



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO
POSGRADO EN CIENCIAS DE LA TIERRA
INSTITUTO DE GEOFÍSICA
CIENCIAS ATMOSFÉRICAS, ESPACIALES Y PLANETARIAS

Geofectividad de regiones de interacción de corrientes de viento solar usando mediciones remotas e in-situ

T E S I S:
QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:
MAESTRÍA EN CIENCIAS DE LA TIERRA

PRESENTA:
ELSA SÁNCHEZ GARCÍA

Tutor: **Dr. Ernesto Aguilar Rodríguez**
Instituto de Geofísica, Unidad Michoacán

Miembros del comité tutor:

- **Dr. Román Pérez Enríquez** (Centro de Geociencias)
- **Dr. Juan Américo González Esparza** (Instituto de Geofísica, Unidad Michoacán)
- **Dr. Ernesto Aguilar Rodríguez** (Instituto de Geofísica, Unidad Michoacán)
- **Dr. Mario Rodríguez Martínez** (ENES-Morelia)
- **Dr. Primož Kajdič** (Instituto de Geofísica)

Morelia, Michoacán. Junio de 2016



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.

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

Con amor para mi madre y hermana

Ri unʼgo pɔjɔ nu Mizhokjimi nrrenxe yo o dyak'ʼ na ñeje o jyezgi ro mimi. K'o o dyak'ʼ na xɔrʼ ma mi jyas'ʼ ko na Jyarʼ k'o me mi juɔs'i ñeje o dyak'ʼ na b'ɔpji ngek'ua ra para jango ga kja'a, jango ga pɔpji ñeje nrrexe soo ra tsjaa kja in nana nu Jɔmʼgojme...¹

Agradezco principalmente a Dios por todo cuando me ha dado y permitido vivir. Por poner cada mañana en el Tlahuiztlampa un Sol radiante y darme la tarea de entender sus características, su actividad y su influencia sobre nuestra madre Tierra...

¹Traducción: LLYC Lucía Lizeth Castillo Sánchez

Agradecimientos

- A mi tutor el **Dr. Aguilar** por abrir un espacio de su valioso tiempo y dedicarlo a mi durante la investigación y estar al pendiente de mi formación académica. Por compartirme sus conocimientos, ayuda y amistad.
- Al comite evaluador pues gracias a sus observaciones, correcciones y comentarios se mejoró la calidad de este trabajo: Dr. Aguilar, Dr. González, Dr. Rodríguez, Dr. Pérez, y Dr. Kajdič.
- A los maestros e investigadores, puesto que sus conocimientos fueron indispensables durante mi formación académica: Dr. De la Luz, Dr. Carrillo, Dr. Corona, Dra. Ontiveros, y Dr. Mejía, por mencionar a algunos.
- A los compañeros del IGF Unidad Morelia por explorar juntos parte de nuestro Universo. A Araceli Chaman por su ayuda incondicional.
- A CONACyT por la beca asignada para realizar mis estudios.
- **Muy especialmente a toda mi familia, pues han sido, son y serán parte fundamental en mi vida.**
- Al Pbro. Carlitos y a Joss por los ánimos de todos los días. A Lilia, Liz, Vero, Ing. Enrique, Ing. Rafa, Román, Toño, Tio,... por sus porras y su gran ayuda. A todos los amigos y amigas que han compartido con migo buenos y malos momentos. A los chicos de la UESSJR.
- A los que ya no están y que esperaban esto... pero su recuerdo aún vive: Papá y Teresita.
- A mis tenis por acompañarme en mis carreras diarias y al agua fría por despertarme cada mañana.

¡ A todos G R A C I A S !

Índice general

| | |
|--|-----------|
| Índice general | v |
| Índice de figuras | vii |
| Índice de tablas | xi |
| Resumen | xiii |
| 1. Introducción | 1 |
| 1.1. Motivación y Estructura de la Tesis | 1 |
| 2. Relación Sol - Tierra | 3 |
| 2.1. Viento Solar | 3 |
| 2.1.1. Campo Magnético Interplanetario | 4 |
| 2.1.2. Choques MHD y su Clasificación | 6 |
| 2.2. Eventos de Gran Escala | 8 |
| 2.2.1. Regiones de Interacción de Corrientes | 8 |
| 2.2.2. Eyecciones de Masa Coronal | 12 |
| 2.3. Tormentas Geomagnéticas | 16 |
| 2.4. Índices Geomagnéticos | 19 |
| 2.4.1. Índice Dst | 20 |
| 2.4.2. Índice AE | 22 |
| 2.4.3. Índice K | 23 |
| 2.4.4. Índice Kp | 24 |
| 2.4.5. Índice aa | 25 |
| 2.4.6. Índice PC | 25 |
| 2.5. Mediciones Remotas e In-situ | 26 |
| 2.5.1. Mediciones In-situ de Plasma | 28 |
| 2.5.2. Imágenes en Luz Blanca Usando Coronógrafo | 28 |
| 2.5.3. Imágenes en Extremo Ultravioleta | 28 |
| 2.6. Clima Espacial | 29 |
| 3. Selección y Análisis de Eventos | 31 |
| 3.1. Selección de Eventos | 31 |
| 3.2. Metodología | 33 |
| 3.3. Análisis de Eventos | 45 |

| | |
|--|-----------|
| 4. Resultados y Discusión de Resultados | 55 |
| 4.1. Resultados | 55 |
| 4.2. Discusión de Resultados | 57 |
| 5. Conclusiones y Trabajo a futuro | 63 |
| 5.1. Conclusiones | 63 |
| 5.2. Trabajo a Futuro | 64 |
| Bibliografía | 67 |

Índice de figuras

| | | |
|------|--|----|
| 2.1. | Espiral formada por las líneas de campo, conocida como <i>espiral de Parker</i> , en honor a su descubridor (cortesía de Michael J. Reiner/Ulysses). | 4 |
| 2.2. | a) Bosquejo de una SIR en 2-D que se mueve en el MI. Líneas de campo dentro de un VS lento (azul) y VS rápido (rojo), separados por la interfase de corriente (línea negra). La onda de choque frontal y reverso se indica con la línea discontinua azul y roja, respectivamente. b) SIR en 3-D vista desde la Tierra, en la cual el eje magnético M está inclinado respecto al eje de rotación R. Interfase de corriente (superficie negra curvada), deflexión del VS rápido (flecha roja) y VS lento (flecha azul). Los choques frontales se propagan hacia el oeste y los choques reversos hacia el este (tomada de Owens y Forsyth, 2013). | 9 |
| 2.3. | Firmas in-situ de una SIR observada por WIND en mayo de 1999. Las líneas punteadas a y c marcan el par de choques frontal y reverso los cuales limitan a la SIR. La línea punteada b indica la IC. | 10 |
| 2.4. | (Parte superior) Esquema de la formación y orientación de las corrientes durante el mínimo y máximo solar. El área sombreada en gris claro indica el lugar del cual fluye el VS lento, y la región en gris oscuro de donde fluye el VS rápido. El área cuadrículada es una proyección de la zona de compresión y la región punteada de la zona de rarefacción. (Parte inferior) Patrón de flujo de las ondas de choque frontal (F) y reverso (R), cuando el eje magnético está inclinado respecto al eje de rotación: a) en el hemisferio norte, b) en el hemisferio sur; c) y d) si el eje no está inclinado (Tomada de Riley et al., 2012). | 12 |
| 2.5. | CME en luz blanca vista por LASCO C3 donde se muestran sus partes clásicas: lado frontal, cavidad y núcleo (http://soho.nascom.nasa.gov/hotshots/2000_02_26/c3full.gif). | 13 |
| 2.6. | Firmas in-situ del plasma y campo magnético de una EMC registrada por WIND en abril de 2001. F indica el paso del choque frontal seguido por la funda que precede a la eyecta. La funda está limitada por las líneas punteadas. | 15 |
| 2.7. | Componentes del vector de campo magnético terrestre. | 17 |
| 2.8. | Esquema donde se muestra el proceso de reconexión magnética. El CMI (líneas azules) tienen una orientación antiparalela respecto al campo magnético terrestre en el lado día (líneas verdes). Las regiones sombreadas indican el lugar donde se fusionan las líneas de campo (tomada de Committee on Solar and Space Physics, 2004) | 18 |
| 2.9. | Fases de una TG. A marca la fase inicial o comienzo repentino, B indica la fase principal y C la fase de recuperación. | 21 |

| | |
|---|----|
| 2.10. Efectos del clima espacial en nuestra tecnología [Tomada de HINODE, NASA]. . . | 29 |
| 3.1. Parámetros de VS observados por WIND, ACE, y STEREO A/B para el periodo 06-09 de mayo de 2007. El panel muestra: la intensidad del campo magnético, la velocidad, la densidad y temperatura de protones, así como la presión. Las líneas verticales indican el paso del choque frontal (F) y reverso (R) observado por alguna de las naves y de las cuales se tienen datos de las características del choque que precede a la SIR. | 35 |
| 3.2. En el panel a) se muestra la intensidad del campo magnético total y del campo B_z en coordenadas (GSM) captado por WIND. En los paneles b) - f) son los registros de los distintos índices geomagnéticos: Kp, aa, PCN, PCS, AE y Dst, los cuales muestran el grado de geoeffectividad generada por el paso de la SIR. Para cada índice podemos observar que hubo una variación significativa respecto al valor promedio normal, minutos después en que se registra el valor mínimo del campo magnético B_z . En cada panel encontramos el valor máximo o mínimo del parámetro que se está midiendo, así como la hora en la que se registra dicho valor. La línea discontinua vertical indica el paso del choque frontal registrado por WIND y el inicio de la SIR. | 37 |
| 3.3. Secuencia de 3 días donde se observan los hoyos coronales captados por STEREO A. | 38 |
| 3.4. Sucesión de 3 días donde se visualizan los hoyos coronales captados por STEREO B. | 38 |
| 3.5. Ubicación de STEREO A/B para el día 123 de 2007. Tomada de STEREO SCIENCE CENTER. | 38 |
| 3.6. Propiedades del VS reportadas por WIND, ACE, y STEREO A/B tiempo antes de su interacción con la magnetosfera terrestre. El panel muestra: la intensidad del campo magnético, la velocidad, densidad y temperatura de protones, así como la presión. Las líneas verticales señalan el paso del choque frontal (F) registrado por STEREO A (línea negra); el choque reverso (R) detectado por WIND (línea azul) y STEREO A (línea negra). Las líneas verticales a y b indican el inicio y final de la SIR captada por STEREO B pero no se tienen detalles de los choques que la limitan. | 39 |
| 3.7. En el panel a) se muestra la intensidad del campo magnético total y del campo B_z en coordenadas (GSM) detectado por WIND. En los paneles b) - f) son los registros de los distintos índices geomagnéticos: Kp, aa, PCN, PCS, AE y Dst, los cuales muestran el grado de geoeffectividad generada por el paso de la SIR descrita anteriormente. En cada índice podemos observar que hubo una variación significativa respecto al valor promedio normal, minutos después en que se registra el valor mínimo del campo magnético B_z | 40 |
| 3.8. Secuencia de 3 días donde se observan los hoyos coronales captados por STEREO A. | 41 |
| 3.9. Sucesión de 3 días donde se ilustran los hoyos coronales captados por STEREO B. | 41 |
| 3.10. Ubicación de STEREO A/B para el día 65 de 2008. Tomada de STEREO SCIENCE CENTER. | 41 |

| | |
|--|----|
| 3.11. Características del campo magnético y plasma para el periodo 07-14 de octubre de 2008, donde observamos que hubo una variación significativa respecto al valor promedio de cada parámetro medido, correspondiente al paso de una SIR. Las líneas verticales indican el paso del choque frontal (F) (captado por WIND) y reverso (R) (detectado por STEREO A) de los cuales se tienen datos de las propiedades del choque que precede a la SIR. Las líneas verticales a y b indican el inicio y final de la SIR registrada por STEREO B y la línea vertical c indica el final de la SIR captada por STEREO A. | 42 |
| 3.12. Esquema donde se muestra la actividad magnética a diferentes latitudes en respuesta a la interacción de la SIR con nuestra magnetosfera. En el panel a) observamos la intensidad del campo magnético total y de la componente B_z en coordenadas (GSM) captada por WIND. En los paneles b) - f) son las variaciones de los índices: Kp, aa, PCN, PCS, AE y Dst, los cuales muestran que la TG ocurrió el día 11 de octubre. El tiempo de retraso de la tormenta respecto al mínimo de B_z oscila entre ~ 2 y ~ 9 horas. | 43 |
| 3.13. Sucesión de 3 días en los que se muestran los hoyos coronales captados por STEREO A. | 44 |
| 3.14. Secuencia de 3 días donde se observan los hoyos coronales captados por STEREO B. | 44 |
| 3.15. Localización de STEREO A/B para el día 280 del año 2008. Tomada de STEREO SCIENCE CENTER. | 45 |
| 3.16. Histograma del coeficiente del brinco de campo magnético. | 46 |
| 3.17. Histograma del ángulo θ_{Bn} | 46 |
| 3.18. Histograma de la beta de plasma. | 47 |
| 3.19. Histograma del número de Mach. | 47 |
| 3.20. Índice Dst en función del coeficiente del brinco de campo magnético. (a) Choques frontales. (b) Ambos tipos de choques. Los asteriscos representan los choques frontales con ángulo cuasi-perpendicular y los triángulos indican los choques con ángulo cuasi-paralelo. El color negro es para los choques frontales y el rojo para los choques reversos. | 48 |
| 3.21. (a) Índice Dst en función del número de Mach para ambos tipos de choques. (b) Índice Kp en función del coeficiente del brinco de campo magnético para ambos tipos de choques. Los asteriscos representan los choques frontales con ángulo cuasi-perpendicular y los triángulos indican los choques con ángulo cuasi-paralelo. El color negro es para los choques frontales y el rojo para los choques reversos. | 49 |
| 3.22. Histograma de las TGs de acuerdo a su nivel de actividad. (a) Índice Kp y (b) índice Dst. | 50 |
| 3.23. Histograma de los eventos respecto a su valor máximo registrado en los índices (a) aa, y (b) AE. | 51 |
| 3.24. Histograma del nivel de actividad en las capas polares. (a) Índice PCN y (b) índice PCS. | 51 |
| 3.25. Gráficas de las correlaciones entre los índices. | 54 |

Índice de tablas

| | |
|--|----|
| 2.1. Propiedades del VS a 1 UA. V es la velocidad, N la densidad, T_e la temperatura de electrones, T_p la temperatura de protones, B la intensidad del campo magnético y V_A la velocidad de Alfvén. | 3 |
| 2.2. Comparación de las propiedades del VS rápido y lento a 1 UA. | 4 |
| 2.3. Propiedades estadísticas promedio de las EMCs observadas mediante coronógrafos y épocas diferentes. | 14 |
| 2.4. Clasificación de las tormentas geomagnéticas de acuerdo a su nivel de actividad (Gonzalez et al., 1999; Echer et al., 2008a). | 22 |
| 2.5. Límite de clases del índice K en el observatorio Niemegk. | 24 |
| 2.6. Clasificación de las TGs respecto a su intensidad. | 25 |
| 2.7. Tabla de conversión de amplitud equivalente. | 25 |
| 3.1. Conjunto de datos correspondientes a los choques asociados a las SIRs registrados durante 2007-2008 y el grado de geoeffectividad generada por éstas. | 34 |
| 3.2. Valores de correlación entre los parámetros de ambos tipos de choques (frontal y reverso), y cada índice geomagnético. | 49 |
| 3.3. Tiempo que transcurre desde que se registró in-situ el valor mínimo de B_z (por la nave WIND) y el momento en el cual la TG alcanza su máxima intensidad en cada índice. Dado que los índices Kp y aa se registran en intervalos de 3 h, y los datos de B_z son de cada minuto, en las columnas 2 y 3 sólo registramos valores con intervalos de tres horas asumiendo que el tiempo de retraso es menor al número indicado. Caso similar se tiene en la columna 7; como los datos de Dst son de cada hora los tiempos de retraso son menores al valor de cada hora. En las columnas 4-6 los registros de cada índice son cada segundo por lo que el tiempo de retraso se puede medir con más precisión. Los valores negativos indican que la máxima intensidad de la TG se registró antes del valor mínimo de B_z | 53 |
| 3.4. Valor de las correlaciones entre los índices. | 53 |

Resumen

Las regiones de interacción de corrientes (SIRs, por sus siglas en inglés) son generadas en el medio interplanetario cuando una corriente de viento solar (VS) rápido alcanza a una corriente de VS lento. Si estos fenómenos de gran escala interaccionan con la magnetosfera terrestre, pueden dar origen a tormentas geomagnéticas (TGs). En el presente trabajo analizamos el grado de geoefectividad de 20 eventos clasificados como SIRs en su interacción con la magnetosfera terrestre. Tales eventos fueron observados durante el periodo 2007-2008, que corresponde al mínimo extendido del ciclo solar 23. Para medir el grado de geoefectividad nos apoyamos en los índices magnéticos: PCN (Polar Cap North), PCS (Polar Cap South), aa (antipodal amplitude), AE (Auroral Electrojet), Kp (estimated global index) and Dst (Disturbance storm time). Utilizando mediciones remotas en la línea de emisión del ultravioleta extremo localizamos la región fuente de donde proviene el VS rápido asociado a cada SIR. Discutimos algunos resultados sobre la correlación de cada índice geomagnético y las propiedades de los choques frontales y reversos asociados con las SIRs observados por WIND, ACE y STEREO A/B. También argumentamos sobre las características más comunes de los choques asociados con las SIRs en su arribo a nuestro entorno geomagnético, y la intensidad de las tormentas que pueden inducir. Se calcularon las correlaciones entre los índices para saber si cada tormenta tuvo el mismo grado de intensidad en los diferentes puntos latitudinales. Finalmente determinamos el tiempo de retraso entre el pico de la componente sur de B_z y el valor mínimo y/o máximo de cada índice. El tiempo que transcurre desde que la nave WIND registra in-situ el valor mínimo de B_z y el momento en el cual la TG alcanza su intensidad máxima en cada índice es de \sim -6 hasta 36 horas.

Abstract

The Stream Interaction Regions (SIRs) are generated in the interplanetary medium when a fast solar wind stream overtakes a slower one. If these large-scale phenomena interact with the Earth's magnetosphere they can give rise to geomagnetic storms (GSs). In this study we analyze the degree of geoeffectiveness of 20 events that were generated by SIRs. The events were observed during the 2007-2008 period that comprising the minimum extended of solar cycle 23. The degree of geoeffectivity is measured using magnetic indices from different latitudes: PCN (Polar Cap North), PCS (Polar Cap South), AA (antipodal amplitude), AE (Auroral Electrojet), Kp (estimated global index) and Dst (Disturbance storm time). We localized the source regions of fast solar wind using emission lines extreme ultraviolet. We discuss some results on the correlation of these magnetic indices with the characteristics of shocks associated with the SIRs observed by STEREO A/B, WIND and ACE spacecraft. We also discuss the characteristics of the SIR-associated shocks and the intensity of the GSs. The correlations between indices were calculated to know if each storm had the same significant value in intensity at different geomagnetic latitudes. Finally we determined the delay time between the peak of southward component B_z and the peak value of each to be in the range between \sim -6 to 36 h.

Capítulo 1

Introducción

La importancia de la interacción del Sol con el ambiente terrestre enfatiza lo significativo que es entender las características del viento solar, el campo magnético interplanetario, la actividad solar, la radiación solar y su variación, así como su influencia sobre la Tierra. Además de lo benéfico que resulta ser el uso de la energía solar en nuestra vida diaria, estudiar al Sol es una actividad muy interesante, ya que nos permite descubrir y entender, a través de observaciones in-situ y remotas, muchos de los fenómenos que ocurren en él. También nos permite aplicar modelos matemáticos y nuevas teorías, basadas en las leyes de la física, para conocerlo mejor. Todo esto hace que la física solar sea considerada un área del conocimiento de gran relevancia científica.

El Sol se encuentra en constante actividad y el plasma que es expulsado de la corona solar, viaja por el medio interplanetario. Si éste interacciona con nuestro entorno geomagnético, puede ocurrir una inyección de material al interior de la magnetosfera terrestre, el cual llega a inducir una tormenta geomagnética (TG) de intensidad considerable. Existen varios índices geomagnéticos para identificar y cuantificar una TG, los cuales se miden a distintas latitudes magnéticas. Estas tormentas pueden causar daños significativos a los sistemas tecnológicos terrestres. Dado que en la actualidad, la sociedad se está volviendo cada vez más dependiente de la tecnología, nuestro interés en indagar este tipo de fenómenos es de suma importancia.

Estudios previos han encontrado que las TGs pueden ser inducidas por estructuras magnéticas interplanetarias de gran escala (eyecciones de masa coronal interplanetarias (EMCI), regiones de interacción de corrientes (SIRs, por sus siglas en inglés), nubes magnéticas, entre otras) en su interacción con nuestra magnetosfera terrestre (Gonzalez et al., 1999; Webb, 2002; Echer y Gonzalez, 2004; Echer et al., 2008b)

1.1. Motivación y Estructura de la Tesis

El propósito principal de este trabajo de investigación, es analizar la evolución y el grado de geoeffectividad que generaron las SIRs en su interacción con nuestra magnetosfera durante el periodo 2007-2008 correspondiente al mínimo extendido del ciclo solar 23. Además, deseamos conocer las propiedades de los choques asociados con estas corrientes rápidas y localizar las regiones fuente de donde provienen dichas estructuras magnéticas.

En nuestro estudio nos apoyamos en mediciones remotas e in-situ para analizar las característi-

cas de las SIRs, como son sus propiedades de plasma y campo magnético a 1 unidad astronómica¹, así como para identificar la región en el disco solar de donde provienen las corrientes rápidas . Por medio de mediciones in-situ estudiamos las características del plasma y campo magnético de cada SIR en su arribo a nuestro entorno geomagnético. Para dicho análisis consideramos los datos de plasma y campo magnético registrado por diferentes naves: WIND, ACE, y STEREO A/B. Usando mediciones remotas de las naves STEREO A/B, localizamos el hoyo coronal donde se origina el VS rápido asociado a cada SIR. En esta parte hacemos uso de la línea de emisión del extremo ultravioleta (EUV) a 284 Å.

Finalmente analizamos el grado de geoefectividad que generaron dichas corrientes en su interacción con la magnetosfera terrestre. Los datos se adquirieron de los diferentes observatorios ubicados a distintas latitudes magnéticas.

Esta tesis contiene cuatro capítulos más. En el Capítulo 2 se da un breve repaso de los conceptos básicos referentes a las propiedades del viento solar, así como de los fenómenos de gran escala que se derivan de éste y que viajan por el medio interplanetario. También abordamos el tema de las tormentas geomagnéticas que son nuestro principal enfoque y los índices que se usan para cuantificar su grado de geoefectividad.

El Capítulo 3 está enfocado a analizar las características del plasma y campo magnético (correspondiente a cada SIR) observado por las naves WIND, ACE y STEREO A/B a una unidad astronómica. Examinamos la variación geomagnética a distintas latitudes apoyándonos de los diferentes índices geomagnéticos, la finalidad de esto es determinar la intensidad de cada tormenta geomagnética, así como medir los tiempos en que se desarrollan tales tormentas. Los datos de plasma y campo magnético se adquirieron de cada nave, mientras que los datos de campo geomagnético se obtuvieron de diversos observatorios geomagnéticos. Las imágenes en EUV se elaboraron con información obtenida de las naves STEREO A/B.

