurecimiento y abrigamiento de la fulguración), se indica mediante una flecha.

La diferencia en las distribuciones de longitud de las fuentes es quizá una de las razones principales de la carencia de eventos de PSEs en algunos eventos *m-km*. Cuando examinamos las longitudes de las fuentes de 13 EMCs (asociadas a estallidos *m-km*) que no tuvieron eventos de PSEs, encontramos que seis de ellas fueron eventos ocurridos en el Este (14, 16, 52, 61, 69, 74). Para cuatro eventos *m-km* ocurridos en el Oeste con EMCs sin eventos de PSEs, las velocidades [296 (02), 227 (03), 928 (27), y 1378 km/s (48)] estuvieron por debajo de la velocidad promedio (1481 km/s). Dos de los eventos en el Oeste, sin evento de PSEs, se originaron por detrás del limbo (19, 57) y uno de ellos (57) tuvo una velocidad (918 km/s) por debajo del promedio. El evento restante del 18 de Marzo de 2003 a las 12:30 TU (54) estuvo en el Oeste (S15W46), y la EMC asociada fue relativamente rápida (1601 km/s) y ancha (209°). Existió una carencia de emisión del estallido Tipo II entre las partes métrica e interplanetaria; la parte DH inició a 4.5 MHz y finalizó a 500 kHz. El ambiente cercano al Sol de este evento fue algo inusual. Un gran hoyo coronal estaba rodeando la región activa desde la que la EMC se originó (ver Figura 2.18). El hoyo coronal se extendía desde la región polar Sur

hasta altas latitudes hacia el Norte. Las observaciones de SOHO han demostrado que la propagación de las EMCs se ve afectada por la presencia de hoyos coronales cercanos [Gopalswamy *et al.*, 2004c, 2005b]. La densidad reducida (y por ende una velocidad de Alfvén alta) y un incremento del flujo en el hoyo coronal, producen que el flanco Este del choque sea débil, haciéndolo menos eficiente para acelerar partículas. Se sabe que la presencia de hoyos coronales entre la línea Sol-observador y la fuente solar de las erupciones, reduce la intensidad de los eventos de PSEs [Kunches y Zwickl, 1999]. Sin embargo, Kahler [2004] no encontró desviación alguna contra la producción de PSEs en regiones de viento solar rápido, aunque él utilizó firmas de composición *in situ* para identificar corrientes de viento rápido en lugar de hoyos coronales.

Es necesario puntualizar que, aunque el número de eventos de estallidos *m-km* (71) sea similar al de los mayores eventos de PSEs (72), el traslape es sólo del 78%. Además, no todos los eventos de PSEs asociados con los eventos *m-km* son estrictamente eventos grandes (intensidad de protones en los canales  $>10$  MeV  $>10$  pfu). Se tuvieron 11 eventos con intensidades entre 1 y 9 pfu, que son conocidos como eventos menores de PSEs [Gopalswamy *et al.*, 2002], pero son mucho mayores que los típicos eventos impulsivos [ver ejemplo, Reames, 1999]. Hay algunos eventos de PSEs grandes asociados a estallidos Tipo II en el dominio DH-*km* sin contraparte métrica. Estas EMCs son también muy energéticas, pero no las incluimos en la Tabla 2.6. De hecho, existe un 100% de asociación entre grandes eventos de PSEs y estallidos Tipo II en el dominio DH [Gopalswamy, 2003b].

#### 2.3.3.4. Frecuencias Iniciales de Estallidos Tipo II

La frecuencia inicial de los estallidos Tipo II es un buen indicador de la altura aproximada en la que el choque se forma y comienza a producir electrones no térmicos que emiten en radio. La frecuencia de emisión está relacionada con la raíz cuadrada de la densidad de electrones. Por lo que una frecuencia inicial alta, implica que el choque se propaga a través de una región de alta densidad y por lo tanto, muy cercana a la región de erupción. Hemos compilado las frecuencias iniciales de la componente métrica de los estallidos Tipo II *m-limb* y los *m-km* del SGD. En general, muchos observatorios listan un evento Tipo II y usualmente los reportes difieren en tiempo de inicio y intervalo de frecuencia. Nosotros intentamos usar el tiempo menor y la frecuencia más alta reportados para un estallido Tipo II dado. La Tabla 2.6 lista la frecuencia inicial de la componente fundamental (F) del SGD. Si una segunda componente armónica (H) ha sido identificada por algún observatorio, dividimos la frecuencia inicial reportada por 2 y la listamos en la Tabla 2.6. Desafortunadamente, no hay información de las componentes F-H para muchos estallidos Tipo II; las frecuencias iniciales de estos eventos están marcadas por el símbolo de interrogación (?) en la Tabla 2.6.

La Figura 2.19 muestra la distribución de las frecuencias iniciales métricas para las poblaciones *m-limb* y *m-km*. Las Figuras 2.19a y 2.19b incluyen un subconjunto de estallidos cuyas frecuencias iniciales corresponden definitivamente a la componente F. Se tuvieron 80 eventos *m-limb* y 46 eventos *m-km*. Para estos eventos, las frecuencias de inicio promedio son casi las mismas para las dos poblaciones (101 MHz para los *m-limb* y 111 MHz para los *m-km*). Esto se opone a lo que fue encontrado por Robinson *et al.*

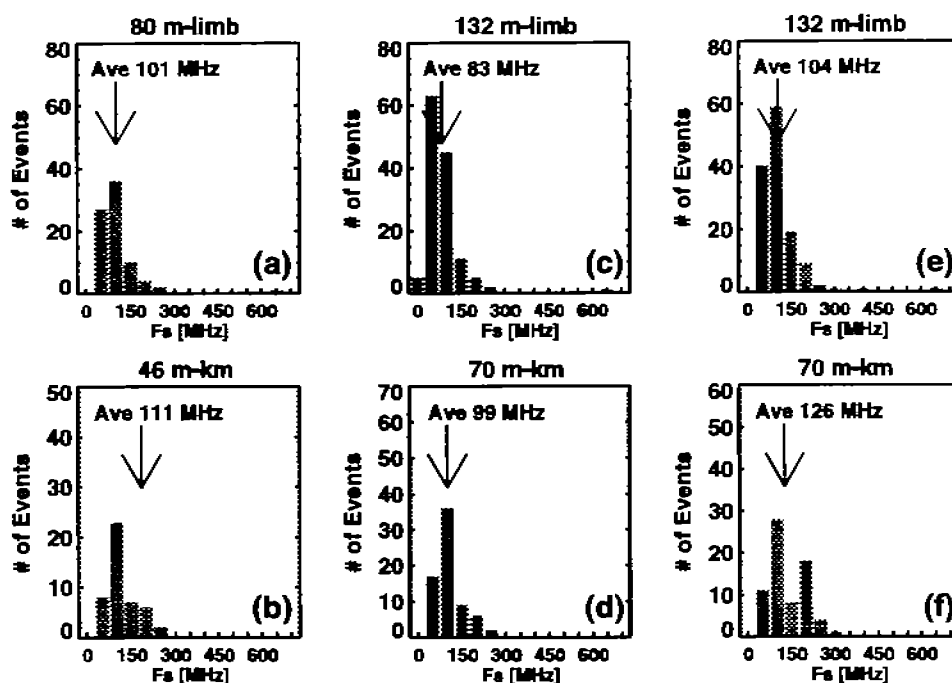


Figura 2.19: Distribuciones de las frecuencias iniciales ( $F_s$ ) de los estallidos Tipo II *m-limb* (renglón superior) y *m-km* (renglón inferior). Las dos distribuciones son muy parecidas. Las distribuciones (a) y (b) muestran los estallidos para los cuales el modo de emisión F, o bien el H, han sido identificados. Las distribuciones (c) y (d) muestran todos los estallidos asumiendo que los modos que no fueron identificados, son fundamentales (F). Las distribuciones (e) y (f) son similares a las Figuras 2.19c y 2.19d, excepto que los estallidos con modos sin identificar se consideran como armónicos (H). Los promedios de todas las distribuciones están marcados en las gráficas. Las frecuencias iniciales promedio de los eventos *m-limb* y *m-km* son muy cercanas una de la otra.

[1984] usando una muestra de sólo 16 estallidos Tipo II métricos con contraparte interplanetaria. Las distribuciones en las Figuras 2.19c y 2.19d fueron obtenidas asumiendo que todos los estallidos Tipo II que no fueron identificados con estructuras F-H, son componentes F. Finalmente, las Figuras 2.19e y 2.19f muestran las gráficas obtenidas con la consideración de que aquellos estallidos que no fueron identificados como F-H, son componentes H. En realidad, todos los eventos sin identificar no cayeron dentro de los grupos F o H sino que se mezclaron. Sin embargo, la tendencia es clara, los eventos *m-limb* tuvieron frecuencias iniciales ligeramente menores. Robinson *et al.* [1984] reportó que  $\sim 78\%$  de los estallidos Tipo II métricos con contraparte interplanetaria tuvieron frecuencias iniciales menores a 45 MHz, comparados con el 20% para todos los estallidos Tipo II. Con el fin de hacer una comparación similar, consideramos el número de eventos en la primera barra de los histogramas de las Figuras 2.19a y 2.19b. Vemos que 27/80 (33%) de los eventos *m-limb* tuvieron una frecuencia inicial menor a 50 MHz, mientras que sólo 8/46 (17%) de los eventos *m-km* tuvieron dicha frecuencia inicial baja. Claramente, los resultados sobre las frecuencias iniciales obtenidas por Robinson *et al.* [1984] no parecen dominar.

### 2.3.3.5. Altura de la EMC al Inicio del Estallido Tipo II Métrico

Tradicionalmente, la altura inicial de un estallido Tipo II se obtiene asumiendo un modelo de densidad radial en la corona debido a que la frecuencia de emisión nos da la densidad local del plasma. Debido a que tenemos mediciones de EMCs, podemos obtener directamente la altura del estallido Tipo II con la ayuda de las siguientes consideraciones: (1) El estallido Tipo II se forma en el frente del choque que rodea a la EMC, y (2) la distancia entre el choque y el frente de la EMC es muy pequeña, por lo que podemos tomar a la altura del frente de la EMC como la máxima altura del choque. La altura real del estallido Tipo II es quizá menor que la altura del frente de la EMC si se considera que el estallido Tipo II se forma en los flancos del choque, donde la condición de aceleración de electrones resulta ser favorable [Holman y Pesses, 1983]. La Figura 2.20 compara las distribuciones de los frentes de las EMCs al inicio de los estallidos Tipo II métricos, obtenidos al extrapolar las mediciones altura-tiempo de las EMCs a los tiempos de inicio de los estallidos Tipo II en el dominio métrico. Se han usado las extrapolaciones mediante ajustes tanto lineales (izquierda) como cuadráticos (derecha) de las mediciones altura-tiempo. Las Figuras 2.20a y 2.20b muestran las alturas de los frentes de las EMCs para todos los estallidos *m-km*, para los cuales la altura extrapolada de la EMC al tiempo del correspondiente estallido Tipo II, es positiva. Algunas alturas fueron  $<1 R_{\odot}$  o bien  $<0$  debido a que las fuentes estuvieron cerca del centro del disco solar, por lo que las alturas extrapoladas no son alturas verdaderas. La altura promedio a la que el estallido Tipo II métrico inicia es  $\sim 1.8 R_{\odot}$  ( $1.6 R_{\odot}$ ) cuando usamos un ajuste lineal (cuadrático). Para evitar efectos de proyección, consideramos además un subconjunto de eventos *m-km* para los cuales la fuente solar esta en la región del limbo (longitud de  $60^{\circ}$  y mayor) y obtuvimos la altura promedio de  $2.3$  y  $2.2 R_{\odot}$  para los ajustes lineal y cuadrático (ver Figuras 2.20c y 2.20d), respectivamente. Estas alturas son casi idénticas a las alturas correspondientes para la población de estallidos *m-limb* ( $2.2 R_{\odot}$  para el ajuste lineal y  $2.1 R_{\odot}$  para el cuadrático). La similitud entre las alturas de los frentes delanteros de las EMCs de las poblaciones *m-km* y *m-limb* es también consistente con la similitud entre las frecuencias iniciales de las dos poblaciones. En otras palabras, los estallidos Tipo II métricos se forman aproximadamente a la misma altura sin importar que un estallido Tipo II interplanetario los siga. Robinson *et al.* [1984] había sugerido que los choques responsables de la emisión Tipo II métrica, se forman en un intervalo de altura de  $1.6 - 1.2 R_{\odot}$ , el cual no es muy diferente de las alturas de los frentes de las EMCs. Sin embargo, las alturas son las mismas para los estallidos Tipo II *m-limb* y *m-km*, que es diferente al resultado de Robinson *et al.* [1984], en el que los estallidos Tipo II métricos, seguidos de un estallido Tipo II en el medio interplanetario, tienen una frecuencia inicial menor, implicando una altura coronal mayor donde el choque se forma.

### 2.3.4. Discusión

Se estudiaron las propiedades de las EMCs asociadas con tres poblaciones de estallidos Tipo II: (1) aquellos confinados al dominio métrico sin contraparte en los dominios DH o *km*, (2) aquellos observados en el dominio DH, sin importar la presencia de con-

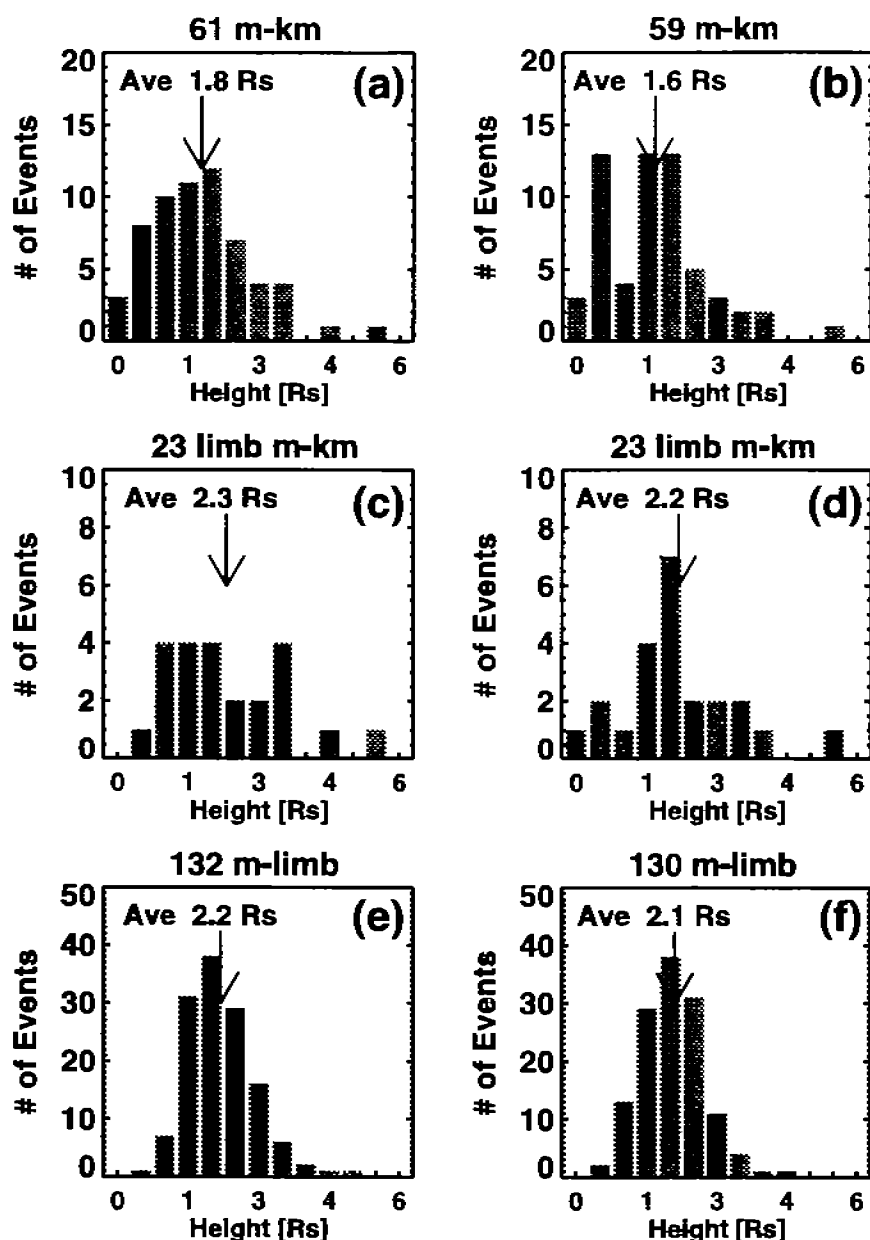


Figura 2.20: Distribuciones de las alturas de los frentes de las EMCs a los tiempos de inicio de los estallidos Tipo II en el dominio métrico, obtenidas mediante un ajuste lineal (izquierda) y cuadrático (derecha) de las mediciones de altura-tiempo. (a) y (b) muestran todos los estallidos Tipo II en el dominio  $m$ - $km$ , para los que la altura extrapolada de la EMC, al tiempo del estallido Tipo II métrico correspondiente, es positiva. Algunas alturas fueron  $<1 R_{\odot}$  o  $<0$  porque las fuentes estuvieron cerca del centro del disco solar, por lo que las alturas extrapoladas no son alturas reales. (c) y (d) muestran sólo aquellos estallidos Tipo II en el dominio  $m$ - $km$  que tuvieron fuentes reales cercanas al limbo (longitudes de  $60^{\circ}$  o más). (e) y (f) muestra los estallidos Tipo II  $m$ - $limb$ . La comparación entre las Figuras 2.20c y 2.20e y las Figuras 2.20d y 2.20f muestra que los frentes de las EMCs están aproximadamente a la misma altura para los estallidos Tipo II métricos sin importar que tengan o no una continuación a mayores longitudes de onda.



trapatres en los dominios métrico y  $km$ , y (3) aquellos que tienen contrapartes en todos los dominios de longitud de onda (métrico, DH, y  $km$ ). Se ha encontrado que, en general, la energía cinética de la EMC organiza las tres poblaciones: las EMCs asociadas a la población 1 son las menos energéticas, mientras que las asociadas a la población 3 son las más energéticas. Las EMCs asociadas a la población 2 son de energía intermedia. Las EMCs asociadas con estallidos de radio Tipo II son más energéticas que las EMCs promedio. Este resultado es consistente con el de Lara *et al.* [2003], que consideraron en su estudio a las poblaciones 1 y 2. Uno podría preguntarse acerca de los estallidos Tipo II confinados al dominio  $km$  sin contrapartes en el dominio  $m$  y  $DH$ . Las EMCs asociadas a estos estallidos Tipo II puramente kilométricos necesitan no ser más energéticas que la población 3 pero tener un perfil diferente de aceleración. Estas EMCs se aceleran gradualmente y adquieren la capacidad de conducir un choque sólo cuando se encuentran lejos en el medio interplanetario cuando la velocidad llega a ser lo suficientemente alta para ser super-Alfvénica. Las propiedades estadísticas de los estallidos Tipo II puramente kilométricos serán reportadas en otro trabajo.

La velocidad, ancho y aceleración promedio fueron usadas como una aproximación de la energía cinética que distingue las poblaciones de EMCs asociadas con estallidos  $m$ , DH, y  $km$ . La aceleración no es completamente independiente debido a que las EMCs más rápidas tienden a tener la mayor desaceleración debido a las fuerzas viscosas en la corona y el medio interplanetario. Este resultó ser el caso para las EMCs asociadas con estallidos Tipo II en el dominio DH [Gopalswamy *et al.*, 2001b]. Por lo tanto, la aceleración provee una revisión de consistencia. Idealmente, uno debería obtener la energía cinética usando las mediciones de masa y velocidad, pero en nuestro caso, hemos usado a la velocidad y el ancho como una aproximación de la energía cinética, ya que uno puede obtener estimaciones de la masa de una EMC sólo para un subconjunto de EMCs [Vourlidis *et al.*, 2002; Gopalswamy, 2004c]. La Figura 2.21 muestra que la masa de la EMC está claramente correlacionada con el ancho aparente (coeficiente de correlación = 0.63). La gráfica incluye todas las EMCs (para el periodo 1996-2003) con ancho  $\leq 120^\circ$ , sin importar la localización de su fuente. La línea de regresión da una masa de  $2 \times 10^{15} g$  para un ancho de  $120^\circ$ . Esto es mayor que la masa de una EMC promedio ( $6.9 \times 10^{14} g$ ) [ver Gopalswamy *et al.*, 2005c] por un factor de 3. También calculamos la masa de 26 EMCs en el limbo, de acuerdo a la Tabla 2.6, ya que el cálculo de la masa es más preciso para las EMCs que salen del limbo solar. La masa promedio de las 26 EMCs en la Tabla 2.6 fue  $\sim 9.8 \times 10^{15} g$ , que es un orden de magnitud mayor que la masa de una EMC promedio. A partir de la masa y velocidad calculadas, obtuvimos una energía cinética promedio para las 26 EMCs de la Tabla 2.6, la cual fue  $1.8 \times 10^{32} erg$ , que es dos órdenes de magnitud mayor que la energía cinética de una EMC promedio ( $5.2 \times 10^{29} erg$ ) [ver Gopalswamy *et al.*, 2005c].

La continuidad desde el dominio DH al  $km$  casi siempre se mantiene debido a que podemos combinar los dominios espectrales de RAD1 y RAD2 para seguir los estallidos. Sin embargo, esto no se puede mostrar para los estallidos Tipo II métricos y los de longitud de onda mayor, aunque la continuidad es ciertamente observada para algunos eventos [Gopalswamy, 2000a; Cliver *et al.*, 2004]. La Figura 2.14 es un ejemplo que muestra la continuidad. Algunas veces las contrapartes métrica y DH inician simultáneamente. Uno de estos eventos fue reportado por Reiner [2000], el cual

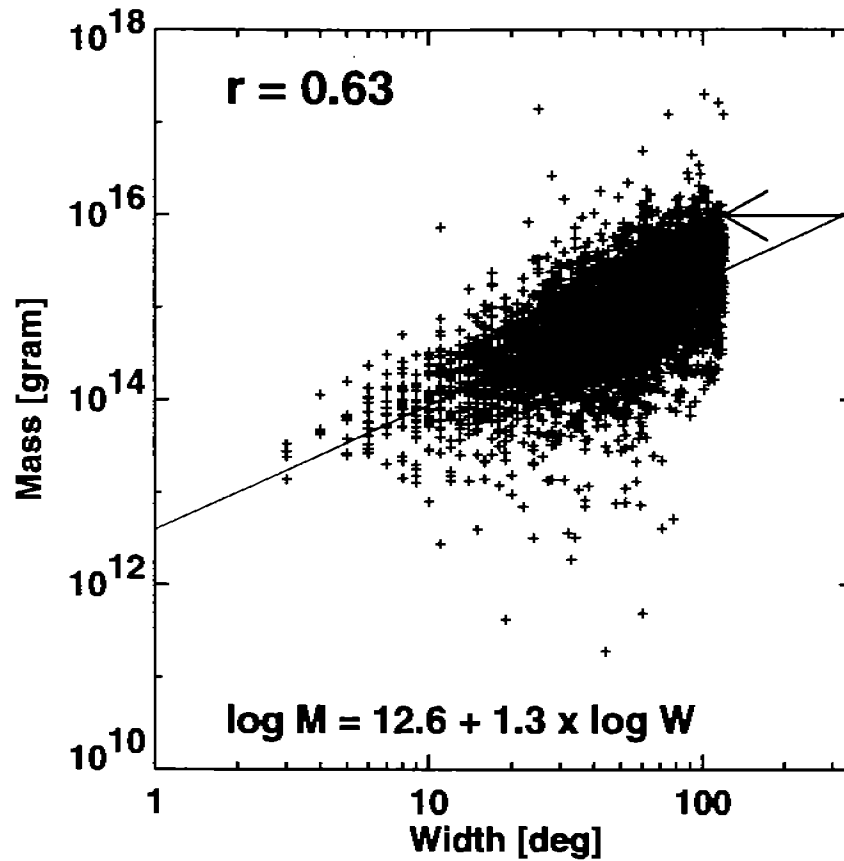


Figura 2.21: Gráfica de dispersión entre la masa ( $M$ ) y el ancho aparente ( $W$ ) para 4138 EMCs en el periodo 1996-2003, para las cuales la medición de la masa fue posible. El coeficiente de correlación ( $r = 0.63$ ) se muestra. Note que el ancho verdadero de una EMC tipo halo no puede ser conocido debido al disco ocultador del coronógrafo, por lo que fueron omitidas en la correlación. Con respecto a otras consideraciones, sabemos que las EMCs tipo halo representan una población energética debido a que son significativamente más rápidas y anchas que la población general. La línea de la regresión así como su ecuación, son mostradas en la gráfica. La flecha apunta a la masa promedio de 26 EMCs asociadas con eventos de radio Tipo II en el limbo, obtenidos de la Tabla 2.6.

tenía contrapartes  $m$  y DH simultáneamente presentes a 60 MHz y 5 MHz. A partir de un modelo de densidad coronal, Reiner [2000] estimó que el estallido Tipo II métrico correspondía a una perturbación que se movía a una velocidad de sólo 400 km/s, mientras que la EMC se movía a una velocidad cercana a 1050 km/s. La diferencia de altura aparente entre los estallidos  $m$  y DH era de  $\sim 2 R_{\odot}$  cuando las dos emisiones fueron observadas simultáneamente. Reiner [2000] sugirió que los estallidos Tipo II métrico y DH fueron causados por dos choques distintos: el estallido métrico debido a la onda explosiva de la fulguración asociada y el DH y  $km$  debidos al choque conducido por la EMC. Dicha discordancia en velocidades fue también encontrada en cierto número de otros eventos [Reiner *et al.*, 2001b]. La velocidad baja de la perturbación responsable del estallido métrico Tipo II y la alta de la EMC (responsable del estallido Tipo II en el dominio DH- $km$ ) son aún consistentes con un escenario de un único choque si el estallido Tipo II métrico es causado por el flanco del choque (que se espera moverse más lento a bajas alturas coronales), mientras que el estallido a longitudes de onda mayores es causado por la nariz del mismo choque (a una mayor altura y moviéndose más rápido). Es difícil elegir entre ambas posibilidades sin contar con imágenes de observaciones de radio simultáneas en longitudes de onda métricas y DH. Uno tiene que ir al espacio para generar estas imágenes para longitudes de onda DH, las cuales podrían ser posibles en misiones futuras como el *Solar Imaging Radio Array* (SIRA) [MacDowall *et al.*, 2005].

Las frecuencias iniciales y las distancias heliocéntricas de los estallidos Tipo II métricos son virtualmente las mismas, independientemente de la existencia de contrapartes en longitudes de onda mayores. Esto pudiera deberse al hecho de que la velocidad de Alfvén en la corona baja es típicamente pequeña, entonces las EMCs con energía ligeramente mayor a la energía promedio pueden llegar a ser super-Alfvénicas para producir estallidos Tipo II métricos [ver ejemplo, Gopalswamy *et al.*, 2001b]: una vez que la velocidad de la EMC excede la velocidad local de Alfvén, un estallido Tipo II métrico es producido, sin importar que tan alta llegue a ser la velocidad de la EMC. Sin embargo, la energía cinética de la EMC es importante al producir estallidos Tipo II a longitudes de onda mayores debido a que el choque necesita estar presente y ser potente muy lejos, en el medio interplanetario. Por lo tanto, sugerimos que el resultado de Robinson *et al.* [1984] en el que los estallidos Tipo II métricos con contraparte en el medio interplanetario tienen una frecuencia inicial menor, pudiera ser un artificio debido a la pequeña población de eventos (16 eventos) que estudiaron. Ellos además no tenían una cobertura espectral entre 2 y 20 MHz, lo que hace que la asociación entre estallidos métricos e interplanetarios sea difícil. Robinson *et al.* [1984] además concluyen que los choques se forman a una distancia de 1.6-2.0  $R_{\odot}$ . En el presente estudio, encontramos que el frente de la EMC está típicamente cercano a 2.0  $R_{\odot}$ , al tiempo de inicio del estallido Tipo II. Debido a que los choques parecen acelerar electrones en sus flancos, donde la cuasi-perpendicularidad parece prevalecer, la concordancia es razonable.

Aunque no vimos que la frecuencia inicial fuera baja, confirmamos el resultado de Robinson *et al.* [1984] que las fulguraciones asociadas con estallidos Tipo II con contraparte en el medio interplanetario son más intensas. La Tabla 2.7 muestra la distribución de fulguraciones clase X, M, y C para los estallidos  $m$ -*limb* y  $m$ -*km*. Las fulguraciones clase B y menores están listadas como *otras*. Los eventos  $m$ -*limb* estuvieron asociados

predominantemente con fulguraciones clase C y M (84%), mientras que las fulguraciones clase M y X constituyen la mayoría (86%) en los eventos *m-km*. Claramente, los estallidos Tipo II en el dominio *m-km* están asociados con fulguraciones más grandes comparados con los estallidos Tipo II *m-limb*. La asociación de los eventos *m-km* con las EMCs más energéticas nos recuerda el *síndrome de la gran fulguración* [Kahler, 1982].

Tabla 2.7: Tamaño de fulguraciones asociadas a estallidos Tipo II *m-limb* y *m-km*.

|               | X        | M        | C        | Otras    | Total      |
|---------------|----------|----------|----------|----------|------------|
| <i>m-km</i>   | 30 (42%) | 31 (44%) | 6 (8%)   | 4 (6%)   | 71 (100%)  |
| <i>m-limb</i> | 4 (3%)   | 53 (40%) | 58 (44%) | 17 (13%) | 132 (100%) |

Debido a que los estallidos Tipo II en el dominio *m-km* representan las perturbaciones más energéticas, el observarlas nos da un indicio para identificar la pequeña fracción de EMCs que perturban significativamente un gran volumen de la heliosfera. Como se pudo ver en la Figura 2.15, SOHO ha observado más de 9000 EMCs durante el ciclo 23 hasta finales del año 2004. Sobre el mismo periodo hubieron sólo 71 estallidos Tipo II en el dominio *m-km*, lo que representa sólo un 0.8% de todas las EMCs. La observación de los eventos Tipo II *m-km* provee una alerta temprana de choques inminentes relacionados a eventos de PSEs, EMCs interplanetarias, tormentas geomagnéticas, etc., en la heliosfera. La importancia de los estallidos Tipo II aumenta mientras éstos se propagan a longitudes de onda mayores. Le toma  $\sim 1$  hora a un estallido Tipo II típico moverse desde el dominio métrico al kilométrico, entonces el tiempo de avance, para una posible alerta, es de medio día o más para que el choque llegue a 1 UA así como sus efectos relacionados.

### 2.3.5. Resumen

Aprovechando la nueva ventana en longitudes de onda DH así como la alta calidad de datos de Wind/WAVES, en combinación con las observaciones de SOHO/LASCO, hemos estudiado las propiedades de las EMCs asociadas con una población especial de estallidos de radio Tipo II, caracterizada por componentes de emisión en todos los dominios espectrales (métrico, DH, y *km*). Comparamos sus propiedades con aquellas de la población general de EMCs y de las EMCs asociadas con estallidos Tipo II en los dominios *m* y *DH*. Encontramos que, en general, la energía cinética de las EMCs organiza a estos estallidos. Las EMCs con energía cinética muy baja no producen estallidos Tipo II; los estallidos Tipo II confinados al dominio métrico están asociados con EMCs de energía moderada, ligeramente mayor que la de la población general. Las EMCs más energéticas producen los estallidos Tipo II en el dominio DH, los cuales ocurren a varios radios solares desde el Sol. Las EMCs de la más grande energía producen los estallidos Tipo II que tienen contrapartes en todos los dominios espectrales (*m-km*). Los estallidos Tipo II en el dominio *m-km* implican que el choque que conduce la EMC

está presente y es lo suficientemente fuerte para producir la emisión de radio a lo largo de grandes distancias desde el Sol. Esto tiene una implicación directa para el estudio de perturbaciones heliosféricas: las EMCs que conducen choques en los dominios de longitudes de onda  $m$ - $km$  se propagan a grandes distancias en la heliosfera para formar regiones de interacción. La energía de la EMC está además asociada con el tamaño de las fulguraciones: la población  $m$ - $km$  estuvo mayormente asociada con fulguraciones clase M y X, mientras que los estallidos confinados al dominio métrico estuvieron predominantemente asociados con fulguraciones clase C y M. Además comparamos las frecuencias iniciales de los estallidos Tipo II en el dominio  $m$ - $km$  con aquellos estallidos confinados al dominio métrico. No encontramos una diferencia significativa entre ambos. De hecho, los estallidos  $m$ - $km$  tuvieron una frecuencia inicial ligeramente mayor, opuesto a lo que encontró Robinson *et al.* [1984]. Tampoco encontramos una gran fracción de estallidos Tipo II en la población  $m$ - $km$  con baja frecuencia inicial. La altura de las EMCs al tiempo de inicio de los estallidos métricos tampoco mostró diferencia alguna entre ambas poblaciones. El perfil de la velocidad de Alfvén para la corona parece ser el responsable de este resultado. Finalmente, encontramos un alto grado de asociación entre estallidos Tipo II en el dominio  $m$ - $km$  y eventos de PSEs. El pequeño número de estallidos  $m$ - $km$  no asociados con eventos de PSEs tuvieron sus fuentes solares pobremente conectadas con el observador cerca de la Tierra. Mientras que los eventos de PSEs detectados en la Tierra ocurren preferencialmente en el hemisferio solar Oeste, los estallidos  $m$ - $km$  no tuvieron dicho requerimiento debido a lo ancho del haz de la emisión de radio. Esto quiere decir que los eventos  $m$ - $km$  que se originan desde el hemisferio Este, y por detrás del limbo, pudieran ser importantes para otras locaciones en la heliosfera interna. Por lo tanto, los estallidos Tipo II en el dominio  $m$ - $km$  son además un indicativo de EMCs, choques, y PSEs asociadas, propagándose hacia otros destinos en el sistema solar. Menos del 1% de 9000 EMCs observadas durante 1996-2004 fueron asociadas con estallidos Tipo II en el dominio  $m$ - $km$ . Por lo tanto, los estallidos  $m$ - $km$  pueden aislar a una pequeña fracción de EMCs que parecen tener un impacto significativo en la heliosfera interior desde el punto de vista de clima espacial.

# Capítulo 3

## Composición de las EMCIs a 1 UA

### 3.1. Composición y Estructura Magnética de las EMCIs a 1 UA

#### 3.1.1. Introducción

Las EMCIs (o eyectas) detectadas *in situ* por naves espaciales están asociadas con EMCs provenientes del Sol [Gopalswamy *et al.*, 1998]. Diversas firmas presentes en las EMCIs las distinguen del viento solar normal (ver sección 1.2.1): electrones bidireccionales supratérmicos [Gosling *et al.*, 1987] así como iones energéticos [Richardson y Reames, 1991], depresiones anormales de la temperatura de protones [Gosling *et al.*, 1973; Neugebauer y Alexander, 1991; Richardson y Cane, 1995], aumentos de helio [Hirshberg *et al.*, 1972; Borrini *et al.*, 1982], campos magnéticos intensos [Burlaga *et al.*, 1981; Gosling *et al.*, 1987], rotaciones de campo magnético suaves [Burlaga *et al.*, 1981], y estados de ionización inusuales de iones pesados [Bame *et al.*, 1979; Galvin *et al.*, 1993; von Steiger *et al.*, 1995; Lepri *et al.*, 2001].

Las nubes magnéticas son un subconjunto de las EMCIs. Están caracterizadas por: (1) una fuerte magnitud de campo magnético, (2) una rotación suave de campo magnético a lo largo de un ángulo grande, y (3) una baja temperatura de protones así como una baja  $\beta$  de plasma [Burlaga *et al.*, 1981]. Las EMCIs (o eyectas), que no son NMs, no presentan una o más de las firmas de las NMs.

Las firmas IP de las EMCIs proveen importantes pistas de los procesos físicos que gobiernan la iniciación de las EMCs en la corona, y su propagación en la heliosfera. Por lo tanto, un estudio de los procesos que producen la variedad de las firmas observadas resultará en un mejor entendimiento de la estructura y composición de las EMCIs [ver Neugebauer y Goldstein, 1997] y nos permitirá obtener información de las condiciones del plasma coronal.

Las distribuciones de estado de carga de iones pesados observados en el plasma en el MI proveen una medida directa de las condiciones en el ambiente coronal donde el viento solar y las EMCIs se originan, y por lo tanto, pudieran ser capaces de diferenciar entre tipos de viento solar (i.e., viento solar relacionado a EMCs, viento solar lento y rápido) [von Steiger *et al.*, 1995]. Los estados de ionización relativos de iones en la

corona dependen de la temperatura local de los electrones y de la densidad, de la ionización colisional de iones, de las razones de recombinación radiativa y electrónica, y de las velocidades de salida de los iones [Hundhausen *et al.*, 1968]. La presencia de altos estados de ionización indica una región fuente caliente. Mientras el viento solar se expande, la densidad coronal de electrones decrece hasta el punto en el que la escala de tiempo de expansión de iones del viento solar es pequeña comparada con las escalas de tiempo de ionización y recombinación. Los estados relativos de ionización llegan a ser constantes. Por lo tanto, el viento solar mantiene su identidad química y de estados de carga mientras se propaga a través de la heliosfera, dando información acerca de las condiciones en la altitud de congelamiento. Comparando las temperaturas de congelamiento de diferentes pares de estado de carga, podemos reconstruir la historia térmica del viento solar que se origina y de las EMCIs mientras fluyen a través de la corona y la heliosfera.

Estudios recientes sugieren que las EMCIs tienden a tener estados de carga indicativos de temperaturas de electrones inusualmente calientes en sus fuentes [von Steiger *et al.*, 1995; Henke *et al.*, 1998; Lepri *et al.*, 2001; Reinard *et al.*, 2001]. En este trabajo, estudiamos la abundancia de las razones  $O^{7+}/O^{6+}$ ,  $C^{6+}/C^{5+}$ , y  $Mg^{10+}/O^{6+}$  adentro de 154 EMCIs observadas por las naves espaciales ACE y Wind a 1 UA. Compararemos las características de composición de las NMs con aquellas de las EMCIs que no son NMs. Nuestro estudio sigue un análisis similar al hecho por Henke *et al.* [1998, 2001], en el cual usaron EMCIs observadas por la nave Ulises a diferentes latitudes, estudiando las razones  $O^{7+}/O^{6+}$ ,  $C^{6+}/C^{5+}$ ,  $Si^{10+}/Si^{9+}$ , y  $Fe^{12+}/Fe^{11+}$ . En nuestro conjunto de datos, las EMCIs son observadas a 1 UA sobre el plano de la eclíptica. El análisis que se presenta a continuación fue publicado [Aguilar-Rodríguez *et al.*, 2005c].

### 3.1.2. Observaciones

En nuestro estudio, los datos de campo magnético fueron obtenidos del experimento de campo magnético (MAG) a bordo de la nave espacial ACE. Los parámetros de plasma son del *solar wind, proton, and alpha monitor* (SWEPAM) y del *three-dimensional plasma analyzer* (3DP), a bordo de las naves ACE y Wind, respectivamente. Obtuvimos los datos de composición de iones del instrumento *solar wind ion composition spectrometer* (SWICS), a bordo de la nave ACE. De las listas de EMCIs reportadas en la literatura [Cane y Richardson, 2003], y aquellas disponibles en línea (<http://lepmfi.gsfc.nasa.gov>), seleccionamos un conjunto de 154 EMCIs entre Febrero de 1998 y Noviembre de 2002, las cuales fueron clasificadas como NMs (28 eventos) y EMCIs no-nube (117 eventos). Los eventos clasificados como NMs cumplen los tres criterios dados por la definición de NM [Burlaga *et al.*, 1981] y que fueron mencionados en la introducción. Las EMCIs no-nube cumplen con el criterio de temperatura de protones baja dado por Richardson y Cane [1995]. Aquellos casos en los cuales se encuentran presentes EMCIs sucesivas, con un intervalo de tiempo entre ellas menor a 6 horas, son consideradas como EMCIs complejas (9 eventos). Estos eventos pueden incluir tanto NMs como EMCIs no-nube. Para asegurar que todas las NMs en nuestro conjunto de datos cumplen completamente con las características principales señaladas en la definición de NM [Burlaga *et al.*, 1981], con una rotación suave del campo magnético sobre

un plano, realizamos un análisis de mínima varianza [Sonnerup y Cahill, 1967].

La Figura 3.1 ilustra una eyecta no-nube y una NM con sus correspondientes hodogramas de campo magnético. La Figura 3.1a muestra los parámetros de plasma y campo magnético de la eyecta observada durante los días 24-26 del año 2000. El intervalo de la eyecta, de acuerdo al criterio de baja temperatura de protones [Richardson y Cane, 1995], está indicado con líneas verticales sólidas. La intensidad total de campo magnético no está aumentada con respecto al campo magnético ambiente. El segundo panel muestra que no estuvo presente una rotación suave de campo magnético en el ángulo de elevación  $\theta$ . Por lo tanto, esta eyecta no cumple con las características de una NM. La razón de partículas alfa a protones no está incrementada significativamente y la  $\beta$  del plasma tiene algunos picos. El hodograma del campo magnético para esta eyecta se muestra en la Figura 3.1b. La variación del campo magnético en la dirección de mínima varianza (min var) no es tan pequeña comparada con la dirección de máxima varianza (max var). Además, el criterio de error del método de mínima varianza [Lepping y Behannon, 1980] ( $\lambda_2/\lambda_3 \geq 2$ ;  $\lambda_2$  y  $\lambda_3$  corresponden a los eigenvalores de las direcciones de varianza intermedia y mínima) no fue cumplido ( $\lambda_2/\lambda_3 \sim 1.6$ ), lo que significa que la rotación del campo magnético no está confinada a un plano.

La Figura 3.1c muestra los parámetros de plasma y campo magnético de la NM observada durante los días 225-226 del año 2000. El intervalo de la NM, definido por las firmas de campo magnético y depresión de temperatura de protones, está indicado con líneas verticales sólidas. La intensidad total de campo magnético está incrementada con respecto al campo de fondo. El ángulo de elevación  $\theta$  cambia de signo mientras éste rota suavemente del sur al norte. Otros paneles muestran una razón de partículas alfa a protones incrementada ( $\geq 0.08$ ) así como un decremento en la  $\beta$  del plasma. El decremento de la velocidad es indicativo de una posible expansión de la NM. El hodograma del campo magnético (Figura 3.1d) muestra que la variación del campo magnético en la dirección de mínima varianza es mucho menor que en la dirección de máxima varianza. El campo magnético tiene una rotación suave sobre un ángulo de  $\sim 136^\circ$  en el plano perpendicular a la dirección de mínima varianza. El criterio de error se cumple ( $\lambda_2/\lambda_3 \sim 10.44$ ).

En ambos eventos, es posible apreciar un choque conducido tanto por la eyecta no-nube como por la NM. Los parámetros de densidad, temperatura e intensidad de campo magnético (ver Figuras 3.1a y 3.1c) muestran los aumentos característicos, con respecto al plasma ambiente, que evidencian el paso de una onda de choque.

### 3.1.3. Razones de Estado de Carga

Para describir la variación del estado de carga de las EMCIs con respecto al viento solar ambiente, se define una razón  $Q$  de la razón de estado de carga dentro de la EMCI y la del viento solar adyacente a la EMCI, para  $O^{7+}/O^{6+}$ ,  $C^{6+}/C^{5+}$  [Henke *et al.*, 2001], y  $Mg^{10+}/O^{6+}$

$$Q_{x^{(i+1)+}} = \frac{(X^{(i+1)+}/X^{i+})_{EMCI}}{(X^{(i+1)+}/X^{i+})_{VS}} \quad (3.1)$$



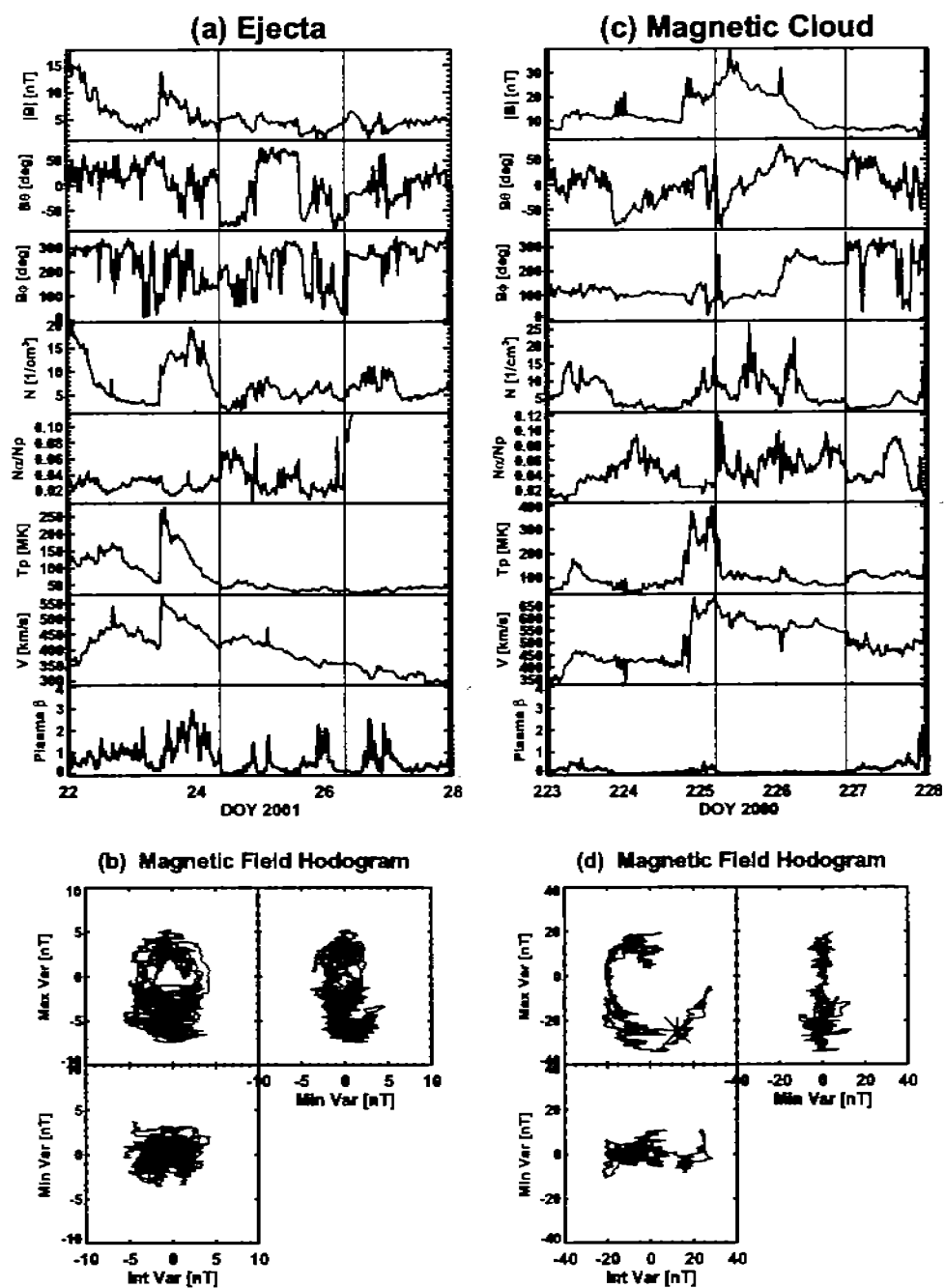


Figura 3.1: Parámetros de campo magnético y plasma para dos EMCIs observadas por ACE y Wind. Los hodogramas de campo magnético se muestran en (b) y (d).

donde  $(X^{(i+1)+}/X^{i+})_{EMCI}$  y  $(X^{(i+1)+}/X^{i+})_{VS}$  son los valores promedio del estado de carga dentro de la EMCI y del viento solar adyacente, respectivamente. Consideramos al viento solar adyacente, en el que la EMCI está embebida, como la región anterior y posterior al evento, y cuya extensión es igual a la de la EMCI, en ambos lados de la misma. Usando los conjuntos de datos correspondientes a las eyectas no-nube, obtuvimos un factor de ionización promedio de las EMCIs ( $\bar{Q}$ ) para cada razón de estado de carga

$$\bar{Q}_{O^{7+}/O^{6+}} = 1.9 \quad \bar{Q}_{C^{6+}/C^{5+}} = 1.1 \quad \bar{Q}_{Mg^{10+}/O^{6+}} = 1.5$$

La Figura 3.2 muestra los diferentes estados de ionización para NMs, eyectas no-nube, y complejas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI. Esta velocidad fue evaluada en los intervalos antes y después de la EMCI, teniendo la misma duración que el mismo evento de EMCI. La línea punteada en cada gráfica corresponde al valor promedio obtenido del factor de ionización de las EMCIs sin estructura de NM. Este límite nos proporciona un camino para distinguir entre EMCIs con factores de ionización significativamente incrementados y de aquellas que no. Las eyectas complejas están separadas en eventos que consisten de al menos una NM (asteriscos), y aquellas sin una NM (diamantes).

Las Figuras 3.2a-c muestran el  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$  para las eyectas no-nube, NMs y eyectas complejas, respectivamente. El límite de clasificación está en  $\bar{Q}_{O^{7+}/O^{6+}} = 1.9$ . Nuestros resultados muestran que el 35 % de las eyecta no-nube, 61 % de las NMs, y 56 % de las eyectas complejas, presentan factores de ionización por arriba del límite de clasificación. Aunque algunos eventos en las NMs y eyectas complejas están por debajo del límite de clasificación, es importante señalar que los promedios de sus factores de ionización son mayores comparados con aquellos de las eyectas no-nube. La Tabla 3.1 resume estos resultados. De la ecuación (3.1), podemos ver que cuando  $Q = 1$ , la razón de estado de carga dentro de la EMCI es igual al valor nominal del estado de ionización del viento solar en el cual la eyecta está embebida (i.e.,  $Q = Q_n = 1$ ). Encontramos que para el factor de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ , 76 % de las eyectas no-nube, 93 % de las NMs, y 89 % de las eyectas complejas, tuvieron un factor de ionización mayor que el valor nominal del viento solar ambiente. Esto indica que las fuentes de los tres tipos de EMCIs están conectadas en su mayoría con regiones que son más calientes que las regiones donde el viento solar se origina. En el caso de las eyectas complejas, el número de eventos es pequeño y nuestros resultados deben ser interpretados con cuidado ya que no se tiene una estadística suficiente.