En el Capítulo 4 presentamos y discutimos los resultados que se obtuvieron del análisis en el Capítulo 3. Finalmente en el Capítulo 5 se resumen las conclusiones y se presenta el trabajo futuro.

Para nuestro estudio nos apoyamos en el lenguaje de programación Interactive Data Language (IDL) para elaborar las gráficas de plasma y campo magnético del viento solar, así como para construir las gráficas de campo geomagnético, realizar cálculos, y el análisis estadístico. Las imágenes en EUVI se procesaron usando el software IDL-SECCHI.

¹Unidad astronómica (UA) es la distancia promedio de la Tierra al Sol ($\sim 1.5 \times 10^8$ km).

Capítulo 2

Relación Sol - Tierra

2.1. Viento Solar

El Sol se encuentra en constante actividad y el plasma que ya no puede ser retenido es expulsado hacia el medio interplanetario (MI). Este plasma consiste principalmente de electrones, protones y partículas α , además lleva consigo campo magnético de su lugar de origen ya que el campo magnético está congelado en el plasma y no pueden separarse de él. A este plasma se le conoce como *viento solar* (VS) (Dessler, 1967).

Las propiedades del VS son altamente dependientes del tiempo, con fluctuaciones magnéticas debido a ondas de Alfvén que se propagan hacia el exterior, discontinuidades rotacionales y tangenciales y choques magneto-acústicos, generados por las eyecciones de masa coronal (EMCs) o interacciones complejas entre corrientes de diferentes velocidades.

Durante el mínimo solar las regiones de campo magnético abierto (*hoyos coronales*) son fuente de VS rápido, mientras que de las regiones magnéticamente cerradas (*cascos coronales*) fluye VS lento. Durante la fase del mínimo solar los hoyos coronales se encuentran distribuidos en las regiones polares y los cascados coronales se extienden sobre el ecuador. Los hoyos coronales también aparecen a bajas latitudes formando corrientes de VS rápido que pueden interactuar con las corrientes de VS lento y crear perturbaciones cerca de la Tierra. Durante el máximo solar el VS es más irregular y dependiente del tiempo, con regiones de VS rápido y lento distribuidas en todas las latitudes (Priest, 2014).

Las principales propiedades del VS a 1 unidad astronómica (UA) se pueden ver en la Tabla 2.1

| Valor | V [km/s] | N [cm ⁻³] | T _e [K] | T _p [K] | B [G] | V _A [km/s] |
|----------|-------------|--------------------------|-----------------------|-----------------------|--------------------|--------------------------|
| Mínimo | 200 | 0.4 | 5×10 ³ | 3×10 ³ | 2×10 ⁻⁶ | 30 |
| Promedio | 400 | 6.5 | 2×10 ⁵ | 5×10 ⁴ | 6×10 ⁻⁵ | 60 |
| Máximo | 900 | 100 | 10 ⁶ | 10 ⁶ | 8×10 ⁻⁴ | 150 |

Tabla 2.1: Propiedades del VS a 1 UA. V es la velocidad, N la densidad, T_e la temperatura de electrones, T_p la temperatura de protones, B la intensidad del campo magnético y V_A la velocidad de Alfvén.

| Viento | V [km/s] | N_e [cm ⁻³] | N_p [cm ⁻³] | T_e [K] | T_p [K] | P [nPa] |
|--------|-------------|------------------------------|------------------------------|-------------------|-------------------|------------|
| Rápido | 750 | 2.5 | 10.7 | 1.3×10^5 | 3.4×10^4 | 2.6 |
| Lento | 400 | 7 | 3 | 1×10^5 | 2.3×10^5 | 2.1 |

Tabla 2.2: Comparación de las propiedades del VS rápido y lento a 1 UA.

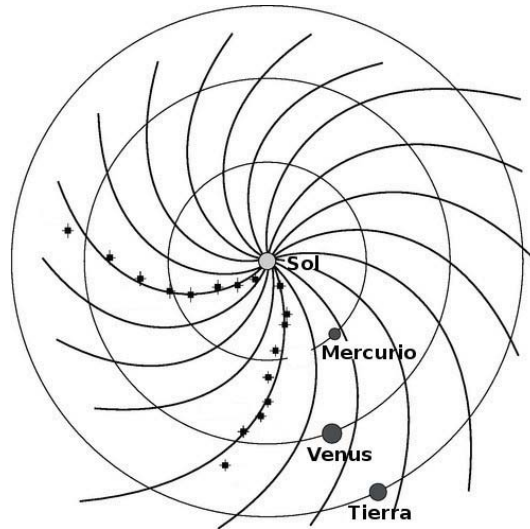


Figura 2.1: Espiral formada por las líneas de campo, conocida como *espiral de Parker*, en honor a su descubridor (cortesía de Michael J. Reiner/Ulysses).

(Priest, 2014). La temperatura de protones es mayor en el VS rápido que en VS lento, mientras que la temperatura de electrones es la misma. Otras diferencias del VS rápido y lento se observan en la Tabla 2.2 (Schwenn, 2006; Priest, 2014).

2.1.1. Campo Magnético Interplanetario

El VS se extiende más allá de la órbita terrestre, hasta alcanzar el medio interestelar a más de 100 UA. A la región del espacio interplanetario donde el VS se mueve supersónicamente se llama *heliosfera*. Las líneas de campo magnético del hemisferio norte y sur del Sol tienen polaridad opuesta, una lámina de corriente heliosférica se forma cerca del ecuador a través de la cual la dirección de campo magnético se revierte.

Dado que el plasma no puede cruzar las líneas de campo magnético, éstas son arrastradas por el VS en su salida hacia el MI. Este movimiento hacia el exterior combinado con la rotación del Sol hacen que las líneas de campo formen una espiral; el ángulo espiral es $\sim 45^\circ$ a la altura de la órbita de la Tierra. En la Figura 2.1 podemos observar dicha geometría (Richardson y Schwadron, 2008).

Parker predijo que las componentes del campo magnético interplanetario (CMI) en coordenadas esféricas deberían variar con la distancia R del Sol y la latitud heliográfica θ como sigue:

$$B_R(R, \theta, \phi) = B_1 \left(\theta, \phi - \frac{R\Omega}{V} \right) \left(\frac{R_1}{R} \right)^2 \quad (2.1)$$

$$B_\theta(R, \theta, \phi) = 0 \quad (2.2)$$

$$B_\phi(R, \theta, \phi) = B_1 \left(\theta, \phi - \frac{R\Omega}{V} \right) \left[\left(\frac{R_1\Omega}{V} \right) \left(\frac{R_1}{R} \right) \cos(\theta) \right] \quad (2.3)$$

donde ϕ es el ángulo azimutal, B_R la componente radial del campo, B_θ la componente meridional, B_ϕ la componente azimutal, B_1 es la intensidad del campo magnético a un radio de referencia R_1 el cual usualmente es elegido como 1 UA; Ω es la velocidad de rotación del Sol, y V es la velocidad del VS en km/s. Las ecuaciones: 2.1, 2.2 y 2.3 son referidas como *modelo de campo espiral* (Burlaga, 1995). Los parámetros particularmente importantes basados en las cantidades de campo son:

- **Velocidad de Alfvén:**

$$V_A = \frac{B}{(4\pi NM)^{1/2}} \quad (2.4)$$

donde B es la magnitud del campo magnético, M es la masa del protón y N es la densidad de protones (deflectando la pequeña contribución de iones menores).

- **Velocidad magnetosónica:**

$$V_{ms} = (V_A^2 + C_s^2)^{1/2} \quad (2.5)$$

C_s es la velocidad del sonido.

- **Número de Mach de Alfvén:**

$$M_A = \frac{V}{V_A} \quad (2.6)$$

en la que V es la velocidad de propagación del fluido y V_A es la velocidad de Alfvén.

- **Número de Mach magnetosónico:**

$$M_{ms} = \frac{V}{V_{ms}} \quad (2.7)$$

- **Beta del plasma:** La razón de la presión magnética a la presión del gas

$$\beta = \frac{Nk(T_p + T_e)}{B^2/8\pi} \quad (2.8)$$

donde N es la densidad de protones, k la constante de Boltzmann, T_p la temperatura de protones, T_e la temperatura de electrones, B la magnitud del campo magnético.

El CMI es altamente variable en el tiempo y en el espacio. La propagación de perturbaciones en el VS genera cambios irreversibles en el medio.

2.1.2. Choques MHD y su Clasificación

Una onda de choque es una perturbación no lineal que produce cambios irreversibles en el medio. La velocidad de propagación del choque v_1 es siempre más rápida que la velocidad del sonido C_s y depende de la energía del choque. El grosor del choque siempre es muy pequeño en comparación con las escalas características del medio. Las propiedades del plasma antes y después de pasar la onda de choque cambian de la siguiente manera (el subíndice 1 indica el plasma no chocado y el subíndice 2 indica el plasma chocado; ρ indica la densidad, v la velocidad, C_s la velocidad del sonido, M es el número de Mach, p la presión, S la entropía, y T la temperatura) (Gonzalez, 1994; Burlaga, 1995; Priest, 2014):

- La onda de choque comprime el plasma: $\rho_2 > \rho_1$.
- La velocidad de la onda de choque es supersónica: $v_1 > C_{s1}$.
- El material chocado es subsónico: $M_2 < 1$.
- La onda de choque aumenta la presión del medio: $p_2 > p_1$.
- La entropía aumenta: $S_2 > S_1$.
- La onda de choque calienta el plasma: $T_2 > T_1$.
- La onda de choque desacelera el plasma: $v_2 \leq v_1$

Hay dos tipos básicos de choques magnetohidrodinámicos (MHD) en el VS: *choques rápidos y lentos*. La intensidad del campo magnético se incrementa en los choque rápidos y disminuye a través de los choque lentos. Los choques que se alejan del Sol, respecto al VS ambiente, son llamados *choques frontales*. Un choque moviéndose hacia el Sol, con respecto al VS ambiente, es llamado *choque reverso*.

Los choques tienen una unidad normal \vec{n} , la cual se asume que apunta hacia la corriente arriba (plasma no chocado), región de baja entropía. Los choques son además clasificados con base en el ángulo θ entre \vec{n} y el campo magnético ambiente \vec{B} . Si $\theta = 90^\circ$, el choque es llamado *choque perpendicular*. Si $\theta = 0^\circ$ es llamado *choque paralelo*. Un choque para el cual $0^\circ < \theta < 90^\circ$ se le llama *choque oblicuo*, particularmente si $0^\circ < \theta < 45^\circ$ se le llama *choque cuasi-paralelo* y un *choque cuasi-perpendicular* cuando se tiene $45^\circ < \theta < 90^\circ$. El brinco en el campo a través del choque depende tanto de θ , como de β y el número de Mach. Cabe destacar que el campo magnético interplanetario río-arriba y río-abajo del choque nunca es uniforme. Las cantidades vectoriales son: la velocidad del viento solar \vec{v} y el campo magnético \vec{B} . Las componentes del campo vectorial a lo largo de la normal \vec{n} se denotan por el subíndice n , y la componente perpendicular al choque normal se denota por el subíndice t (Burlaga, 1995).

Los choques causan cambios en las propiedades del plasma: densidad de masa ρ_1 , velocidad \vec{v}_1 , campo magnético \vec{B}_1 , y presión p_1 , a los valores río-abajo ρ_2 , \vec{v}_2 , \vec{B}_2 , y p_2 . Usando las relaciones de conservación se puede conocer el estado del medio después del paso de la onda de choque. Las ecuaciones para la conservación de la masa, momento normal, momento tangencial, energía, carga magnética y campo eléctrico se expresan como sigue:

$$[\rho v_n] = 0 \tag{2.9}$$

$$\left[\rho v_n^2 + p + \frac{B_t^2}{2\mu_0} \right] = 0 \quad (2.10)$$

$$\left[\rho v_n \vec{v}_t - \frac{B_n}{\mu_0} \vec{B}_t \right] = 0 \quad (2.11)$$

$$\left[\rho v_n \left(\frac{1}{2} v^2 + \frac{\gamma}{\gamma - 1} \frac{p}{\rho} \right) + v_n \frac{B^2}{\mu_0} - (\vec{v} \cdot \vec{B}) \frac{B_n}{\mu_0} \right] = 0 \quad (2.12)$$

$$[B_n] = 0 \quad (2.13)$$

$$[v_n \vec{B}_t - B_n \vec{v}_t] = 0 \quad (2.14)$$

donde $\gamma = \frac{5}{3}$

Estas ecuaciones son referidas como las relaciones de **Rankine-Hugoniot**, que son usadas para identificar choques, velocidad del choque y el tipo de choque (Gonzalez, 1994; Burlaga, 1995; Kivelson y Russell, 1995; Priest, 2014). En un plasma isotrópico son usadas para examinar el cambio en los parámetros físicos (densidad, velocidad, temperatura y campo magnético) a través de una onda de choque interplanetaria (Petrinec y Russell, 1997).

En el caso hidrodinámico una onda de choque puede ser tratada como una discontinuidad. Las soluciones para el sistema de ecuaciones de Rankine-Hugoniot consisten en diferentes tipos de discontinuidades MHD incluyendo las ondas de choque:

- Choque paralelo: El campo magnético no cambia a través del choque, $\vec{B}_t=0$. La normal es paralela a \vec{B} , tal que $\vec{B} = B_n \vec{n}$
- Choque perpendicular rápido: La presión del plasma y la intensidad del campo se incrementan a través del choque; el campo es perpendicular a la normal del choque río-arriba y río-abajo de él, $B_n = 0$. Las ecuaciones de flujo de masa y de campo congelado están dadas por:

$$\frac{\vec{B}_1}{\rho_1} = \frac{\vec{B}_2}{\rho_2} \quad (2.15)$$

- Choque oblicuo: $\vec{B}_t \neq 0$, $B_n \neq 0$. La firma de un choque frontal oblicuo rápido es un incremento en la densidad, la temperatura, la velocidad y la intensidad del campo magnético, y un cambio en las tres componentes del campo magnético y el vector velocidad.
- Choque rápido: La presión del plasma y la intensidad del campo magnético se incrementan en el choque, además de que el campo se inclina lejos de la normal.

- Choque lento: La presión del plasma se incrementa, decrece la intensidad del campo magnético, el campo magnético se inclina hacia la normal. Los choques lentos pueden formar una EMC en la corona solar, donde β es muy pequeña (Burlaga, 1995).
- Discontinuidad de contacto: Hay un brinco arbitrario en la densidad, pero la presión y las otras cantidades son continuas; $v_n = 0$, $B_n \neq 0$.
- Discontinuidad tangencial: La presión del plasma y el cambio del campo mantienen un balance de presión estático; $v_n = 0$, $B_n = 0$.
- Discontinuidad rotacional: Para un choque intermedio en un plasma isotrópico, el campo y el flujo cambian de dirección pero no de magnitud; $\delta \vec{v}_t \propto \delta \vec{B}_t$.

La evolución de estructuras de VS de diferentes características que se mueven en el MI generan a su paso choques o discontinuidades. Aproximadamente el 24 % de las corrientes de interacción analizadas durante 1995-2004 y que fueron registradas a 1 UA están asociadas a choques (Jian et al., 2006a), mientras que el 66 % de las EMCs observadas en el mismo periodo fueron precedidas por un choque (Jian et al., 2006b). La mayoría de las nubes magnéticas a 1 UA no se mueven lo suficientemente rápido para conducir un choque, debido a que su expansión, la densidad y el flujo de momento decrecen rápidamente con la distancia (Burlaga, 1995).

2.2. Eventos de Gran Escala

La estructura del campo magnético heliosférico cambia constantemente. La dinámica de gran escala del VS y el campo magnético definen las propiedades globales de la heliosfera. Para cada ciclo de actividad solar, alrededor del máximo, la heliosfera es más compleja que durante el mínimo, esto es debido a la fragmentación de corrientes del VS y en parte al incremento en la razón de ocurrencia de las EMCs (Balogh, 2001). Durante el mínimo solar, el VS de altas latitudes es rápido, estable y de larga duración; por el contrario, en el plano de la eclíptica el VS es lento y presenta mayor turbulencia (Zank et al., 2003).

Dos tipos importantes de VS de gran escala son las regiones de interacción de corrientes (SIRs), y las eyecciones de masa coronal interplanetarias (EMCIs). Las regiones fuente de corrientes rápidas y lentas son los hoyos coronales y los cascos coronales, respectivamente. La evolución de dichas regiones varía lentamente y la interacción entre las corrientes que producen es cuasi-estacionaria en un sistema de referencia rotando con el Sol, durando en tiempo algunas rotaciones solares. Las EMCIs son fenómenos transitorios en el VS.

En un análisis de 679 choques interplanetarios realizado durante 1999 y 2013 se encontró que la mayoría de los choques reversos rápidos son conducidos por SIRs mientras que las EMCs son las principales conductoras de choques frontales rápidos en todas las fases excepto en el mínimo solar. Para las EMCs y SIRs que conducen choques frontales rápidos y choques reversos rápidos, las condiciones de VS río-arriba de ellos son diferentes (Kilpua et al., 2015).

2.2.1. Regiones de Interacción de Corrientes

Las SIRs son zonas de compresión donde interactúan dos corrientes de VS de diferente velocidad. Durante el mínimo solar los hoyos coronales se extienden a latitudes cercanas al plano de la

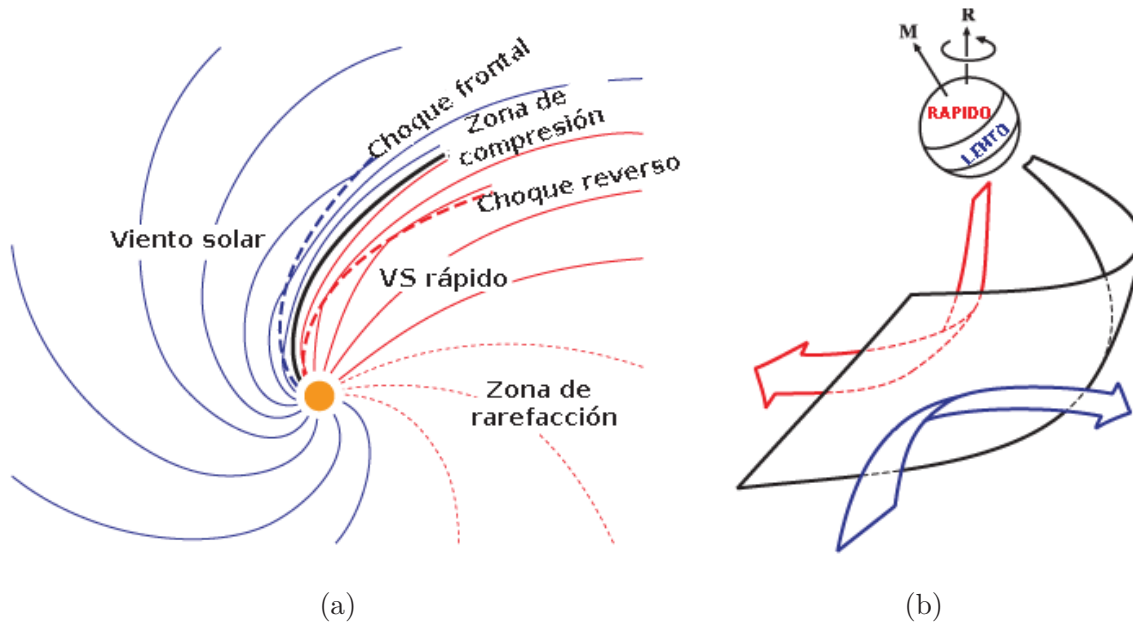


Figura 2.2: a) Bosquejo de una SIR en 2-D que se mueve en el MI. Líneas de campo dentro de un VS lento (azul) y VS rápido (rojo), separados por la interfase de corriente (línea negra). La onda de choque frontal y reverso se indica con la línea discontinua azul y roja, respectivamente. b) SIR en 3-D vista desde la Tierra, en la cual el eje magnético M está inclinado respecto al eje de rotación R. Interfase de corriente (superficie negra curvada), deflexión del VS rápido (flecha roja) y VS lento (flecha azul). Los choques frontales se propagan hacia el oeste y los choques reversos hacia el este (tomada de Owens y Forsyth, 2013).

eclíptica. Como el Sol rota, flujos de VS de diferentes velocidades se propagan lejos del Sol. Dichos plasmas no se mezclan, sólo interactúan. Como resultado de la interacción se forma una región de compresión y una de rarefacción. *La región de interacción compresiva* se genera donde el VS rápido alcanza a un plasma lento, esto es en la parte frontal de la corriente rápida. La densidad en esta región es mayor en comparación a la del VS ambiente. *La región de rarefacción* se forma en la parte reversa de la corriente rápida donde decae la velocidad y las parcelas de plasma se separan cada vez más. La densidad en la zona de rarefacción es menor a la del VS ambiente (Burlaga, 1995).

Un esquema de la formación de una SIR se muestra en la Figura 2.2a. Notemos que las líneas de campo magnético del VS lento tienen una forma más curva, mientras las del VS rápido son más radiales. Las zonas de compresión y rarefacción pueden ser precedidas por un choque MHD rápido y reverso, respectivamente, especialmente más allá de ~ 2 UA.

A 1 UA las SIRs se han identificado con base en las siguientes características de plasma y campo magnético (Jian et al., 2006a; Jian et al., 2007):

- Un incremento en la velocidad del VS, V_p ,
- Un pico en la presión P_t con un decremento gradual en ambos lados ($P_t = P_k + B^2/2\mu_0$) es la presión total, la cual es la suma de la presión térmica y la presión magnética,
- Un incremento en la densidad de protones N_p ,

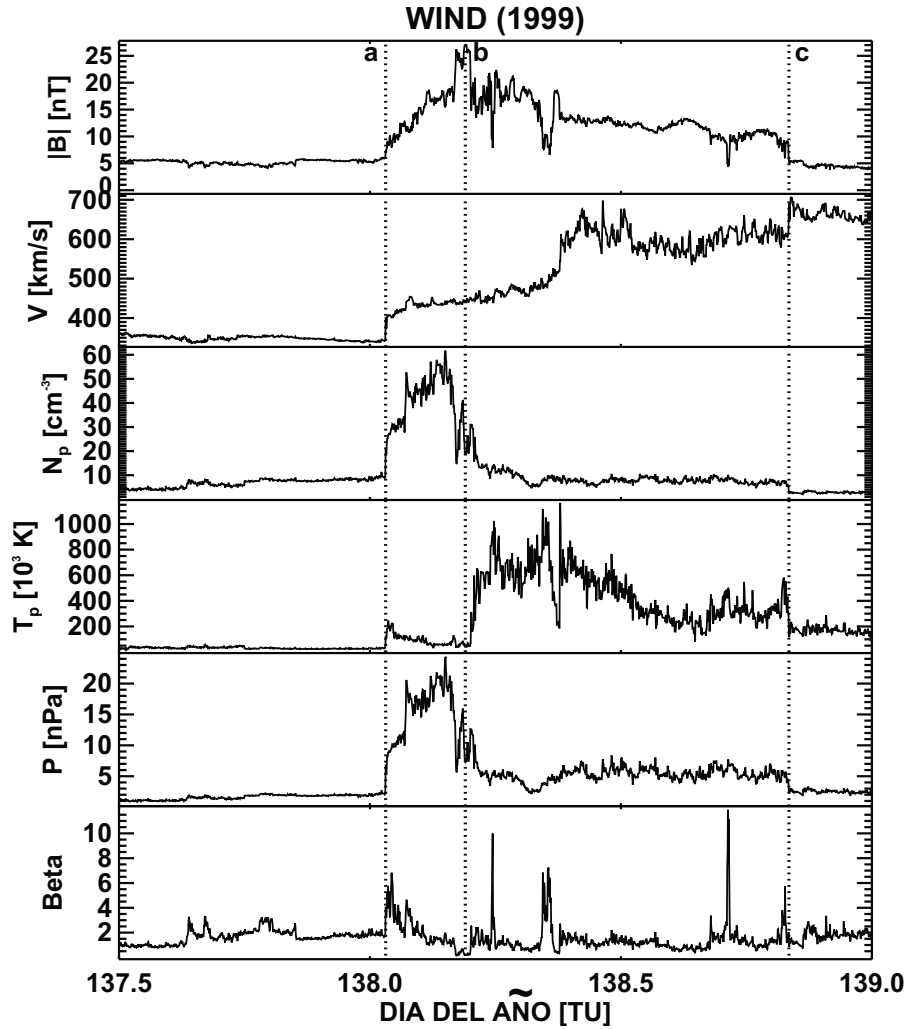


Figura 2.3: Firmas in-situ de una SIR observada por WIND en mayo de 1999. Las líneas punteadas a y c marcan el par de choques frontal y reverso los cuales limitan a la SIR. La línea punteada b indica la IC.