Las Figuras 3.2d-f muestran el factor de ionización  $Q_{C^{6+}/C^{5+}}$  contra la velocidad del viento solar ambiente para los tres grupos de EMCIs. En este caso, no existe una diferencia clara (ver Tabla 3.1) entre las EMCIs no nube, NM y complejas. Cuando comparamos con el valor nominal del viento solar ambiente, encontramos que el 49 % de las eyectas no-nube, 54 % de las NMs, y 44 % de las eyectas complejas, tienen un factor de ionización mayor que 1. Es necesario puntualizar el hecho de que el análisis de datos del instrumento ACE/SWICS para la razón  $C^{6+}/C^{5+}$  no está suficientemente elaborado [ver Richardson y Cane, 2004], y esto puede influenciar nuestros resultados, los cuales deben ser tomados con cuidado.

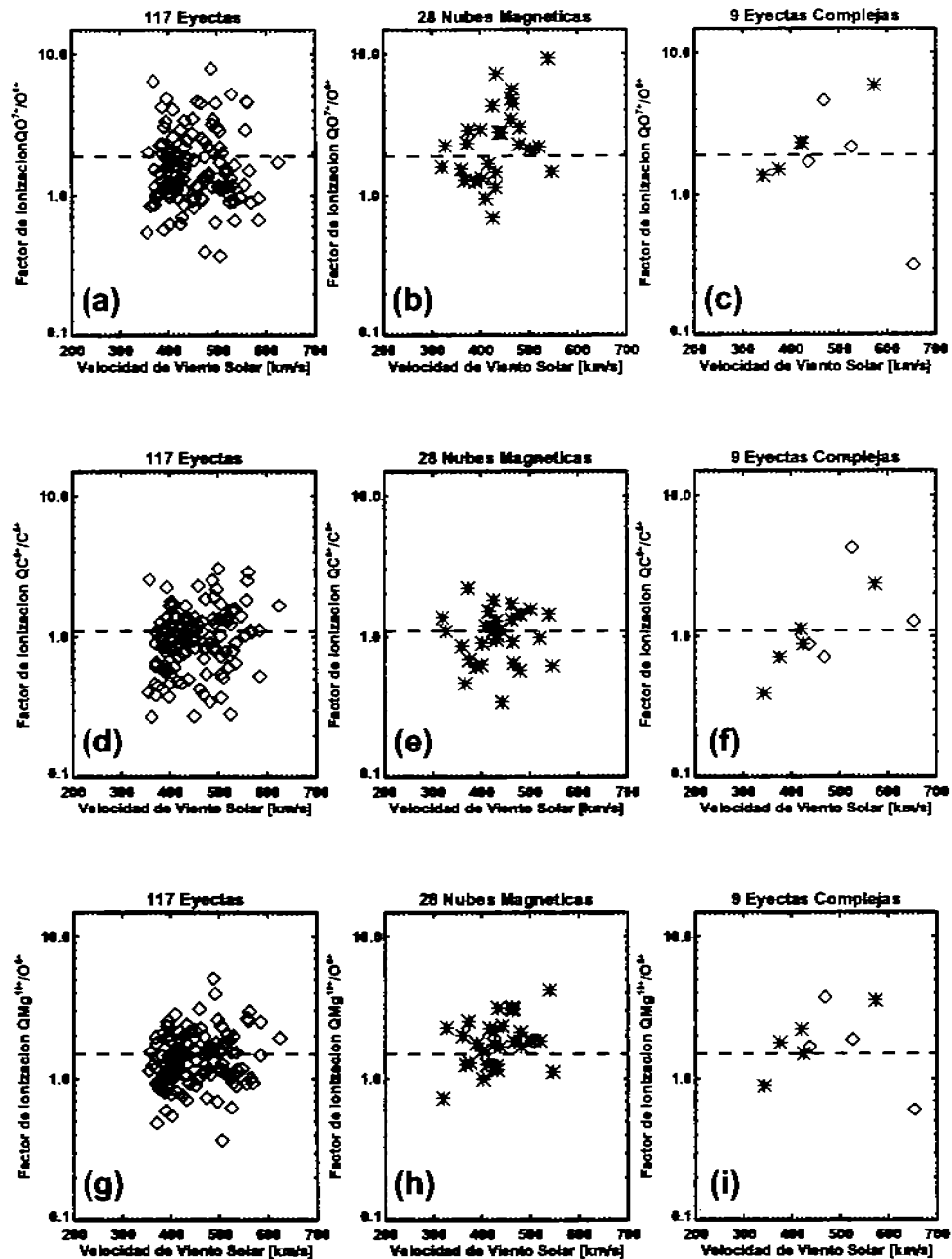


Figura 3.2: Factores de ionización ( $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ ,  $Q_{C^{6+}/C^{5+}}$ , y  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ ) contra la velocidad del viento solar ambiente de eyectas no-nube, NMs y eyectas complejas. La línea punteada en cada gráfica indica el límite obtenido para diferenciar entre razones incrementadas y no incrementadas.

Tabla 3.1: Factores de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ ,  $Q_{C^{6+}/C^{5+}}$ , y  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$  para EMCIs no-nube, nube magnética y complejas.

| Factor de Ionización        | Eyecta no-nube | Nube Magnética | Eyecta Compleja |
|-----------------------------|----------------|----------------|-----------------|
| $Q_{O^{7+}/O^{6+}} > 1.9$   | 35 %           | 61 %           | 56 %            |
| $Q_{O^{7+}/O^{6+}} > Q_n$   | 76 %           | 93 %           | 89 %            |
| $< Q >_{O^{7+}/O^{6+}}$     | 1.9            | 2.8            | 2.5             |
| $Q_{C^{6+}/C^{5+}} > 1.1$   | 41 %           | 50 %           | 44 %            |
| $Q_{C^{6+}/C^{5+}} > Q_n$   | 49 %           | 54 %           | 44 %            |
| $< Q >_{C^{6+}/C^{5+}}$     | 1.1            | 1.1            | 1.4             |
| $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}} > 1.5$ | 44 %           | 71 %           | 78 %            |
| $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}} > Q_n$ | 78 %           | 80 %           | 78 %            |
| $< Q >_{Mg^{10+}/O^{6+}}$   | 1.5            | 2.0            | 2.0             |

$Q_n$  representa el estado de ionización nominal del viento solar en el que la eyecta está embebida.

Las Figuras 3.2g-i muestran (ver Tabla 3.1) que la mayoría de las NMs y eyectas complejas tienen un factor de ionización  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$  mayor que el límite definido de 1.5. En contraste, no resulta ser el caso para las eyectas no-nube, para las cuales un 56% tienen un decremento en su factor de ionización. La comparación con el valor nominal del viento solar ambiente muestra que el 78% de eyectas no nube, 80% de las NMs, y 78% de las eyectas complejas tienen un  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}} > 1$ .

También estudiamos la abundancia de helio ( $He^{4+}/proton > 0.08$ ) dentro de las EMCIs y encontramos que, mientras la mayoría de las NMs (82%) tuvieron aumentos de helio, sólo un 39% de las eyectas no-nube tuvieron esta firma.

### 3.1.4. Resumen y Conclusiones

Encontramos que existe una relación cercana entre el incremento del factor de ionización del estado de carga y la estructura magnética de las EMCIs. Los eventos con una topología de nube magnética muestran un incremento en sus razones de estado de carga  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$  y  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$  con respecto al viento solar ambiente, mientras que las eyectas no-nube, no muestran un incremento similar. Encontramos que para el factor de ionización  $Q_{C^{6+}/C^{5+}}$ , no existe una diferencia clara entre los valores dentro de las NMs y eyectas no-nube. Aunque, hay que recordar lo mencionado anteriormente, en cuanto a que el análisis de la razón  $C^{6+}/C^{5+}$  no está suficientemente elaborado [Richardson y Cane, 2004]. Las eyectas complejas fueron similares a los eventos de NMs. Lo anterior sugiere que las abundancias de estados de carga de iones pesados dentro de las eyectas complejas se incrementan por la presencia de una NM en el evento. Las abundancias de estados de carga en las eyectas complejas deben ser investigadas a fondo. Nuestro estudio también muestra que los tres tipos de EMCIs tienen altos estados de ionización cuando se comparan con el viento solar ambiente (valores nominales), lo que sugiere que éstas provienen de regiones más calientes que las regiones fuentes del viento solar

lento ( $V < 650$  km/s).

Nuestros resultados muestran que en el viento solar lento, la diferencia en los estados de ionización de las eyecciones no-nube y las NMs no es tan marcada como cuando los eventos están embebidos en viento solar rápido. En nuestro conjunto de datos, la mayoría de las EMCIs están embebidas en viento solar lento ( $V < 650$  km/s). Esto contrasta con el conjunto de datos de Henke *et al.* [2001], donde muchas EMCIs observadas por la nave espacial *Ulyses* estaban embebidas en viento solar más rápido. Ellos encontraron una diferencia más fuerte entre los estados de carga de las NMs y las eyecciones no-nube cuando los eventos estaban embebidos en viento solar rápido. Para las EMCIs embebidas en viento solar lento, ellos encontraron que el 38% de las NMs y 21% de las eyecciones no-nube tuvieron un incremento en su razón de estado de carga  $Q_{O^{7+}}/O^{6+}$ , mientras que para aquellas EMCIs embebidas en viento solar rápido, 70% de las NMs y 17% de las eyecciones no-nube tuvieron un incremento en esta razón de estado de carga.

Aunque aún no sabemos lo que determina la formación de una NM, i.e., la razón por la que algunas veces una NM se forma y otras no, nuestros resultados sugieren que la NM tiende a originarse en regiones donde el material es más caliente que el material inyectado en una eyección no-nube. Nuestros resultados apoyan la idea de que, estados de ionización inusuales, por arriba de los valores nominales del viento solar, son indicativos de material de EMCIs. Es importante mencionar que las firmas de composición son muy dependientes del tiempo, i.e., no son constantes dentro de las EMCIs, indicando condiciones muy variables en la región fuente, o posiblemente que el plasma de regiones muy calientes o muy frías hace su camino dentro de la estructura de la eyección de manera intermitente (no constante). Para explicar la presencia de altos estados de ionización dentro de las EMCIs, Lepri y Zurbuchen [2004] han propuesto un escenario en el que altos estados de carga del hierro son el resultado de conectividad magnética con las regiones de la fulguración. Reinard *et al.* [2003] encontró una relación casual entre EMCs con fulguraciones grandes y EMCIs con aumentos en las razones de estado de carga del oxígeno. Posteriores estudios se requieren para ver si las observaciones de eventos coronales y fulguraciones apoyan estas ideas, que es el objetivo de la siguiente sección.

## 3.2. Composición de las EMCIs a 1 UA y su Asociación Solar

### 3.2.1. Introducción

En la sección anterior hicimos un estudio de la relación entre la composición de las EMCIs y su estructura magnética. Pudimos concluir que existe una relación cercana entre el incremento del factor de ionización del estado de carga y la estructura magnética de las EMCIs. En esta sección extenderemos nuestro análisis de composición de EMCIs, buscando alguna relación con su origen solar, en términos de la fulguración asociada a cada EMCI.

Las fulguraciones y EMCs a menudo aparecen de manera simultánea, y resultan

ser fenómenos que producen un reordenamiento global de la topología magnética en la corona solar; sin embargo, la relación exacta entre ambos fenómenos no está completamente entendida [Gosling, 1999]. Algunos estudios han mostrado que las EMCs asociadas con filamentos o pequeñas fulguraciones, inician lentas y tienen una aceleración constante [Gosling *et al.*, 1974, 1976; MacQueen y Fisher, 1983; St. Cyr *et al.*, 1999; Sheeley *et al.*, 1999; Moon *et al.*, 2002]. Bame *et al.* [1979] presentan un estudio sobre algunos casos de incremento en los estados de carga del oxígeno y hierro en periodos de viento solar localmente frío, los cuales relacionaron con plasma de fulguraciones expandiéndose hacia la heliosfera. Cane y Richardson [2003] publicaron una lista de EMCIs, basándose en diferentes firmas de plasma y campo y, cuando fue posible, encontraron la posible EMC asociada. Recientemente, Lepri y Zurbuchen [2004] consideraron 57 EMCIs, de la lista de Cane y Richardson [2003], con su correspondiente EMC asociada, y encontraron que las EMCs que se originaron cerca del centro del Sol estaban más relacionadas con incrementos en los estados de carga del hierro, aunque en su estudio no encontraron correlación alguna entre la magnitud de la fulguración y el incremento en el estado de carga. De la misma forma, Reinard [2005], realizó un estudio con 67 eventos de la lista de Cane y Richardson [2003], a los cuales les pudo asociar una fulguración. Sus resultados mostraron que, para los estados de carga  $O^{7+}/O^{6+}$  y  $Q_{Fe}$ , los eventos que se originaron entre la longitud solar  $E30^\circ$  y  $W45^\circ$ , presentan estados de carga significativamente mayores. Los estados de carga en estos *eventos centrales*, presentan una correlación moderada con la magnitud de la fulguración, indicando que los aumentos en los estados de carga, en el viento solar, son el resultado del calentamiento relacionado a la fulguración en la corona.

El estudio de Reinard [2005], parte de la premisa de que, la reconexión que calienta el material de la fulguración, también crea un flujo de reconexión hacia arriba que llega a estar embebido en el material de la EMC, o bien, alternativamente, calienta el material circundante a la EMC. De acuerdo al trabajo de Sweet [1969], el calentamiento ocurre en el punto de reconexión y el plasma caliente viaja tanto hacia arriba como hacia abajo de este punto. El plasma caliente que viaja hacia abajo, deposita energía en la fría y densa cromosfera, la cual conduce a la evaporación cromosférica y llena los arcos que se originan después de la fulguración, con el material caliente y brillante que es observado [Haisch *et al.*, 1991]. Por arriba del punto de reconexión, el plasma caliente es acelerado en un chorro de material hacia arriba. Si este proceso ocurre durante la erupción de una EMC, Reinard [2005] propone que el plasma caliente del chorro que va hacia arriba, entrará y calentará a la EMC. Debido a que la importancia, en rayos X, de una fulguración está directamente relacionada con la temperatura de los electrones de las fulguraciones [Feldman *et al.*, 1996], el estudio de Reinard [2005] considera que uno podría esperar que, si su premisa formulada es válida, la temperatura de la EMC resultante sería proporcional a la magnitud de la fulguración observada y, consecuentemente, podría existir alguna relación entre la magnitud de la fulguración y los estados de carga observados *in situ*.

El estudio de Reinard [2005] está basado en los estados de carga  $O^{7+}/O^{6+}$  y  $Q_{Fe}$ . A continuación, presentaremos un estudio paralelo al de Reinard [2005], en el cual consideraremos los estados de carga  $O^{7+}/O^{6+}$ ,  $Mg^{10+}/O^{6+}$ , y  $Ne^{8+}/O^{6+}$  así como la abundancia de helio ( $He^{4+}/p$ ).

### 3.2.2. Selección de Datos

Para nuestro estudio, obtuvimos los datos de composición de iones ( $O^{7+}/O^{6+}$ ,  $Mg^{10+}/O^{6+}$ , y  $Ne^{8+}/O^{6+}$ ) del instrumento SWICS/ACE. Los datos de abundancia de helio ( $He^{4+}/p$ ) y de velocidad de protones, fueron obtenidos del instrumento SWEPM/ACE. Los datos de EMCs, en luz visible, fueron obtenidos de SOHO/LASCO. Los datos de fulguraciones fueron obtenidos de los reportes del *Solar Geophysical Data* (SGD).

Los eventos de EMCIs fueron tomados de las listas de nubes magnéticas y cuasi-nubes magnéticas, de R.P. Lepping, que se encuentran en <http://lepmfi.gsfc.nasa.gov/mfi/>, así como de la lista de Manoharan *et al.* [2004]. Las listas de EMCIs, hechas por R.P. Lepping, son el resultado de las observaciones hechas por la nave Wind. Los eventos de NMs fueron identificados, inicialmente, mediante una inspección visual de los parámetros de plasma y campo magnético. El evento candidato a NM fue entonces probado a través del uso de un modelo cilíndrico libre de fuerzas, el cual ayudó también a refinar de una mejor manera los tiempos de las fronteras del evento. Del mismo modo, otro conjunto de eventos, significativamente grande, de estructuras interplanetarias llamadas *cuasi-nubes magnéticas* (C-NMs), fueron identificados por un programa automatizado cuyo criterio de selección está basado en las características de campo y plasma de una NM. Las C-NMs se diferencian de las NMs debido a que presentan (i) una intensidad de campo magnético menor, (ii) sus tiempos de duración son cortos, y (iii) nunca están bien representadas como cuerdas de flujo al ser modeladas como sistemas libres de fuerzas. Sin embargo, muchas C-NMs llegan a ser geoeffectivas, presentando a menudo, largos periodos de su componente  $B_z$  negativa, algo común en las NMs. En un sentido estricto, y siguiendo el criterio que define a las NMs, toda aquella EMCi que no presenta las firmas que definen a la NM, simplemente es una eyecta, como fue definida en el estudio anterior (sección 3.1). Esto implica que las C-NMs pertenecen al grupo de las eyectas ya que no cumplen con el criterio establecido para definirlos como NMs. Por lo tanto, trabajaremos con dos grupos de EMCIs, uno de los cuales está formado por las NMs y el otro por las eyectas. Para complementar estas listas, también utilizamos los eventos registrados por Manoharan *et al.* [2004], los cuales se separaron en NMs y eyectas que no son NMs..

El hecho de usar listas diferentes en este estudio, con respecto a las listas de la sección anterior, también será útil para ver similitudes y diferencias en los resultados que obtendremos.

### 3.2.3. Análisis de Datos

Lo primero que hicimos fue formar los 2 conjuntos de EMCIs con los cuales trabajaremos. Estos eventos corresponden al periodo de tiempo comprendido entre los años 1998, hasta el año 2003. Originalmente, el conjunto de NMs estaba formado por 82 eventos, desde 1995 hasta 2003. Sin embargo, se tuvo que descartar 38 eventos de NMs, debido a que la nave ACE comenzó a hacer mediciones a partir de Febrero de 1998. Por otro lado, también se descartaron eventos para los cuales se tuvieron carencia de datos, ya sea de composición, velocidad o en la abundancia de helio. Lo anterior redujo nuestro conjunto de NMs a un total de 44 eventos. De manera similar, la lista

original de eyectas comprendía un total de 164 eventos, de los cuales se tuvieron que descartar 30 eventos, por lo que la lista de eyectas quedó formada por 134 eventos.

A diferencia del estudio anterior (sección 3.1), no sólo trabajaremos con los factores de ionización (ver sección 3.1.3) de los estados de carga, normalizados con el valor del viento solar, sino también trabajaremos con la abundancia de los estados de carga. Esto nos permitirá comparar la influencia que se tiene al considerar la composición de las EMCIs con respecto al viento solar ambiente (como lo hicimos en el estudio anterior) con la composición de las EMCIs sin importar el estado de ionización del viento solar en el que se encuentran embebidos los eventos, es decir, considerar únicamente la composición dentro de las EMCIs, sin tomar en cuenta las características de los estados carga del viento solar ambiente.

### 3.2.3.1. Abundancia $O^{7+}/O^{6+}$ y Factor de Ionización $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$

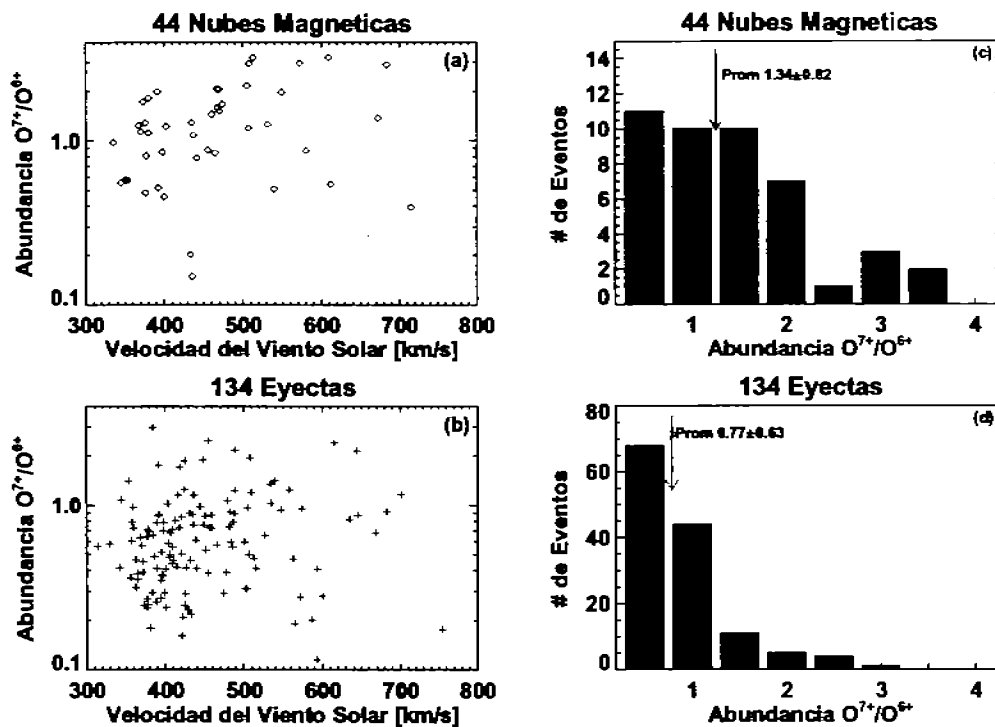


Figura 3.3: (a)-(b) abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  de las NMs y eyectas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente. (c)-(d) muestran las distribuciones de la abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  para las NMs y eyectas, respectivamente. Resulta claro que, en promedio, las NMs presentan una abundancia mayor que las eyectas.

Las Figuras 3.3a-b muestran la abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  de las NMs y eyectas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente. Esta velocidad fue evaluada en los intervalos antes y después de la EMCI, similar al estudio anterior, teniendo la misma duración que el mismo evento



de EMCI. Podemos observar que, tanto para las NMs como para las eyeetas, no existe correlación alguna entre la abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  y la velocidad del viento solar. Los coeficientes de correlación entre la abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  y la velocidad de viento solar son 0.35 y 0.12 para las NMs y las eyeetas, respectivamente. Las Figuras 3.3c-d muestran las distribuciones de la abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$ , correspondientes a las NMs y eyeetas. Para el caso de las NMs, la distribución se encuentra en el rango 0.05 - 3.5, teniendo un valor promedio de  $1.34 \pm 0.82$ . Las eyeetas presentan una distribución en el intervalo 0.5 a 3.0, con un valor promedio de  $0.77 \pm 0.63$ . Resulta claro que las NMs presentan un valor promedio de abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  mayor al de las eyeetas.

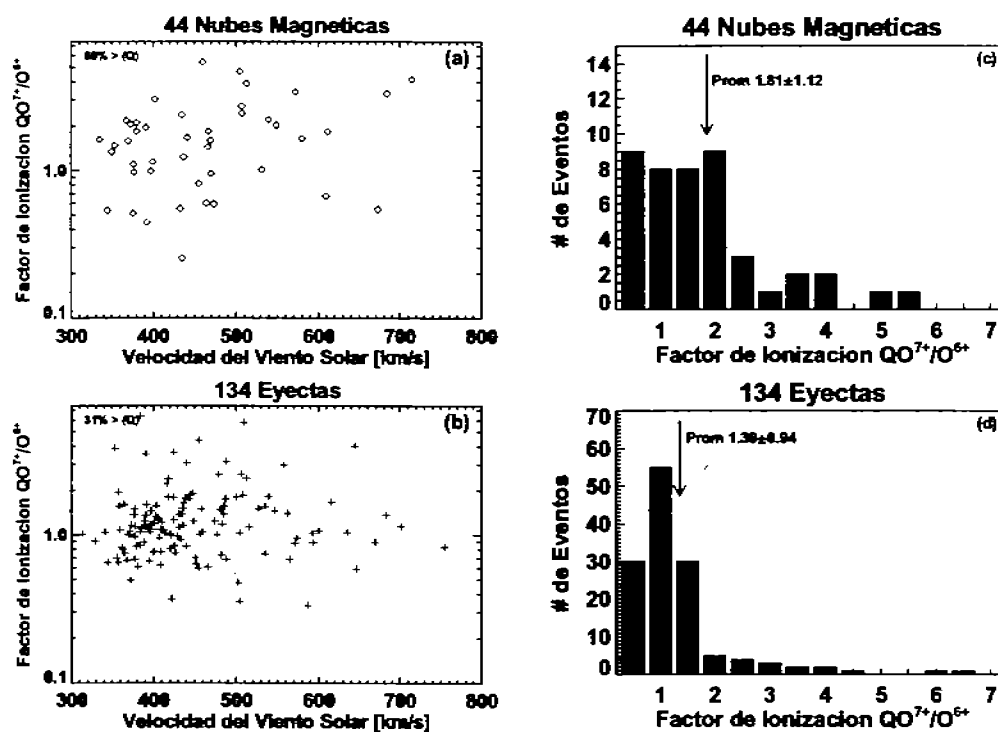


Figura 3.4: (a)-(b) factor de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$  de las NMs y eyeetas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente. (c)-(d) muestran las distribuciones del factor de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$  para las NMs y eyeetas, respectivamente. Resulta claro que, en promedio, las NMs presentan un factor de ionización mayor que las eyeetas.