- Una compresión del campo magnético \vec{B} ,
- Aumento en la temperatura de protones T_p ,
- Incremento en la entropía (definida como $T_p^{3/2}/N_p$).

En la Figura 2.3 se muestran las firmas características de una SIR descritas anteriormente. La SIR está limitada por un choque frontal (línea punteada a) y un choque reverso (línea punteada c).

El límite que separa el viento rápido, tenue y caliente de la corriente lenta, densa y fría se le conoce como *interfase de corriente* (IC), la cual se idealiza como una superficie suave y delgada (Gosling y Pizzo, 1999). La IC es definida cuando la presión P_t alcanza un máximo, además V_p y T_p se incrementan y N_p empieza a decrecer (Jian et al., 2006a; Jian et al., 2007). En la Figura 2.3 podemos observar la IC (línea punteada b).

Cuando el patrón de flujo de VS no varía considerablemente durante una rotación solar, las SIRs corrotan con el Sol formando espirales en el plano ecuatorial, éstas son conocidas como regiones de interacción corrotantes (CIR, por sus siglas en inglés). Las corrientes corrotantes tienden a ocurrir con un periodo de 27 días. La densidad dentro de una CIR tiende a ser relativamente baja, mientras que al frente de la corriente tiende a ser relativamente alta. Estudios de CIRs muestran que éstas tienden a ser relativamente calientes comparadas con el VS lento. 1 UA, las CIRs no están bien desarrolladas como a grandes distancias heliocéntricas (Smith and Wolfe, 1976; Burlaga, 1995; Alves et al., 2006).

Si la diferencia en velocidad entre la corriente rápida y lenta es suficientemente grande, un par de choques pueden delimitar la forma de la SIR. Cabe enfatizar que las SIRs están inclinadas respecto a la dirección radial debido a que el eje magnético tiene cierta inclinación respecto al eje de rotación. En particular, los choques frontales se propagan en la dirección antisolar y en la dirección del movimiento planetario respecto del Sol (hacia el oeste) (flecha azul en la Figura 2.2b), mientras que los choques reversos se propagan hacia el Sol (en el sistema de referencia del plasma) y hacia el este (flecha roja en la Figura 2.2b). Consecuentemente, el viento lento es acelerado hacia el exterior y deflectado hacia el oeste y el viento rápido es desacelerado y deflectado hacia el este como resultado de la interacción entre los flujos y del gradiente de presión (Smith y Wolfe, 1976; Gosling y Pizzo, 1999; Riley et al., 2003; Owens y Forsyth, 2013).

Forma de una SIR en 3-D

Si se suma la rotación solar y la inclinación, las SIRs tienen una inclinación norte-sur. La inclinación es tal que los choques frontales asociados con las SIRs se propagan hacia el ecuador en ambos hemisferios y los choques reversos se propagan hacia los polos (ver Figura 2.4). Los choques son más fuertes donde la interacción entre VS rápido y lento es más directa, en cambio los choques son más débiles si se propagan a latitudes más altas o bajas (Gosling y Pizzo, 1999; Riley et al., 2012; Owens y Forsyth, 2013).

En la Figura 2.4 se ilustra cómo las regiones de compresión y rarefacción son generadas durante la fase del mínimo solar, en el cual el VS lento fluye del ecuador y las corrientes rápidas fluyen de los polos, además el eje magnético tiene una cierta inclinación respecto al eje de rotación. Cuando un flujo de VS lento es expulsado del ecuador magnético el cual está inclinado respecto al eje de rotación, a cierta distancia del Sol la corriente lenta será alcanzada por un VS rápido en el lado este creando una región de compresión. De forma similar en el lado sur el viento rápido supera al viento lento creando una zona de rarefacción en el lado este, tal como se muestra en la Figura 2.4a parte superior. Si ahora observamos en el lado opuesto del Sol, el proceso es inverso: una región de rarefacción se establece en el hemisferio norte y una región de compresión en el hemisferio sur (Figura 2.4b). Debido al gradiente inicial del flujo lento de VS con respecto a la longitud heliográfica y a la inclinación del eje magnético las regiones de interacción están inclinadas en el plano meridional.

Cuando existe un hoyo coronal ecuatorial, un flujo aislado de alta velocidad está confinado en latitud y longitud (Figura 2.4c). El flujo lento en el lado oeste del hoyo coronal será alcanzado por el viento rápido y será comprimido. En el lado este del hoyo coronal el flujo lento es rezagado de la corriente rápida. De forma similar ocurre cuando los hoyos coronales se encuentran distribuidos en ambos hemisferios como se muestra en la Figura 2.4d (Riley et al., 2003; Riley et al., 2012).

La dirección de propagación de los choques depende del lugar de donde sea expulsada la

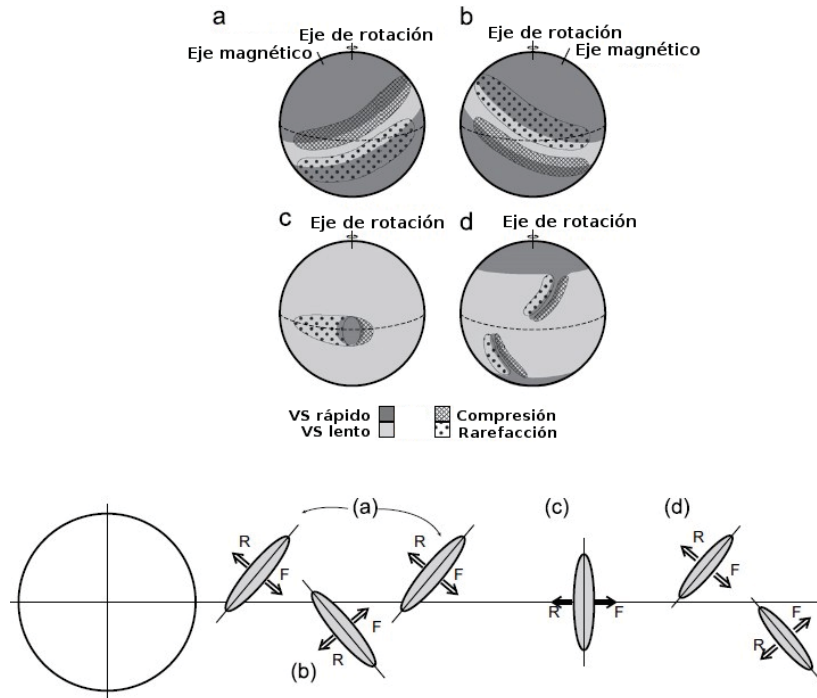


Figura 2.4: (Parte superior) Esquema de la formación y orientación de las corrientes durante el mínimo y máximo solar. El área sombreada en gris claro indica el lugar del cual fluye el VS lento, y la región en gris oscuro de donde fluye el VS rápido. El área cuadriculada es una proyección de la zona de compresión y la región punteada de la zona de rarefacción. (Parte inferior) Patrón de flujo de las ondas de choque frontal (F) y reverso (R), cuando el eje magnético está inclinado respecto al eje de rotación: a) en el hemisferio norte, b) en el hemisferio sur; c) y d) si el eje no está inclinado (Tomada de Riley et al., 2012).

corriente rápida y además si el eje de rotación está o no inclinado. Si la corriente rápida es expulsada de los polos y el eje magnético está inclinado como se observa en la parte inferior de la Figura 2.4 (a, b, y d) los choques frontales se propagan hacia el ecuador y los choques reversos se extienden hacia los polos. Cuando el eje de rotación no está inclinado los choques frontales se propagan fuera del Sol y los choques reversos hacia el Sol.

2.2.2. Eyecciones de Masa Coronal

Las EMCs son grandes estructuras que contienen plasma y campo magnético que son expulsadas de la corona solar hacia el MI (Webb y Howard, 2012). A través de imágenes en luz blanca una EMC se identifica como un cambio observable en la estructura de la corona el cual ocurre en un tiempo de escala de pocos minutos o varias horas e involucra un cambio en la intensidad de luz en el campo de visión de un coronógrafo, ver Figura 2.5. Las EMCs pueden mostrar una variedad de formas, algunas tienen la estructura clásica de tres partes y otras son más complejas. La estructura básica de una EMC consiste de un arco frontal brillante, seguido por una cavidad oscura de baja densidad y un núcleo brillante de material denso (Webb, 1998). La mayor parte de las EMCs están asociadas a la erupción de filamentos y fulguraciones de larga duración por lo

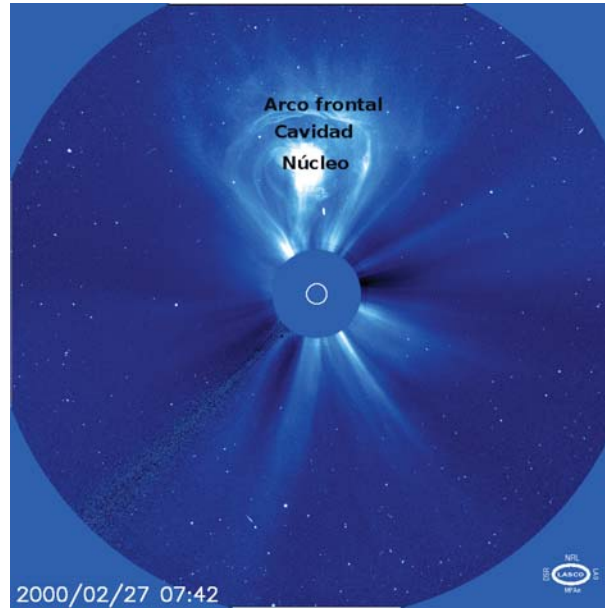


Figura 2.5: CME en luz blanca vista por LASCO C3 donde se muestran sus partes clásicas: lado frontal, cavidad y núcleo (http://soho.nascom.nasa.gov/hotshots/2000_02_26/c3full.gif).

que su energía cinética puede exceder los 10^{32} erg (Webb, 1998; Hudson et al., 2006).

Las EMCs tipo *halo* aparecen como un brillo circular que se expande rodeando el disco de ocultación del coronógrafo, sugiriendo que son estructuras esféricamente simétricas en movimiento hacia el exterior a lo largo de la línea Sol-observatorio. Las EMCs tipo halo se definen por tener un ancho $> 140^\circ$ (Webb et al., 2000). Este tipo de EMCs son importantes para las cuestiones de clima espacial debido a que son potencialmente geoeffectivas en su interacción con la magnetosfera terrestre.

El inicio y la liberación de una EMC frecuentemente involucra reconexión magnética¹. La ocurrencia de las EMCs varía con la evolución del ciclo solar. Cuando viajan por el MI, las EMCs rápidas (lentas) son aceleradas (desaceleradas) hacia el VS ambiente (Gopalswamy et al., 2000). La masa de las EMCs, la densidad de masa y la energía cinética muestran una dependencia con el ciclo solar, lo mismo que la velocidad. El total de masa eyectada se incrementa con el ciclo por al menos un orden de magnitud ($10^{15} - 10^{16}$ g). Las EMCs masivas tienen las más altas aceleraciones en promedio (Vourlidas et al., 2002).

Las propiedades medibles de las EMCs incluyen su razón de ocurrencia, localización relativa al disco solar, ancho angular, velocidad y aceleración, masa y energía. La Tabla 2.3 resume las propiedades estadísticas de las EMCs observadas mediante coronógrafos a bordo de naves espaciales (Webb y Howard, 2012).

La velocidad de las EMCs varían sobre dos órdenes de magnitud, de ~ 20 km/s a más de 2500 km/s (Gopalswamy, 2004) y la velocidad promedio se incrementa de 300 km/s (mínimo solar) a 500 km/s (máximo solar). Las EMCs lentas ($V \leq 250$ km/s) tienen una tendencia a acelerarse

¹La reconexión magnética se refiere a la ruptura y reconexión de líneas de campo magnético inicialmente orientadas en direcciones opuestas en un plasma. En el proceso, la energía del campo magnético se convierte en energía cinética y térmica del plasma

| Coronógrafo | Skylab | Solwind | SMM | LASCO |
|-----------------------------------|---------|---------|-------------|-----------|
| Epoca | 1973-74 | 1979-81 | 1980, 84-89 | 1996-2012 |
| No. total de EMCs | 115 | 998 | 1351 | >10000 |
| Velocidad (km/s) | 470 | 472 | 349 | 489 |
| Aceleración ($m s^{-2}$) | - | - | - | -16 a 5 |
| Ancho ($^{\circ}$) | 42 | 45 | 46 | 47 |
| Masa (10^{15} g) | 6.2 | 4.1 | 3.3 | 1.3 |
| Energía cinética (10^{30} erg) | - | 3.5 | 8.0 | 2.0 |
| Energía mecánica (10^{30} erg) | - | - | - | 4.2 |

Tabla 2.3: Propiedades estadísticas promedio de las EMCs observadas mediante coronógrafos y épocas diferentes.

y las EMCs rápidas ($V > 900$ km/s) a desacelerarse. La velocidad promedio de las EMCs tipo halo (957 km/s) es más de dos veces la velocidad de las EMCs normales (428 km/s). El rango para el ancho promedio de las EMCs es de ($20^{\circ} < W \leq 120^{\circ}$) y el ancho característico es de $\sim 47^{\circ}$. Las EMCs también pueden dispersar rayos cósmicos. Estos resultados se obtuvieron usando información de Large Angle and Spectrometric Coronagraph (LASCO) abordo de la misión Solar and Heliospheric Observatory (SOHO) (Gopalswamy, 2004; Yashiro, 2004).

Las EMCs que viajan en el MI se les conoce como eyecciones de masa coronal interplanetarias (EMCIs) o eyectas. Las EMCIs producen las más grandes perturbaciones de campo magnético terrestre, lo que las convierte en las más geoeffectivas (Gosling et al., 1991; Gosling, 1993).

Firmas in-situ de las EMCIs

A partir de mediciones in-situ, las EMCIs pueden ser identificadas con base en un número de firmas de campo magnético, composición de plasma y partículas energéticas, así como una combinación de ellas (Neugebauer y Goldstein, 1997; Gosling y Forsyth, 2001; Zurbuchen y Richardson, 2006). Las EMCIs comúnmente se caracterizan por:

- Rotación del campo magnético.
- Beta de plasma baja, $\beta < 1$.
- Velocidad decreciente.
- Decremento en la densidad.
- Baja temperatura de iones, $T_p \ll T_e < 6 \times 10^4$ K.
- Incremento en la razón de densidad α /protón.
- Inusuales estados de carga de iones.
- Electrones bidireccionales supratérmicos e iones energéticos.
- Deflexión de rayos cósmicos.

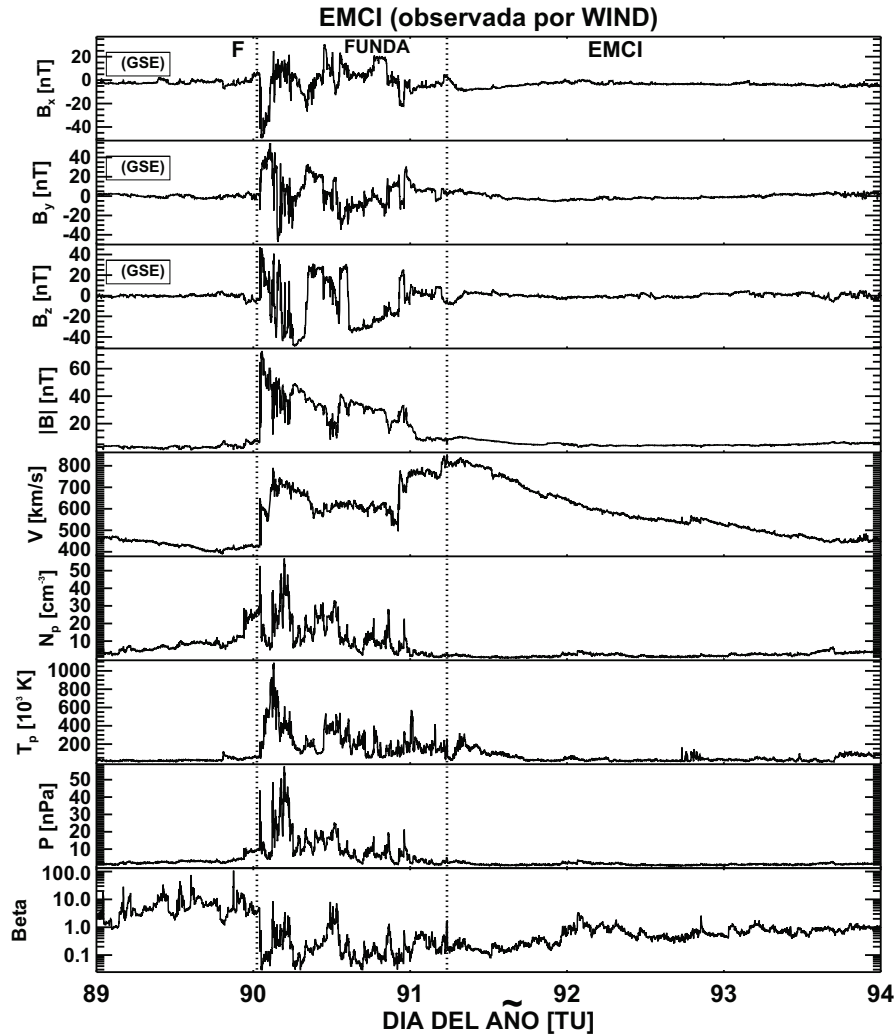


Figura 2.6: Firmas in-situ del plasma y campo magnético de una EMC registrada por WIND en abril de 2001. F indica el paso del choque frontal seguido por la funda que precede a la eyecta. La funda está limitada por las líneas punteadas.

La mayoría de las EMCIs no muestran todas estas características y las firmas no son siempre aparentes. Dichas características no parecen ser únicas de las EMCIs. Para identificar una EMCi usualmente incluye varias firmas. Los choques conducidos por EMCs son en promedio más intensos y rápidos que los choques conducidos por las SIRs. Los choques frontales rápidos son conducidos principalmente por las EMCIs en todas las fases del ciclo solar excepto durante el mínimo (Kilpua et al., 2015). Los choques en modo rápido aceleran electrones e iones durante prolongados periodos de tiempo. Observaciones de partículas energéticas ($\sim 0.1-100$ MeV) también pueden indicar el paso de un choque y una EMCi.

Las EMCIs frecuentemente presentan una funda de alta densidad de VS comprimido y campo magnético de gran magnitud y rotación que dura uno o dos días. Algunas veces a la EMCi le precede una onda de choque. En la Figura 2.6 podemos ver las firmas de una EMCi observada por la nave WIND día 91 del año 2001 (correspondiente al 01 abril). Notemos que el día 90 se

registra un choque frontal, en seguida el paso de la funda la cual dura aproximadamente un día y finalmente el paso de la eyecta. Un subconjunto específico de EMCIs son las *nubes magnéticas* las cuales se caracterizan por: (1) campos magnéticos fuertes, (2) suave rotación de la dirección del campo magnético a través de un ángulo cercano a 180° y (3) una temperatura de protones baja y una β de protones baja (Burlaga, 1995).

Las EMCIs son las estructuras magnéticas interplanetarias más importantes debido a que son el vínculo de la actividad en el Sol y la Tierra. Las EMCIs se consideran las estructuras más geoefectivas, ya que usualmente contienen flujos de campo magnético con una componente B_z sur de larga duración. Las EMCIs rápidas comprimen el campo magnético lo que favorece la reconexión magnética; la compresión puede aumentar cuando hay una combinación de EMCI con una SIR. Las EMCs cerca del máximo tienden a ser más energéticas y rápidas, y por lo tanto están asociadas con las tormentas más intensas (Webb, 2002).

La *geoeffectividad* es decir la habilidad de perturbar el entorno geomagnético de forma significativa por varios fenómenos solares e interplanetarios tales como choques, partículas energéticas eyectadas por las fulguraciones solares o nubes de plasma eyectadas por las EMCs, y SIRs, son de interés para la comunidad científica. De forma particular, las EMCIs, las SIRs y las CIRs son las fuentes interplanetarias más importantes de perturbaciones geomagnéticas considerables. Al entender completamente el papel de la heliosfera interna y predecir el clima espacial, es necesario entender la evolución de cada uno de estos fenómenos de gran escala en la heliosfera interna (Alves, et al., 2006). Las EMCIs son los fenómenos interplanetarios dominantes que causan tormentas durante el máximo solar. Durante el mínimo solar las SIRs y las CIRs juegan un papel dominante como fuentes de perturbaciones magnéticas (Gonzalez et al., 1999). Las estructuras magnéticas interplanetarias compuestas (donde hay una combinación de EMCIs y SIRs) son más geoefectivas que las estructuras magnéticas interplanetarias simples (Gonzalez et al., 1999; Echer y Gonzalez, 2004).

2.3. Tormentas Geomagnéticas

Una tormenta geomagnética (TG) se refiere a la variación temporal del campo geomagnético de forma significativa. Cuando las estructuras magnéticas interplanetarias interaccionan con nuestra magnetosfera² causan ciertos efectos, los cuales varían de acuerdo a la intensidad del choque, y de las propiedades del CMI. Si el choque es débil, sólo comprime la magnetosfera (esto sucede la mayor parte del tiempo), si el choque es muy intenso, además de comprimirla a un volumen más pequeño puede favorecer el proceso de reconexión en el cual hay inyección de partículas provenientes del Sol al interior de la magnetosfera. El aumento de partículas en el interior de la magnetosfera intensifica la corriente de anillo y genera un decremento considerable en los valores de la componente horizontal del campo magnético total, pero su valor absoluto puede ser alto. A esta disminución se le conoce como TG (Gonzalez et al., 1994). El decremento en la intensidad horizontal del campo magnético terrestre y su subsecuente recuperación son la característica principal de una TG.

El decremento en intensidad es debido a un aumento de partículas en la corriente de anillo, formado por iones (principalmente protones así como iones de oxígeno) y electrones con un rango de

²Una magnetosfera es el área del espacio que rodea a un planeta, que es controlado por el campo magnético del planeta.

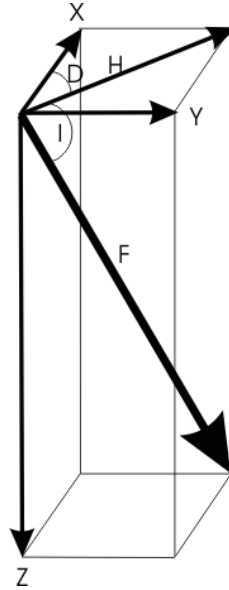


Figura 2.7: Componentes del vector de campo magnético terrestre.

energía de 10-300 keV, localizados usualmente entre 2 y 7 radios terrestres (R_E). La deriva debido al gradiente de campo magnético y la curvatura así como el efecto de órbita de giro conducen a los iones a moverse hacia el lado noche y los electrones hacia el lado día, generando dicho anillo. Esta corriente induce un campo magnético el cual es opuesto en dirección al campo magnético terrestre (Gonzalez et al., 1994).

El campo magnético terrestre es un vector cuantitativo, cada punto en el espacio tiene una intensidad y una dirección. Para medir el campo geomagnético en algún punto de la Tierra se usan siete parámetros. La relación entre estos siete elementos se muestra en el diagrama 2.7. F es la intensidad del vector del campo magnético, H la intensidad horizontal del vector de campo magnético, Z la componente vertical del vector de campo magnético (por convención Z es positivo hacia abajo), X la componente norte del campo magnético (X es positiva hacia el norte), Y la componente hacia el este del campo magnético (Y es positiva hacia el este), D la declinación magnética, definida como el ángulo medido del plano horizontal al vector de campo magnético (positivo hacia abajo).

Para cuantificar la intensidad en la corriente de anillo a latitudes bajas se usan las componentes del vector de campo magnético (sólo para observatorios en Tierra). Para describir esto necesitamos tres cantidades, las cuales pueden ser:

- Tres componentes de fuerza ortogonales (X , Y , y Z);
- La intensidad del campo total, y dos ángulos, (F , D , I); o
- Dos componentes de fuerza y un ángulo (H , Z , D).

El mecanismo de transferencia de energía del VS a la magnetosfera es la reconexión magnética entre el CMI y el campo magnético de la Tierra. El lapso de tiempo promedio para la inyección

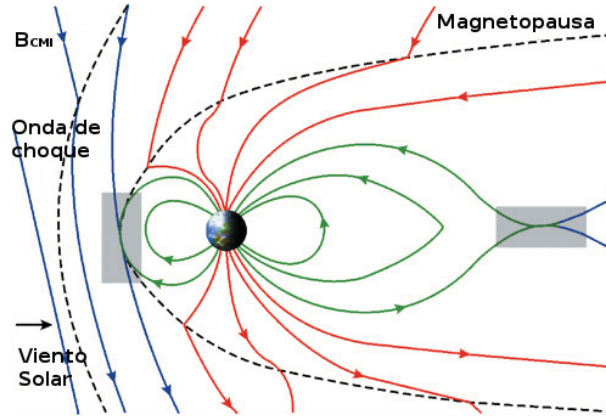


Figura 2.8: Esquema donde se muestra el proceso de reconexión magnética. El CMI (líneas azules) tienen una orientación antiparalela respecto al campo magnético terrestre en el lado día (líneas verdes). Las regiones sombreadas indican el lugar donde se fusionan las líneas de campo (tomada de Committee on Solar and Space Physics, 2004)

de energía de la magnetopausa a la magnetosfera interna, durante las TGs intensas es aproximadamente una hora. Este lapso de tiempo decrece (incrementa) durante los eventos más (menos) intensos (Gonzalez et al., 1989). Algunas de las partículas energéticas que son inyectadas a la magnetosfera terrestre durante la reconexión magnética viajan a lo largo de las líneas de campo a la zona auroral para incrementar la perturbación polar, mientras otras se difunden radialmente hacia los cinturones de Van Allen, a menudo con una hora de retraso (Davis y Parthasarathy, 1967).

Dungey (1961) dio una explicación teórica de la energización magnetosférica basada en la reconexión magnética como sigue (ver Figura 2.8): si el CMI tiene una componente B_z antiparalela al campo geomagnético, hay una erosión de la magnetosfera de la Tierra del lado día por reconexión magnética, y el campo se acumula en el lado noche en la región de la magnetocola. La reconexión magnética en la cola permite la inyección de plasma hacia el lado noche de la Tierra. Partículas de baja energía se precipitan en las altas latitudes y causan auroras, mientras que los protones de alta energía derivan hacia el oeste y los electrones hacia el este formando la corriente de anillo alrededor de la Tierra, el cual causa una reducción en el campo geomagnético. Cabe resaltar que la reconexión en el lado día de la magnetopausa es el mecanismo primario para la transferencia de masa, momento y energía del VS a la magnetosfera. Los procesos básicos que contribuyen a la eliminación de los iones atrapados geomagnéticamente dentro de los cinturones de radiación son: intercambio de carga, dispersión de Coulomb, e interacción onda-partícula. Cada proceso depende de la sensibilidad sobre la energía de los iones, composición, ángulo de inclinación y localización en los cinturones de radiación (Gonzalez et al., 1994).

Una estimación de la cantidad total de energía que entra a la magnetosfera del VS se puede realizar mediante la función de acoplamiento ϵ , la cual se define como:

$$\epsilon = \left(\frac{4\pi}{\mu_0}\right) v B^2 \sin^4\left(\frac{\theta}{2}\right) l_0^2 \quad (2.16)$$

donde v es la velocidad del VS, B es la magnitud del CMI, l_0 es la longitud de la escala carac-

terística que representa la zona disponible de acoplamiento para la interacción VS-magnetosfera (usualmente es $\sim 7 R_E$), μ_0 es la permeabilidad magnética en el vacío, y $\theta = \tan^{-1}\left(\frac{|B_y|}{B_z}\right)$

El sistema de acoplamiento magnetosfera-ionosfera responde a tres niveles de flujo de energía de entrada, diferentes de ϵ . Como ϵ se incrementa de $< 10^{17}$ erg/s a $> 10^{19}$ erg/s, las respuestas típicas al sistema de acoplamiento magnetosfera-ionosfera son (Akasofu, 1979):

- $\epsilon \sim 10^{18}$ erg/s: inicio de una subtormenta,
- 10^{18} erg/s $< \epsilon < 10^{19}$ erg/s: subtormenta típica,
- $\epsilon > 10^{19}$ erg/s: crecimiento anormal de la corriente de anillo, que resulta en una TG.

Una TG consiste de intensas subtormentas, las cuales pueden depositar energía en la magnetosfera interna, permitiendo la formación de la corriente de anillo. Una subtormenta magnetosférica es un proceso transitorio que inicia en el lado noche de la Tierra en el cual una significativa cantidad de energía derivada de la interacción VS-magnetosfera es depositada en la ionosfera auroral y la magnetosfera (Rostoker et al., 1980). Una subtormenta puede generar una pequeña corriente de anillo; si las subtormentas ocurren con suficiente frecuencia, la inyección de energía a la corriente de anillo puede acumularse y formar la corriente de anillo asociada con la fase principal de la TG. La presencia sucesiva de subtormentas no es una condición necesaria para el desarrollo de una TG (Gonzalez, 1994). Una subtormenta ocurre cuando se tiene un CMI con B_z sur con valor < -3 nT durante una hora aproximadamente. La intensidad y la duración de B_z sur son los parámetros más importantes en determinar la intensidad de una TG (Gonzalez et al., 1999).

Las características de las estructuras magnéticas interplanetarias son muy variables, y tienen una influencia directa en la forma y tamaño de la magnetosfera, así como la cantidad de energía que se transfiere durante la reconexión magnética del CMI y el campo magnético terrestre. La gran diversidad de fuentes de variaciones magnéticas dan lugar a una gran complejidad en las firmas magnéticas en Tierra.

2.4. Índices Geomagnéticos

Los índices de actividad magnética están designados para describir la variación en el campo geomagnético causada por los sistemas de corrientes irregulares. Existen varios índices para identificar una TG así como cuantificar su severidad a diferentes latitudes.

El objetivo de los índices geomagnéticos es describir la variación en el campo geomagnético causado por los sistemas de corrientes irregulares, así como estudiar la actividad geomagnética y su respuesta a varios parámetros para los cuales se pueda dar información acerca de la magnetosfera (Menvielle y Berthelier, 1991). Los sistemas de corrientes irregulares generan cambios en el campo geomagnético causados por la interacción de estructuras magnéticas interplanetarias con la magnetosfera, con la propia magnetosfera, por la interacción entre la magnetosfera y la ionosfera, y por la misma ionosfera. El nivel de actividad geomagnética es un indicador fundamental para estudiar la relación Sol-Tierra en varios campos tales como geomagnetismo y física magnetosférica. Algunas veces se usa un número el cual describe el estado de la magnetosfera.

Cada índice geomagnético se relaciona con diferentes fenómenos que ocurren en la magnetosfera, ionosfera y las profundidades de la Tierra en su propia manera. La ubicación de una medición,

el momento de la medición y de la forma en que el índice se calcula, todo afecta al tipo de fenómeno con el cual el índice se relaciona. El IAGA (International Association of Geomagnetism and Aeronomy) aprobó una serie de índices geomagnéticos, los cuales constituyen una única cobertura espacial y temporal del estado de la magnetosfera.

2.4.1. Índice Dst

El índice Dst (*Disturbance storm time*) es usado para evaluar la intensidad de una TG, basado en el valor promedio de la componente horizontal del campo magnético de la Tierra. La fuerza del campo magnético (la componente horizontal) a latitudes bajas es inversamente proporcional al contenido de energía en la corriente de anillo, el cual se incrementa durante una TG. La actividad en la corriente de anillo está indicada por los cambios en el *índice Dst* (Sugiura y Kamei, 1991). Las mayores perturbaciones en Dst son negativas, las variaciones positivas en Dst son causadas principalmente por la compresión de la magnetosfera. Cuatro observatorios geomagnéticos a bajas latitudes colaboran en la construcción del índice Dst: Hermanus (sur de Africa), Honolulu (EUA), Kakioka (Japón), y San Juan (EUA).

Algunas TGs, especialmente las más intensas inician con un impulso repentino, el cual indica el paso de un choque interplanetario (ver Figura 2.9). Esto generalmente coincide con el inicio de un periodo de incremento en la presión dinámica (fase inicial) que es seguido por un prolongado campo magnético interplanetario hacia el sur (fase principal) y un retorno a las condiciones normales (fase de recuperación). El impulso repentino que precede a una TG es llamado comienzo repentino de la tormenta (SSC, por sus siglas en inglés) (Dessler y Parker, 1959; Gonzalez et al., 1994; Tsurutani et al., 2006). Durante el SSC la distancia de la magnetopausa a la Tierra hacia el lado día decrece de $10 R_E$ a $6 R_E$ debido a la compresión del campo magnético terrestre. La presencia o ausencia de un SSC antes de la fase principal de la TG puede dar información relevante en cuanto a la naturaleza del fenómeno interplanetario que la genera. En el caso de los flujos de plasma y campo magnético asociados a las EMCs, el campo magnético orientado hacia el sur puede estar en la eyecta, en la funda formada entre la EMCI y el choque asociado o en ambas (Tsurutani et al., 1988; Ontiveros y Gonzalez-Esparza, 2010).

La característica primordial de una TG medida con el índice Dst es la fase principal, llamada el intervalo de gran decremento de Dst (Gonzalez et al., 1994). La fase principal de una TG generada por una nube magnética coincide con el pico máximo de B_z sur. El tiempo que transcurre desde que se registra el pico máximo de B_z sur y el inicio de la TG es ~ 1 h. El valor mínimo de Dst se alcanza en ~ 2 h después del valor máximo de B_z sur (Gonzalez et al., 1989).

Las TGs inducidas por CIRs tienen tres fases: inicial, principal y de recuperación como las generadas por las EMCIs, sin embargo, las causas interplanetarias de cada fase de la tormenta son diferentes de las TGs inducidas por las EMCIs. Las tormentas generadas por CIRs son generalmente débiles con Dst raramente ≤ -100 nT. La fase inicial de una TG inducida por una CIR es causada por un incremento en la presión en la lámina de plasma de la hoja de corriente heliosférica. La fase principal es causada por la reconexión magnética entre la componente magnética B_z sur de la CIR y el campo magnético de la magnetopausa. Las fases principales son generalmente irregulares en perfil (el índice Dst típicamente no decrece monotónicamente con el tiempo). Las fases de recuperación son diferentes de las TGs inducidas por las EMCIs de las generadas por CIRs. Las TGs generadas por CIRs parecen tener una prolongada fase de recuperación, y pueden llegar a tener una duración tan larga como una rotación solar. Esto se debe a la pérdida de partículas

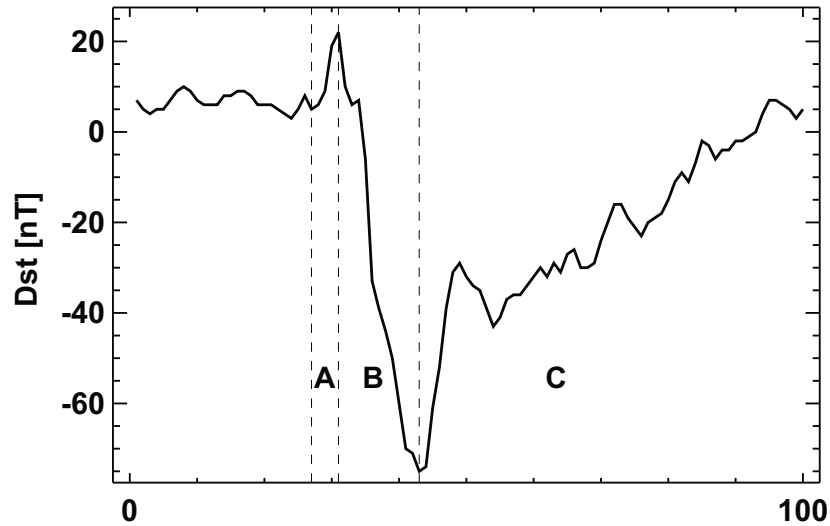


Figura 2.9: Fases de una TG. A marca la fase inicial o comienzo repentino, B indica la fase principal y C la fase de recuperación.

en la corriente de anillo por procesos físicos (aceleración de electrones relativistas) y de partículas que siguen siendo inyectadas continuamente. (Gonzalez et al., 1999; Tsurutani et al., 2006).

Un campo magnético débil con B_z sur no necesariamente permite un incremento de energía en la corriente de anillo a pesar de que tales campos hacia el sur persisten por periodos prolongados. El nivel que alcanza el índice Dst puede ser explicado por un proceso de inyección de energía a la corriente de anillo, el cual es una función del CMI (o del campo eléctrico) y por un proceso de disipación en la corriente de anillo, el cual es una función de la intensidad del anillo (Russell et al., 1974).

La intensidad del campo magnético que induce la corriente de anillo está dada por la relación Dessler-Parker-Sckopke:

$$\frac{Dst^*(t)}{B_0} = \frac{2E(t)}{3E_m} \quad (2.17)$$

donde Dst^* es el decremento del campo magnético debido a la corriente de anillo, B_0 es el valor promedio del campo magnético en la superficie ecuatorial, $E(t)$ es la energía cinética de la corriente de anillo y E_m ($= 8 \times 10^{24}$ ergs) es la energía magnética total del campo geomagnético fuera de la Tierra (Gonzalez et al., 1994; Greenspan y Hamilton, 2000).

Clasificación de las TGs por su Intensidad

El valor cero del índice Dst se calcula con el promedio de los días quietos; por lo que este índice toma valores tanto positivos como negativos. Cuando la magnetosfera se comprime incrementa la densidad de líneas de campo magnético así que el Dst adquiere valores positivos; en caso contrario, si la densidad en la corriente de anillo aumenta, el valor del Dst será negativo. Las tormentas son

| Nivel de actividad geomagnética | Valor del índice Dst [nT] |
|---------------------------------|---------------------------|
| Quieto | $-30 < Dst$ |
| Débil | $-50 < Dst \leq -30$ |
| Moderado | $-100 < Dst \leq -50$ |
| Intenso | $-250 < Dst \leq -100$ |
| Super tormenta | $Dst \leq -250$ |

Tabla 2.4: Clasificación de las tormentas geomagnéticas de acuerdo a su nivel de actividad (Gonzalez et al., 1999; Echer et al., 2008a).

más intensas mientras menor sea el valor del índice Dst. El nivel de actividad magnética se puede clasificar, de acuerdo al valor alcanzado, en quieto, débil, moderado, intenso o super tormenta. Los rangos se muestran en la Tabla 2.4.

Las EMCIs producen las TGs más intensas en Dst que las SIRs. Las SIRs y las CIRs son más geoeffectivas en el sentido de que la energía de salida es más grande que para las eyectas. La geoeffectividad durante las fase de recuperación de las tormentas generadas por CIRs es el doble que los eventos producidos por eyectas. Esta diferencia, especialmente en la fase de recuperación, probablemente se debe a la rápida oscilación del CMI B_z que es típico de los eventos generados por CIRs (Turner et al., 2006).

La causa fundamental de las TGs intensas ($Dst \leq -100$ nT) es la ocurrencia de un intenso CMI hacia el sur y de larga duración ($B_z \sim -10$ nT y $\Delta t \sim 3$ h, $E_y \geq 3$ mV/m) proveniente de las diferentes estructuras magnéticas interplanetarias, permitiendo una mayor transferencia de energía efectiva entre el VS y la magnetosfera a través del mecanismo de reconexión magnética (Echer y Gonzalez, 2004; Echer et al., 2008b). De acuerdo a estudios realizados se ha encontrado que la razón aproximada de ocurrencia de TGs intensas ($Dst \leq -100$ nT) por fase de ciclo solar es (Echer et al., 2008b):

- Mínimo-fase ascendente: 3 tormentas/año,
- Máximo: 8.5 tormentas/año, y
- Fase descendente-mínimo: 6.5 tormentas/año,

Aunque está claro que hay eventos más intensos durante el máximo solar que durante el mínimo, no se puede decir lo mismo de la actividad en la zona auroral, la cual se mide mediante el índice AE.

2.4.2. Índice AE

El índice Auroral Electrojet (AE), está designado para proporcionar una medida cuantitativa de la actividad magnética en la zona auroral producida por el aumento de flujos de corrientes ionosféricas bajo y dentro del óvalo auroral (Allen et al., 1974). El índice AE se ha usado en estudios de la morfología de las subtormentas, el comportamiento de satélites de comunicación,

propagación de ondas de radio, radio centelleo, y el acoplamiento entre CMI y la magnetosfera de la Tierra.

El índice AE es derivado de la variación geomagnética en la componente horizontal observada por 12 observatorios a lo largo de la zona auroral en el hemisferio norte. Para normalizar los datos de una valor base para cada estación se calcula primero un valor de referencia para cada mes, el cual es el promedio de todos los datos de la estación de los cinco días internacionales más tranquilos. Este valor de referencia se resta a los valores medidos cada minuto por la estación durante un mes. Los datos de todas las estaciones en cada momento dado (TU), se seleccionan los valores mayores y menores (Davis y Sugiura, 1966).

- AU se define para los valores más grandes de campo magnético (upper),
- AL se define para los valores más pequeños de campo magnético (lower),
- $AE = AU - AL$, y
- $AO = (AU+AL)/2$

AE es una medida directa de la amplitud máxima de la corriente del electroflujo auroral del este al oeste. AU es una función del electroflujo auroral fluyendo en la dirección hacia el este, mientras AL es similarmente relacionada al electroflujo auroral fluyendo hacia el oeste.

Estudios previos han encontrado que la respuesta de AE a las funciones de acoplamiento muestran grandes coeficientes de correlación durante las tormentas menos intensas y coeficientes de correlación mucho más pequeños durante las tormentas intensas (para más información de las funciones de acoplamiento consultar Gonzalez et al., 1989). Un coeficiente de correlación bajo junto con la respuesta del índice Dst sugiere que hay un desacoplamiento entre la corriente de anillo y la energización auroral durante las tormentas intensas (Gonzalez et al., 1989).

La actividad en la zona auroral empieza a incrementarse alrededor de 12 h antes del registro de la IC, alcanza el máximo en la IC y decae lentamente por varios días después de la IC. La actividad más fuerte en la zona auroral se limita a un intervalo de ~ 12 h centrado en la interfase donde las fluctuaciones en E_y son más fuertes (McPherron y Weygand, 2006).

El inicio de AE ocurre con ~ 1 h dentro del tiempo de SSC. Hay un retraso de 3 h entre el inicio de la actividad de AE y el inicio principal de la tormenta (Dst) y un retraso equivalente entre el máximo de AE y el máximo negativo de Dst (Davis y Sugiura, 1966). La intensidad de AE más alta es cerca del pico de la IC y disminuye al disminuir la velocidad del VS y las amplitudes de las ondas de Alfvén. Las porciones traseras de las corrientes (región de rarefacción) tienen amplitudes de onda Alfvénicas más bajas y por tanto son menos geoeffectivas (Tsurutani et al., 1995).

2.4.3. Índice K

El índice característico K (Kennziffer) cuantifica las perturbaciones en la componente horizontal del campo magnético de la Tierra con un número entero en el rango de 0-9. Para valores mayores a 5 indica la presencia de una TG. Este es derivado de la máxima fluctuación de la componente horizontal observado en un magnetómetro durante un intervalo de tres horas.

El índice K de 3-horas proporciona una medida cuantitativa de la variación irregular del campo geomagnético transitorio observado en un lugar dado. Este índice se calcula en todas latitudes pero

| Rango [nT] | Valor |
|------------|-------|
| 0-5 | 0 |
| 5-10 | 1 |
| 10-20 | 2 |
| 20-40 | 3 |
| 40-70 | 4 |
| 70-120 | 5 |
| 120-200 | 6 |
| 200-330 | 7 |
| 330-500 | 8 |
| >500 | 9 |

Tabla 2.5: Límite de clases del índice K en el observatorio Niemegek.

es apropiado principalmente a latitudes subaurorales. El índice planetario Kp es derivado del índice subauroral K.

Diez clases de rangos fueron definidos por Bartels en el observatorio Niemegek (Tabla 2.5). Los valores extremos de cada clase siguen una escala cuasi-logarítmica con el fin de separar los niveles más bajos de actividad, así como los niveles más altos. Los índices resultantes permiten estudiar la tranquilidad magnética o las grandes TGs. En otros observatorios el límite de las clases se eligen considerando la variación latitudinal de la actividad, y ellos son proporcionales a los de Niemegek. Cabe resaltar que el índice K es un código y se han utilizado números como letras (Menvielle y Berthelier, 1991).

2.4.4. Índice Kp

El índice planetario (Kp, planetarische Kennziffer o planetary index) es el promedio estandarizado del índice K de 13 observatorios geomagnéticos distribuidos entre 44 y 60 grados de latitud en el norte y sur geomagnético. Este índice es usado para caracterizar la magnitud de una TG. El índice global Kp es obtenido como un valor promedio de los niveles de perturbación en las dos componentes de campo magnético horizontal. Dicho índice se define por una relación cuasi-logarítmica de la amplitud de la perturbación.