Utilizamos el mismo método del estudio anterior (sección 3.1) para definir el valor límite del factor de ionización  $\bar{Q}_{O^{7+}/O^{6+}}$ . En este caso, consideramos los 134 eventos de eyeetas para obtener un valor de  $\bar{Q}_{O^{7+}/O^{6+}} = 1.4$ , el cual resultó ser menor al del estudio anterior (sección 3.1), que fue de 1.9. Las Figuras 3.4a-b muestran el factor de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ , contra la velocidad del viento solar para las NMs y eyeetas, respectivamente. Las líneas punteadas indican el valor límite del factor de ionización ( $\bar{Q} = 1.4$ ), a partir del cual se considera que una EMCIs presenta un incremento en su estado de ionización. Para el caso de las NMs, podemos ver que un 60% de los eventos estuvieron por encima del valor límite del factor de ionización, comparado con

Tabla 3.2: Abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  y factor de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ , para NMs y eyectas.

|                                | Nube Magnética  | Eyecta          |
|--------------------------------|-----------------|-----------------|
| Abundancia $< O^{7+}/O^{6+} >$ | $1.34 \pm 0.82$ | $0.77 \pm 0.63$ |
| $Q_{O^{7+}/O^{6+}} > 1.4$      | 60 %            | 31 %            |
| $Q_{O^{7+}/O^{6+}} > Q_n$      | 72 %            | 67 %            |
| $< Q >_{O^{7+}/O^{6+}}$        | $1.81 \pm 1.12$ | $1.39 \pm 0.94$ |

un 31 % para las eyectas. Los coeficientes de correlación entre el factor de ionización y la velocidad del viento solar, resultaron ser bajos, siendo de 0.32 y 0.05 para las NMs y eyectas, respectivamente. También podemos notar que el porcentaje de eventos de NMs que están por encima del factor de ionización límite, supera, en casi dos veces, al del porcentaje de eventos de eyectas.

Las Figuras 3.4c-d, muestran las distribuciones de los factores de ionización para las NMs y eyectas, respectivamente. La distribución de las NMs se encuentra en el rango 0.5 - 5.5, con un valor promedio de  $1.81 \pm 1.12$ . La distribución de las eyectas tuvo un valor promedio menor al de las NMs, siendo éste de  $1.39 \pm 0.94$ , y con un rango de 0.5 - 6.5. De la misma forma que en el estudio anterior (sección 3.1), si consideramos el valor nominal del factor de ionización del viento solar en el cual la eyecta está embebida (i.e.,  $Q = Q_n = 1$ ), tenemos que el 72 % de las NMs y el 67 % de las eyectas, están por encima del valor nominal ( $Q_n$ ) del viento solar. La Tabla 3.2 resume los resultados correspondientes a la abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  y el factor de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ .

### 3.2.3.2. Abundancia $Mg^{10+}/O^{6+}$ y Factor de Ionización $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$

Las Figuras 3.5a-b muestran la abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$  de las NMs y eyectas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente. Podemos observar que, tanto para las NMs como para las eyectas, la correlación entre la abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$  y la velocidad del viento solar, es muy baja. Los coeficientes de correlación entre la abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$  y la velocidad de viento solar son 0.25 y 0.19 para las NMs y las eyectas, respectivamente. Las Figuras 3.5c-d muestran las distribuciones de la abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$ , correspondientes a las NMs y eyectas. Para el caso de las NMs, la distribución se encuentra en el rango 0.1 - 0.7, teniendo un valor promedio de  $0.30 \pm 0.15$ . Las eyectas presentan una distribución en el intervalo 0.1 a 1.0, con un valor promedio de  $0.20 \pm 0.12$ . Por lo tanto, la abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$  resulta ser mayor en las NMs que en las eyectas.

Las Figuras 3.6a-b muestran el factor de ionización  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ , contra la velocidad del viento solar para las NMs y eyectas, respectivamente. El factor de ionización, en este caso, resultó ser  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}} = 1.2$ , por lo que fue menor al estudio que hicimos en la sección anterior, que fue de 1.5. Las líneas punteadas indican el valor límite del factor de ionización ( $\bar{Q} = 1.2$ ), a partir del cual se considera que una EMCIS presenta un incremento en su estado de ionización. Para el caso de las NMs, podemos ver que un 66 % de los eventos estuvieron por encima del este valor límite del factor de ionización, comparado con un 36 % para las eyectas. Los coeficientes de correlación entre el factor

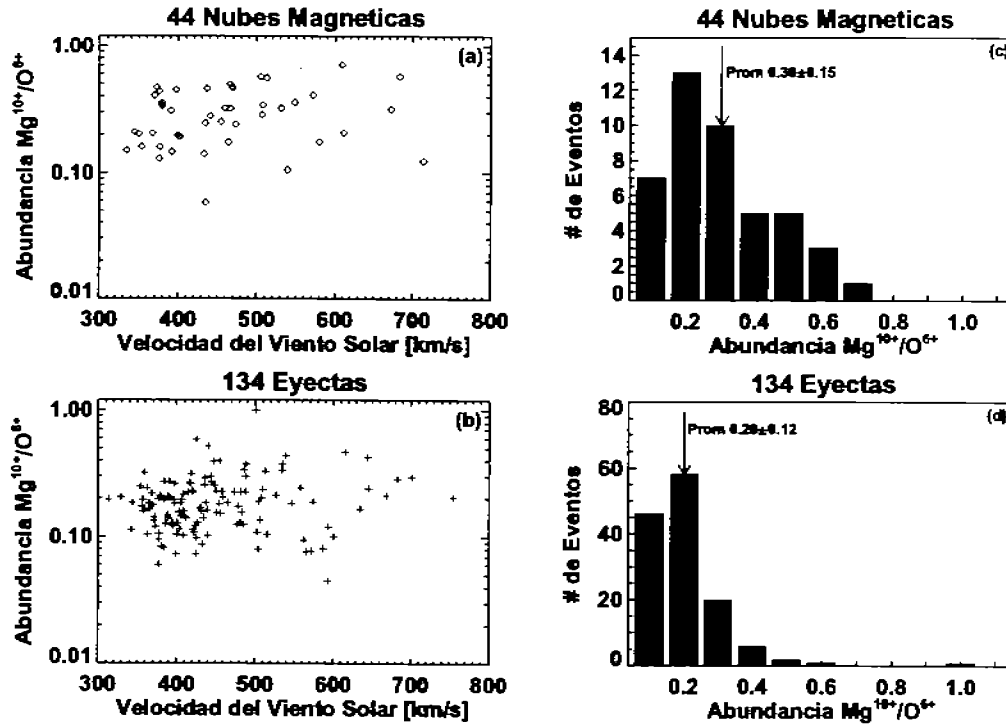


Figura 3.5: (a)-(b) abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$  de las NMs y eyectas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente. (c)-(d) muestran las distribuciones de la abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$  para las NMs y eyectas, respectivamente. Resulta claro que, en promedio, las NMs presentan una abundancia mayor que las eyectas.

de ionización y la velocidad del viento solar, resultaron ser de 0.22 y 0.15 para las NMs y eyectas, respectivamente. Es claro que el porcentaje de NMs por encima del valor límite es mayor al porcentaje de las eyectas.

Tabla 3.3: Abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$  y factor de ionización  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ , para NMs y eyectas.

|  | Nube Magnética  | Eyecta          |
|--|-----------------|-----------------|
| Abundancia $\langle Mg^{10+}/O^{6+} \rangle$ | $0.30 \pm 0.15$ | $0.20 \pm 0.12$ |
| $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}} > 1.2$                  | 66%             | 36%             |
| $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}} > Q_n$                  | 84%             | 53%             |
| $\langle Q \rangle_{Mg^{10+}/O^{6+}}$        | $1.58 \pm 0.76$ | $1.20 \pm 0.62$ |

Las Figuras 3.6c-d, muestran las distribuciones de los factores de ionización  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$  para las NMs y eyectas, respectivamente. La distribución de las NMs se encuentra en el rango 0.05 - 3.5, con un valor promedio de  $1.58 \pm 0.76$ . La distribución de las eyectas tuvo un valor promedio menor al de las NMs, siendo éste de  $1.20 \pm 0.62$ , y con un rango de 0.05 - 5.0. De la misma forma que en el estudio anterior (sección 3.1), si consideramos el valor nominal del estado de ionización del viento solar en el cual la

eyecta está embebida (i.e.,  $Q_n = 1$ ), tenemos que el 84% de las NMs y el 53% de las eyectas, están por encima del valor nominal ( $Q_n$ ) del viento solar. La Tabla 3.3 resume los resultados correspondientes a la abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$  y el factor de ionización  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ .

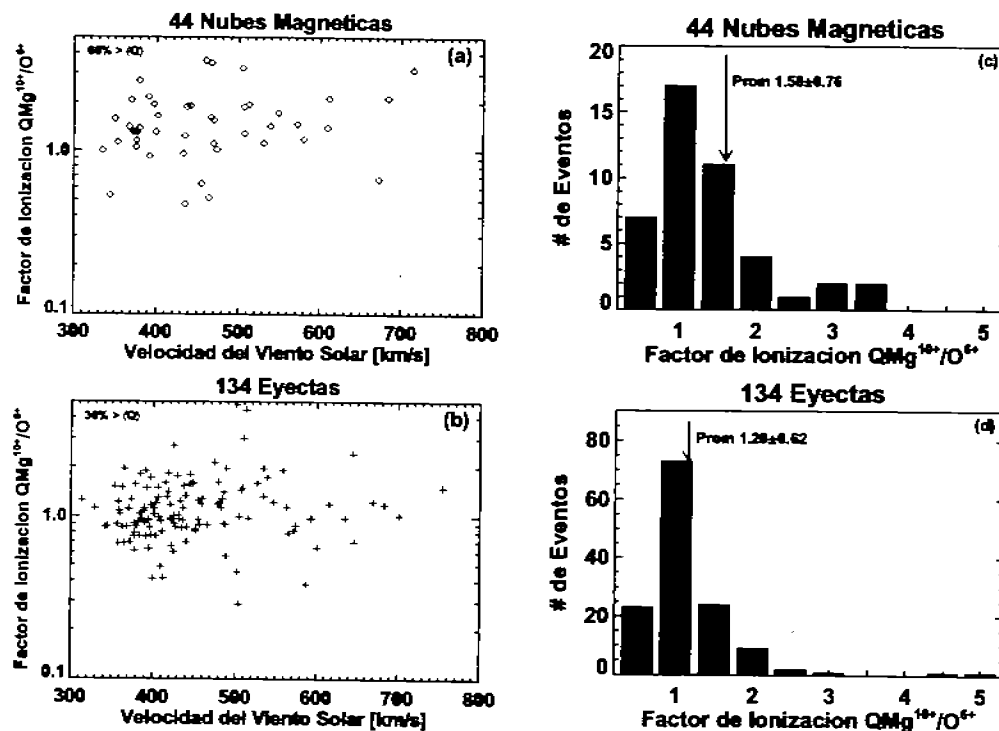


Figura 3.6: (a)-(b) factor de ionización  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$  de las NMs y eyectas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente. (c)-(d) muestran las distribuciones del factor de ionización  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$  para las NMs y eyectas, respectivamente. En promedio, las NMs presentan un factor de ionización mayor que las eyectas.

### 3.2.3.3. Abundancia $Ne^{8+}/O^{6+}$ y Factor de Ionización $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$

Las Figuras 3.7a-b muestran la abundancia  $Ne^{8+}/O^{6+}$  (que es una abundancia que no fue incluida en el estudio de la sección 3.1) de las NMs y eyectas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente. En este caso, las NMs presentan un coeficiente de correlación, entre la abundancia  $Ne^{8+}/O^{6+}$  y la velocidad del viento solar, de 0.27, mientras que para las eyectas, el coeficiente de correlación es de 0.16. Podemos ver que, como en los casos anteriores, los coeficientes de correlación son pequeños. Para el caso de las distribuciones de la abundancia  $Ne^{8+}/O^{6+}$  (ver Figuras 3.7c-d), podemos ver que la distribución correspondiente a las NMs, presenta un rango que va de 0.05 hasta 0.4. La distribución de las eyectas tiene un rango de 0.05 a 0.45. Los valores promedio de la abundancia

$Ne^{8+}/O^{6+}$ , son  $0.26 \pm 0.10$  y  $0.21 \pm 0.07$  para las NMs y eyectas, respectivamente. La abundancia  $Ne^{8+}/O^{6+}$  promedio de las NMs resultó ser mayor a la de las eyectas.

Las Figuras 3.8a-b muestran el factor de ionización  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$ , contra la velocidad del viento solar para las NMs y eyectas, respectivamente. El factor de ionización, en este caso, resultó ser  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}} = 1.1$ . Las líneas punteadas indican el valor límite del factor de ionización ( $\bar{Q} = 1.1$ ), a partir del cual se considera que una EMCIS presenta un incremento en su estado de ionización. Para el caso de las NMs, podemos ver que un 75 % de los eventos estuvieron por encima del este valor límite del factor de ionización, comparado con un 38 % para las eyectas. Los coeficientes de correlación entre el factor de ionización y la velocidad del viento solar, resultaron ser de 0.12 y 0.05 para las NMs y eyectas, respectivamente. También en este caso, las correlaciones resultaron ser muy bajas; sin embargo, se sigue manteniendo la tendencia de que, el porcentaje de NMs por encima del límite del factor de ionización sigue siendo mayor al del porcentaje de las eyectas.

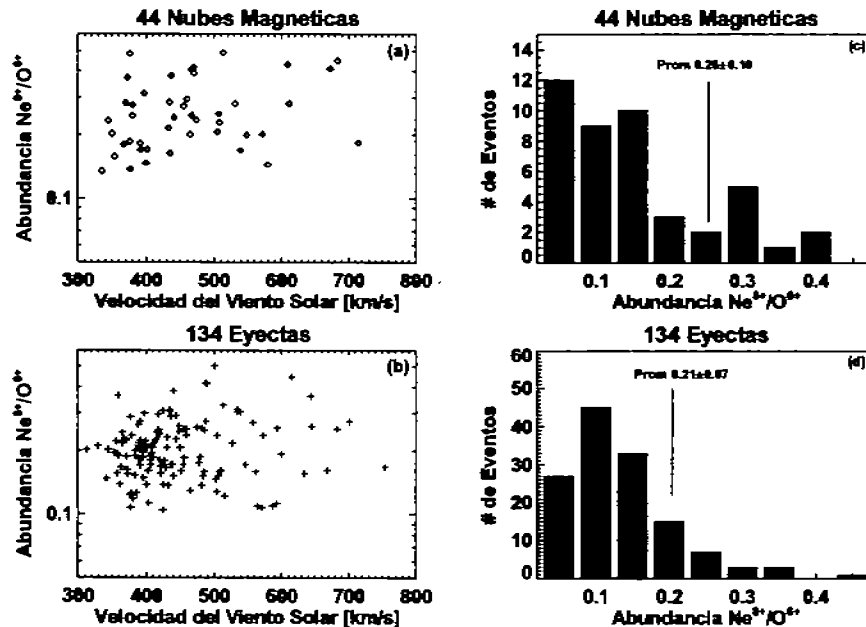


Figura 3.7: (a)-(b) abundancia  $Ne^{8+}/O^{6+}$  de las NMs y eyectas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente. (c)-(d) muestran las distribuciones de la abundancia  $Ne^{8+}/O^{6+}$  para las NMs y eyectas, respectivamente. Las NMs presentaron, en promedio, una abundancia mayor que las eyectas.

Las Figuras 3.8c-d, muestran las distribuciones de los factores de ionización  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$  para las NMs y eyectas, respectivamente. La distribución de las NMs se encuentra en el rango 0.25 - 1.5, con un valor promedio de  $1.28 \pm 0.32$ . La distribución de las eyectas tuvo un valor promedio menor al de las NMs, siendo éste de  $1.10 \pm 0.29$ , y con un rango de 0.25 - 2.0. De la misma forma que en el estudio anterior (sección 3.1), si consideramos el valor nominal del estado de ionización del viento solar en el cual la eyecta está embebida (i.e.,  $Q = Q_n = 1$ ), tenemos que el 82 % de las NMs y el 55 % de las

Tabla 3.4: Abundancia  $Ne^{8+}/O^{6+}$  y factor de ionización  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$ , para NMs y eyectas.

|   | Nube Magnética  | Eyecta          |
|---|-----------------|-----------------|
| Abundancia $\langle Ne^{8+}/O^{6+} \rangle$ | $0.26 \pm 0.10$ | $0.21 \pm 0.07$ |
| $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}} > 1.1$                  | 75 %            | 38 %            |
| $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}} > Q_n$                  | 82 %            | 55 %            |
| $\langle Q \rangle_{Ne^{8+}/O^{6+}}$        | $1.28 \pm 0.32$ | $1.10 \pm 0.29$ |

eyectas, están por encima del valor nominal ( $Q_n$ ) del viento solar. La Tabla 3.4 resume los resultados correspondientes a la abundancia  $Ne^{8+}/O^{6+}$  y el factor de ionización  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$ .

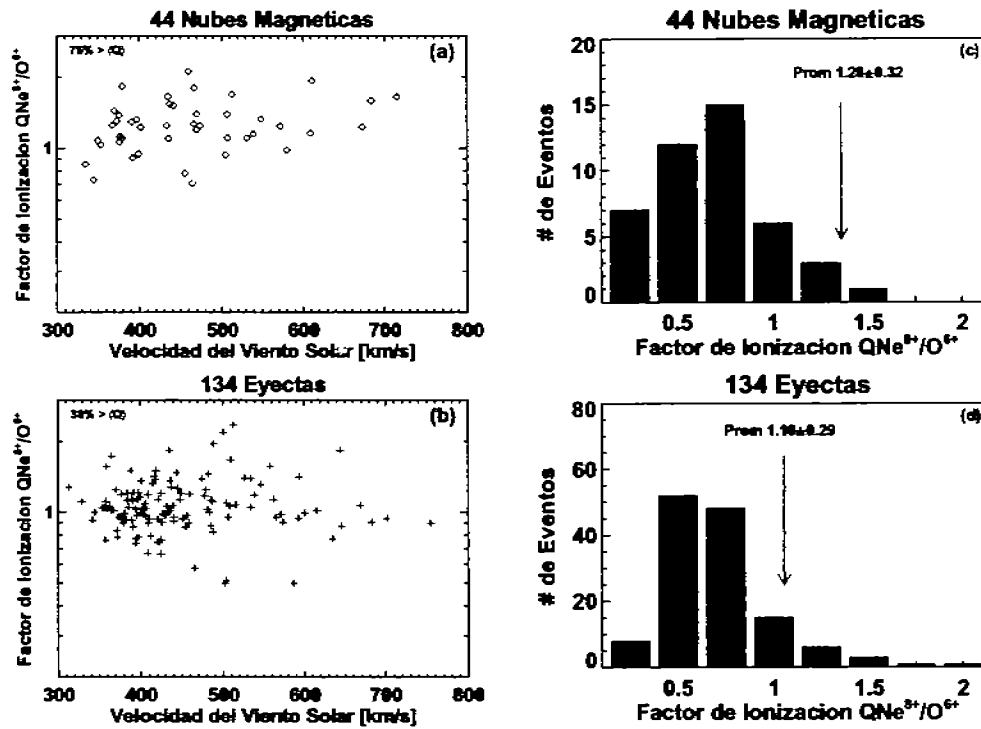


Figura 3.8: (a)-(b) factor de ionización  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$  de las NMs y eyectas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente. (c)-(d) muestran las distribuciones del factor de ionización  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$  para las NMs y eyectas, respectivamente. En promedio, las NMs presentan un factor de ionización mayor que las eyectas.

### 3.2.3.4. Abundancia $He^{4+}/p$

La abundancia  $He^{4+}/p$ , a diferencia de las que hemos estudiado hasta ahora, está asociada con el material que se encuentra depositado en los tubos de flujo y que eventualmente es removido en un evento explosivo. Las Figuras 3.9a-b muestran la

abundancia  $He^{4+}/p$  de las NMs y eyectas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente.

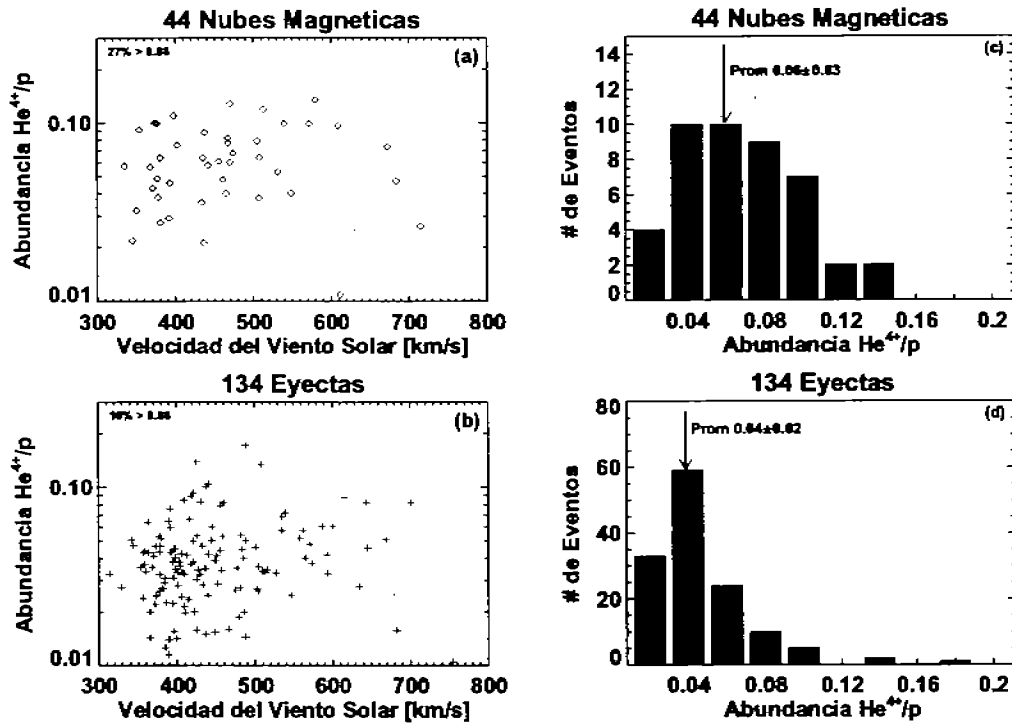


Figura 3.9: (a)-(b) abundancia  $He^{4+}/p$  de las NMs y eyectas, contra la velocidad del viento solar ambiente en los intervalos anterior y posterior a la EMCI, respectivamente. Las líneas punteadas indican el valor de abundancia para el cual se considera que hay un enriquecimiento de helio ( $He^{4+}/p > 0.08$ ). (c)-(d) muestran las distribuciones de la abundancia  $He^{4+}/p$ , para las NMs y eyectas, respectivamente. Las NMs presentaron, en promedio, una abundancia mayor que las eyectas. Sin embargo, fueron muy bajos los porcentajes de eventos con abundancia mayor a 0.08.

En este caso, las NMs presentan un coeficiente de correlación, entre la abundancia  $He^{4+}/p$  y la velocidad del viento solar, de 0.12, mientras que para las eyectas, el coeficiente de correlación es de 0.14. Podemos ver que, como en los casos anteriores, los coeficientes de correlación son muy bajos. Por otro lado, el porcentaje de eventos de NMs con enriquecimiento de helio mayor a 0.08, resultó ser del 27%, mientras que para las eyectas fue del 10%. Estos resultados contrastan con los valores obtenidos en el estudio de la sección anterior, donde los porcentajes de enriquecimiento de helio fueron de 82% para las NMs y de 39% para las eyectas. Sin embargo, continúa prevaleciendo que, las NMs presentan un mayor enriquecimiento de helio, comparadas con las eyectas. Para el caso de las distribuciones de la abundancia  $He^{4+}/p$  (ver Figuras 3.9c-d), podemos ver que la distribución correspondiente a las NMs, presenta un rango que va de 0.02 hasta 0.14. La distribución de las eyectas también tiene un rango de 0.02 a 0.14. Los valores promedio de la abundancia  $He^{4+}/p$ , son  $0.06 \pm 0.03$  y  $0.04 \pm 0.02$  para las NMs y eyectas, respectivamente. La abundancia  $He^{4+}/p$  promedio de las NMs

resultó ser mayor a la de las eyectas, sin embargo, ambos promedios se encuentran por debajo del valor de 0.08, considerado como el valor de enriquecimiento de helio. La Tabla 3.5 resume los valores obtenidos para la abundancia  $He^{4+}/p$ .

|                               | Nube Magnética  | Eyecta          |
|-------------------------------|-----------------|-----------------|
| Abundancia $< He^{4+}/p >$    | $0.06 \pm 0.03$ | $0.04 \pm 0.02$ |
| Abundancia $He^{4+}/p > 0.08$ | 27 %            | 10 %            |

### 3.2.3.5. Asociación Solar

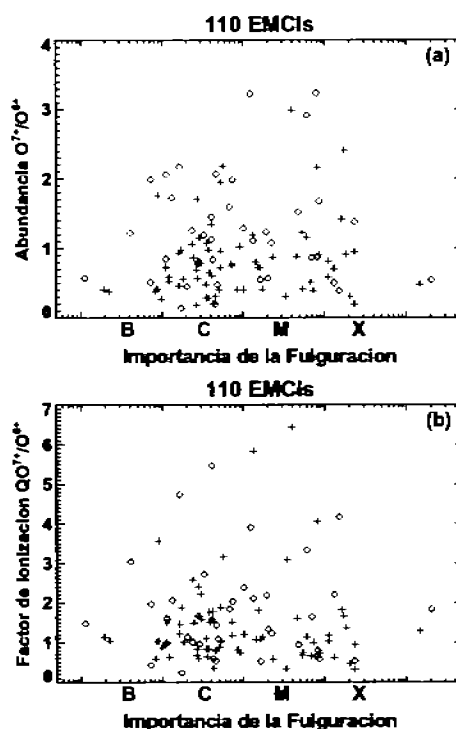


Figura 3.10: Abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  (a) y factor de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$  (b), en función de la intensidad de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas.