El índice Kp es una medida de la variación del campo magnético durante periodos de gran actividad magnética, el electroflujo auroral puede moverse hacia el ecuador hasta que se aproxima o se superpone parcialmente a los observatorios de mayor latitud usados para determinar Kp. Los altos valores del índice Kp resultan directamente de la influencia del electroflujo auroral y de la variación en la corriente de anillo ecuatorial, por lo que la corriente a media latitud y la corriente de anillo son los principales contribuyentes (Davis y Sugiura, 1966).

La escala de Kp es un camino razonable para resumir el nivel global de actividad geomagnética. Dicha escala fue introducida por Space Weather Scales, NOAA como una alternativa para comunicar al público en general las condiciones de clima espacial y sus posibles efectos sobre las personas y los sistemas. Las escalas que describen las TGs, así como su intensidad se muestran en la Tabla 2.6.

| Clase de TG | Valor de Kp |
|-------------|-------------|
| Menor | 5 |
| Moderada | 6 |
| Fuerte | 7 |
| Severa | 8 |
| Extrema | 9 |

Tabla 2.6: Clasificación de las TGs respecto a su intensidad.

| K | 0 | 1 | 2 | 3 | 4 | 5 | 6 | 7 | 8 | 9 |
|---------------|-----|-----|----|----|----|----|-----|-----|-----|-----|
| Amplitud [nT] | 2.3 | 7.3 | 15 | 30 | 55 | 95 | 160 | 265 | 415 | 667 |

Tabla 2.7: Tabla de conversión de amplitud equivalente.

2.4.5. Índice aa

El índice amplitud antipodal (aa) es un índice global o planetario, derivado de los valores de K de un par de observatorios antipodales, uno en el hemisferio norte (Hartland, Reino Unido) y el otro en el hemisferio sur (Canberra, Australia). El propósito del índice aa es medir la amplitud de la actividad geomagnética durante intervalos normalizados de 3 horas a latitud geomagnética de $\pm 50^\circ$ (Mayaud, 1972).

Dado que el índice K es un código, es necesaria una conversión en amplitud equivalente, la cual es usada para índices en observatorios subaurales (ver Tabla 2.7) (Menvielle y Berthelier, 1991). El número aa=164 nT es tomado para representar el mínimo valor esperado para la TG más grande (Willis et al., 1997).

El índice aa ha sido usado en el análisis de: ocurrencia y análisis de tiempo de TGs, predicciones de clima espacial, interacción Sol-Tierra, predicciones de la actividad solar, cambio climático, deflección del ozono atmosférico, rayos cósmicos y la producción de radionucleidos atmosféricos (Love, 2011).

2.4.6. Índice PC

El índice Polar Cap (PC) ha sido designado para monitorear la actividad magnética en las capas polares generada por los parámetros de VS geoefectivos: campo eléctrico interplanetario, y la presión dinámica del VS. El índice PC mide la intensidad del campo eléctrico a altas latitudes. El valor de PC empieza a incrementarse ~ 30 min después de la perturbación del entorno geomagnético. La razón de crecimiento de la presión del VS, cambia con un tiempo de retraso de pocos minutos (Troshichev et al., 2007).

El índice PC para la capa polar norte (PCN) es calculado por datos magnéticos de la estación Tule (Groenlandia) y el índice PC para la capa polar sur (PCS) fue calculado por la estación Vostok (Antártida).

Estudios recientes han demostrado el significado físico del índice PC: las TGs y las subtormentas inician sólo si el índice PC excede el valor umbral: ~ 2 mV/m para las tormentas y > 1.5 mV/M para las subtormentas. La duración de la fase de crecimiento de la subtormenta, así como

su intensidad están determinadas por la razón de crecimiento de PC; la subtormenta se detiene tan pronto como el índice PC cae por debajo de 1-1.5 mV/m. La longitud de la tormenta se determina por el periodo de duración, cuando el índice PC empieza a incrementarse sobre el nivel de 2 mV/m es tomado como el tiempo de inicio de la perturbación, y el tiempo cuando el índice PC cae por debajo de 2 mV/m se considera como el tiempo de inicio de la fase de recuperación (Troshichev y Janzhura, 2012). El efecto de saturación de PC es típico de eventos con valores de $PC > 10$ mV/m.

El desarrollo de las tormentas y la subtormentas es consistente con el comportamiento del índice PC. Este índice responde a los cambios bruscos en la presión dinámica del VS por lo que se considera como una buena aproximación de la energía del VS que entra dentro de la magnetosfera durante el acoplamiento del CMI y la magnetosfera terrestre. El efecto de saturación de los índices PC y Dst son indicativos del mismo cambio, describiendo el impacto del VS sobre la magnetosfera.

Hay una correlación lineal con la intensidad de la tormenta respecto al índice Dst y la fase de crecimiento del índice PC, por lo que el índice PC es un buen soporte para monitorear la actividad de las TGs (Troshichev y Janzhura, 2012).

2.5. Mediciones Remotas e In-situ

La adquisición de información acerca de las estructuras de mediana y gran escala que se encuentran en el Sol y de las que se propagan en el MI puede ser obtenida a través del contacto directo o indirecto de la nave con el fenómeno.

Para nuestro estudio hemos usado información de cuatro naves espaciales: WIND, ACE, STEREO A y STEREO B. WIND y ACE se eligieron por su cercanía a la Tierra en comparación con otras misiones espaciales. Usamos información de STEREO A/B ya que durante nuestro periodo de estudio estaban cercanas a la Tierra. Esta proximidad favorece la fiabilidad de los datos.

WIND

WIND fue lanzado el 1 de noviembre de 1994 y se ubica en una órbita alrededor del punto lagrangiano L1. Su objetivo principal es observar el VS que está próximo a impactar la magnetosfera de la Tierra, así como investigar los procesos de plasma básicos que se producen en el VS cercano a la Tierra. Esta nave lleva a bordo un arreglo de 8 instrumentos para medir las partículas cargadas, el campo eléctrico y magnético que caracteriza el MI (o el VS). Las observaciones de WIND están siendo usadas para estudiar la naturaleza del VS mismo, así como los cambios en el VS que conducen importantes fenómenos geomagnéticos tales como TGs y las auroras.

Los datos de campo magnético se obtienen con el instrumento Wind Magnetic Field Investigation (MFI). Las características de plasma se adquieren del instrumento WIND SWE (Solar Wind Experiment).

ACE

Advantage Composition Explorer (ACE) fue lanzado el 25 de Agosto de 1997 en una órbita alrededor del punto lagrangiano L1. El objetivo principal de esta misión es determinar la composición elemental e isotópica del material proveniente de la corona solar, del MI, así como del medio interestelar local y galáctico.

ACE lleva seis espectrómetros de alta resolución y tres instrumentos de monitoreo de partículas de baja energía de origen solar y partículas galácticas de alta energía. Respecto a los informes de clima espacial, ACE proporciona una advertencia anticipada de (~ 1 h) de las TGs que pueden afectar a las redes eléctricas, interrumpir las comunicaciones en Tierra, y presentan un peligro para los astronautas (Margolies y Rosenvinge, 1998).

Para los estudios de física solar los datos de campo magnético se obtienen del instrumento Magnetic Field Monitor (MAG). Las características de plasma se adquieren del instrumento Solar Wind Electron, Proton and Alpha Monitor (SWEPAM).

STEREO

Solar TERrestrial RELations Observatory (STEREO) es una misión que consiste de dos observatorios idénticos apuntando al Sol ubicados en órbitas heliocéntricas. Ambos satélites STEREO A (Ahead) y B (Behind) iniciaron su trayecto el 25 de octubre de 2006, uno hacia el lado frontal de la órbita de la Tierra y el otro hacia el lado reverso. Las dos naves se separan de la Tierra $\sim 22.5^\circ$ por año. Cada observatorio consiste de cuatro conjuntos de instrumentos abordo. Estos instrumentos estudian la evolución 3-D de las EMCs desde su nacimiento en la superficie de la corona solar a través del MI hasta la órbita terrestre.

El instrumento Sun Earth Connection Coronal and Heliospheric Investigation (SECCHI) se encuentra a bordo de STEREO. El objetivo de la misión SECCHI es coleccionar datos heliosféricos de alta fidelidad, 3-dimensional y temporal. SECCHI se compone de cuatro instrumentos: un generador de imágenes en extremo ultravioleta, dos coronógrafos de luz blanca y un generador de imágenes heliosféricas (Howard et al., 2008):

- **Imágenes en extremo ultravioleta (EUVI):** Telescopio de extremo ultravioleta que produce imágenes del disco de la cromosfera a la corona de $1-1.7 R_S$.
- **Coronógrafo de luz blanca interna (COR1):** Oculta la luz visible internamente para ver la corona solar de $1.4-4 R_S$.
- **Coronógrafo de luz blanca externo (COR2):** Ocultado externamente para poder visualizar imágenes de la corona solar de $2.5-15 R_S$.
- **Imágenes heliosféricas (HI):** Consiste de dos telescopios de luz visible (HI1 y HI2) que juntos muestran imágenes del MI. HI1: $15-80 R_S$ y HI2: $80-215 R_S$.
- **Telescopio Guía (GT):** Técnicamente no es un instrumento, el GT proporciona señales de error de punto fino de aproximadamente 1 arc-sec.

Para el análisis de plasma y campo magnético del VS nos apoyamos en la información de los instrumentos: In-situ Measurements of Particles and CME Transients (IMPACT) y PLAsma and SupraThermal Ion Composition (PLASTIC).

Durante los primeros años en que ambas naves STEREO A/B proporcionaron información, se construyeron imágenes tridimensionales de las EMCs y de las estructuras complejas alrededor de ellas. Actualmente sólo se está usando la información que proporciona STEREO A. En octubre de 2014 las operaciones de la misión National Aeronautics and Space Administration (NASA) perdieron comunicación con STEREO B cuando ésta se encontraba del otro lado del Sol donde

era imposible mandar mensajes a la nave debido a su interferencia. Ahora se encuentra en una región donde puede recibir señales de radio, lo que permitirá a los científicos tratar de recuperar la comunicación con dicha nave.

2.5.1. Mediciones In-situ de Plasma

Mediciones in-situ proporcionan información de las propiedades de plasma y campo magnético ambiente en el que los satélites están inmersos. Haciendo uso de dichas mediciones se puede inferir la composición del plasma, las características de las partículas energéticas así como su estado de carga y caracterizar el plasma de una estructura interplanetaria de gran escala a partir del plasma ambiente.

Como se describió anteriormente, las SIRs y las EMCIs pueden ser identificadas in-situ con base en un número de firmas de campo magnético, plasma, composición, y partículas energéticas, así como una combinación de ellas.

Mediciones in-situ del campo geomagnético son usadas para explorar la dinámica del interior de la Tierra, y del espacio ambiente que lo rodea. Una distribución mundial de observatorios apoyan esta actividad.

2.5.2. Imágenes en Luz Blanca Usando Coronógrafo

Una de las componentes clave de datos en tiempo real son las imágenes usando coronógrafos que bloquean la luz directa del Sol con el fin de ver mejor la atmósfera solar. Los coronógrafos son instrumentos primordiales para monitorear el Sol cuando hay una erupción de una EMC. La posición del disco solar en las imágenes es indicada por un círculo blanco. La característica prominente de la corona son usualmente los cascos coronales, los cuales son estructuras aproximadamente radiales. Ocasionalmente se pueden ver las EMCs alejándose del Sol en el campo de visión del coronógrafo.

Por medio de imágenes en luz blanca es posible inferir la dirección de una EMC que fluye en el MI e identificar las EMCs dirigidas hacia la Tierra (por ejemplo las tipo halo) en tiempo real. Usando esta técnica es posible determinar la distribución de la densidad de la corona, así como visualizar las regiones magnéticamente abiertas.

En el caso de STEREO A/B se usa un polarizador lineal para suprimir la luz dispersada y extraer las señal de brillo polarizado de la corona solar.

2.5.3. Imágenes en Extremo Ultravioleta

Imágenes en Extremo Ultravioleta (EUVI) proporcionan información detallada acerca de las condiciones físicas del plasma coronal. En EUV la corona es ópticamente delgada. Como la fotosfera es fría y no emite longitudes de onda corta, la radiación en EUV aparece como emisión brillante, contra un fondo oscuro. Las imágenes en EUV muestran a los hoyos coronales como regiones oscuras debido a la fuerte disminución de la densidad y por consiguiente un decremento de la emisión EUV (Bhatnagar y Livingston, 2005; Kirk et al., 2009; Priest, 2014). La temperatura en un arco coronal visto en EUV es cerca de 1.4×10^6 K. En esta línea de emisión es posible observar el movimiento los chorros helicoidales, así como el torcimiento de las protuberancias (Nisticò et al., 2009).

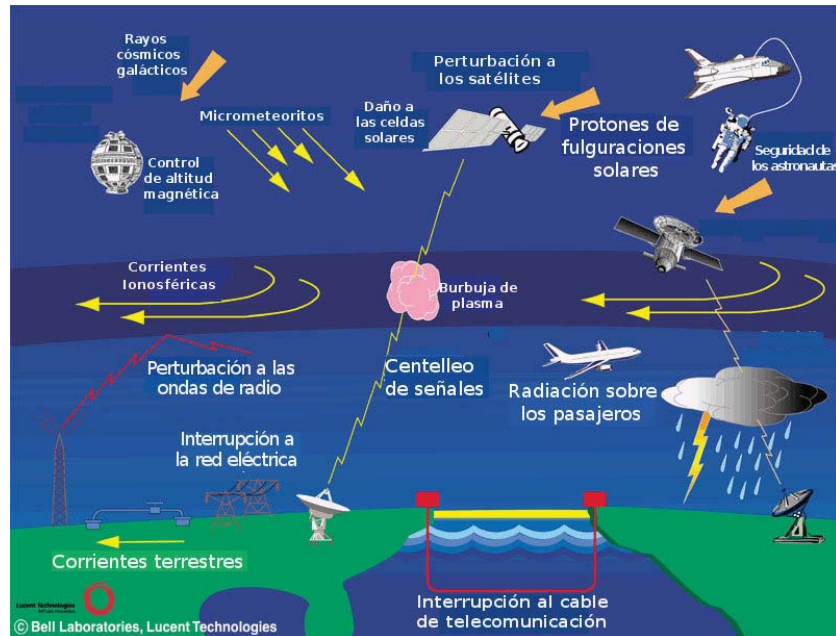


Figura 2.10: Efectos del clima espacial en nuestra tecnología [Tomada de HINODE, NASA].

Imágenes en EUV (facilitadas por STEREO A/B) observan la cromosfera y la corona interna hasta $1.7 R_S$ en cuatro líneas de emisión:

- Fe IX, 171 Å,
- Fe XII, 195 Å,
- Fe XV, 284 Å, y
- He II, 304 Å.

Para nuestro estudio nos hemos enfocado en las imágenes generadas en la línea del Fe XV a 284 Å.

2.6. Clima Espacial

Clima espacial es un término que se refiere a las condiciones variables en el Sol, a través del espacio (VS), y en campo magnético de la Tierra y la atmósfera superior (magnetosfera, ionosfera y termosfera) que pueden influir en el rendimiento de los sistemas tecnológicos espaciales y con base en Tierra y que pueden poner en peligro la salud o vida humana (Williamson, 2010). En la Figura 2.10 se muestra un esquema de la relación entre el clima espacial y nuestros sistemas tecnológicos que son afectados.

Las condiciones adversas en el entorno espacial pueden interrumpir las operaciones de satélites, órbitas y comunicaciones; las redes de distribución de energía eléctrica; los Sistemas de Posicionamiento Global (GPS) y otros sistemas de navegación, comunicaciones de diferentes tipos; aviación

comercial y militar, la seguridad de los humanos en el espacio; la precisión de la topografía, la extracción de aceite y gas natural en los pozos petroleros, y la seguridad nacional y actividades militares en todo el mundo. Esto lleva a tener pérdidas socioeconómicas y pone en riesgo nuestra seguridad. En la actualidad, la sociedad se está volviendo cada vez más dependiente de la tecnología, por lo que nuestra vulnerabilidad al clima espacial aumenta significativamente (Williamson, 2010).

Los sistemas de corrientes irregulares producen cambios en el campo geomagnético causados por la interacción del VS con la magnetosfera, por la propia magnetosfera, por la interacción de la magnetosfera con la ionosfera, y por la misma ionosfera. Las grandes TGs incrementan la actividad auroral e inducen corrientes en las líneas de energía eléctrica las cuales generan una variación de voltaje y frecuencia. El campo magnético de dichas corrientes puede inducir un alto voltaje sobre la superficie de la Tierra a 6 volts por km en las líneas de transmisión eléctrica (Bhatnagar y Livingston, 2005). Los principales usuarios afectados por las TGs son: la red eléctrica, operaciones espaciales, señales de radio que son reflejadas en la ionosfera, gasoductos y oleoductos, observadores de las auroras, así como algunos animales migratorios. El grado de afectación depende de la latitud magnética, siendo mayores en los polos y menores en el ecuador.

Existen diversas organizaciones que tienen como objetivo informar sobre el clima espacial, así como apoyar a: la investigación, la adquisición de datos, desarrollo de modelos, las operaciones espaciales, la educación y divulgación al público. Como ejemplo de ello tenemos al Servicio de Clima Espacial-México (SCiESMEX).

El objetivo de SCiESMEX es distribuir productos y servicios locales a la comunidad de clima espacial internacional. Las principales funciones son coleccionar datos en tiempo real de: condiciones del Sol, VS, magnetosfera, ionosfera, y la termosfera. Ofrece un sistema de alerta automática en tiempo real de las condiciones de clima espacial.

Capítulo 3

Selección y Análisis de Eventos

Como se describió en el Capítulo 2, las características del VS que interacciona con nuestro entorno geomagnético son un factor importante que definen la estructura y la actividad de la magnetosfera terrestre. Estudios previos han mostrado que las TGs son generadas por las SIRs y las EMCs en las cuales la intensidad y duración del campo magnético interplanetario hacia el sur, definen la intensidad de la tormenta (Russell et al., 1974; Gonzalez et al., 1999, Tsurutani et al., 2006, Echer et al., 2008a; Echer et al., 2008b).

Las naves espaciales que se encuentran al frente de la magnetosfera terrestre dan información relevante de las condiciones de plasma y CMI que está próximo a interactuar con la magnetosfera, sin embargo, por su proximidad, el tiempo disponible para predecir una TG es mínimo.

En este capítulo nos enfocaremos al estudio de algunas de las características de las SIRs, las cuales también inducen TGs. Primero haremos un análisis de las propiedades del choque asociado a cada SIR. Del mismo modo, examinaremos algunos parámetros de plasma y campo magnético de la SIR registrados por las naves espaciales WIND, ACE y STEREO A/B. También presentaremos un análisis de la región en el Sol de donde provienen dichas corrientes. En la segunda parte del presente capítulo, mostraremos un estudio del grado de geoeffectividad de las TGs generadas por las SIRs en la cual analizaremos varios índices magnéticos a diferentes latitudes geomagnéticas. En la tercera parte haremos un análisis estadístico de nuestros eventos, así como su relación con los parámetros analizados.

3.1. Selección de Eventos

Se estudió un conjunto de 20 SIRs ocurridas desde el inicio del 2007 hasta el final del 2008, dicho periodo corresponde al mínimo extendido del ciclo solar 23. Se eligió este periodo de observación ya que durante el mínimo del ciclo solar las SIRs están mejor definidas; además de que usamos información de las naves STEREO A y STEREO B, es en este lapso cuando dichas naves estaban más próximas a la Tierra.

Los eventos SIRs usados en nuestro estudio fueron seleccionados consultando el catálogo de “*List of Stream Interactions Regions Observed by STEREO A/B*” que se reporta en STEREO, NASA (http://www-ssc.igpp.ucla.edu/~jlan/STEREO/Level3/STEREO_Level3_SIR.pdf). La lista de choques fue compilada usando datos de Heliospheric Shock Database, generados y mantenidos por la Universidad de Helsinki (<http://ipshocks.theorphys.helsinki.fi/database>), así como del catálogo “*Interplanetary Shocks at STEREO A/B*” que se reporta en STEREO, NA-

SA (http://www-ssc.igpp.ucla.edu/~jlan/STEREO/Level3/STEREO_Level3_Shock.pdf). Los eventos de SIRs seleccionados son aquellos que tienen un choque asociado y del cual se tiene información de sus propiedades físicas como la razón de la intensidad del campo magnético río-abajo a la intensidad del campo magnético río-arriba (B_d/B_u), el ángulo entre la normal al choque y el campo magnético río arriba (θ_{Bn}), la razón de la presión del plasma a la presión magnética (β) y el número de Mach magnetosónico (M_{ms}).

Enfatizamos que cada uno de nuestros eventos elegidos fueron observados por WIND y/o ACE y son reforzados con información de STEREO A y/o STEREO B. El tiempo de retraso de detección entre las naves WIND y ACE es de segundos a minutos. La diferencia de estas dos naves con STEREO A/B es de horas e incluso a días conforme aumenta la separación entre ellas.

Para la detección in-situ de las SIRs se usaron los datos de plasma y campo magnético obtenidos del detector de plasma y campo magnético correspondiente a cada nave. Los datos de plasma de ACE fueron obtenidos de CDAWeb Data Explorer (http://cdaweb.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/eval2.cgi?dataset=AC_HO_SWE&index=sp_phys), con tiempo de resolución de 64 s. Los registros de campo magnético de cada segundo se adquirieron de ACE MAG 1-Second Level 2 Data Server (http://www.srl.caltech.edu/ACE/ASC/level2/new/ACEL2Server.cgi?datasetID=mag_level2_data_1sec). Los datos de campo registrados por WIND se extrajeron del IMP con tiempo de resolución de 1 minuto y los datos de plasma se extrajeron de SWE con el mismo tiempo de resolución. CDAWeb Data Explorer nos proporcionó las herramientas para obtener el conjunto de datos (http://cdaweb.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/eval2.cgi?dataset=OMNI_HRO_1MIN&index=sp_phys). Los datos de plasma y campo magnético concerniente a las naves STEREO A/B se adquirieron de STEREO IMPACT MAGNETIC FIELD AND PLASTIC Data Server (http://aten.igpp.ucla.edu/forms/stereo/level2_plasma_and_magnetic_field.html), con tiempo de resolución de 1 minuto.

Mediante observaciones remotas usando EUV, identificamos la región en el Sol de donde provienen las corrientes rápidas. Las imágenes en EUV se procesaron usando datos del instrumento EUVI a bordo de STEREO A/B con tiempo de resolución de 20 minutos, los cuales se extrajeron de IAS Data Center-Solar archive (<http://idc-solar.ias.u-psud.fr/invoquerSva.do?sva=dataSearch&menu=true>) y de SECCHI Flight (S/C A and B) Images Query Form (http://sharp.nrl.navy.mil/cgi-bin/swdbi/secchi_flight/images/form).

Con respecto a la geoeffectividad, todos los eventos de nuestro estudio fueron analizados para obtener el valor máximo y/o mínimo de cada índice, así como la hora en la cual se alcanza dicho valor, con la finalidad de determinar el tiempo de tránsito del evento geomagnético. Los índices considerados para nuestro estudio son aquellos aceptados y reportados por el “*International Service of Geomagnetic Indices*” (ISGI) (<http://isgi.unistra.fr/index.php>), cuya información se basa en el reporte de observatorios magnéticos distribuidos sobre todo el planeta.