La segunda parte de nuestro análisis, consiste en estudiar la asociación de la composición de las NMs y las eyectas, con la actividad en el Sol. Concretamente, estudiaremos la relación de las fulguraciones (en rayos X) asociadas a las EMCs así como su localización en el disco solar, con la composición de las EMCIs, una vez que éstas son detectadas a 1 UA. En este sentido, las listas de eventos de EMCIs que utilizamos, también reportan la correspondiente EMC (observada por SOHO/LASCO) asociada a cada EMCi observada a 1 UA. Por lo que utilizamos la lista de fulguraciones, en rayos



X, del SGD para poder asociar una fulguración a cada EMC. En el caso de las NMs, logramos asociar 39 de 44 eventos, con su respectiva EMC vista por SOHO/LASCO, así como su correspondiente fulguración, reportada en el SGD. Del mismo modo, para el caso de las eyectas, fue posible hacer la asociación solar para 71 de 134 eyectas. Por lo tanto, el estudio de asociación solar lo haremos con 110 EMCIs, de las cuales, 39 son NMs y las 71 restantes son eyectas.

Iniciaremos con el análisis de la relación de las abundancias y los factores de ionización, con las intensidades de las fulguraciones asociadas, en rayos X. La Figura 3.10a muestra la abundancia de las 110 EMCIs en función de la importancia de la fulguración asociada a cada evento. Los símbolos de diamante, corresponden a las 39 NMs, mientras que los símbolos de suma, representan las 71 eyectas. Las letras B, C, M y X, se refieren a la importancia de la fulguración, en rayos X, donde los valores de intensidad son: B ( $I < 10^{-6}$ ), C ( $10^{-6} \leq I < 10^{-5}$ ), M ( $10^{-5} \leq I < 10^{-4}$ ), X ( $I > 10^{-4}$ ), en unidades de  $[W/m^2]$ . Resulta difícil ver alguna relación de la abundancia con la intensidad de la fulguración. Como podemos observar, fulguraciones tanto intensas como moderadas, pueden estar asociadas a EMCIs con valores grandes o pequeños de abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$ . Lo mismo ocurre para el caso del factor de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$  (ver Figura 3.10b) donde, al igual que en la Figura 3.10a, no se aprecia que exista una relación del factor de ionización con la intensidad de la fulguración asociada.

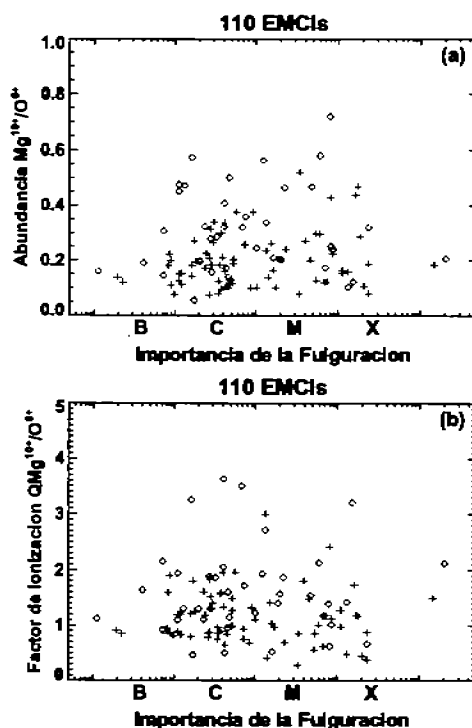


Figura 3.11: Abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$  (a) y factor de ionización  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$  (b), en función de la intensidad de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas.

La Figura 3.11a muestra la abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$  en función de la intensidad de

la fulguración. De manera general, no se observa tampoco algún tipo de relación que nos permita asociar el valor de abundancia con el de la intensidad de la fulguración. Tanto las NMs como las eyectas pueden presentar diferentes valores de abundancia, sin importar que la intensidad de la fulguración asociada a ellas. Lo mismo ocurre en la Figura 3.11b, donde, al graficar el factor de ionización  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ , para las 110 EMCIs, tampoco es posible apreciar tendencia alguna que pudiera relacionar el valor del factor de ionización con la intensidad de la fulguración.

El caso de la abundancia  $Ne^{8+}/O^{6+}$  y factor de ionización  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$ , no cambia mucho en relación a los dos casos anteriores que hemos analizado. La Figura 3.12a muestra la abundancia  $Ne^{8+}/O^{6+}$  en función de la intensidad de la fulguración y la Figura 3.12b muestra el factor de ionización, también como función de la intensidad de la fulguración. En ambas figuras se puede ver que, tanto la abundancia como el factor de ionización, son independientes de la intensidad de la fulguración.

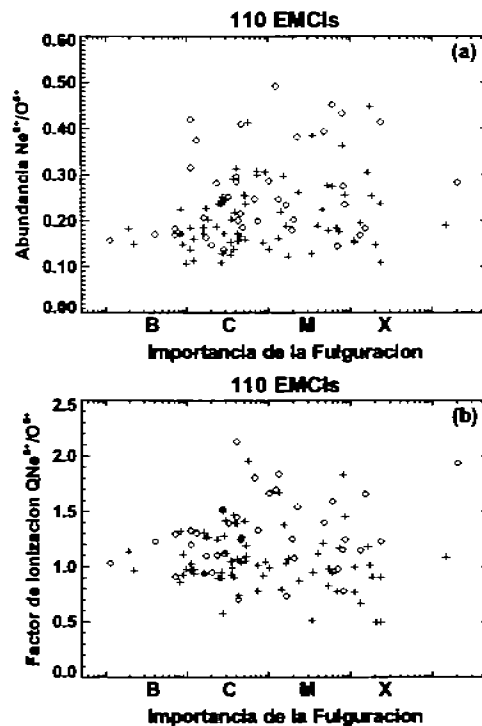


Figura 3.12: Abundancia  $Ne^{8+}/O^{6+}$  (a) y factor de ionización  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$  (b), en función de la intensidad de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas.

Ahora veremos lo que ocurre con la abundancia  $He^{4+}/p$ . La Figura 3.13 muestra que la historia no cambia mucho, en comparación a los casos anteriores. Al graficar la abundancia  $He^{4+}/p$ , en función de la intensidad de la fulguración, tenemos que estos parámetros no están bien correlacionados, para las 110 EMCIs.

Una vez hecho el análisis de la relación de las abundancias y los factores de ionización, con la intensidad de las fulguraciones asociadas, haremos un análisis de las mismas abundancias y factores de ionización, pero ahora en función de la longitud y la

latitud solar de las fulguraciones asociadas. Para esta parte del análisis, lo que hicimos fue considerar la localización de las fulguraciones, dada en la lista del SGD. En dicha lista, además de la intensidad de las fulguraciones, también se reporta la localización de cada fulguración en forma de longitud y latitud. Se considera al centro del disco solar como el origen, las longitudes oeste (W) y este (E), a la derecha e izquierda del centro del disco solar, respectivamente, y las latitudes norte (N) y sur (S), hacia arriba y hacia abajo del centro del disco solar, respectivamente. Con esta información y con los valores de las abundancias y factores de ionización, contruimos las gráficas que presentaremos a continuación. Cabe señalar que, en la lista del SGD, no se reportan todas las localizaciones de las fulguraciones, sin embargo, para aquellos eventos en los que no se reportaron las correspondientes localizaciones, utilizamos las imágenes de SOHO/EIT, que es un instrumento que observa al Sol en el ultravioleta extremo. Con base en dichas observaciones, es posible encontrar la localización, sobre el disco solar, de eventos de fulguraciones, ya sea por un abramantamiento en el ultravioleta extremo, o bien, con la ayuda de las diferencias de imágenes, donde también es posible detectar a las fulguraciones, las cuales se ven como oscurecimientos en las diferencias de imágenes.

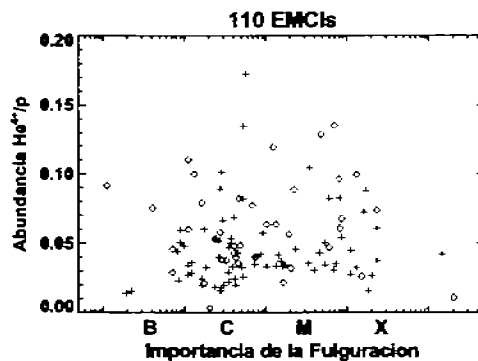


Figura 3.13: Abundancia  $He^{4+}/p$ , en función de la intensidad de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas.

La Figura 3.14a muestra la abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  en función de la longitud solar de la fulguración asociada a cada EMCI. Como en las gráficas previas, los símbolos de diamante representan a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas. Es posible ver que, las abundancias, tanto de NMs como de eyectas, decrecen cuando la longitud solar está fuera del rango  $\sim \pm 40^\circ$ , en cambio, cuando la longitud está contenida en el rango  $\sim \pm 40^\circ$ , la abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  aumenta. Lo mismo ocurre para el factor de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$  (ver Figura 3.14b), donde, para longitudes contenidas en el rango  $\sim \pm 40^\circ$ , los valores del factor de ionización aumentan en comparación a los eventos que se encuentran a longitudes fuera del rango  $\sim \pm 40^\circ$ .

La Figura 3.15a muestra la abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$  contra la longitud solar de la fulguración asociada a cada una de las 110 EMCIs. Podemos ver que tanto las NMs (símbolos de diamante) y las eyectas (símbolos de suma) están distribuidas de manera tal que, a partir de longitudes  $\sim \pm 40^\circ$  en dirección al limbo solar, la abundancia decrece, contrastando con los eventos que se encuentran cercanos al centro del disco solar, donde la abundancia se ve incrementada, comparativamente. El factor de ion-

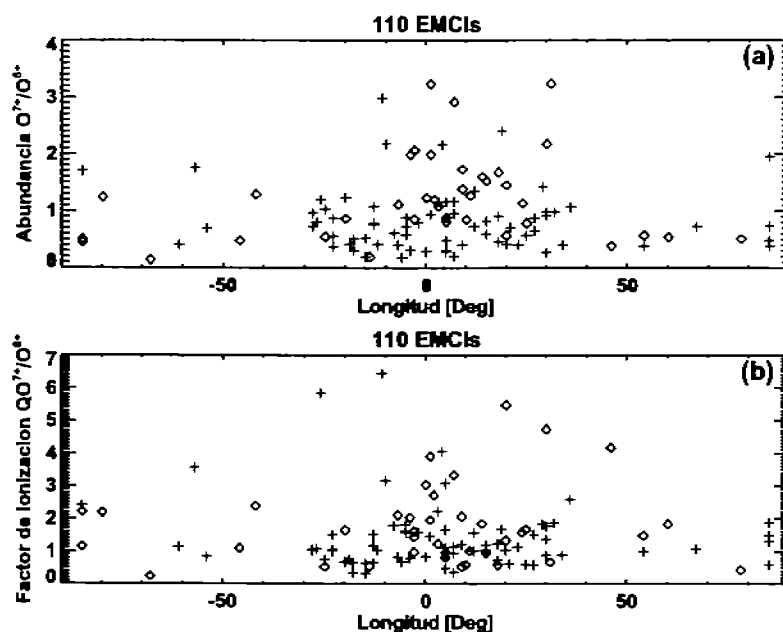


Figura 3.14: Abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  (a) y factor de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$  (b), en función de la longitud solar de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyecciones.

ización  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$  de las 110 EMCIs, al ser graficado contra la longitud solar de cada fulguración asociada (ver Figura 3.15b), también muestra una tendencia a incrementarse a longitudes cercanas al centro del disco solar, en comparación a aquellos eventos cercanos al limbo solar, donde el factor de ionización presenta una caída.

Las Figuras 3.16a-b muestran la abundancia  $Ne^{8+}/O^{6+}$  y el factor de ionización  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$  de las 110 EMCIs, graficados contra la longitud solar de la fulguración asociada a cada evento, respectivamente. En el caso de la abundancia  $Ne^{8+}/O^{6+}$  (ver Figura 3.16a), la tendencia es similar a los dos casos anteriores que hemos analizado. La abundancia tiende a ser mayor cuando nos aproximamos hacia el centro del disco solar, y disminuye al movernos hacia el limbo solar. Cuantitativamente, el incremento en la abundancia está presente en longitudes que se encuentran en el rango  $\sim \pm 40^\circ$  y, fuera de este rango, el decremento en la abundancia está presente. En el caso del factor de ionización  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$  (ver Figura 3.16b), la tendencia es similar, aunque no tan clara como en el caso de la abundancia. Los valores del factor de ionización fuera del rango de longitud  $\sim \pm 40^\circ$ , tienen un valor promedio de  $\sim 1.0$ , mientras que en longitudes contenidas en el rango  $\sim \pm 40^\circ$ , hay valores comprendidos entre  $\sim 0.5$  y  $\sim 2.2$ . Sin embargo, si es posible apreciar la tendencia del aumento del factor de ionización a longitudes cercanas al centro del disco solar, como en los casos anteriores.

La Figura 3.17 muestra la abundancia  $He^{4+}/p$  de las 110 EMCIs en función de la longitud solar de la fulguración asociada a cada evento. Salvo un evento que presenta una abundancia alta y que se encuentra a  $\sim 85^\circ$ , en general la gráfica muestra un comportamiento similar a las abundancias que hemos analizado anteriormente, es decir, los

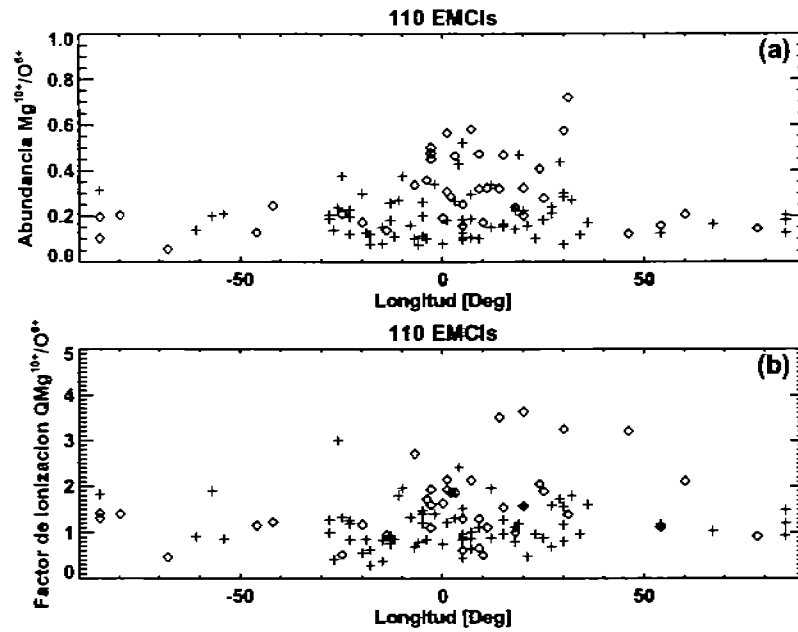


Figura 3.15: Abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$  (a) y factor de ionización  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$  (b), en función de la longitud solar de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas.

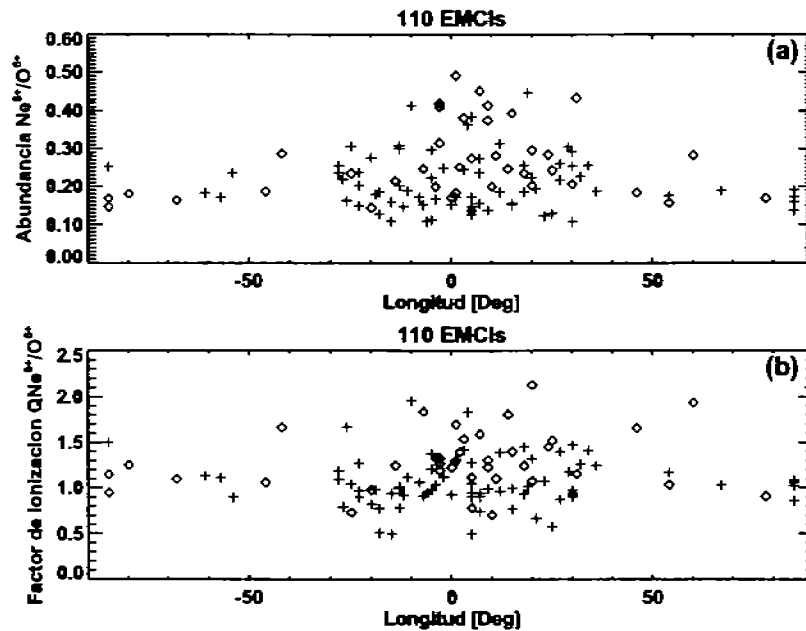


Figura 3.16: Abundancia  $Ne^{8+}/O^{6+}$  (a) y factor de ionización  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$  (b), en función de la longitud solar de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas.

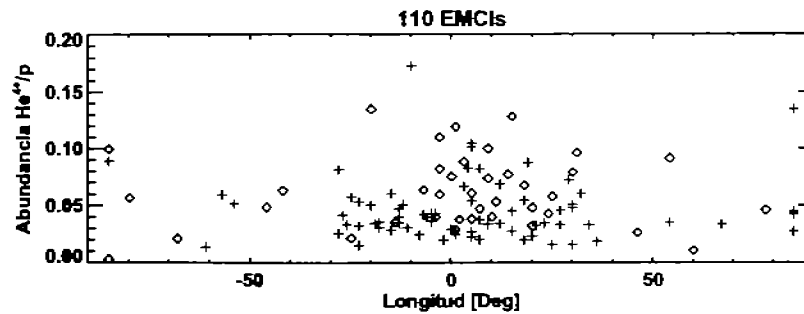


Figura 3.17: Abundancia  $He^{4+}/p$ , en función de la longitud solar de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas.

eventos contenidos en el rango  $\sim \pm 40^\circ$ , presentan una abundancia mayor que aquellos eventos que se encuentran fuera de dicho rango, en el que las abundancias tienden a disminuir.

La siguiente parte de nuestro análisis considera ahora las abundancias y factores de ionización de las EMCIs como función de la latitud solar en la que se encuentran las fulguraciones asociadas a estos eventos. Como vimos en el análisis de longitud, existe una tendencia a encontrar aumentos en las abundancias y factores de ionización a longitudes cercanas al centro del disco solar, mientras que al alejarnos del centro del disco solar, éstas disminuyen. Por lo tanto, sería interesante analizar ahora lo que ocurre cuando consideramos a las abundancias y factores de ionización como función de la latitud de las fulguraciones asociadas con las EMCIs.

Las Figuras 3.18a-b muestran la abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  y el factor de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$  de las 110 EMCIs, en función de la latitud solar de la fulguración asociada a cada evento, respectivamente. Las NMs se representan por medio del símbolo de diamante y las eyectas por el símbolo de suma. Los eventos están contenidos en un rango de latitud de  $\sim \pm 35^\circ$ . Tanto la abundancia como el factor de ionización, no presentan una tendencia de aumento o disminución en función de la latitud solar. Podemos encontrar cualquier valor de abundancia o factor de ionización, independientemente de la latitud a la cual se encuentra la fulguración asociada. Esto contrasta con el caso de la longitud, en el cual quedaba bien definida una tendencia a encontrar aumentos de abundancia y factor de ionización, en longitudes cercanas al centro del disco solar, mientras que en dirección del limbo solar, estos valores disminuían.

Las Figura 3.19a-b muestran el caso para la abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$  y el factor de ionización  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ , en función de la latitud solar de la fulguración asociada a cada EMCI, respectivamente. Similar al caso anterior, tampoco se observa alguna tendencia de encontrar aumentos o decrementos en la abundancia y en el factor de ionización, en función de la latitud de la fulguración asociada con cada EMCI.

En el caso de la abundancia  $Ne^{8+}/O^{6+}$  (ver Figura 3.20a) y el factor de ionización  $Ne^{8+}/O^{6+}$  (ver Figura 3.20b), al ser graficadas contra la latitud solar de la fulguración asociada a cada EMCI, tampoco muestran alguna relación de aumento o caída en los valores de abundancia y factor de ionización, como función de la latitud solar. Las EMCIs pueden presentar cualquier valor en su composición, sin importar la latitud a

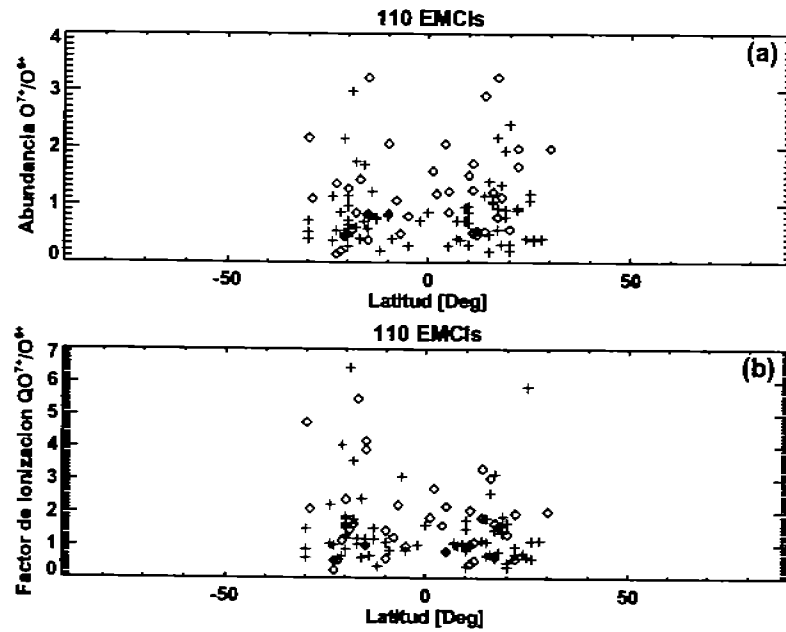


Figura 3.18: Abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  (a) y factor de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$  (b), en función de la latitud solar de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyecciones.

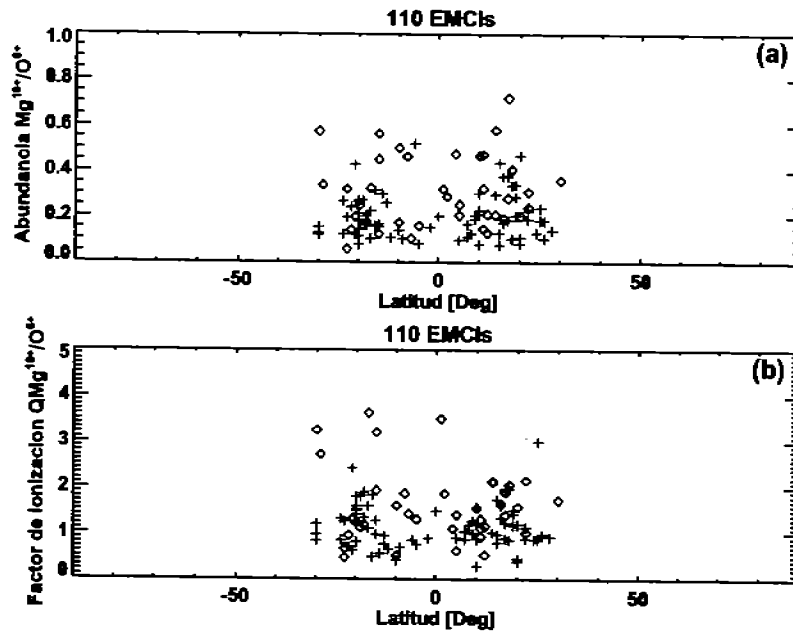


Figura 3.19: Abundancia  $Mg^{10+}/O^{6+}$  (a) y factor de ionización  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$  (b), en función de la latitud solar de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyecciones.

la cual se encuentra la fulguración asociada a cada una de ellas.

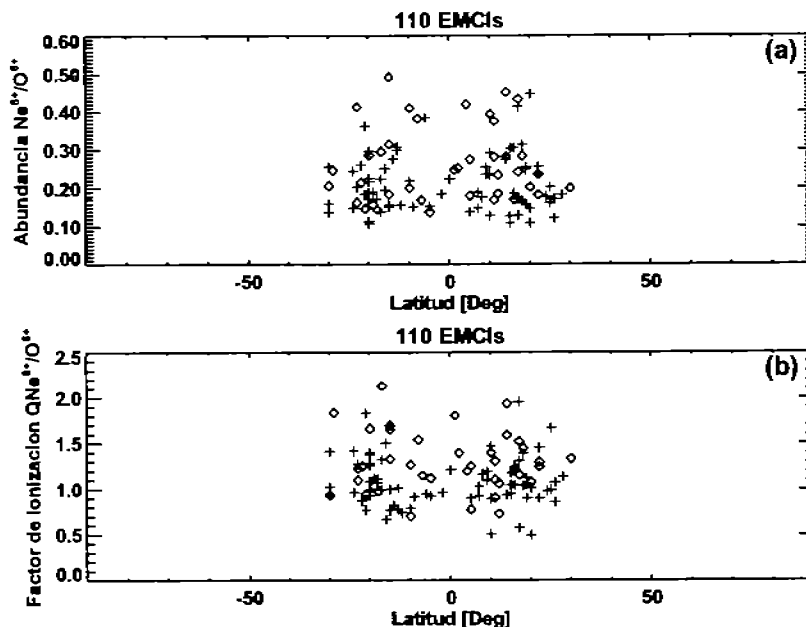


Figura 3.20: Abundancia  $Ne^{8+}/O^{6+}$  (a) y factor de ionización  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$  (b), en función de la latitud solar de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas.