En relación con el análisis del campo magnético en el óvalo auroral correspondiente al índice AE, los datos se obtuvieron de “*World Data Center for Geomagnetism, Kyoto*” (<http://wdc.kugi.kyoto-u.ac.jp/aeasy/index.html>) con tiempo de resolución de 1 minuto, en unidades de nT. El estudio del nivel de actividad en las capas polares se realizó usando el índice PCN y PCS, los datos se obtuvieron de (<http://www.pc-index.org/>) con tiempo de resolución de 1 min en unidades de mV/m. La actividad geomagnética a latitudes medias $\pm 50^\circ$ fue referida usando el índice aa, los datos se adquirieron de (ftp://ftp.ngdc.noaa.gov/STP/GEOMAGNETIC_DATA/AASTAR/), cada valor promedio corresponde a un tiempo de cada 3 h; las unidades son los nT. Para la clasificación de la actividad geomagnética planetaria se usó el

criterio del índice Kp que se reporta en National Geophysical Data Center (NGDC), National Oceanic and Atmospheric Administration (NOAA). Los datos del índice Kp fueron obtenidos de (ftp://ftp.ngdc.noaa.gov/STP/GEOMAGNETIC_DATA/INDICES/KP_AP/). La actividad geomagnética a bajas latitudes fue clasificada en niveles de intensidad usando el criterio Dst (Gonzalez et al., 1999; Echer et al., 2008a). El índice Dst de cada hora fue obtenido de “World Data Center for Geomagnetism, Kyoto” (<http://wdc.kugi.kyoto-u.ac.jp/dstae/index.html>), en unidades de nT. Los datos para identificar a las tormentas que presentaron un SSC se adquirieron de ISGI (http://isgi.unistra.fr/data_download.php).

El conjunto de eventos estudiados y sus características analizadas, así como su grado de efectividad se resume en la Tabla 3.1. En la primera columna se escribe el número de evento. En la columna 2 se muestra la nave que registra el evento a 1 UA (WIND, ACE, STEREO A/B). Las columnas 3 y 4 señalan la fecha y hora en la que se detecta el choque. F y R indica choque frontal y reverso, respectivamente (columna 5). En la columna 6, B_d/B_u es la razón de la intensidad del campo magnético río-abajo a la intensidad del campo magnético río-arriba. En la columna 7 se registra el ángulo θ_{Bn} entre el campo magnético interplanetario y la normal al choque derivado del teorema de coplanaridad, usando datos de STEREO MAG. Cabe resaltar que se registraron choques cuasi-paralelos ($0^\circ < \theta_{Bn} < 45^\circ$) y choques cuasi-perpendiculares ($45^\circ < \theta_{Bn} < 90^\circ$). β es la razón de la presión térmica del plasma a la presión magnética (columna 8) y M_{ms} es el número de Mach magnetosónico que es obtenido de las ecuaciones de Rankine-Hugoniot (columna 9). En las columnas 11-16 se registra el valor máximo y/o mínimo de cada índice geomagnético. Kp es el índice planetario. aa es el índice de amplitud antipodal. PCN es el índice Polar Cap North, y PCS el índice Polar Cap South. El índice AE (Auroral Electrojet) y el índice Dst (Disturbance storm time).

3.2. Metodología

Las condiciones de plasma y campo magnético río-arriba juegan un papel primordial en determinar si vemos o no choques frontales similares en WIND, ACE y STEREO A/B. Los parámetros de plasma y campo muestran una ligera variación en cada nave conforme aumenta la distancia entre ellas, consecuentemente se observan diferentes características en las SIRs detectadas por los cuatro satélites. El tiempo de detección de la misma SIR varía de horas a días a través de cada nave, excepto en las observaciones entre WIND y ACE, la diferencia en tiempo de registro es de segundos a minutos. Los eventos que se observaron después de junio de 2007 tiene la característica que primeramente son detectados por STEREO B, luego son registrados por ACE, minutos después por WIND y finalmente por STEREO A.

Para cada evento se realizaron las gráficas de plasma y campo magnético con rutinas escritas en el lenguaje de programación *Interactive Data Language* (IDL), con la finalidad de visualizar el momento en el que ocurre el choque frontal y/o reverso que limita a cada SIR. Además, dichas gráficas nos muestran las condiciones de plasma y campo magnético que está próximo a impactar la magnetosfera en comparación con el plasma y campo ambiente. Las imágenes en EUVI se procesaron usando el software IDL-SECCHI. Dichas ilustraciones no tienen buena resolución ya que son imágenes originales a las que hace falta procesarlas para obtener una mejor calidad.

En la Figura 3.1 se muestra un ejemplo de los datos de plasma y campo magnético registrados del 06-09 de mayo de 2007 (evento 02 en la Tabla 3.1), los cuales fueron observados por las cuatro

| # | MEDICIONES IN-SITU | | | | | | | | | GEOEFECTIVIDAD | | | | | |
|----|--------------------|------------------|------------------|--------|--------------------------------|---------------|---------|-----------------|-------------------|----------------|----------|-------------|-------------|----------|-----------|
| | Nave | Fecha yyymmdd | Hora hh:mm:ss | Choque | B _d /B _u | θ_{Bn} | β | M _{ms} | Fecha yy-mm-dd | Kp | aa nT | PCN mV/m | PCS mV/m | AE nT | Dst nT |
| 01 | STA | 070421 | 18:59:15 | F | 1.57 | 76.6 | 3.91 | 1.4 | 070423 | 5 | 59 | 7.19 | 5.39 | 1061 | -28 |
| | STA | 070423 | 06:53:44 | R | 1.32 | 73.0 | 1.67 | 1.22 | | | | | | | |
| | STB | 070422 | 06:09:28 | F | 1.58 | 39.6 | 5.70 | 1.81 | | | | | | | |
| | STB | 070423 | 13:21:10 | R | 1.65 | 33.9 | 4.32 | 2.12 | | | | | | | |
| | WIND | 070423 | 09:12:00 | R | 1.44 | 84 | 1.4 | 1.2 | | | | | | | |
| | ACE | 070423 | 08:56:57 | R | 1.40 | 54 | 1.4 | 1.1 | | | | | | | |
| 02 | STA | 070507 | 08:11:54 | F | 1.72 | 80.3 | 4.35 | 1.53 | 070507 | 5 | 80 | 4.42 | 6.83 | 1144 | -35 |
| | STA | 070508 | 20:38:34 | R | 1.39 | 24.8 | 1.32 | 1.62 | | | | | | | |
| | STB | 070507 | 09:42:49 | F | 1.65 | 62.5 | 2.24 | 1.55 | | | | | | | |
| | WIND | 070507 | 07:02:42 | F | 1.99 | 79 | 7.5 | 1.8 | | | | | | | |
| 03 | STA | 070711 | 20:22:25 | R | 2.25 | 61.8 | 1.04 | 2.2 | 070711 | 5 | 81 | 6.47 | 7.79 | 1045 | -33 |
| | STB | 070711 | 07:44:44 | F | 1.97 | 62.7 | 0.94 | 1.83 | | | | | | | |
| | ACE | 070711 | 10:59:06 | R | 1.44 | 31 | 1.3 | 1.6 | | | | | | | |
| 04 | WIND | 070727 | 04:10:15 | R | 1.74 | 71 | 1.2 | 1.7 | 070726 | 4 | 45 | 4.83 | 3.40 | 656 | -14 |
| | ACE | 070727 | 03:58:31 | R | 1.61 | 89 | 1.4 | 1.7 | | | | | | | |
| 05 | STA | 070923 | 11:31:58 | R | 1.36 | 79.4 | 0.75 | 1.28 | 070920 | 4 | 45 | 4.41 | 6.4 | 944 | -18 |
| | STB | 070919 | 18:15:03 | F | 1.64 | 65.6 | 29.46 | 1.52 | | | | | | | |
| | WIND | 070920 | 09:23:03 | F | 1.77 | 82 | 3.0 | 1.8 | | | | | | | |
| 06 | STA | 070930 | 11:09:06 | R | 1.55 | 76.5 | 0.3 | 1.42 | 070927 | 6 | 102 | 5.02 | 7.38 | 1275 | -24 |
| | STB | 070928 | 05:53:27 | R | 1.61 | 73.9 | 2.31 | 1.46 | | | | | | | |
| | WIND | 070929 | 03:33:42 | R | 1.34 | 74 | 1.5 | 1.4 | | | | | | | |
| | ACE | 070927 | 10:53:34 | F | 1.69 | 47 | 2.5 | 1.1 | | | | | | | |
| 07 | WIND | 071025 | 10:42:45 | F | 3.36 | 68 | 5.9 | 2.4 | 071025 | 6 | 59 | 5.63 | 6.42 | 1281 | -53 |
| | WIND | 071025 | 19:14:06 | R | 1.57 | 49 | 1.4 | 2.1 | | | | | | | |
| | ACE | 071025 | 19:14:00 | R | 1.76 | 15 | 2.1 | 2.0 | | | | | | | |
| 08 | WIND | 071113 | 21:44:18 | R | 1.65 | 86 | 2.3 | 1.5 | 071113 | 3 | 32 | 5.14 | 5.67 | 470 | -10 |
| | ACE | 071112 | 21:26:31 | F | 1.63 | 56 | 4.9 | 1.6 | | | | | | | |
| 09 | STB | 071216 | 00:16:34 | F | 1.16 | 82.4 | 3.07 | 1.12 | 071217 | 4 | 46 | 5.89 | 7.87 | 1245 | -33 |
| | WIND | 071217 | 01:53:18 | F | 2.11 | 44 | 3.2 | 1.7 | | | | | | | |
| | ACE | 071217 | 02:03:46 | F | 2.32 | 58 | 4.6 | 2.4 | | | | | | | |
| 10 | STA | 080108 | 01:48:30 | R | 1.36 | 66.3 | 0.57 | 1.28 | 080105 | 4 | 67 | 4.69 | 6.39 | 1224 | -30 |
| | WIND | 080106 | 05:42:54 | R | 1.80 | 80 | 1.2 | 2.6 | | | | | | | |
| | ACE | 080106 | 05:43:59 | R | 1.65 | 82 | 1.1 | 2.0 | | | | | | | |
| 11 | STA | 080308 | 18:16:32 | F | 1.31 | 66.8 | 1.67 | 1.28 | 080309 | 5 | 81 | 7.19 | 5.42 | 1341 | -86 |
| | STA | 080309 | 19:50:07 | R | 1.59 | 79.4 | 1.39 | 1.44 | | | | | | | |
| | WIND | 080309 | 12:14:18 | R | 1.35 | 36 | 1.2 | 1.8 | | | | | | | |
| 12 | STA | 080424 | 13:06:55 | F | 2.46 | 81.9 | 4.11 | 2.25 | 080423 | 5 | 81 | 7.09 | 7.84 | 1750 | -46 |
| | ACE | 080424 | 10:39:27 | R | 1.42 | 62 | 1.1 | 1.3 | | | | | | | |
| 13 | STB | 080528 | 01:56:16 | R | 1.38 | 58 | 6.1 | 1.1 | 080530 | 4 | 45 | 4.64 | 4.89 | 943 | -21 |
| | WIND | 080528 | 01:17:39 | F | 1.92 | 84 | 4.2 | 1.7 | | | | | | | |
| 14 | STB | 080612 | 21:35:21 | F | 1.35 | 82.8 | 0.63 | 1.27 | 080614 | 5 | 102 | 9.77 | 10.37 | 1311 | -41 |
| | ACE | 080615 | 01:11:19 | R | 1.56 | 70 | 1.8 | 2.1 | | | | | | | |
| 15 | STB | 080719 | 07:28:18 | F | 1.34 | 73.5 | 2.21 | 1.25 | 080723 | 4 | 59 | 4.55 | 4.63 | 980 | -27 |
| | STB | 080720 | 22:27:38 | F | 2.11 | 63.8 | 2.43 | 2.08 | | | | | | | |
| | STB | 080721 | 10:30:40 | R | 2.23 | 60.8 | 1.60 | 2.2 | | | | | | | |
| | WIND | 080722 | 06:32:57 | F | 1.53 | 82 | 2.5 | 1.4 | | | | | | | |
| | WIND | 080722 | 21:14:15 | R | 1.38 | 84 | 1.5 | 1.7 | | | | | | | |
| | ACE | 080722 | 06:13:30 | F | 1.46 | 79 | 2.9 | 1.7 | | | | | | | |
| 16 | STB | 080806 | 21:17:40 | F | 1.55 | 60.8 | 1.02 | 1.45 | 080809 | 5 | 80 | 5.10 | 6.62 | 977 | -33 |
| | WIND | 080810 | 03:50:51 | R | 1.99 | 54 | 1.6 | 2.3 | | | | | | | |
| | ACE | 080810 | 03:45:51 | R | 1.64 | 63 | 2.2 | 1.5 | | | | | | | |
| 17 | STB | 080816 | 01:16:02 | F | 1.49 | 73.6 | 0.87 | 1.38 | 080818 | 5 | 59 | 6.15 | 8.18 | 1542 | -26 |
| | WIND | 080818 | 13:05:51 | R | 1.23 | 62 | 2.5 | 1.3 | | | | | | | |
| | ACE | 080818 | 12:48:00 | R | 1.68 | 66 | 2.8 | 1.3 | | | | | | | |
| 18 | STA | 081012 | 17:12:56 | F | 1.50 | 83.7 | 9.24 | 1.38 | 081011 | 7 | 115 | 5.96 | 7.42 | 1155 | -54 |
| | WIND | 081011 | 19:26:18 | R | 1.55 | 81 | 1.2 | 2.2 | | | | | | | |
| | ACE | 081011 | 19:29:58 | R | 1.66 | 86 | 1.0 | 2.2 | | | | | | | |
| 19 | STA | 081031 | 03:24:55 | F | 1.54 | 42.7 | 1.39 | 1.6 | 081029 | 4 | 67 | 6.17 | 7.05 | 813 | -22 |
| | WIND | 081028 | 05:23:18 | F | 1.35 | 88 | 2.7 | 1.4 | | | | | | | |
| 20 | STA | 081128 | 16:44:26 | F | 1.45 | 46.8 | 5.51 | 1.5 | 081125 | 3 | 45 | 3.89 | 5.42 | 761 | -12 |
| | STB | 081121 | 21:16:58 | F | 1.59 | 73.6 | 1.84 | 1.46 | | | | | | | |
| | WIND | 081124 | 22:29:06 | F | 2.06 | 79 | 6.0 | 1.8 | | | | | | | |
| | WIND | 081125 | 10:08:15 | R | 1.46 | 89 | 2.0 | 1.7 | | | | | | | |

Tabla 3.1: Conjunto de datos correspondientes a los choques asociados a las SIRs registrados durante 2007-2008 y el grado de geoeffectividad generada por éstas.

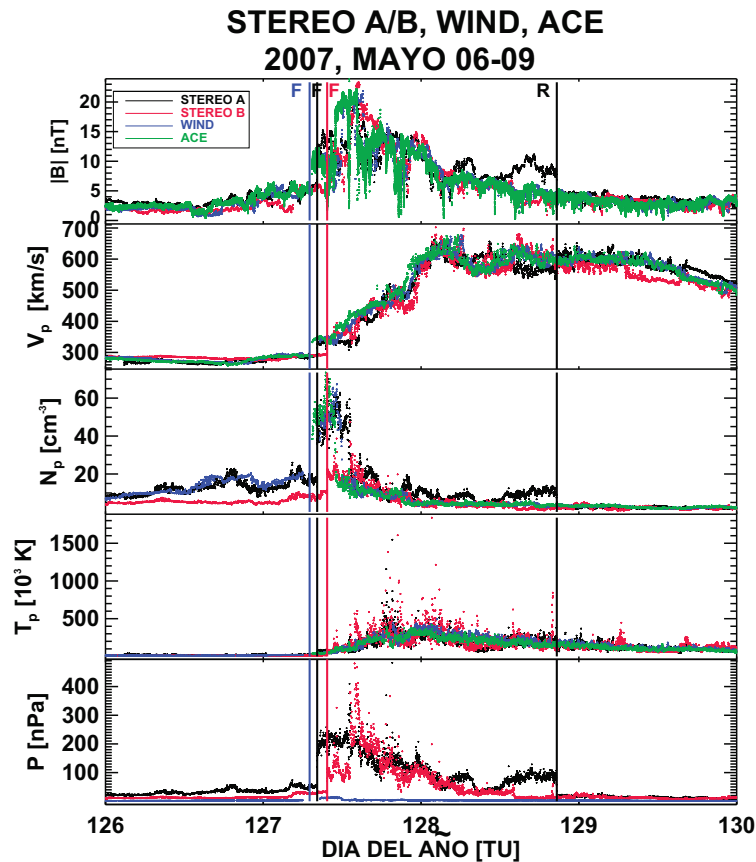


Figura 3.1: Parámetros de VS observados por WIND, ACE, y STEREO A/B para el periodo 06-09 de mayo de 2007. El panel muestra: la intensidad del campo magnético, la velocidad, la densidad y temperatura de protones, así como la presión. Las líneas verticales indican el paso del choque frontal (F) y reverso (R) observado por alguna de las naves y de las cuales se tienen datos de las características del choque que precede a la SIR.

misiones: WIND, ACE, y STEREO A/B horas antes de la interacción del VS con la magnetosfera terrestre. En este lapso de tiempo cada nave registra un plasma y campo cuasi-estable hasta antes de las $\sim 7:00$ TU del día 127 (07-05-2007), pasado este tiempo hay un cambio considerable en las condiciones de plasma y campo ambiente lo que indica el arribo de una SIR. WIND, y STEREO A/B registran un choque frontal cuasi-perpendicular, mientras que ACE no detecta el choque frontal. Sólo STEREO A registra el choque reverso de tipo cuasi-paralelo, pasados ~ 1.5 días, después del registro del choque frontal. Por la ubicación de cada nave, el tiempo de detección es de ~ 1 h, primero detecta el choque WIND, enseguida STEREO A y finalmente STEREO B. Las características de esta SIR son muy similares en cada nave. La velocidad promedio de dicha corriente es ~ 600 km/s, el doble de la velocidad de VS ambiente. Las propiedades del choque frontal observado por WIND han sido identificadas como un choque cuasi-perpendicular ($\theta_{Bn} = 79^\circ$), con una presión térmica mucho mayor a la presión magnética ($\beta = 7.5$) tal que el número de Mach magnetosónico fue moderado, de $M_{ms} = 1.8$ y el coeficiente del brinco de campo magnético fue de $B_d/B_u = 1.99$.

La Figura 3.2 ilustra como la actividad geomagnética tiende a aumentar después del paso del choque frontal; los niveles más altos se producen en la vecindad de la SIR, cuando B_z sur alcanza su valor máximo (día 127). El valor mínimo del campo magnético B_z en el sistema de coordenadas geocentric solar magnetospheric (GSM) se registra a las 15:17 TU (ver Figura 3.2a). Respecto al índice Kp que se calcula a latitudes medias se detectó una TG de tipo menor, en el mismo lapso de tiempo en que se alcanza el mínimo de B_z (ver Figura 3.2b). De forma similar para la actividad en la región antipodal, el valor máximo que se registró fue de 80 nT (ver Figura 3.2c). La actividad eléctrica en la capa polar sur alcanzó su valor máximo 58 minutos más tarde del mínimo de B_z y 9 minutos más tarde se llegó al valor máximo en la capa polar norte, ambos valores excedieron el valor de 2 mV/m por lo que se considera una TG respecto a este índice (ver Figura 3.2d). La actividad máxima en el óvalo auroral se registra 11 minutos después del valor máximo del campo eléctrico en la capa polar norte y 1 h 18 min después del valor mínimo de B_z (ver Figura 3.2e). Mientras tanto la actividad a bajas latitudes inició con un SSC 1 h 22 min 30 seg después que WIND detectara el choque frontal, el valor máximo se registra en la onceava hora, e inicia la fase principal la cual tiene la propiedad de que se presentó en forma escalonada (ver Figura 3.2f). Esta tormenta se clasifica como tipo débil, alcanzando el mínimo valor ~ 7 horas más tarde en que registra el valor mínimo de B_z y le toma más de dos días en recuperarse.

Como se ha explicado, la interacción de la SIR con nuestra magnetosfera generó cierto grado de geoeffectividad. En las imágenes de la Figura 3.3 y 3.4 se ilustra la región en el Sol donde tuvo origen esta corriente rápida. Como podemos observar el hoyo coronal se encuentra en la parte sur del disco solar. En la Figura 3.3 (3.4) vemos el hoyo coronal observado por STEREO A (STEREO B) usando EUV a 284 Å. La secuencia de imágenes muestran la evolución de la región fuente durante tres días (2007, mayo 02-04); cada ilustración fue tomada $\sim 12:00$ TU. Por la ubicación de cada nave observamos que el hoyo coronal estaba de frente a la Tierra, lo cual favoreció para que la corriente rápida pasará cerca de nuestra magnetosfera ~ 3 días después de su origen.

En la Figura 3.5 se muestra la localización de STEREO A/B para el día el 03 de mayo de 2007 a las 12:00 TU. El punto rojo indica la posición de STEREO A, el punto azul la localización de STEREO B, el punto verde la ubicación de la Tierra y el punto amarillo la localización del Sol. El ángulo de separación de STEREO B con la Tierra fue de 2.012° . El ángulo de separación de STEREO A con la Tierra era de 4.403° y el ángulo de separación de STEREO A con STEREO B fue de 6.404° .