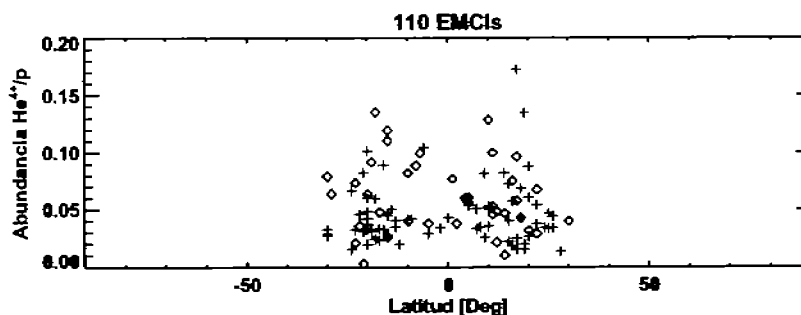


Figura 3.21: Abundancia  $He^{4+}/p$ , en función de la latitud solar de la fulguración asociada. Los diamantes corresponden a las NMs y los símbolos de suma, representan a las eyectas.

Por último, consideraremos la abundancia  $He^{4+}/p$ , presente en las EMCIs, en función de la latitud solar de la fulguración asociada a cada evento. La Figura 3.21 nos muestra este caso. Podemos ver que, al igual que en los casos anteriores, la abundancia no parece estar relacionada con la posición, en latitud, de las fulguraciones asociadas a las EMCIs.

Acabamos de ver que, la latitud a la que se encuentran las fulguraciones asociadas con las EMCIs, no es un parámetro que se encuentre relacionado con el valor de las abundancias o los factores de ionización, de las EMCIs, cuando éstas son observadas a 1 UA.



### 3.2.4. Discusión

En la primera parte de nuestro análisis, estudiamos las abundancias ( $O^{7+}/O^{6+}$ ,  $Mg^{10+}/O^{6+}$ ,  $Ne^{8+}/O^{6+}$ , y  $He^{4+}/p$ ) y los factores de ionización ( $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ ,  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ , y  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$ ) de 44 NMs y 134 eyectas. A diferencia del estudio correspondiente a la sección 3.1, del presente capítulo, en esta parte consideramos no sólo los factores de ionización de los estados de carga sino también las abundancias. Además, construimos los histogramas tanto de las abundancias así como de los factores de ionización, para conocer la forma en la que están distribuidos dichos parámetros en las EMCIs. Haciendo una comparación con el estudio de la sección 3.1, pudimos confirmar que la estructura magnética de las EMCIs, influye en el incremento (o decremento) de las abundancias así como en los factores de ionización, de las EMCIs detectadas a 1 UA. Las EMCIs con estructura magnética de NM, tienden a presentar estados de ionización mayores a las EMCIs que no son NMs. Por otro lado, también se encontró una carencia de correlación entre los estados de ionización y la velocidad del viento solar en el que las EMCIs se encuentran embebidas, esto como consecuencia de que, al igual que en el estudio de la sección 3.1, la mayoría de las EMCIs se encontraron embebidas en viento solar lento ( $V \leq 650$  km/s). Cuantitativamente, podemos hacer una comparación del presente estudio y el estudio de la sección 3.1, con los factores de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$  y  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ . La Tabla 3.6 muestra la comparación de ambos estudios.

Tabla 3.6: Comparación de resultados del presente estudio con el estudio de la sección 3.1, para los factores de ionización  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$  y  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ .

| Factor de Ionización            | Presente | Estudio | Estudio | Previo  |
|---------------------------------|----------|---------|---------|---------|
|                                 | NMs      | Eyectas | NMs     | Eyectas |
| $Q_{O^{7+}/O^{6+}} > \bar{Q}$   | 60 %     | 31 %    | 61 %    | 35 %    |
| $Q_{O^{7+}/O^{6+}} > Q_n$       | 72 %     | 67 %    | 93 %    | 76 %    |
| $\bar{Q}_{O^{7+}/O^{6+}}$       | 1.8      | 1.4     | 2.8     | 1.9     |
| $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}} > \bar{Q}$ | 66 %     | 36 %    | 71 %    | 44 %    |
| $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}} > Q_n$     | 84 %     | 53 %    | 80 %    | 78 %    |
| $\bar{Q}_{Mg^{10+}/O^{6+}}$     | 1.6      | 1.2     | 2.0     | 1.5     |

La Tabla 3.6 muestra que en general, tanto los promedios, porcentajes de NMs y eyectas por encima del factor de ionización promedio y estado de ionización nominal, resultaron ser mayores en el estudio de la sección 3.1, en comparación al presente estudio. Sin embargo, se mantiene el hecho de que los factores de ionización son mayores en las NMs que en las eyectas. Con respecto a la abundancia  $He^{4+}/p$ , llama la atención que, en el presente estudio, el porcentaje de eventos, por encima del valor 0.08 (considerado como enriquecimiento de helio), fue de 27 % y 10 %, para NMs y eyectas, respectivamente; mientras que para el estudio de la sección 3.1, los porcentajes fueron de 82 % y 39 %, para las NMs y eyectas, respectivamente. Por lo que resulta un contraste muy marcado en ambos estudios. También es importante mencionar el hecho de que se utilizaron diferentes listas para ambos estudios, donde los límites que

se reportan para las fronteras de las EMCIs, a veces resultan muy diferentes, así como también la diferencia en el número de eventos (28 NMs y 117 eyectas, en el estudio de la sección 3.1; mientras que en el presente estudio se tuvieron 44 NMs y 134 eyectas).

La segunda parte del análisis se concentró en la asociación solar entre la composición de las NMs y las eyectas, detectadas a 1 UA, con su contraparte (EMC vista por SOHO/LASCO) en el Sol, donde a cada EMC se le asoció una fulguración. Por lo que, se obtuvieron relaciones de composición con intensidad de las fulguraciones asociadas, así como con su localización sobre el disco solar, en longitud y latitud.

En el trabajo de Reinard [2005], se puntualiza que hay una dependencia de las abundancias con respecto a la longitud de las fulguraciones asociadas y define un rango de longitud,  $-30^\circ$  (E30°) a  $+45^\circ$  (W45°), para el cual las abundancias son mayores, y a este rango le da el nombre *longitudes centrales*. La abundancia promedio que encuentra, para todos los eventos (67 EMCIs) de su estudio, es  $O^{7+}/O^{6+} = 0.94$ . Además, para el intervalo de longitudes centrales, encuentra que la abundancia promedio es  $O^{7+}/O^{6+} = 1.10$ , mientras que, fuera de las longitudes centrales, el promedio resultó ser  $O^{7+}/O^{6+} = 0.45$ . Si comparamos sus resultados, con los resultados de nuestro estudio, tenemos que el promedio de la abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$ , para las 110 EMCIs que estudiamos, fue  $O^{7+}/O^{6+} = 1.02$ ; mientras que los promedios que obtuvimos dentro y fuera de las longitudes centrales, fueron 1.08 y 0.77, respectivamente. Por otro lado, Reinard [2005] también toma en cuenta si, en el sitio de la fulguración, existió una erupción de filamento. Aquellos eventos, en longitudes centrales, y con erupción de filamento reportada, el promedio resultó ser  $O^{7+}/O^{6+} = 1.00$ , mientras aquellos eventos, en longitudes centrales, sin una erupción de filamento asociada, el promedio fue  $O^{7+}/O^{6+} = 1.18$ . En nuestro estudio, los promedios resultaron ser 1.20 y 1.02, para eventos, en longitudes centrales, con y sin una erupción de filamento asociada, respectivamente. La Tabla 3.7 resume la comparación de resultados de ambos trabajos, con respecto a la abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$ , además se incluyen las otras abundancias que estudiamos así como los factores de ionización.

La Tabla 3.7 muestra que, los valores promedio de todas las abundancias, en los eventos que se encuentran asociados a las longitudes centrales, resultaron ser mayores a los valores promedio totales de dichas abundancias, con la única excepción de la abundancia  $He^{4+}/p$ , que fue igual para ambas regiones. Lo contrario ocurre para los factores de ionización, donde los valores promedio, de los eventos en longitudes centrales, resultaron ser ligeramente menores a los valores promedio totales, es decir, considerando todas las longitudes. Para el caso de los eventos que se encontraron asociados a fulguraciones en longitudes solares externas, es decir, fuera de la región correspondiente a las longitudes centrales, todas las abundancias promedio fueron las de menor valor, con la excepción de la abundancia  $He^{4+}/p$ , que fue la misma que las otras dos regiones, y que, como señalamos anteriormente, la abundancia  $He^{4+}/p$  tiene que ver más con material que es removido de la base de los tubos de flujo, que con la ionización que sufren los otros elementos, dependiendo de la altura coronal en la que se encuentran. Para el caso de los promedios de los factores de ionización, en longitudes externas, resultó que estos promedios fueron mayores a los promedios en longitudes centrales y en todas las longitudes, situación completamente contraria a lo ocurrido con los promedios de las abundancias. Parece ser que, hablando de abundancias, la tendencia es que las mayores

Tabla 3.7: Promedios de abundancias ( $He^{4+}/p$ ,  $Mg^{10+}/O^{6+}$ ,  $Ne^{8+}/O^{6+}$ ,  $O^{7+}/O^{6+}$ ) y factores de ionización ( $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ ,  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$ ,  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ ) en función de diferentes longitudes (todas, centrales, externas, centrales con erupción y sin erupción de filamento, asociadas). Las últimas dos columnas, del panel de abundancias, muestran la comparación de los resultados obtenidos, en el presente estudio, para la abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$ , con los resultados obtenidos en el estudio de Reinard [2005].

| Región         | $He^{4+}/p$     | $Mg^{10+}/O^{6+}$     | $Ne^{8+}/O^{6+}$     | $O^{7+}/O^{6+}$<br>(presente estudio) | $O^{7+}/O^{6+}$<br>Reinard[2005] |
|----------------|-----------------|-----------------------|----------------------|---------------------------------------|----------------------------------|
| Toda           | $0.05 \pm 0.03$ | $0.24 \pm 0.13$       | $0.23 \pm 0.09$      | $1.02 \pm 0.77$                       | $0.94 \pm 0.08$                  |
| Lon. Cent.     | $0.05 \pm 0.03$ | $0.26 \pm 0.14$       | $0.24 \pm 0.09$      | $1.08 \pm 0.81$                       | $1.10 \pm 0.11$                  |
| Lon. Ext.      | $0.05 \pm 0.03$ | $0.17 \pm 0.05$       | $0.19 \pm 0.04$      | $0.77 \pm 0.52$                       | $0.45 \pm 0.05$                  |
| Cent./con Fil. | $0.05 \pm 0.04$ | $0.26 \pm 0.12$       | $0.26 \pm 0.09$      | $1.20 \pm 1.01$                       | $1.00 \pm 0.11$                  |
| Cent./sin Fil. | $0.05 \pm 0.03$ | $0.25 \pm 0.15$       | $0.23 \pm 0.09$      | $1.02 \pm 0.70$                       | $1.18 \pm 0.20$                  |
| Región         |                 | $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ | $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$ | $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$                   |                                  |
| Toda           |                 | $1.32 \pm 0.65$       | $1.15 \pm 0.32$      | $1.56 \pm 1.14$                       |                                  |
| Lon. Cent.     |                 | $1.31 \pm 0.68$       | $1.14 \pm 0.32$      | $1.54 \pm 1.18$                       |                                  |
| Lon. Ext.      |                 | $1.37 \pm 0.57$       | $1.18 \pm 0.29$      | $1.64 \pm 1.00$                       |                                  |
| Cent./con Fil. |                 | $1.28 \pm 0.38$       | $1.18 \pm 0.29$      | $1.64 \pm 0.83$                       |                                  |
| Cent./sin Fil. |                 | $1.32 \pm 0.76$       | $1.12 \pm 0.34$      | $1.50 \pm 1.31$                       |                                  |

abundancias se encuentran en los eventos que están en longitudes centrales, mientras que los promedios más bajos están asociados a eventos en longitudes externas. Por el lado de los factores de ionización, la tendencia es contraria, las longitudes externas estuvieron asociadas a los mayores promedios de los factores de ionización, mientras que los promedios más bajos se encontraron en los eventos asociados a longitudes centrales. La comparación de abundancias, en longitudes centrales, con respecto a eventos asociados a erupciones de filamento, nos muestra que, dentro del margen de error, no hay una diferencia marcada de los promedios de eventos que presentaron alguna erupción de filamento asociada, de aquellos que carecieron de ésta.

La tendencia contraria que mostraron los factores de ionización al compararlos con las abundancias, resulta interesante. Recordemos que las abundancias se determinaron al promediar los estados de carga dentro de cada EMCI; mientras que los factores de ionización se calculan mediante la razón del estado de carga dentro de la EMCI a la del viento solar en el que está embebida la EMCI. En este sentido, los valores de las abundancias que se calculan, no dependen de las condiciones del viento solar ambiente en el que la EMCI está embebida; mientras que los valores de los factores de ionización, presentan una dependencia sobre las condiciones de estados de ionización del viento solar. Lo anterior pudiera explicar la diferencia en la tendencia que mostraron las abundancias y los factores de ionización. Por otro lado, si en lugar de considerar el conjunto completo de EMCIs, y ahora las dividimos en NMs y eyectas, tenemos que (ver Tabla 3.8), los promedios, tanto de abundancias como de factores de ionización, son mayores en longitudes centrales, mientras que los promedios más bajos están en los eventos que se encuentran en longitudes externas. En este caso si se cumple la tendencia para las abundancias y los factores de ionización. En el caso de las eyectas

(ver Tabla 3.8), las abundancias si cumplen la tendencia mencionada, excepto para la abundancia  $He^{4+}/p$ , que fue igual en las tres regiones. Para finalizar, los factores de ionización en las eyectas, presentan el caso que tuvimos cuando consideramos a las EMCIs, sin dividir las en NMs y eyectas, es decir, la tendencia resulta ser contraria a la que en general mostraron las abundancias de las NMs y eyectas, así como también los factores de ionización de las NMs.

Tabla 3.8: Promedios de abundancias ( $He^{4+}/p$ ,  $Mg^{10+}/O^{6+}$ ,  $Ne^{8+}/O^{6+}$ ,  $O^{7+}/O^{6+}$ ) y factores de ionización ( $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ ,  $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$ ,  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ ) en función de diferentes longitudes (todas, centrales, externas) para NMs y eyectas.

|                       | NMs            |                |                | Eyectas        |                |                |
|-----------------------|----------------|----------------|----------------|----------------|----------------|----------------|
|                       | Lon. Cent.     | Toda           | Lon. Ext.      | Lon. Cent.     | Toda           | Lon. Ext.      |
| $O^{7+}/O^{6+}$       | $1.47\pm 0.77$ | $1.25\pm 0.78$ | $0.62\pm 0.36$ | $0.89\pm 0.77$ | $0.89\pm 0.74$ | $0.93\pm 0.63$ |
| $Mg^{10+}/O^{6+}$     | $0.36\pm 0.15$ | $0.31\pm 0.16$ | $0.16\pm 0.06$ | $0.21\pm 0.10$ | $0.20\pm 0.09$ | $0.19\pm 0.05$ |
| $Ne^{8+}/O^{6+}$      | $0.29\pm 0.10$ | $0.26\pm 0.09$ | $0.19\pm 0.05$ | $0.21\pm 0.08$ | $0.21\pm 0.07$ | $0.19\pm 0.03$ |
| $He^{4+}/p$           | $0.07\pm 0.03$ | $0.06\pm 0.03$ | $0.05\pm 0.03$ | $0.05\pm 0.03$ | $0.05\pm 0.03$ | $0.05\pm 0.03$ |
| $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$   | $1.81\pm 1.27$ | $1.79\pm 1.22$ | $1.74\pm 1.13$ | $1.42\pm 1.12$ | $1.44\pm 1.09$ | $1.54\pm 0.89$ |
| $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$ | $1.70\pm 0.81$ | $1.63\pm 0.80$ | $1.45\pm 0.75$ | $1.13\pm 0.50$ | $1.15\pm 0.48$ | $1.29\pm 0.38$ |
| $Q_{Ne^{8+}/O^{6+}}$  | $1.31\pm 0.33$ | $1.30\pm 0.33$ | $1.28\pm 0.35$ | $1.06\pm 0.30$ | $1.07\pm 0.28$ | $1.09\pm 0.17$ |

Una vez discutida la relación de las abundancias y factores de ionización con la longitud solar, donde encontramos que, en general, aquellas EMCIs con altos estados de ionización, están relacionadas con EMCs que salieron del Sol en longitudes solares cercanas al centro del disco solar. Ahora discutiremos el caso de la latitud. Como pudimos ver en las Figuras 3.18-3.21, no existe correlación alguna de la latitud solar con los valores de abundancia o estados de ionización que presentaron las EMCIs, una vez que fueron observadas a 1 UA. Lo que implica que los estados de ionización de las EMCIs son independientes de la latitud solar, desde la cual las EMCs asociadas, salieron del Sol.

Por último, analizamos las abundancias y factores de ionización en función de la magnitud de las fulguraciones asociadas. Las Figuras 3.10-3.13, nos permitieron observar que no existe correlación alguna que nos permita asociar altos estados de ionización con fulguraciones intensas. Los coeficientes de correlación que obtuvimos en nuestro estudio, para la misma abundancia estudiada por Reinard [2005], fueron negativos, -0.07 y -0.2, para todos los eventos y aquellos en longitudes centrales y erupción de filamento asociada, respectivamente. En el estudio de Reinard [2005] se obtiene un coeficiente de correlación, entre la abundancia  $O^{7+}/O^{6+}$  y la magnitud de la fulguración, para todos los eventos, de 0.18, que resulta ser un valor muy bajo. Además, señala que al considerar sólo aquellos eventos en longitudes centrales, y que tuvieron una erupción de filamento asociada, el coeficiente de correlación que se obtiene es de 0.57, haciendo énfasis que, a pesar de que la estadística es pobre (12 eventos), se obtiene una correlación moderada.

### 3.2.5. Resumen

Analizamos las abundancias y los factores de ionización de diversos estados de carga para EMCIs observadas a 1 UA. Pudimos confirmar que, como en el estudio de la sección 3.1, la estructura magnética influye en los estados de ionización de las EMCIs, siendo en las NMs donde se reportan altos estados de ionización comparados con las eyectas, cuyos estados de ionización son menores. Por lo tanto, de manera similar al estudio de la sección 3.1, nuestros resultados confirman que el material de la NM tiende a originarse en regiones donde el material es más caliente que el material inyectado en una eyecta no-nube. Estos resultados apoyan la idea de que, estados de ionización inusuales, por arriba de los valores nominales del viento solar, son indicativos de material de EMCIs. Otro punto importante es el relacionado a las abundancias y factores de ionización graficados contra la longitud de las fulguraciones asociadas. Se comprobó que hay una tendencia a que las EMCIs presenten altos estados de ionización cuando su contraparte solar se encuentra en longitudes solares cercanas al centro del disco solar. No fue así el caso para la latitud, donde se pudo observar que no existe correlación alguna entre latitud solar y los estados de ionización. Del mismo modo, no se encontró algún indicio que nos permita relacionar la magnitud de las fulguraciones con los estados de ionización. A pesar de que, en el trabajo de Reinard [2005], se habla de una correlación moderada, parece ser que ésta no existe, como lo mostraron las gráficas correspondientes de nuestro estudio. Esto tiene como consecuencia que el escenario planteado por Lepri y Zurbuchen [2004], donde hacen referencia a que los altos estados de carga del hierro son el resultado de conectividad magnética con las regiones de la fulguración, parezca no ser viable, dados los resultados que obtuvimos con las abundancias consideradas, teniendo en cuenta que, como ya se ha mencionado, la abundancia  $He^{4+}/p$  no puede tratarse de la misma manera que las otras que estudiamos.

# Capítulo 4

## Conclusiones

Hemos hecho un estudio acerca de las características y evolución de las EMCs desde que son observadas cerca del Sol hasta que son detectadas a 1 UA. Para realizar el presente estudio, relacionamos a las EMCs con diversas manifestaciones de la actividad solar (estallidos Tipo II, fulguraciones, partículas solares energéticas) que están asociadas con el fenómeno de la EMC y que nos proporcionan una conexión, cerca del Sol y en el medio interplanetario, de estas perturbaciones, una vez que alcanzan 1 UA. El estudio realizado arroja las siguientes conclusiones:

1. Al haber analizado las propiedades de la emisión de radio Tipo II observadas por el experimento de radio WAVES, desde el año 1997 hasta el 2003 y su asociación con las EMCs observadas por los coronógrafos SOHO/LASCO, fue posible comparar nuestros resultados con aquellos obtenidos por Lengyel-Frey y Stone [1989] (dominio  $km$ ) y Mann *et al.* [1996] (dominio métrico). Nuestro estudio mostró que (1) la razón de ancho de banda a frecuencia (BFR) es una característica constante de los estallidos de radio Tipo II, sin importar el dominio espectral, (2) el ancho de la emisión está anticorrelacionado con la distancia heliocéntrica, y (3) la razón de ancho de banda a frecuencia no tiene correlación con la distancia heliocéntrica.
2. El análisis de estallidos de radio Tipo II a diferentes dominios de longitud de onda muestra que, (i) La magnitud de la razón de deriva en el dominio DH- $km$  se incrementa con la frecuencia inicial y está en concordancia con los estallidos Tipo II observados en el dominio métrico, (ii) la razón de deriva puede ser aproximada por la ley de potencia  $-df/dt = 5.50 \times 10^{-5} f_s^{1.77}$  [MHz/s], para el dominio completo de longitud de onda en el que los estallidos Tipo II ocurren, y (iii) los estallidos Tipo II puramente kilométricos tienen un índice de ley de potencia diferente cuando se comparan con los eventos de estallidos Tipo II  $km$  con contraparte en altas frecuencias. Esto pudiera estar ligado con la evolución de las EMCs asociadas.
3. Aprovechando la nueva ventana en longitudes de onda DH así como la alta calidad de datos de Wind/WAVES, en combinación con las observaciones de SOHO/LASCO, hemos estudiado las propiedades de las EMCs asociadas con una población especial de estallidos de radio Tipo II, caracterizada por componentes

de emisión en todos los dominios espectrales (métrico, DH, y  $km$ ). Comparamos sus propiedades con aquellas de la población general de EMCs y de las EMCs asociadas con estallidos Tipo II en los dominios  $m$  y DH. Encontramos que, en general, la energía cinética de las EMCs organiza a estos estallidos. Las EMCs con energía cinética muy baja no producen estallidos Tipo II; los estallidos Tipo II confinados al dominio métrico están asociados con EMCs de energía moderada, ligeramente mayor que la de la población general. Las EMCs más energéticas producen los estallidos Tipo II en el dominio DH, los cuales ocurren a varios radios solares desde el Sol. Las EMCs de la más grande energía producen los estallidos Tipo II que tienen contrapartes en todos los dominios espectrales ( $m-km$ ). Los estallidos Tipo II en el dominio  $m-km$  implican que el choque que conduce la EMC está presente y es lo suficientemente fuerte para producir la emisión de radio a lo largo de grandes distancias desde el Sol. Esto tiene una implicación directa para el estudio de perturbaciones heliosféricas: las EMCs que conducen choques en los dominios de longitudes de onda  $m-km$  se propagan a grandes distancias en la heliosfera para formar regiones de interacción. La energía de la EMC está además asociada con el tamaño de las fulguraciones: la población  $m-km$  estuvo mayormente asociada con fulguraciones clase M y X, mientras que los estallidos confinados al dominio métrico estuvieron predominantemente asociados con fulguraciones clase C y M. Además comparamos las frecuencias iniciales de los estallidos Tipo II en el dominio  $m-km$  con aquellos estallidos confinados al dominio métrico. No encontramos una diferencia significativa entre ambos. De hecho, los estallidos  $m-km$  tuvieron una frecuencia inicial ligeramente mayor, o puesto a lo que encontró Robinson *et al.* [1984]. Tampoco encontramos una gran fracción de estallidos Tipo II en la población  $m-km$  con baja frecuencia inicial. La altura de las EMCs al tiempo de inicio de los estallidos métricos tampoco mostró diferencia alguna entre ambas poblaciones. El perfil de la velocidad de Alfvén para la corona parece ser el responsable de este resultado. Finalmente, encontramos un alto grado de asociación entre estallidos Tipo II en el dominio  $m-km$  y eventos de PSEs. El pequeño número de estallidos  $m-km$  no asociados con eventos de PSEs tuvieron sus fuentes solares pobremente conectadas con el observador cerca de la Tierra. Mientras que los eventos de PSEs detectados en la Tierra ocurren preferencialmente en el hemisferio solar Oeste, los estallidos  $m-km$  no tuvieron dicho requerimiento debido a lo ancho del haz de la emisión de radio. Esto quiere decir que los eventos  $m-km$  que se originan desde el hemisferio Este y por detrás del limbo Este pudieran ser importantes para otras locaciones en la heliosfera interna. Por lo tanto, los estallidos Tipo II en el dominio  $m-km$  son además un indicativo de EMCs, choques, y PSEs asociadas, propagándose hacia otros destinos en el sistema solar, como Marte, que son de interés para la exploración humana. Menos del 1% de 9000 EMCs observadas durante 1996-2004 fueron asociadas con estallidos Tipo II en el dominio  $m-km$ . Por lo tanto, los estallidos  $m-km$  pueden aislar la pequeña fracción de EMCs que parecen tener un impacto significativo en la heliosfera interior desde un punto de vista de clima espacial.