Otro caso relevante es el que se registró durante marzo de 2008 (evento 11 en la Tabla 3.1). Para cada nave la detección de la SIR es en diferente fecha ya que en este tiempo dichas naves espaciales ya se encuentran más distantes. En la Figura 3.6 podemos observar las características de la SIR que impactó nuestra magnetosfera y tuvo cierto grado de geoeffectividad. Notemos que este evento primero fue registrado por STEREO B (día 65), luego por ACE y WIND (~ 2 días posteriores al registro de STEREO B), y un día después por STEREO A (esto se debe a la posición de cada nave y la forma en la que se expande el VS en el MI, el cual sigue la geometría de la espiral de Parker). Para este evento sólo se tienen datos del choque reverso tipo cuasi-paralelo detectado por WIND (línea vertical azul), y de los choques frontal y reverso registrados por STEREO A (líneas verticales F y R en la Figura 3.6); ambos tipos de choques son cuasi-perpendiculares. En el caso de STEREO B se tienen datos del tiempo de inicio y fin de la SIR (líneas verticales a y b, respectivamente en la Figura 3.6) pero se desconocen las peculiaridades de ambos tipos de choques, mientras que ACE no reporta algún choque. En este evento las propiedades de plasma y campo muestran ligeros cambios, por ejemplo WIND no detecta un cambio relevante en la presión

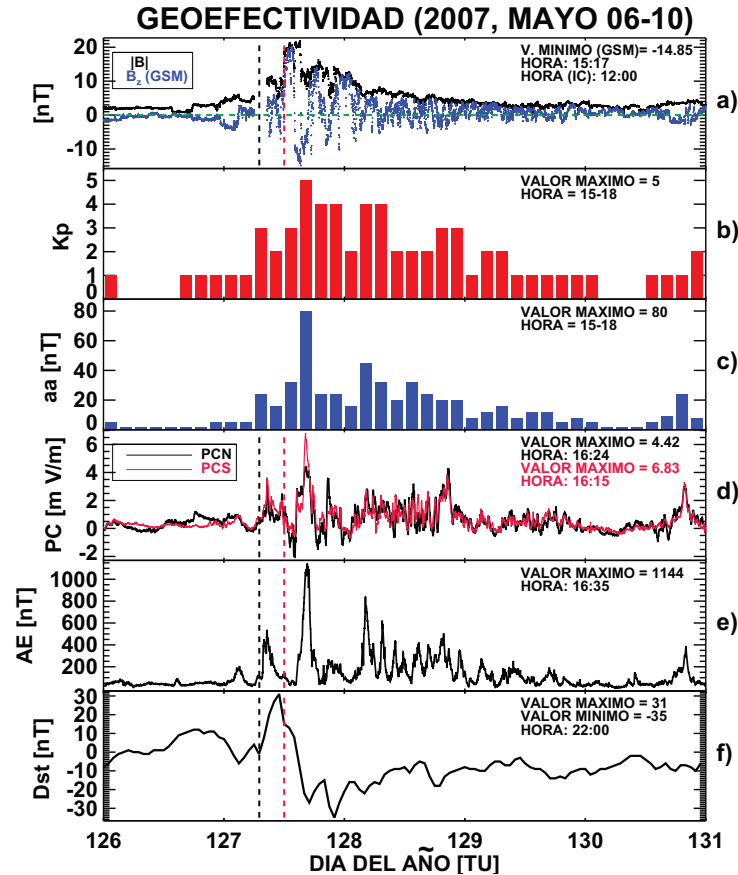


Figura 3.2: En el panel a) se muestra la intensidad del campo magnético total y del campo B_z en coordenadas (GSM) captado por WIND. En los paneles b) - f) son los registros de los distintos índices geomagnéticos: Kp, aa, PCN, PCS, AE y Dst, los cuales muestran el grado de geoeffectividad generada por el paso de la SIR. Para cada índice podemos observar que hubo una variación significativa respecto al valor promedio normal, minutos después en que se registra el valor mínimo del campo magnético B_z . En cada panel encontramos el valor máximo o mínimo del parámetro que se está midiendo, así como la hora en la que se registra dicho valor. La línea discontinua vertical indica el paso del choque frontal registrado por WIND y el inicio de la SIR.

durante el paso de la SIR. La velocidad promedio de dicha corriente es ~ 650 km/s. Observemos que si hacemos coincidir la línea vertical indicada por F y las firmas de plasma y campo detectados por WIND y ACE, esta misma línea nos muestra el paso de la IC en el día 68. Las propiedades del choque reverso observado por WIND han sido identificadas como un choque cuasi-paralelo ($\theta_{Bn} = 36^\circ$), con una presión térmica ligeramente mayor a la presión magnética ($\beta = 1.2$) tal que el número de Mach magnetosónico fue moderado, de $M_{ms} = 1.8$ y el coeficiente del brinco de campo magnético fue de $B_d/B_u = 1.35$.

En la Figura 3.7 se muestra la variación de la actividad geomagnética generada por la SIR descrita anteriormente en su interacción con nuestra magnetosfera. En el panel a) de la Figura 3.7 podemos ver la intensidad del campo total captado por WIND, y lo más importante la variación de la componente B_z . En este evento no se tiene registro de un choque frontal, tan solo hemos indicado el momento en el que empieza la actividad magnética (línea vertical discontinua en el día

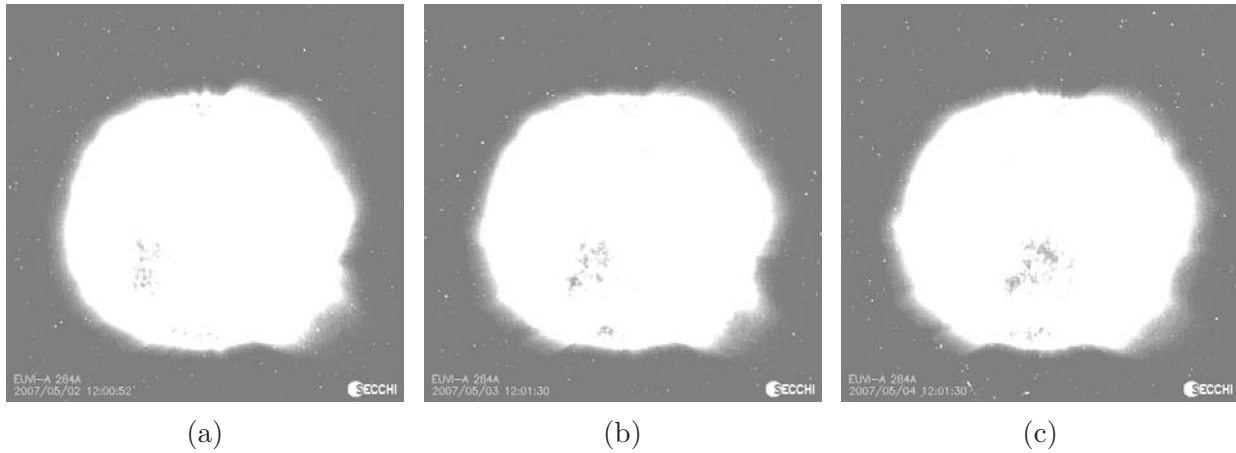


Figura 3.3: Secuencia de 3 días donde se observan los hoyos coronales captados por STEREO A.

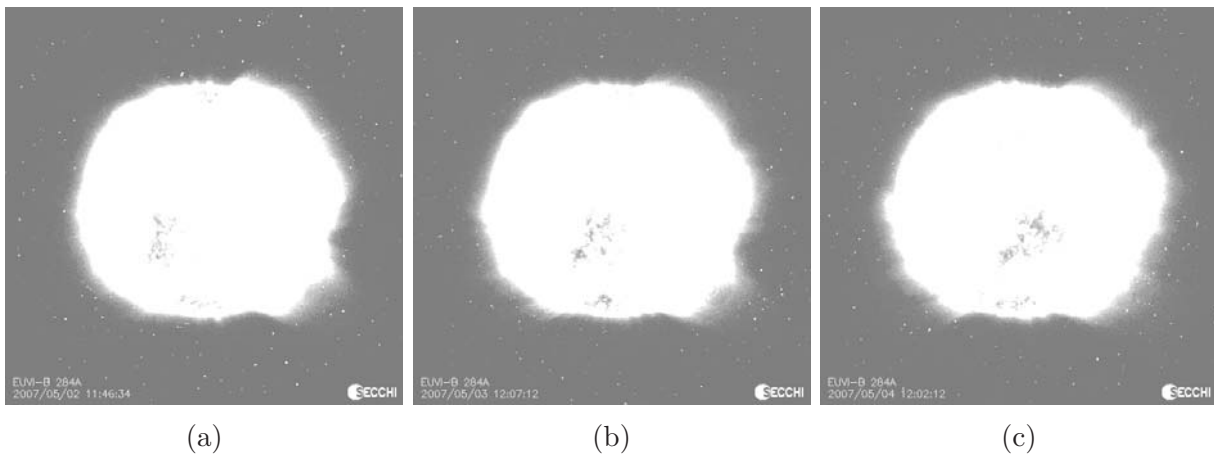


Figura 3.4: Sucesión de 3 días donde se visualizan los hoyos coronales captados por STEREO B.

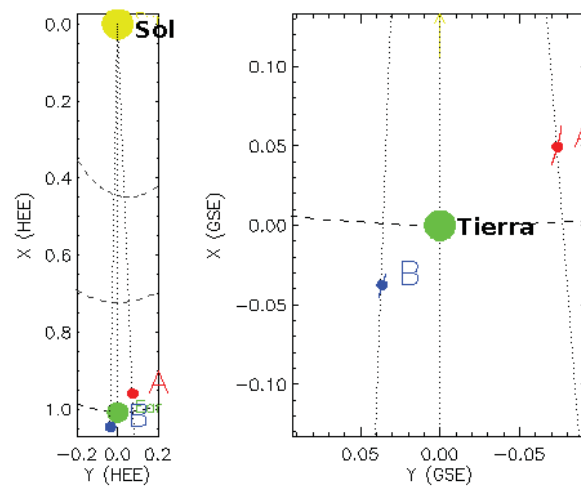


Figura 3.5: Ubicación de STEREO A/B para el día 123 de 2007. Tomada de STEREO SCIENCE CENTER.

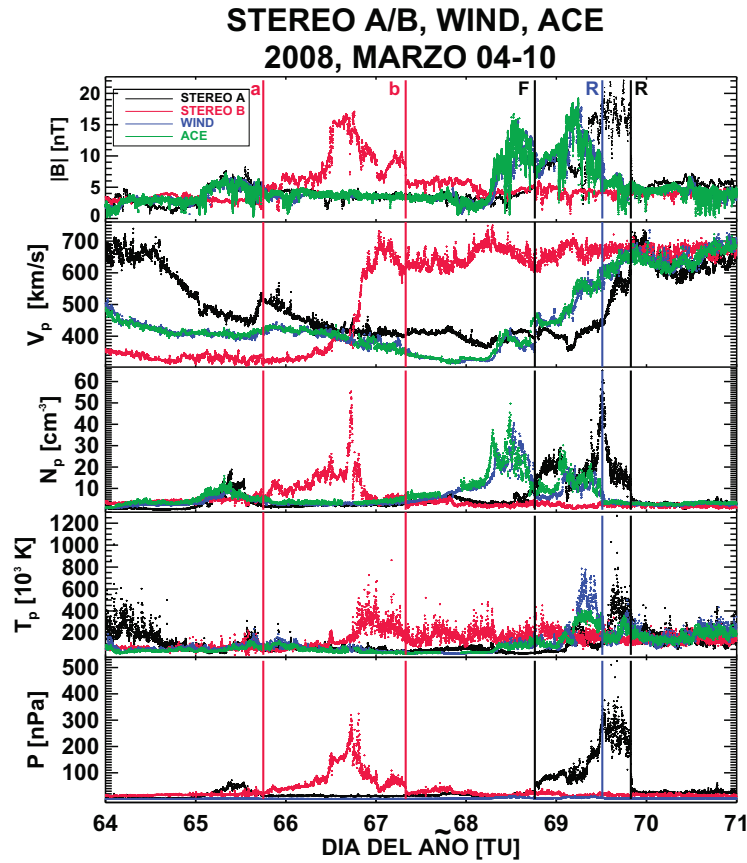


Figura 3.6: Propiedades del VS reportadas por WIND, ACE, y STEREO A/B tiempo antes de su interacción con la magnetosfera terrestre. El panel muestra: la intensidad del campo magnético, la velocidad, densidad y temperatura de protones, así como la presión. Las líneas verticales señalan el paso del choque frontal (F) registrado por STEREO A (línea negra); el choque reverso (R) detectado por WIND (línea azul) y STEREO A (línea negra). Las líneas verticales a y b indican el inicio y final de la SIR captada por STEREO B pero no se tienen detalles de los choques que la limitan.

68); el choque reverso captado por WIND está señalado por la línea vertical discontinua en el día 69. Notemos que las mayores fluctuaciones de B_z se mantuvieron por un día aproximadamente, alcanzando su mínimo valor en el día 69 a las 05:05 TU. Los valores máximos registrados en los índices Kp, aa, PCN, PCS y AE son la respuesta a la actividad inducida por B_z durante el día 69 (ver Figura 3.7 b, c, d, y e). El tiempo de retraso entre el mínimo de B_z y el máximo de los índices PCS y AE es menor a 1 h. Respecto al índice Kp esta tormenta es de clase menor. La mayor actividad en la capa polar norte ocurre antes de máximo de B_z sur. La actividad en latitudes bajas muestra claramente la respuesta a la variación de B_z (ver Figura 3.7f). Antes del inicio de la SIR el campo magnético terrestre ambiente es menor a -10 nT, la respuesta del Dst a la presión de la SIR se incrementa hasta 21 nT y la fase principal desciende irregularmente en forma escalonada debido a las fluctuaciones de B_z . Cabe resaltar que el valor mínimo alcanzado en Dst fue en relación a B_z sur registrado antes de las 05:05 TU del día 69, ya que el tiempo de retraso entre ambos mínimos es de 5 min lo cual no corresponde con la teoría descrita en el

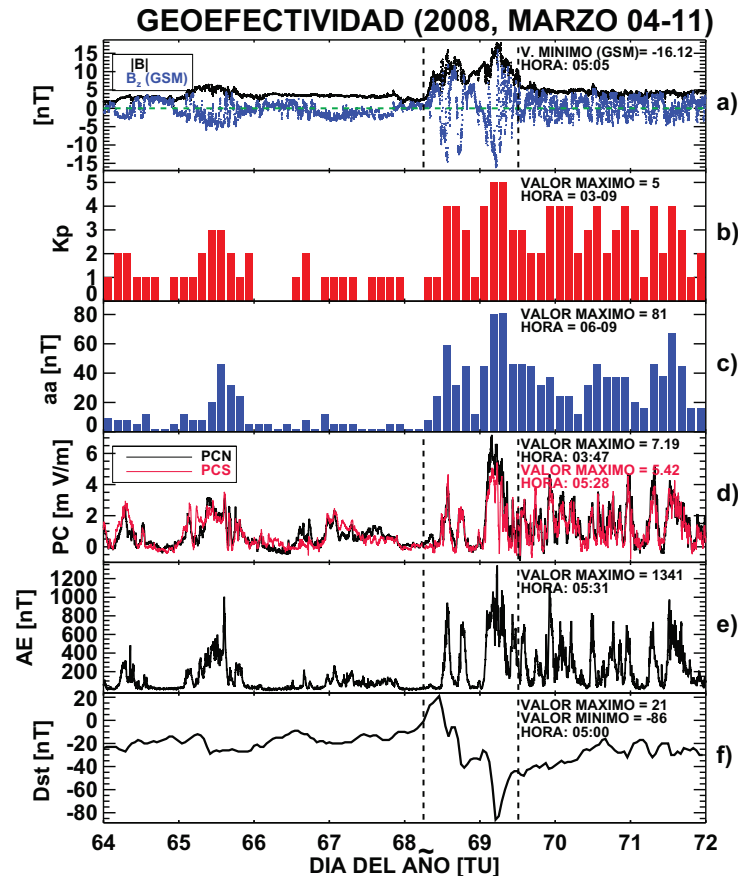


Figura 3.7: En el panel a) se muestra la intensidad del campo magnético total y del campo B_z en coordenadas (GSM) detectado por WIND. En los paneles b) - f) son los registros de los distintos índices geomagnéticos: Kp, aa, PCN, PCS, AE y Dst, los cuales muestran el grado de geoeffectividad generada por el paso de la SIR descrita anteriormente. En cada índice podemos observar que hubo una variación significativa respecto al valor promedio normal, minutos después en que se registra el valor mínimo del campo magnético B_z .

Capítulo 2 (Gonzalez et al., 1989). Esta tormenta es de clase moderada y de nuestro conjunto de eventos es la TG más intensa respecto al índice Dst. El tiempo de recuperación fue mayor a dos días.

En la Figura 3.8 y 3.9 vemos la evolución del hoyo coronal observado por STEREO A y STEREO B, respectivamente donde se originó la corriente rápida. El periodo de observación fue del 04-06 de marzo de 2008, cada imagen corresponde a la línea de emisión de EUV a 284 Å. La localización del hoyo es en el lado sur del disco solar, aunque es difícil identificar dicha región en la Figura 3.8, esto es debido al ángulo de visión de STEREO A.

La localización de STEREO A/B para el día 05 de marzo de 2008 a las 12:00 TU se ilustra en la Figura 3.10. El ángulo de separación entre STEREO B y la Tierra fue de 23.700°. El ángulo de separación de STEREO A con la Tierra era de 22.568° y el ángulo de separación entre STEREO A y STEREO B era de 46.268°.

En octubre de 2008 se registró una SIR la cual generó la tormenta más intensa (respecto al índice Kp) de todo nuestro periodo observación. En la Figura 3.11 se ilustran las propiedades de

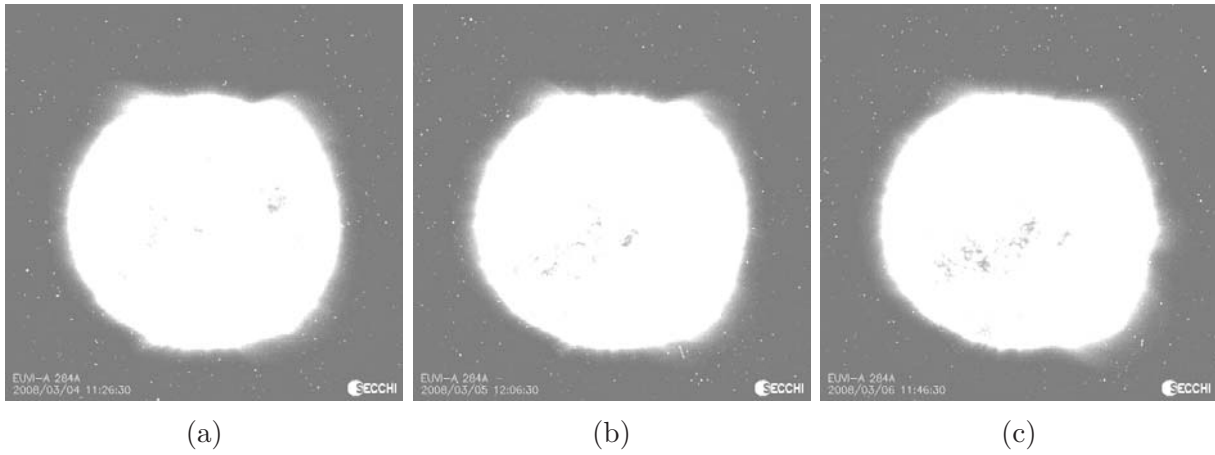


Figura 3.8: Secuencia de 3 días donde se observan los hoyos coronales captados por STEREO A.

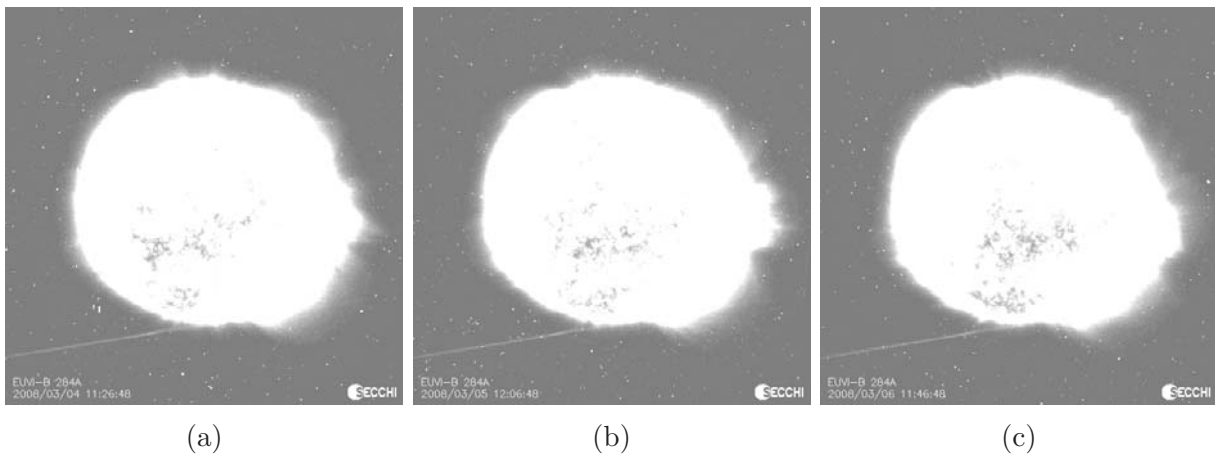


Figura 3.9: Suseción de 3 días donde se ilustran los hoyos coronales captados por STEREO B.

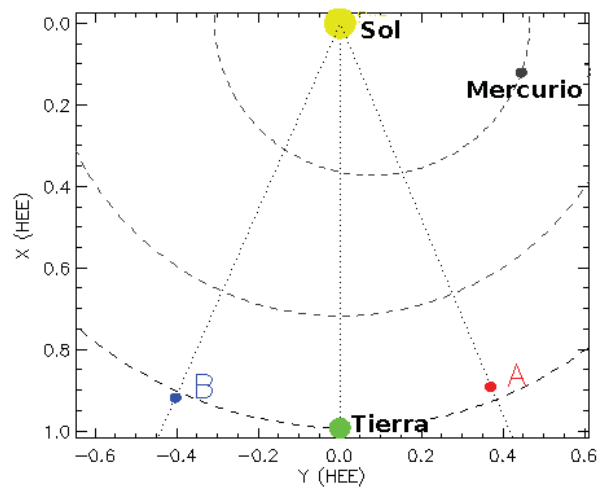


Figura 3.10: Ubicación de STEREO A/B para el día 65 de 2008. Tomada de STEREO SCIENCE CENTER.

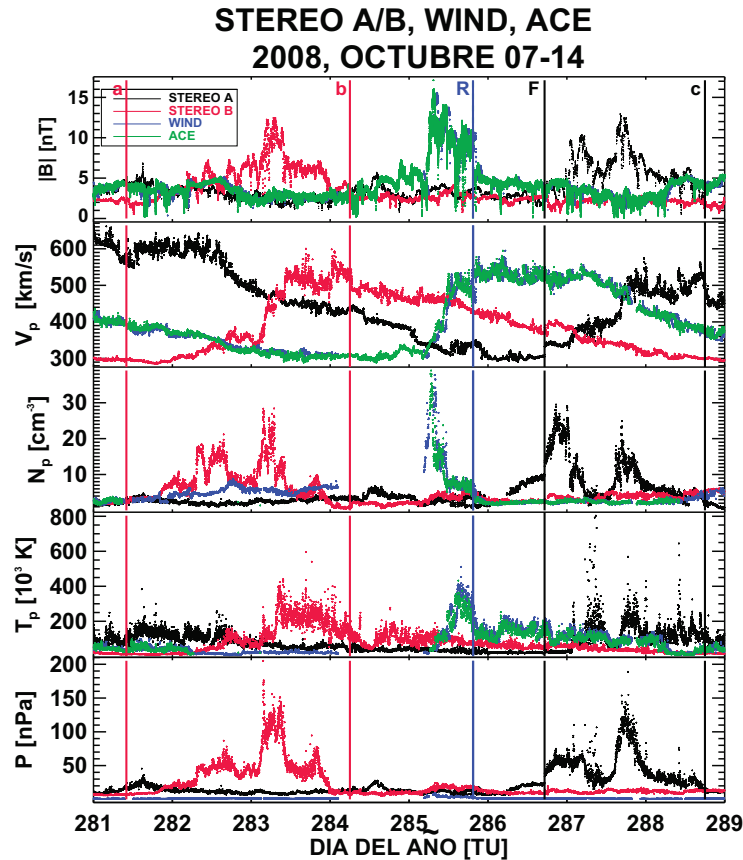


Figura 3.11: Características del campo magnético y plasma para el periodo 07-14 de octubre de 2008, donde observamos que hubo una variación significativa respecto al valor promedio de cada parámetro medido, correspondiente al paso de una SIR. Las líneas verticales indican el paso del choque frontal (F) (captado por WIND) y reverso (R) (detectado por STEREO A) de los cuales se tienen datos de las propiedades del choque que precede a la SIR. Las líneas verticales a y b indican el inicio y final de la SIR registrada por STEREO B y la línea vertical c indica el final de la SIR captada por STEREO A.

plasma y campo correspondientes a dicha corriente (evento 18 en la Tabla 3.1). Para esta fecha la separación entre las naves es considerable por lo que primero detecta la SIR STEREO B, luego WIND y ACE, y finalmente STEREO A. El tiempo de retraso entre cada nave es mayor a dos días salvo en el caso de WIND y ACE que es de minutos. En el caso de ACE sólo detecta el choque reverso de clase cuasi-perpendicular (línea azul indicada por R) y STEREO A observa el choque frontal tipo cuasi-perpendicular (línea negra continua F). WIND no capta ambos tipos de choques y STEREO B sólo reporta el inicio y final de la SIR, así como STEREO A indica el final de la SIR pero no reporta los detalles del choque reverso (línea negra continua c). La velocidad promedio de la corriente rápida es de ~ 550 km/s. Las propiedades del choque reverso observado por WIND han sido identificadas como un choque cuasi-perpendicular ($\theta_{Bn} = 81^\circ$), con una presión térmica ligeramente mayor a la presión magnética ($\beta = 1.2$) tal que el número de Mach magnetosónico fue moderado, de $M_{ms} = 2.2$ y el coeficiente del brinco de campo magnético fue de $B_d/B_u = 1.55$.