4. Encontramos que existe una relación cercana entre el incremento del factor de ionización del estado de carga y la estructura magnética de las EMCIs. Los eventos con una topología de nube magnética muestran un incremento en sus razones de estado de carga  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$  y  $Q_{Mg^{10+}/O^{6+}}$  con respecto al viento solar ambiente, mientras que las eyectas no-nube, no muestran un incremento similar. Encontramos que para el factor de ionización  $Q_{C^{6+}/C^{5+}}$ , no existe una diferencia clara entre los valores dentro de las NMs y eyectas no-nube. Las eyectas complejas fueron similares a los eventos de NMs. Lo anterior sugiere que las abundancias de estados de carga de iones pesados dentro de las eyectas complejas se incrementan por la presencia de una NM en el evento. Las abundancias de estados de carga en las eyectas complejas deben ser investigadas a fondo. Nuestro estudio también muestra que los tres tipos de EMCIs tienen altos estados de ionización cuando se comparan con el viento solar ambiente (valores nominales), lo que sugiere que éstas provienen de regiones más calientes que las regiones fuentes del viento solar lento.

Nuestros resultados muestran que en el viento solar lento, la diferencia en los estados de ionización de las eyectas no-nube y las NMs no es tan marcada como cuando los eventos están embebidos en viento solar rápido. En nuestro conjunto de datos, la mayoría de las EMCIs están embebidas en viento solar lento ( $V < 650$  km/s). Esto contrasta con el conjunto de datos de Henke *et al.* [2001], donde muchas EMCIs observadas por la nave espacial *Ulyses* estaban embebidas en viento solar más rápido. Ellos encontraron una diferencia más fuerte entre los estados de carga de las NMs y las eyectas no-nube cuando los eventos estaban embebidos en viento solar rápido. Para las EMCIs embebidas en viento solar lento, ellos encontraron que el 38% de las NMs y 21% de las eyectas no-nube tuvieron un incremento en su razón de estado de carga  $Q_{O^{7+}/O^{6+}}$ , mientras que para aquellas EMCIs embebidas en viento solar rápido, 70% de las NMs y 17% de las eyectas no-nube tuvieron un incremento en esta razón de estado de carga.

Aunque aún no sabemos lo que determina la formación de una NM, i.e., la razón por la que algunas veces una NM se forma y otras no, nuestros resultados sugieren que el material de la NM tiende a originarse en regiones donde el material es más caliente que el material inyectado en una eyecta no-nube. Nuestros resultados apoyan la idea de que, estados de ionización inusuales, por arriba de los valores nominales del viento solar, son indicativos de material de EMCIs. Es importante mencionar que las firmas de composición son muy dependientes del tiempo, i.e., no son constantes dentro de las EMCIs, indicando condiciones muy variables en la región fuente, o posiblemente que el plasma de regiones muy calientes o muy frías hace su camino dentro de la estructura de la eyecta. Para explicar la presencia de altos estados de ionización dentro de las EMCIs, Lepri y Zurbuchen [2004] han propuesto un escenario en el que altos estados de carga del hierro son el resultado de conectividad magnética en las regiones de la fulguración. Reinard *et al.* [2003] encontró una relación casual entre EMCs con fulguraciones grandes y EMCIs con aumentos en las razones de estado de carga del oxígeno.

5. Analizamos las abundancias y los factores de ionización de diversos estados de



carga para EMCIs observadas a 1 UA. Pudimos confirmar que, como en el estudio de la sección 3.1, la estructura magnética influye en los estados de ionización de las EMCIs, siendo en las NMs donde se reportan altos estados de ionización comparados con las eyectas, cuyos estados de ionización son menores. Por lo tanto, de manera similar al estudio de la sección 3.1, nuestros resultados confirman que el material de la NM tiende a originarse en regiones donde el material es más caliente que el material inyectado en una eyecta no-nube. Estos resultados apoyan la idea de que, estados de ionización inusuales, por arriba de los valores nominales del viento solar, son indicativos de material de EMCIs. Otro punto importante es el relacionado a las abundancias y factores de ionización graficados contra la longitud de las fulguraciones asociadas. Se comprobó que hay una tendencia a que las EMCIs presenten altos estados de ionización cuando su contraparte solar se encuentra en longitudes solares cercanas al centro del disco solar. No fue así el caso para la latitud, donde se pudo observar que no existe correlación alguna entre latitud solar y los estados de ionización. Del mismo modo, no se encontró algún indicio que nos permita relacionar la magnitud de las fulguraciones con los estados de ionización. A pesar de que, en el trabajo de Reinard [2005], se habla de una correlación moderada, parece ser que ésta no existe, como lo mostraron las gráficas correspondientes de nuestro estudio. Esto tiene como consecuencia que el escenario planteado por Lepri y Zurbuchen [2004], donde hacen referencia a que los altos estados de carga del hierro son el resultado de conectividad magnética con las regiones de la fulguración, parezca no ser viable, dados los resultados que obtuvimos con las abundancias consideradas, teniendo en cuenta que, como ya se ha mencionado, la abundancia  $He^{4+}/p$  no puede tratarse de la misma manera que las otras que estudiamos.

6. Para finalizar, es importante señalar que el estudio de las características y evolución de las EMCs es una tarea compleja que requiere de mucho trabajo, tanto a nivel teórico como observacional. Existe una gran cantidad de preguntas abiertas que aún no ha sido posible responder en su totalidad. Las misiones espaciales que se tienen planeadas a futuro serán de gran utilidad para poner a prueba los modelos teóricos que se están desarrollando en la actualidad.

# Bibliografía

- [1] Aguilar-Rodriguez, E., N. Gopalswamy, R. MacDowall, S. Yashiro, and M. L. Kaiser, *A universal characteristic of type II radio bursts*, *J. Geophys. Res.*, **110**, A12S08, 2005a.
- [2] Aguilar-Rodriguez, E., N. Gopalswamy, R. MacDowall, S. Yashiro, and M. L. Kaiser, *A study of the drift rate of type II radio bursts at different wavelengths*, *Solar Wind 11 and SOHO 16*, Proceedings of the 11th International Solar Wind Conference, Whistler, Canada, June 2005. Edited by Thomas Zurbuchen and Bernhard Fleck, 393-396, 2005b.
- [3] Aguilar-Rodriguez, X. Blanco-Cano, and N. Gopalswamy, *Composition and magnetic structure of interplanetary coronal mass ejections at 1 AU*, *Advances in Space Research*, 2005c (in press).
- [4] Akasofu, S. I., B. Tsurutani, *Unusual auroral features observed on January 10-11, 1983, and their possible relationships to the interplanetary magnetic field*, *Geophys. Res. Lett.*, **11**, 1086, 1984.
- [5] Ananthakrishnan, S.; Coles, W. A.; Kaufman, J. J., *Microturbulence in solar wind streams*, *J. Geophys. Res.*, **85**, p.6025-6030, 1980.
- [6] Bame, S. J.; Hundhausen, A. J.; Asbridge, J. R.; Strong, I. B., *Ion Composition of the Solar Wind*, *Astronomical Journal*, **73**, 55, 1968.
- [7] Bame, S. J.; Asbridge, J. R.; Feldman, W. C.; Kearney, P. D., *The Quiet Corona: Temperature and Temperature Gradient*, *Sol. Phys.*, **35**, 137, 1974.
- [8] Bame, S. J., J. R. Asbridge, W. C. Feldman, E. E. Fenimore, and J. T. Gosling, *Solar wind heavy ions from flare-heated coronal plasma*, *Sol. Phys.*, **62**, 179, 1979.
- [9] Bame, S. J., J. R. Asbridge, W. C. Feldman, J. T. Gosling, and D. Zwickl, *Bi-directional streaming of solar wind electrons >80 eV: ISEE evidence for a closed-field structure within the driver gas of an interplanetary shock*, *Geophys. Res. Lett.*, **8**, 173, 1981.
- [10] Boischot, A., A. C. Riddle, J. B. Pearce, and J. W. Warwick, *Shock waves and type II radio bursts in the interplanetary medium*, *Sol. Phys.*, **5**, 397, 1980.
- [11] Borrini, G., J. T. Gosling, S. J. Bame, W. C. Feldman, *Helium abundance enhancements in the solar wind*, *J. Geophys. Res.*, **87**, 7370, 1982.
- [12] Bothmer, V., and D. M. Rust, *The field configuration of magnetic clouds and the solar cycle*, in *Coronal Mass Ejections*, ed. N. Crooker, J. A. Joselyn, & J. Feynman (Geophys. Monogr. 99; Washington, DC: AGU), 139, 1997.
- [13] Bothmer, V., *Magnetic field structure and topology within CMEs in the solar wind*, in *Solar Wind Nine*, edited by S. R. Habbal, R. Esser, J. V. Hollweg, and P. A. Isenberg, The American Institute of Physics, 1999.

- [14] Bougeret, J. L., *Observations of shock formation and evolution in the solar atmosphere*, In *Collisionless Shocks in the Heliosphere: Reviews of Current Research*, edited by B. T. Tsurutani and R. G. Stone, AGU, Washington, D.C. p. 13, 1985.
- [15] Bougeret, J. L., et al., *Waves: The radio and plasma wave investigation on the Wind spacecraft*, *Space Sci. Rev.*, **71**, 231, 1995.
- [16] Bravo, S., X. Blanco-Cano, C. Lopez, *Characteristics of interplanetary magnetic clouds in relation to their solar association*, *J. Geophys. Res.*, **104**, 581, 1999.
- [17] Brueckner, G. E., *Solar wind research with the Large Angle Spectroscopic Coronagraph (LASCO) experiment onboard the Solar and Heliospheric Observatory (SOHO) satellite*, Naval Research Lab., *International Solar Wind 8 Conference*, p. 70, 1995.
- [18] Bryant, D. A.; Cline, T. L.; Desai, U. D.; McDonald, F. B., *Explorer 12 Observations of Solar Cosmic Rays and Energetic Storm Particles after the Solar Flare of September 28, 1961*, *J. Geophys. Res.*, **67**, p.4983, 1962.
- [19] Burlaga, L. F., E. Sittler, F. Mariani, and R. Schwenn, *Magnetic loop behind an interplanetary shock: Voyager, Helios, and IMP 8 observations*, *J. Geophys. Res.*, **86**, 6673, 1981.
- [20] Burlaga, L. F., L. W. Klein, N. R. Sheeley, Jr., D. J. Michels, R. A. Howard, M. J. Koomen, R. Schwenn, H. Rosenbauer, *A magnetic cloud and a coronal mass ejection*, *Geophys. Res. Lett.*, **9**, 1317, 1982.
- [21] Burlaga, L. F., K. W. Behannon, and L. W. Klein, *Compound streams, magnetic clouds, and major geomagnetic storms*, *J. Geophys. Res.*, **92**, 5725-5734, 1987.
- [22] Burlaga, L. F., R. P. Lepping, J. A. Jones, *Global configuration of a magnetic cloud*, in *Physics of Magnetic Flux Ropes*, ed. by E. R. Priest, L. C. Lee and C. T. Russel, AGU Geophysical Monograph 58, 1990.
- [23] Burlaga, L. F., R. M. Skoug, C. W. Smith, D. F. Webb, T. H. Zurbuchen, and A. Reinard, *Fast ejecta during the ascending phase of solar cycle 23: ACE observations, 1998-1999.*, *J. Geophys. Res.*, **106**, 20957, 2001.
- [24] Burton, R. K., R. L. McPherron, and C. T. Russell, *An empirical relationship between interplanetary conditions and Dst*, *J. Geophys. Res.*, **80**, 4204, 1975.
- [25] Cane, H. V., *Velocity profiles of interplanetary shocks*, In *JPL Solar Wind Five* p 703-709 (SEE N84-13067 03-92), 1983.
- [26] Cane, H. V., and R. G. Stone, *Type II solar radio bursts, interplanetary shocks, and energetic particle events*, *Astrophys. Journal*, **282**, 339-344, 1984.
- [27] Cane, H. V., *The evolution of interplanetary shocks*, *J. Geophys. Res.*, **90**, 191, 1985.
- [28] Cane, H. V.; McGuire, R. E.; von Rosenvinge, T. T., *Two classes of solar energetic particle events associated with impulsive and long-duration soft X-ray flares*, *Astrophys. Journal*, **301**, p. 448-459, 1986.
- [29] Cane, H. V., et al., *Energetic interplanetary shocks, radio emission and coronal mass ejections*, *J. Geophys. Res.*, **92**, 9869-9874, 1987.
- [30] Cane, H. V.; Reames, D. V.; von Rosenvinge, T. T., *The role of interplanetary shocks in the longitude distribution of solar energetic particles*, *J. Geophys. Res.*, **93**, 9555-9567, 1988.

- [31] Cane, H. V., *Coronal Mass Ejections: Causes and Consequences*, in *Coronal Mass Ejections*, ed. N. Crooker, J. A. Josselyn, & J. Feynman (Geophys. Monogr. 99; Washington, DC: AGU), 205, 1997.
- [32] Cane, H. V.; Richardson, I. G., *Interplanetary coronal mass ejections in the near-Earth solar wind during 1996-2002*, *J. Geophys. Res.*, **108**, pp. SSH 6-1, 2003.
- [33] Chapman, S., V. C. A. Ferraro, *Solar streams of corpuscles, their geometry, absorption of light and penetration*, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **89**, 470, 1929.
- [34] Chen, J., *Effects of toroidal forces in current loops embedded in a background plasma*, *Astrophys. Journal*, **453**, 1989.
- [35] Cliver, E.W., et al., *On the origin of solar metric type II bursts*, *Sol. Phys.*, **187**, 89-114, 1999.
- [36] Cliver, E. W., S. W. Kahler, and D. V. Reames, *Coronal shocks and solar energetic proton events*, *Astrophys. Journal*, **605**, 902, 2004.
- [37] Crooker, N. U.; Siscoe, G. L.; Shodhan, S.; Webb, D. F.; Gosling, J. T.; Smith, E. J., *Multiple heliospheric current sheets and coronal streamer belt dynamics*, *J. Geophys. Res.*, **98**, p. 9371-9381, 1993.
- [38] Delaboudiniere, J.-P., et al., *EIT: Extreme-ultraviolet imaging telescope for the SOHO Mission*, *Sol. Phys.*, **162**, 291, 1995.
- [39] Dodge, J. C., *Source regions for type II radio bursts*, *Sol. Phys.*, **42**, 445, 1975.
- [40] Fairfield, D. H., L. J. Cahill, Jr., *Transition region magnetic field and polar magnetic disturbances*, *J. Geophys. Res.*, **71**, 155, 1966.
- [41] Feldman, W. C.; Asbridge, J. R.; Bame, S. J.; Montgomery, M. D.; Gary, S. P., *Solar wind electrons*, *J. Geophys. Res.*, **80**, 4181-4196, 1975.
- [42] Feldman, W. C.; Asbridge, J. R.; Bame, S. J.; Gosling, J. T., *Quantitative tests of a steady state theory of solar wind electrons*, *Sol. Phys.*, **87**, 7355-7362, 1982.
- [43] Feldman, U.; Doschek, G. A.; Behring, W. E.; Phillips, K. J. H., *Electron Temperature, Emission Measure, and X-Ray Flux in A2 to X2 X-Ray Class Solar Flares*, *Astrophys. Journal*, **460**, p.1034, 1996.
- [44] Fenimore, E. E., *Solar wind flows associated with hot heavy ions*, *Astrophys. Journal*, **235**, 245, 1980.
- [45] Field, G., *Magnetic helicity in astrophysics*, in *Magnetospheric Phenomena in Astrophysics*, ed. by R. I. Epstein and W. C. Feldman, American Institute of Physics, New York, 1986.
- [46] Galvin, A. B., F. M. Ipavich, G. Gloeckler, D. Hovestadt, S. J. Bame, B. Klecker, M. Sholer, B. Tsurutani, *Solar wind iron charge states preceding a driver plasma*, *J. Geophys. Res.*, **92**, 12069, 1987.
- [47] Galvin, A. B., G. Gloecker, F. M. Ipavich, C. M. Shafer, J. Geiss, and K. Ogilvie, *Solar wind composition measurements by the Ulysses SWICS experiment during transient solar wind flows*, *Adv. Space Res.*, **13**, (6) 75, 1993.
- [48] Gary, D. E.; Dulk, G. A.; House, L.; Illing, R.; Sawyer, C.; Wagner, W. J.; McLean, D. J.; Hildner, E., *Type II bursts, shock waves, and coronal transients - The event of 1980 June 29, 0233 UT*, *Astron. Astrophys.* **134**, 222-223, 1984.

- [49] Geiss, J.; Gloeckler, G.; von Steiger, R., *Origin of the Solar Wind From Composition Data*, Space Science Reviews, **72**, 49, 1995.
- [50] Geranos, A., *A statistical analysis of magnetically closed structures*, Planetary Space Science, **35**, 722, 1987.
- [51] Goldstein, H., *On the field configuration in magnetic clouds*, in Solar Wind Five, NASA Conference Publ. 2280, 731, 1983.
- [52] Gonzalez, W. D., and B. T. Tsurutani, *Criteria of interplanetary parameters causing intense magnetic storms ( $Dst < 100$  nT)*, Planet. Space Sci., **35**, 1101, 1987.
- [53] González-Esparza, J. Amrico; Lara, Alejandro; Prez-Tijerina, Eduardo; Santilln, Alfredo; Gopalswamy, Nat., *A numerical study on the acceleration and transit time of coronal mass ejections in the interplanetary medium*, J. Geophys. Res., **108**, pp. SSH 9-1, 2003.
- [54] Gopalswamy N. and M. R. Kundu, *Estimation of the mass of a coronal mass ejection from radio observations*, Astrophys. Journal, **390**, L37-L39, 1992.
- [55] Gopalswamy, N., M. R. Kundu, P. K. Manoharan, A. Raoult, N. Nitta and P. Zarka, *X-ray and Radio studies of a coronal eruption: Shock wave, plasmoid and coronal mass ejection*, Astrophys. Journal, **486**, 1086, 1997.
- [56] Gopalswamy, N., et al., *Origin of coronal and interplanetary shocks - A new look with WIND spacecraft data*, J. Geophys. Res., **10**, 307, 1998.
- [57] Gopalswamy, N., Kaiser M. J., MacDowell R. J., Rainer, M. J., Thompson, B. J., St. Cyr, O. C. R., *Dynamical Phenomena associated with a coronal mass ejection*, In Solar Wind Nine, AIP Conference Proceedings 471, edited by S. Habbal et. al., p. 641 1999.
- [58] Gopalswamy, N., *Type II solar radio bursts, Radioastronomy at Long Wavelengths*, Geophysical Monograph 119, AGU, Washington, DC, pp. 123-135, 2000b.
- [59] Gopalswamy, N., M. L. Kaiser, B. J. Thompson, L. F. Burlaga, A. Szabo, A. Vourlidas, A. Lara, S. Yashiro, and J. L. Bougeret, *Radio-rich solar eruptive events*, Geophys. Res. Lett., **27**, 1427, 2000a.
- [60] Gopalswamy, N., et al., *Near-Sun and near-Earth manifestations of solar eruptions*, J. Geophys. Res., **106**, 25261-25277, 2001a.
- [61] Gopalswamy, N., S. Yashiro, M. L. Kaiser, R. A. Howard, and J. L. Bougeret, *Characteristics of coronal mass ejections associated with long-wavelength type II radio bursts*, J. Geophys. Res., **106**, 29219-29230, 2001b.
- [62] Gopalswamy, N., S. Yashiro, G. Michael, M. L. Kaiser, R. A. Howard, D. V. Reames, R. Leske, and T. von Roseninge, *Interacting coronal mass ejections and solar energetic particles*, Astrophys. Journal, **572**, L103, 2002.
- [63] Gopalswamy, N., *Solar and geospace connections of energetic particle events*, Geophys. Res. Lett., **30**(12), 8013, 2003a.
- [64] Gopalswamy, N., S. Yashiro, A. Lara, M. L. Kaiser, B. J. Thompson, and P. Gallagher, *Large solar energetic particle events of cycle 23: A global view*, Geophys. Res. Lett., **30**(12), 8015, 2003b.
- [65] Gopalswamy, N., *Recent advances in the long-wavelength radio physics of the Sun*, Planetary and Space Science, **52**, 1399, 2004a.

- [66] Gopalswamy, N., *Interplanetary radio bursts, in Solar and Space Weather Radiophysics*, edited by D. E. Gary and C. O. Keller, p. 305, chap. 15, Springer, New York, 2004b.
- [67] Gopalswamy, N., S. Yashiro, S. Krucker, G. Stenborg, and R. A. Howard, *Intensity variation of large solar energetic particle events associated with coronal mass ejections*, J. Geophys. Res., **109**, A12105, 2004c.
- [68] Gopalswamy, N., E. Aguilar-Rodriguez, S. Yashiro, S. Nunes, M. L. Kaiser, and R. A. Howard, *Type II radio bursts and energetic solar eruptions*, J. Geophys. Res., **110**, A12S07, 2005c.
- [69] Gopalswamy, N., S. Yashiro, G. Michalek, H. Xie, R. P. Lepping, and R. A. Howard, *Solar source of the largest geomagnetic storm of cycle 23*, Geophys. Res. Lett., **32**, L12S09, 2005a.
- [70] Gopalswamy, N., S. Yashiro, Y. Liu, G. Michalek, A. Vourlidas, M. L. Kaiser, and R. A. Howard, *Coronal mass ejections and other extreme characteristics of the 2003 October-November solar eruptions*, J. Geophys. Res., **110**, A09S15, 2005b.
- [71] Gosling, J. T., *Interplanetary Dynamics and the Coronal Origin of Solar Wind Variability, Solar Terrestrial Relations*, Proceedings of the conference held August 28 - September 1, 1972 in Calgary, Alberta, Canada. Director: D. Venkatesan. University of Calgary, p.377, 1973.
- [72] Gosling, J. T.; Hildner, E.; MacQueen, R. M.; Munro, R. H.; Poland, A. I.; Ross, C. L., *Mass ejections from the sun - A view from SKYLAB*, J. Geophys. Res., p. 4581-4587, 1974.
- [73] Gosling, J. T., *Large-scale inhomogeneities in the solar wind of solar origin*, Reviews of Geophysics and Space Physics, **13**, 1053-1058, 1072-1076, 1975.
- [74] Gosling, J. T., E. Hildner, R. M. MacQueen, R. H. Munro, A. I. Poland, and C. L. Ross, *The speed of coronal mass ejection events*, Sol. Phys., **48**, 389, 1976.
- [75] Gosling, J. T., D. N. Baker, S. J. Bame, W. C. Feldman, R. D. Zwickl, and E. J. Smith, *Bidirectional solar wind electron heat flux events*, J. Geophys. Res., **92**, 8519, 1987.
- [76] Gosling, J. T., *Coronal mass ejections and magnetic flux ropes in interplanetary space*, Physics of magnetic flux ropes (A92-31201 12-75). Washington, DC, American Geophysical Union, p. 343-364, 1990a.
- [77] Gosling, J. T.; Thomsen, M. F.; Bame, S. J.; Elphic, R. C.; Russell, C. T., *Cold ion beams in the low latitude boundary layer during accelerated flow events*, Geophys. Res. Lett., **17**, 2245-2248, 1990b.
- [78] Gosling, J. T., *The solar flare myth*, J. Geophys. Res., **98**, 18937-18950, 1993.
- [79] Gosling, J. T., *Physical Nature of the Low-Speed Solar Wind*, Robotic Exploration Close to the Sun: Scientific Basis. Marlboro, MA, April 1996. Edited by Shadia Rifai Habbal. AIP Conference Proceedings, vol. 385. American Institute of Physics, Woodbury, NY, p.17, 1997.
- [80] Gosling, J. T., *On the determination of electron polytropic indices within coronal mass ejections in the solar wind*, J. Geophys. Res., **104**, p. 19851-19858, 1999.
- [81] Haisch, Bernhard; Strong, Keith T.; Rodono, Marcello, *Flares on the sun and other stars*, Annual review of astronomy and astrophysics, **29**, p. 275-324, 1991.
- [82] Hansen, R. T., C. J. Garcia, S. F. Hansen, F. Shirley, E. Yasukawa, *Abrupt Depletions of the Inner Corona*, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, **86**, 500, 1974.
- [83] Harrison, R. A., *Coronal transients and their relation to solar flares*, Adv. Space Res., **11**, 25-36, 1991.

- [84] Henke, T., Woch, J. Mall, U., et al., *Differences in the  $O^{7+}/O^{6+}$  ratio of magnetic cloud and non-cloud Coronal Mass Ejections*, Geophys. Res. Lett., **25**, 3465-3468, 1998.
- [85] Henke, T., Woch, J., Schwenn, R., et al., *Ionization state and magnetic topology of coronal mass ejections*, J. Geophys. Res., **106**, 10597-10613, 2001.
- [86] Hewish, A.; Scott, P. F.; Wilks, D., *Interplanetary Scintillation of Small Diameter Radio Sources*, Nature, **203**, pp. 1214, 1964.
- [87] Hiei, E., *Prominence Disappearance Related to CMEs, New Perspectives on Solar Prominences*, proceedings of a meeting held in Aussois, France (ASP Conference Series, Vol. 150, IAU, Colloquium 167) 28 April- 4 May 1997. Edited by David F. Webb, Brigitte Schmieder, and David M. Rust, p. 380, 1997.
- [88] Hirshberg, J., S. J. Bame, and D. E. Robbins, *Solar flares and solar wind helium enrichments: July 1965-July 1967*, Sol. Phys., **23**, 467, 1972.
- [89] Hoang, S., and P. Zlobec, *Characteristics of solar kilometer-wave type II radio bursts*, Hvar Obs. Bull., **21**(1), 57, 1997.
- [90] Holman, G. D., and M. E. Pesses, *em Solar type II radio emission and the shock drift acceleration of electrons*, Astrophys. Journal, **267**, 837, 1983.
- [91] Howard, R. A., D. J. Michels, N. R. Sheeley, and M. J. Koomen, *The observations of a coronal transient directed at Earth*, Astrophys. Journal, **263**, L101, 1982.
- [92] Howard, R. A., G. E. Brueckner, O. C. St. Cyr, D. A. Biesecker, K. P. Dere, M. J. Koomen, C. M. Korendyke, P. L. Lamy, A. Lebaria, M. V. Bout, D. J. Michels, J. D. Moses, S. E. Paswaters, S. P. Plunkett, R. Schwenn, G. M. Simnett, D. G. Socker, S. J. Tappin, D. Wang, *Observations of CMEs from SOHO/LASCO*, in Coronal Mass Ejections, ed. N. Crooker, J. A. Joselyn, & J. Feynman (Geophys. Monogr. 99; Washington, DC: AGU), 17, 1997.
- [93] Hudson, H. S. and D. F. Webb, *Soft X-Ray Signatures of Coronal Ejections*, in Coronal Mass Ejections, ed. N. Crooker, J. A. Joselyn, & J. Feynman (Geophys. Monogr. 99; Washington, DC: AGU), 17, 1997.
- [94] Hundhausen, A. J.; Gilbert, H. E.; Bame, S. J., *The State of Ionization of Oxygen in the Solar Wind*, Sol. Phys., **152**, L3, 1968.
- [95] Hundhausen, A. J., *Evidence for an Angular Momentum Flux in the Solar Wind - Introduction*, Solar Wind. Edited by Charles P. Sonett, Paul J. Coleman, and John M. Wilcox. Washington, Scientific and Technical Information Office, National Aeronautics and Space Administration., 261, 1972.
- [96] Hundhausen, A. J., *The origin and propagation of coronal mass ejections*, in Proc. of Sixth International Solar Wind Conference, ed by V. J. Pizzo, T. E. Holzer and D. G. Sime, NCAR Technical Note, NCAR/TN 306+Proc, 181, 1988.
- [97] Hundhausen, A. J., *Sizes and locations of coronal mass ejections - SMM observations from 1980 and 1984-1989*, J. Geophys. Res., **98**, p. 13,177-13,200, 1993.
- [98] Hundhausen, A. J.; et al., *Mass and energy contents of coronal mass ejections: SMM results from 1980 and 1984-1988*, *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.409, 1994.

- [99] Hundhausen, A. J., *An Introduction, in Coronal Mass Ejections*, ed. N. Crooker, J. A. Joselyn, & J. Feynman (Geophys. Monogr. 99; Washington, DC: AGU), 17, 1997.
- [100] Hundhausen, A. J., *Coronal mass ejections*. In: Strong K.T., Saba J.L.R., Haisch B.M., Schmelz J.T. (eds.) *The many faces of the sun*. Springer-Verlag, New York, 143, 1998.
- [101] Hurford, G., *Solar Radio Observations, The Sun: A Laboratory for Astrophysics*, Proceedings of the NATO Advanced Study Institute, held in Crieff, Scotland. Dordrecht: Reidel, 1992, edited by J. T. Schmelz and J. C. Brown. NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C, Volume 373, p.297, 1992.
- [102] Ipavich, F. M.; Galvin, A. B.; Gloeckler, G.; Dovestadt, D.; Klecker, B., *Solar wind Fe and CNO measurements in high-speed flows*, J. Geophys. Res., **91**, 4133-4141, 1986.
- [103] Jackson, B. V., R. A. Howard and D. F. Webb, *Solar Wind Eight*, (eds.) Winterhalter *et al.*, AIP, Woodbury, NY, p. 540, 1996.
- [104] Kahler, S. W., *The role of the big flare syndrome in correlations of solar energetic proton fluxes and associated microwave burst parameters*, J. Geophys. Res., **87**, 3439, 1982
- [105] Kahler, S. W.; Sheeley, N. R., Jr.; Howard, R. A.; Michels, D. J.; Koomen, M. J.; McGuire, R. E.; von Roseninge, T. T.; Reames, D. V., *Associations between coronal mass ejections and solar energetic proton events*, J. Geophys. Res., **89**, 9683-9693, 1984.
- [106] Kahler, S. W., *Solar fast-wind regions as sources of shock energetic particle production*, *Astrophys. Journal*, **603**, 330, 2004.
- [107] Kaiser, M. L., M. J. Reiner, N. Gopalswamy, R. A. Howard, O. C. St Cyr, B. J. Thompson, J.-L. Bougeret, *Type II radio emissions in the frequency range from 1-14 MHz associated with the April 7, 1997 solar event*, *Geophys. Res. Lett.*, **25**, 2501-2504, 1998.
- [108] Klassen, A.; Karlicky, M.; Aurass, H.; Jiricka, K., *On two distinct shocks during the flare of 9 July 1996*, *Sol. Phys.*, **188**, 141-154, 1999.
- [109] Klein, K. L., J. I. Khan, N. Vilmer, J. M. DeLouis, and H. Aurass, *X-ray and radio evidence on the origin of a coronal shock wave*, *Astron. Astrophys.*, **346**, L53, 1999.
- [110] Klimchuk, J., L. Acton, K. Harvey, H. Hudson, K. Kluge, D. Sime, K. Strong, and T. Watanabe, in *X-ray Solar Physics from Yohkoh*, (eds.) Y. Uchida *et al.*, Universal Academy Press, Tokyo, p. 181, 1994.
- [111] Knoll, R., et al., *The 3-dimensional radio mapping experiment (SBH) on ISEE-C*, *IEEE Trans. Geosc. Electronics*, GE-16, 199, 1978.
- [112] Krogulec, M.; Musielak, Z. E.; Suess, S. T.; Nerney, S. F.; Moore, R. L., *The Role of Alfvén Waves in Solar Wind Acceleration*, American Astronomical Society, 185th AAS Meeting, #92.06; *Bulletin of the American Astronomical Society*, **26**, p.1472, 1994.
- [113] Kunches, J., and R. Zwickl, *The effects of coronal hole on the propagation of solar energetic protons*, *Radiat. Meas.*, **30**, 281, 1999.
- [114] Kutchko, F. J., P. R. Briggs, and T. P. Armstrong, *The bidirectional particle event of October 12, 1977, possibly associated with a magnetic loop*, J. Geophys. Res., **87**, 1419, 1982.
- [115] Lara, A., N. Gopalswamy, S. Nunes, G. Muñoz, and S. Yashiro, *A statistical study of CMEs associated with metric type II bursts*, *Geophys. Res. Lett.*, **30**(12), 8016, 2003.



- [116] Lee, M. A.; Ryan, J. M., *Time-dependent coronal shock acceleration of energetic solar flare particles*, *Astrophys. Journal*, **303**, p. 829-842, 1986.
- [117] Lengyel-Frey, D., R. G. Stone, and J. L. Bougeret, *Fundamental and harmonic emission in interplanetary Type II radio bursts*, *Astron. Astrophys.*, **151**, 215-221, 1985.
- [118] Lengyel-Frey, D., and R. G. Stone, *Characteristics of interplanetary type II radio emission and the relationship to shock and plasma properties*, *J. Geophys. Res.*, **94**, 159-167, 1989.
- [119] Lepping, R.P., and Behannon, K.W., *Magnetic field directional discontinuities: 1. minimum variance errors*, *J. Geophys. Res.*, **85**, 4695-4703, 1980.
- [120] Lepri, S. T.; Zurbuchen, T. H.; Fisk, L. A.; Richardson, I. G.; Cane, H. V.; Gloeckler, G., *Iron charge distribution as an identifier of interplanetary coronal mass ejections*, *J. Geophys. Res.*, **106**, 29231-29238, 2001.
- [121] Lepri, S.T., and Zurbuchen, T.H., *Iron charge state distributions as an indicator of hot ICMEs: Possible sources and temporal and spatial variations during solar maximum*, *J. Geophys. Res.*, **109**, A01112, 2004.
- [122] Low, B. C., A. J. Hundhausen, *Magnetostatic structures of the solar corona. 2: The magnetic topology of quiescent prominences*, *Astrophys. Journal*, **443**, p. 818-836, 1995.
- [123] MacDowall, R. J., et al., *The Solar Imaging Radio Array: space based imaging of solar, heliopheric, magnetospheric, and atrophysical sources at frequencies below the ionospheric cutoff, in From Clark Lake to the Long Wavelength Array*, *PASP Conf. Proc.*, edited by N. E. Kassim et al., *Astron. Soc. of the Pacific, San Francisco, Calif.*, 2005 (in press).
- [124] MacQueen, R. M.; Fisher, R. R., *The kinematics of solar inner coronal transients*, *Sol. Phys.*, **89**, p. 89-102, 1983.
- [125] Malitson, H. H., J. Fainberg, and R. G. Stone, *Observation of a type II solar radio burst to 37 Ro*, *Astrophys. Lett.*, **14**, 111, 1973.
- [126] Mann, G., T. Klassen, and H. Aurass, *Characteristics of coronal shock waves and solar type II radio bursts*, *Astron. Astrophys.*, **295**, 775, 1995.
- [127] Mann, G., A. Klassen, H. T. Klassen, H. Aurass, D. Scholz, R. J. MacDowall, and R. G. Stone, *Catalogue of solar type II radio bursts observed from September 1990 to December 1993 and their statistical analysis*, *Astron. Astrophys. Supp.*, **119**, 489-498, 1996.
- [128] Mann, G.; Klassen, A.; Estel, C.; Thompson, B. J., *Coronal Transient Waves and Coronal Shock Waves*, 8th SOHO Workshop: Plasma Dynamics and Diagnostics in the Solar Transition Region and Corona. Proceedings of the Conference held 22-25 June 1999 in CAP 15, 1-13 Quai de Grenelle, 75015 Paris, France. Sponsored by ESA, NASA, C.N.R.S.-I.N.S.U., Euroconferences, Institut d'Astrophysique Spatiale, Matra Marconi Space, SCOSTEP, Universite Paris XI. ESA Special Publications 446. Edited by J.-C. Vial and B. Kaldeich-Schumann., p.477, 1999.
- [129] Mann, G., A. Klassen, H. Aurass, and H. T. Klassen, *Formation and development of shock waves in the solar corona and the near-Sun interplanetary space*, *Astron. Astrophys.*, **400**, 329-336, 2003.
- [130] Manoharan, P. K.; Kojima, M.; Gopalswamy, N.; Kondo, T.; Smith, Z., *Radial Evolution and Turbulence Characteristics of a Coronal Mass Ejection*, *Astrophys. Journal*, **530**, 1061-1070, 2000.
- [131] Manoharan, P. K.; Tokumaru, M.; Pick, M.; Subramanian, P.; Ipavich, F. M.; Schenk, K.; Kaiser, M. L.; Lepping, R. P.; Vourlidas, A., *Coronal Mass Ejection of 2000 July 14 Flare Event: Imaging from Near-Sun to Earth Environment*, *Astrophys. Journal*, **559**, pp. 1180-1189, 2001.

- [132] Manoharan, P. K.; Gopalswamy, N.; Yashiro, S.; Lara, A.; Michalek, G.; Howard, R. A., *Influence of coronal mass ejection interaction on propagation of interplanetary shocks*, J. Geophys. Res., **109**, A6, 2004.
- [133] Mayer, P., E. N. Parker, and J. A. Simpson, *Solar Cosmic Rays of February, 1956 and Their Propagation through Interplanetary Space*, Phys. Rev., **104**, 768, 1956.
- [134] Montgomery, M. D., J. R. Asbridge, S. J. Bame, and W. C. Feldman, *Solar wind electron temperature depressions following some interplanetary shock waves: Evidence for magnetic merging?*, J. Geophys. Res., **79**, 3103, 1974.
- [135] Moon, Y.-J.; Choe, G. S.; Wang, Haimin; Park, Y. D.; Gopalswamy, N.; Yang, Guo; Yashiro, S., *A Statistical Study of Two Classes of Coronal Mass Ejections*, Astrophys. Journal, **581**, pp. 694-702, 2002.
- [136] Morrison, P., *Phys. Rev.*, **95**, 641, 1954.
- [137] Morrison, P., *Solar Origin of Cosmic Ray Time Variations*, Phys. Rev., **101**, 1397, 1956.
- [138] Mullan, D. J.; Waldron, W. L., *Ionic charge states of solar energetic particles - Effects of flare X-rays*, Astrophys. Journal, **308**, L21-L25, 1986.
- [139] Munro, R. H., J. T. Gosling, E. Hildner, R. M. MacQueen, A. I. Poland, and C. L. Ross, *The association of coronal mass ejection transients with other forms of solar activity*, Sol. Phys., **61**, 201, 1979.
- [140] Neugebauer, M., and C. J. Alexander, *Shuffling footpoints and magnetohydrodynamic discontinuities in the solar wind*, J. Geophys. Res., **96**, 9404, 1991.
- [141] Neugebauer, M., and Goldstein, R., *Particle and Field Signatures of Coronal Mass Ejections in the Solar Wind. Coronal Mass Ejections*, Geophys. Monogr. Ser., vol. 99, edited by N. Crooker, J.A. Joselyn, and Joan Feynman, p. 245-251, AGU, Washington, D.C., 1997.
- [142] Owocki, S. P.; Scudder, J. D., *The effect of a non-Maxwellian electron distribution on oxygen and iron ionization balances in the solar corona*, Astrophys. Journal, **270**, 758-768, 1983.
- [143] Owocki, S. P.; Hundhausen, A. J., *The effect of a coronal shock wave on the solar wind ionization state*, Astrophys. Journal, **274**, 414-419, 1983.
- [144] Pallavicini, R.; Serio, S.; Vaiana, G. S., *A survey of soft X-ray limb flare images - The relation between their structure in the corona and other physical parameters*, Astrophys. Journal, **216**, 108-122, 1997.
- [145] Palmer, I. D., F. R. Allum, and S. Singer, *Bidirectional anisotropies in solar cosmic ray events: evidence for magnetic bottles*, J. Geophys. Res., **83**, 75, 1978.
- [146] Payne-Scott, R., D. E. Yabsley, and J. G. Bolton, *Relative times of arrival of solar noise on different radio frequencies*, Nature, **160**, 256, 1974.
- [147] Pinter, S., V. P. Grigorieva, K. Kecskemety, and K. Kudela, *Observation of solar radio bursts of type II and III at kilometer wavelengths from PROGNOZ-8 during STIP interval XII (10 Intervals)*, Proceedings of the STIP Symposium Held 4 August 1982, edited by M. A. Shea, D. F. Smart, and S. M. P. McKenna-Lawlor, p. 119, Book Crafters, Huntsville, Ala, 1984.
- [148] Reames, D. V.; Barbier, L. M.; Ng, C. K., *The Spatial Distribution of Particles Accelerated by Coronal Mass Ejection-driven Shocks*, Astrophys. Journal, **466**, p.473, 1996.

- [149] Reames, Donald V., *Solar Energetic Particles: Sampling Coronal Abundances*, Space Science Reviews, **85**, Issue 1/2, p. 327-340, 1997.
- [150] Reames, D. V., *Particle acceleration at the Sun and in the heliosphere*, Space Sci. Rev., **90**, 413, 1999.
- [151] Reinard, A.A., Zurbuchen, T.H., Fisk, L.A., et al., *Comparison between average charge states and abundances of ions in CMEs and the slow solar wind*, AIP Conf. Proc., 598(1), pp. 139-144, 2001.
- [152] Reinard, A.A., Dere, K., Howard, R., *Association between CME/Flare Events and Enhanced Oxygen Charge States*, American Astronomical Society, SPD meeting 34, 2003.
- [153] Reinard, A., *Comparison of Interplanetary CME Charge State Composition with CME-associated Flare Magnitude*, Astrophys. Journal, **620**, pp. 501-505, 2005.
- [154] Reiner, M. J., *Interplanetary type II radio emissions associated with CMEs*, in Radio Astronomy at Long Wavelengths, Geophys. Monogr. Ser., vol. 119, edited by R. G. Stone et al., p. 137, AGU, Washington, D. C., 2000.
- [155] Reiner, M. J., M. L. Kaiser, N. Gopalswamy, H. Aurass, G. Mann, A. Vourlidis, and M. Maksimovich, *Statistical analysis of coronal shock dynamics implied by radio and white-light observations*, J. Geophys. Res., **106**, 29,989, 2001.
- [156] Reiner, M. J., M. L. Kaiser, and J. L. Bougeret, *Radio signatures of the origin and propagation of coronal mass ejections through the solar corona and interplanetary medium*, J. Geophys. Res., **106**, 29989-30000, 2001.
- [157] Richardson, I. G., and D. V. Reames, *Bidirectional MeV/n ion intervals: Observations from the Goddard Space Flight Center instruments on the ISEE 3/ICE, IMP 8, Helios 1 and Helios 2 spacecraft*, Conf. Pap. Int. Cosmic Ray Conf. 22nd, **3**, 292, 1991.
- [158] Richardson, I. G., and H. V. Cane, *Regions of abnormally low proton temperature in the solar wind (1965-1991) and their association with ejecta*, J. Geophys. Res., **100**, 23397-23412, 1995.
- [159] Richardson, I.G., and Cane, H.V. *Identification of interplanetary coronal mass ejections at 1 AU using multiple solar wind plasma composition anomalies*, J. Geophys. Res., **109**, A09104, 2004.
- [160] Robinson, R. D., R. T. Stewart, and H. V. Cane, *Properties of metre-wavelength solar bursts associated with interplanetary type II emission*, Sol. Phys., **91**, 159, 1984.
- [161] Rosenbauer, H.; Schwenn, R.; Marsch, E.; Meyer, B.; Miggenrieder, H.; Montgomery, M. D.; Muehlhaeuser, K. H.; Pilipp, W.; Voges, W.; Zink, S. M., *A survey on initial results of the HELIOS plasma experiment*, J. Geophys. Res., **42**, 561-580, 1977.
- [162] Rust, D. M., E. Hildner, *Expansion of an X-ray coronal arch into the outer corona*, Sol. Phys., **48**, 381-387, 1976.
- [163] Sanderson, T. R., R. G. Marsden, R. Reinhard, K. P. Wenzel, and E. J. Smith, *Correlated particle and magnetic field observations of a large-scale magnetic loop structure behind an interplanetary shock*, Geophys. Res. Lett., **10**, 916, 1983.
- [164] Sarris, E. T., and S. M. Krimigis, *Evidence for magnetic loops beyond 1 AU*, Geophys. Res. Lett., **9**, 167, 1982.
- [165] Schwenn, R., *The average solar wind in the inner heliosphere: Structures and slow variations*, In JPL Solar Wind Five, 489-507, 1983.

- [166] Sheeley, N. R., Jr., R. A. Howard, M. J. Koomen, D. J. Michels, *Associations between coronal mass ejections and soft X-ray events*, *Astrophys. Journal*, **272**, 349-354, 1983.
- [167] Sheeley, N. R., Jr.; Howard, R. A.; Michels, D. J.; Robinson, R. D.; Koomen, M. J.; Stewart, R. T., *Associations between coronal mass ejections and metric type II bursts*, *Astrophys. Journal*, **279**, 839-847, 1984.
- [168] Sheeley, N. R., et al., *Coronal mass ejections and interplanetary shocks*, *J. Geophys. Res.*, **90**, 163-175, 1985.
- [169] Sheeley, N. R.; Walters, J. H.; Wang, Y.-M.; Howard, R. A., *Continuous tracking of coronal outflows: Two kinds of coronal mass ejections*, *J. Geophys. Res.*, **104**, 24739-24768, 1999.
- [170] Smith, D. F.; Brecht, S. H., *Shock formation time and the viability of prompt MeV proton shock acceleration in solar flares*, *Sol. Phys.*, **90**, 205-209, 1985.
- [171] Sonnerup, B.U.O. and Cahill, L.J. *Magnetopause structure and attitude from Explorer 12 observations* *J. Geophys. Res.*, **72**, 171-183, 1967.
- [172] Steiger, R. v., Schweingruber, R. F. Wimmer; Geiss, J.; Gloeckler, G., *Abundance variations in the solar wind*, *Adv. Space Res.*, **15**, (7)3-(7)12, 1995.
- [173] St. Cyr, O. C., *SOHO Observations of Halo Coronal Mass Ejections*, AGU Spring Meeting, 1998.
- [174] St. Cyr, O. C.; Burkepile, J. T.; Hundhausen, A. J.; Lecinski, A. R., *A comparison of ground-based and spacecraft observations of coronal mass ejections from 1980-1989*, *J. Geophys. Res.*, **104**, p. 12493-12506, 1999.
- [175] Sweet, P. A., *Mechanisms of Solar Flares*, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, **7**, p.149, 1969.
- [176] Temnyi, V. V., and O. L. Vaisberg, *A dumbbell distribution of epithermal electrons in the solar wind based on observations on the Prognoz 7 satellite*, *Cosmic Res.*, **17**, 476, 1979.
- [177] Tousey, R., *The Solar Corona*, *Proceedings of Open Meetings of Working Groups of the 15th Plenary Meeting of the Committee on Space Research (COSPAR), Madrid, Spain, May 10-24, 1972*, Berlin: Akademie Verlag, and Oxford: Pergamon, 1973, edited by M.J. Rycroft and S.K. Runcorn, 1973.
- [178] Tranquille, C. T. R. Sanderson, R. G. Marsden, K. P. Wenzel, and E. J. Smith, *Properties of a Large-Scale Interplanetary Loop Structure as Deduced from Low-Energy proton Anisotropy and Magnetic Field Measurements*, *J. Geophys. Res.*, **92**, 6, 1987.
- [179] Vourlidas, A., D. Buzasi, R. A. Howard, and E. Esfandiari, *From Core to Outer Frontiers*, ESA SP-506, vol. 1, edited by A. Wilson, p. 91, Eur. Space Agency, Paris, 2002.
- [180] Vrsnak, B., V. Ruzdjak, P. Zlobec and H. Aurass, *Ignition of MHD shocks associated with solar flares*, *Sol. Phys.*, **158**, 331, 1995.
- [181] Vrsnak, B., et al., *Band-splitting of coronal and interplanetary type II bursts. I. Basic properties*, *Astron. Astrophys.*, **377**, 321, 2001.
- [182] Vrsnak, B., et al., *Band-splitting of coronal and interplanetary type II bursts. II. Coronal magnetic field and Alfvén velocity*, *Astron. Astrophys.*, **396**, 673, 2002.
- [183] Vrsnak, B., et al., *Band-splitting of coronal and interplanetary type II bursts. III. Physical conditions in the upper corona and interplanetary space*, *Astron. Astrophys.*, **413**, 753, 2003.

- [184] Wagner, W. J.; MacQueen, R. M., *The excitation of type II radio bursts in the corona*, Sol. Phys., **120**, 136-138, 1983.
- [185] 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. ISBN # 3-540-55246-4.LC # QB 526.F6 I28 1991, P. 234, 1992.
- [186] Webb, D. F., R. A. Howard, *The solar cycle variation of coronal mass ejections and the solar wind mass flux*, Sol. Phys., **99**, 4201-4220, 1994.
- [187] Webb, D. F., *Solar and geomagnetic disturbances during the declining phase of recent solar cycles*, Adv. Space Res., **16**, No. 9, p. (9)57-(9)69, 1995.
- [188] Webb, D. F., S. W. Kahler, P. S. McIntosh, J. A. Klimchuck, *Large-scale structures and multiple neutral lines associated with coronal mass ejections*, J. Geophys. Res., **102**, 24161-24174, 1997.
- [189] Webb, D. F., *CMEs and prominences and their evolution over the solar cycle. New perspectives on solar prominences*, IAU colloquium 167. ASP Conference Series, David Webb, David Rust and Brigitte (eds.), **150**, 1998.
- [190] Wild, J. P., and L. L. McCready, *Observations of the spectrum of high-intensity solar radiation at metre wavelengths. I. The apparatus and spectral types of solar burst observed*, Austral. J. Sci. Res., **A3**, 387, 1950.
- [191] Yashiro, S., N. Gopalswamy, G. Michalek, O. C. St. Cyr, S. P. Plunkett, N. B. Rich, and R. A. Howard, *A catalog of white light coronal mass ejections observed by the SOHO spacecraft*, J. Geophys. Res., **109**, A07105, 2004.
- [192] Zwickl, R. D., J. R. Asbridge, S. J. Bame, W. C. Feldman, and J. T. Gosling, *He<sup>+</sup> and other unusual ions in the solar wind: A systematic search covering 1972-1980*, J. Geophys. Res., **87**, 7379, 1982.
- [193] Zwickl, R. D., J. R. Asbridge, S. J. Bame, W. C. Feldman, J. T. Gosling, and E. J. Smith, *Plasma properties of driver gas following interplanetary shocks observed by ISEE-3*, Solar Wind Five, NASA Conference Proceedings 2280, edited by M. Neugebauer, pp. 711, NASA, Washington, DC, 1983.