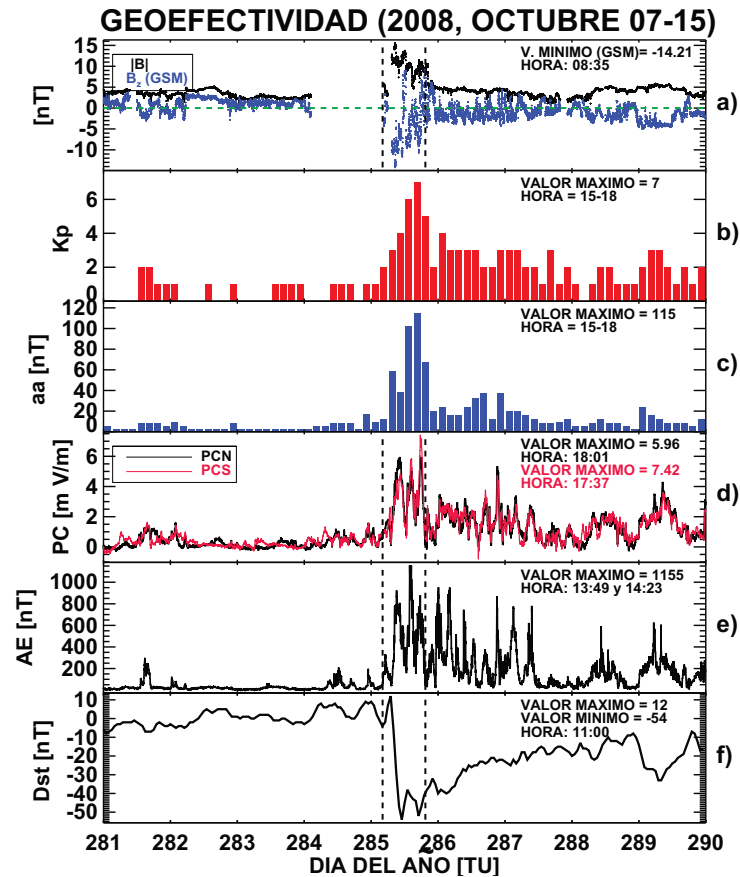


Figura 3.12: Esquema donde se muestra la actividad magnética a diferentes latitudes en respuesta a la interacción de la SIR con nuestra magnetosfera. En el panel a) observamos la intensidad del campo magnético total y de la componente B_z en coordenadas (GSM) captada por WIND. En los paneles b) - f) son las variaciones de los índices: Kp, aa, PCN, PCS, AE y Dst, los cuales muestran que la TG ocurrió el día 11 de octubre. El tiempo de retraso de la tormenta respecto al mínimo de B_z oscila entre ~ 2 y ~ 9 horas.

La respuesta geomagnética a la interacción de la SIR con la magnetosfera se observa en la Figura 3.12, el inicio y final de la SIR se indican con las líneas verticales punteadas. En el panel a) de dicha figura podemos visualizar las fluctuaciones de B_z (captadas por WIND) la cuales oscilaron en un tiempo de ~ 12 horas. El tiempo de retraso entre el mínimo de B_z y el valor máximo de cada índice es de ~ 2 hasta ~ 9 horas. En este evento la reacción magnética en latitudes bajas fue muy rápida en comparación al resto de los índices (índice Dst en el panel f) de la Figura 3.12). Observemos que la fase principal de la TG no es en forma escalonada; este es un caso para el cual no se tiene dicha firma. Respecto al índice planetario Kp esta tormenta es de clase fuerte y de todos nuestros eventos es la de mayor intensidad. El tiempo de retraso entre el mínimo de B_z y el máximo de Kp es > 3 horas.

El hoyo coronal del cual surge la corriente rápida abarca una gran región sobre el ecuador en la corona solar tal como se ilustra en las Figuras 3.13 y 3.14. Los días de observación fueron el 06 y 07 de octubre de 2008, al inicio y final de cada día. Dichas imágenes corresponden a la línea de emisión de EUV a 284 Å. En la Figura 3.15 se muestra la localización de STEREO A/B para el

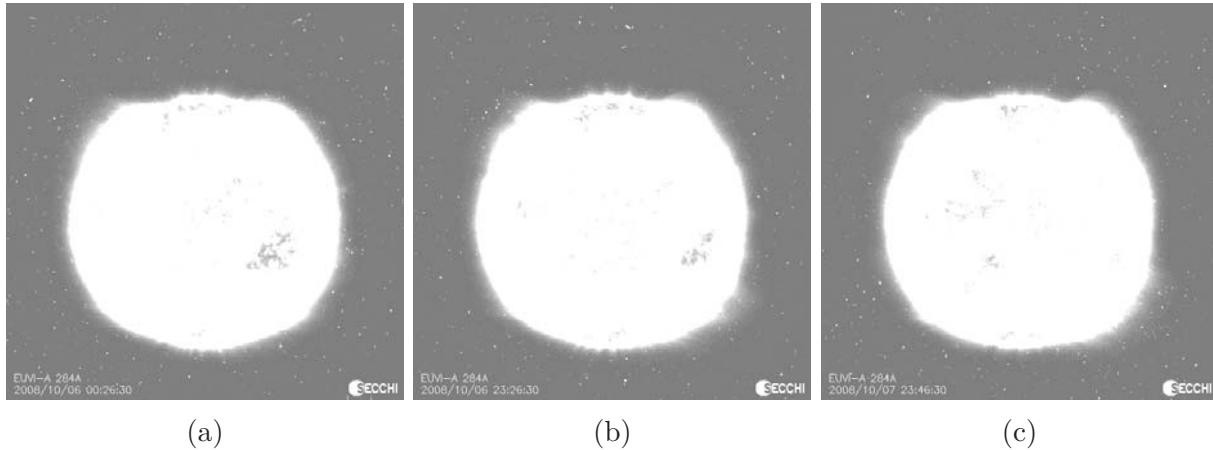


Figura 3.13: Sucesión de 3 días en los que se muestran los hoyos coronales captados por STEREO A.

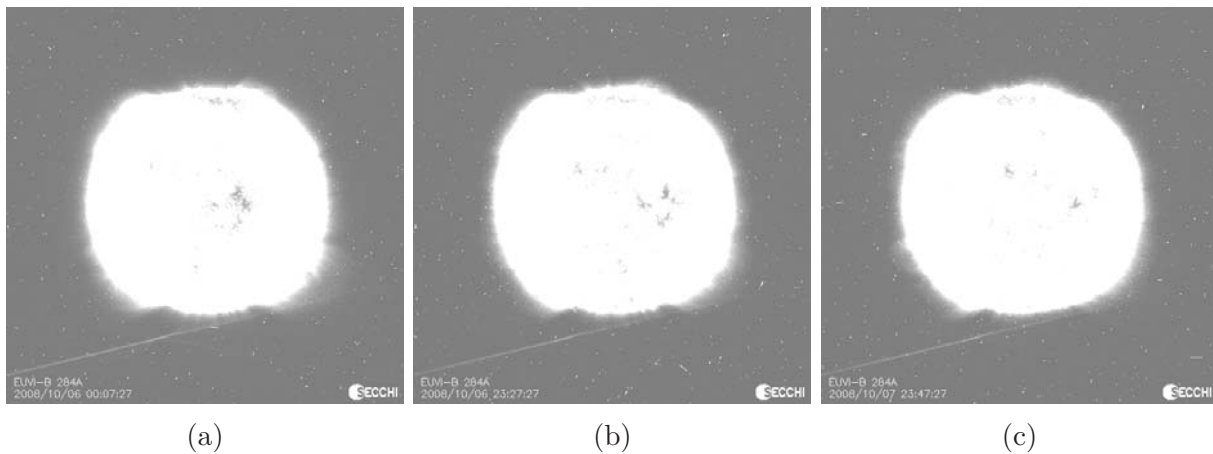


Figura 3.14: Secuencia de 3 días donde se observan los hoyos coronales captados por STEREO B.

día el 06 de octubre de 2008 a las 23:27 TU. El ángulo de separación de STEREO B con la Tierra fue de 37.199° . El ángulo de separación de STEREO A con la Tierra fue de 40.125° . El ángulo de separación de STEREO A con STEREO B fue de 77.324° .

Tenemos casos para los cuales la geoeffectividad del choque es considerable y alcanza ciertos valores máximos o mínimos dependiendo del índice, pero debido a que la corriente continúa fluyendo por varios días y las fluctuaciones de B_z siguen teniendo valores negativos, se alcanzan valores más grandes o más pequeños a los ya registrados tiempo más tarde. Un ejemplo de ello es el evento 6 de nuestra Tabla 3.1; respecto al índice Dst, el valor mínimo es de -24 nT y a causa de que B_z se mantiene bajo 0 por varios días la tormenta se intensifica un día después.

Durante el arribo de una SIR, las fluctuaciones de B_z se mantiene por varios horas o días, consecuentemente los valores máximos del índice Kp se conservan por varias horas continuas, esto ocurre principalmente para las tormentas con $Kp \leq 5$. De manera similar ocurre en el índice aa. La actividad en las capas polares se mantiene por encima de 2 mV/m mientras las fluctuaciones de B_z sean menores a -5 nT (en la mayoría de los casos se excede el valor de 3 mV/m). De forma semejante en el óvalo auroral, la intensidad del campo magnético es mayor a 400 nT cuando las fluctuaciones de B_z son menores a -5 nT durante el paso de la SIR.

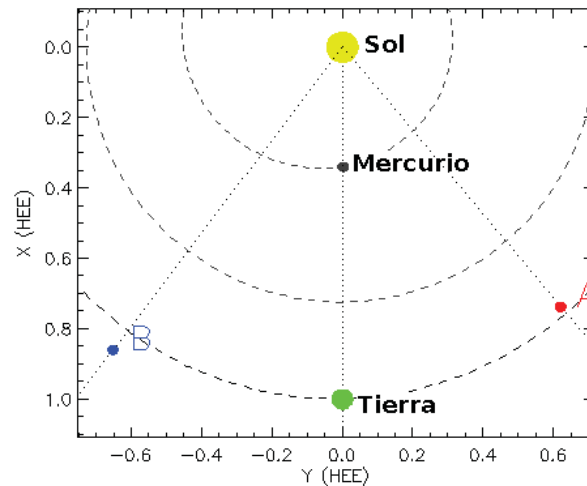


Figura 3.15: Localización de STEREO A/B para el día 280 del año 2008. Tomada de STEREO SCIENCE CENTER.

Hacemos una mayor énfasis a las naves WIND y ACE por su cercanía con la Tierra, esto nos permite tener información más certera del VS que minutos después impactará a nuestra magnetosfera. Para el análisis estadístico de nuestros eventos hemos referenciado a los choques observados por WIND, en caso de no haber datos al respecto consideramos la información de ACE.

3.3. Análisis de Eventos

Del total de nuestros eventos se registraron 10 SIRs con un choque frontal asociado, de este subconjunto 9 son choques cuasi-perpendiculares y uno es cuasi-paralelo. Además, 15 de las 20 SIRs presentaron un choque reverso asociado, de los cuales 13 son tipo cuasi-perpendicular y 2 son tipo cuasi-paralelo. Tan sólo 5 de los 20 eventos presentaron ambos choques.

Considerando las propiedades (B_d/B_u , θ_{Bn} , β y M_{ms}) de los choques frontales y reversos, realizamos su histograma de frecuencia, tal como se muestra en las Figuras 3.16, 3.17, 3.18, y 3.19. El rango en el cual el coeficiente del brinco de campo de los choques frontales se concentró es $1.35 \leq B_d/B_u \leq 3.36$, esto se puede ver en la Figura 3.16a; también observamos que hubo un mayor número de eventos para los cuales el coeficiente del brinco de campo se localiza en el rango 1.5-2. El coeficiente del brinco de campo de los choques reversos mostraron valores menores comparación a la de los choques frontales, tal que el intervalo de intensidad es $1.23 \leq B_d/B_u \leq 1.99$, donde la mayor tendencia se encuentra entre 1 y 1.5 (ver Figura 3.16b).

En relación al ángulo normal al choque θ_{Bn} tenemos que los choques frontales presentaron ángulos entre $44^\circ \leq \theta_{Bn} \leq 88^\circ$ y para los choques reversos el intervalo fue $31^\circ \leq \theta_{Bn} \leq 89^\circ$. Las mayores tendencias están en el rango de $80-90^\circ$ para ambos tipos de choques, frontal y reverso (ver Figura 3.17a y 3.17b), es decir hubo choques cuasi-perpendiculares en una cantidad considerable.

Cuando la magnetosfera fue embebida por cada una de las SIRs, los choques frontales arribaron con un β en el intervalo $2.5 \leq \beta \leq 7.5$, donde la mayor tendencia se concentró en el rango de 2-3 (ver Figura 3.18a). Hubo dos choques frontales con presión térmica mayor a seis veces la presión

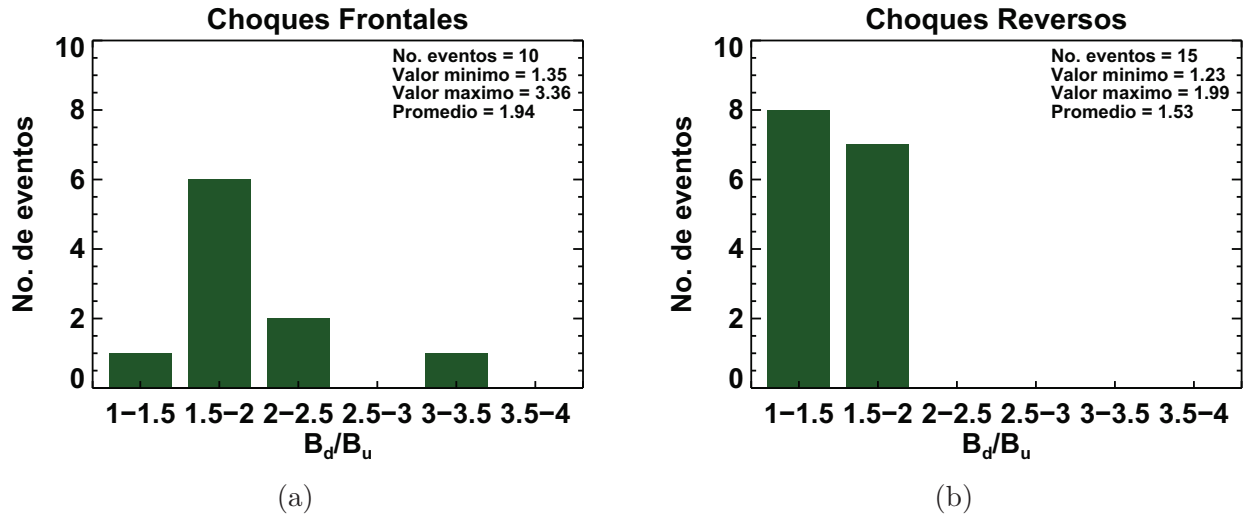


Figura 3.16: Histograma del coeficiente del brinco de campo magnético.

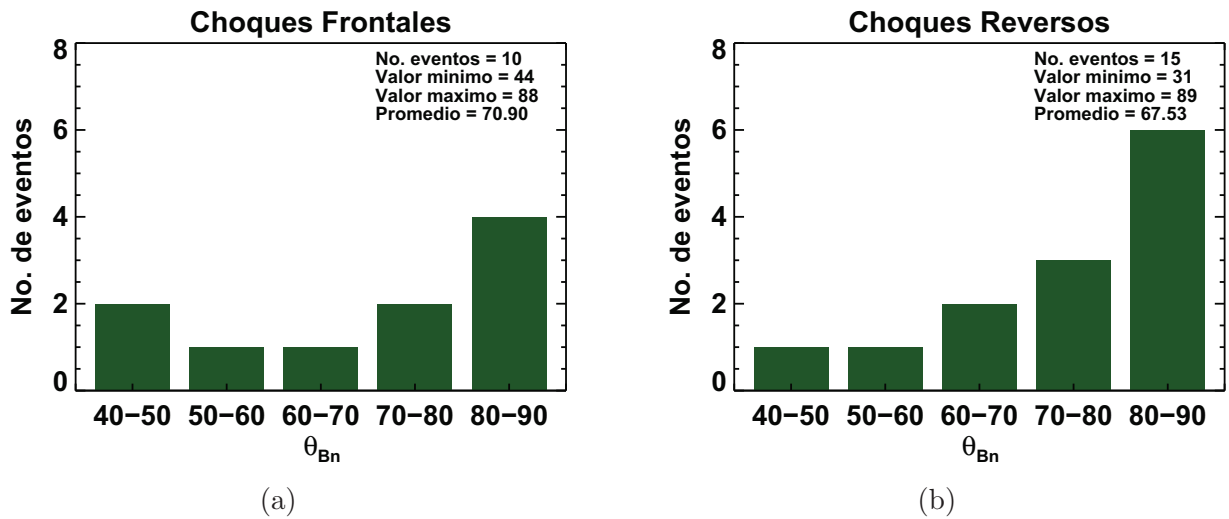


Figura 3.17: Histograma del ángulo θ_{Bn} .

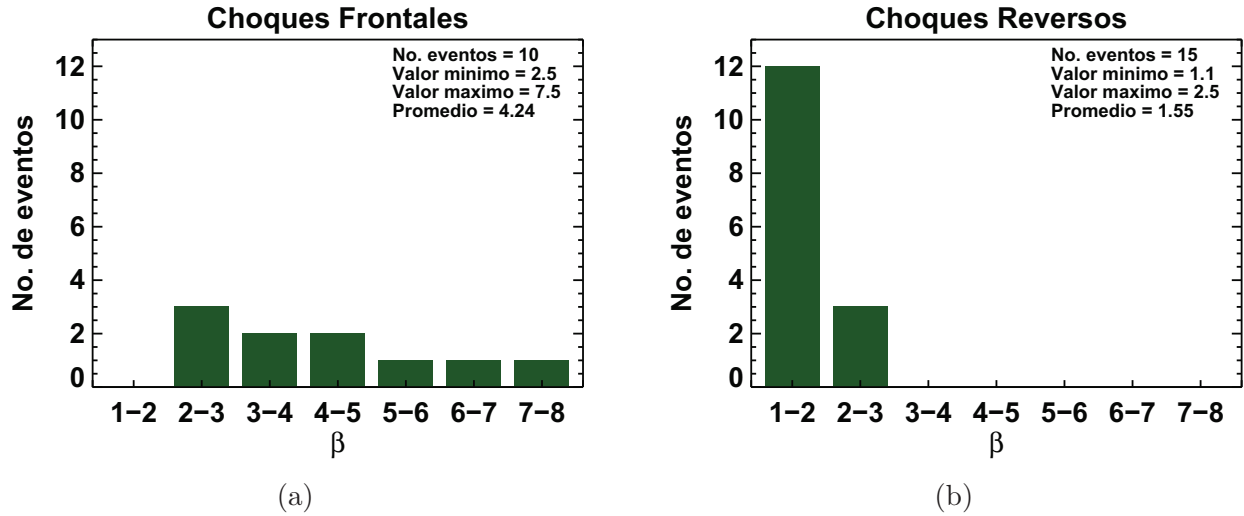


Figura 3.18: Histograma de la beta de plasma.

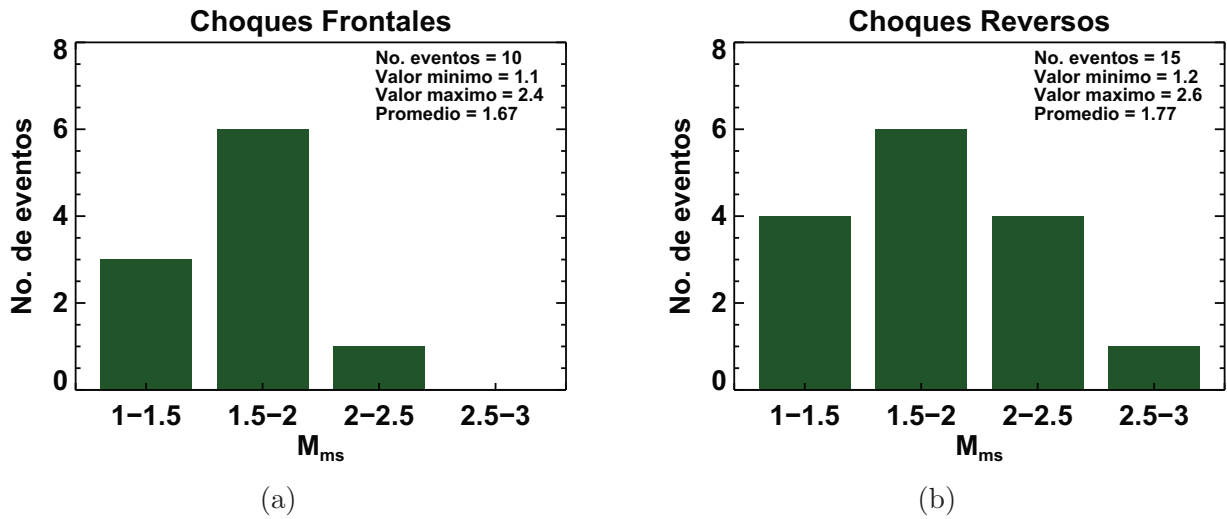


Figura 3.19: Histograma del número de Mach.

magnética. Los choques reversos presentaron una β menor a la de los choques frontales en los cuales $1.1 \leq \beta \leq 2.5$, donde la mayor tendencia esta en el intervalo 1-2, esto se puede ver en la Figura 3.18b.

El número de Mach de cada choque frontal fue moderado del orden de $1.1 \leq M_{ms} \leq 2.4$ para los choques frontales, tal que la mayor tendencia se concentró en el rango de 1.5-2 (ver Figura 3.19a). Los choques reversos tuvieron un número de Mach magnetosónico entre $1.2 \leq M_{ms} \leq 2.6$ donde la mayor tendencia esta en el intervalo de 1.5-2 (ver Figura 3.19b).

Considerando los parámetros de cada choque frontal y reverso asociado a las SIRs registrados por WIND y/o ACE, realizamos un análisis estadístico para determinar sus posibles correlaciones con la intensidad de las tormentas registradas a diferentes latitudes.

En la Figura 3.20a se muestra el índice Dst en función de B_d/B_u , esto es sólo para los choques frontales registrados por WIND y/o ACE. En este caso hay una correlación de -0.75. Cabe enfatizar

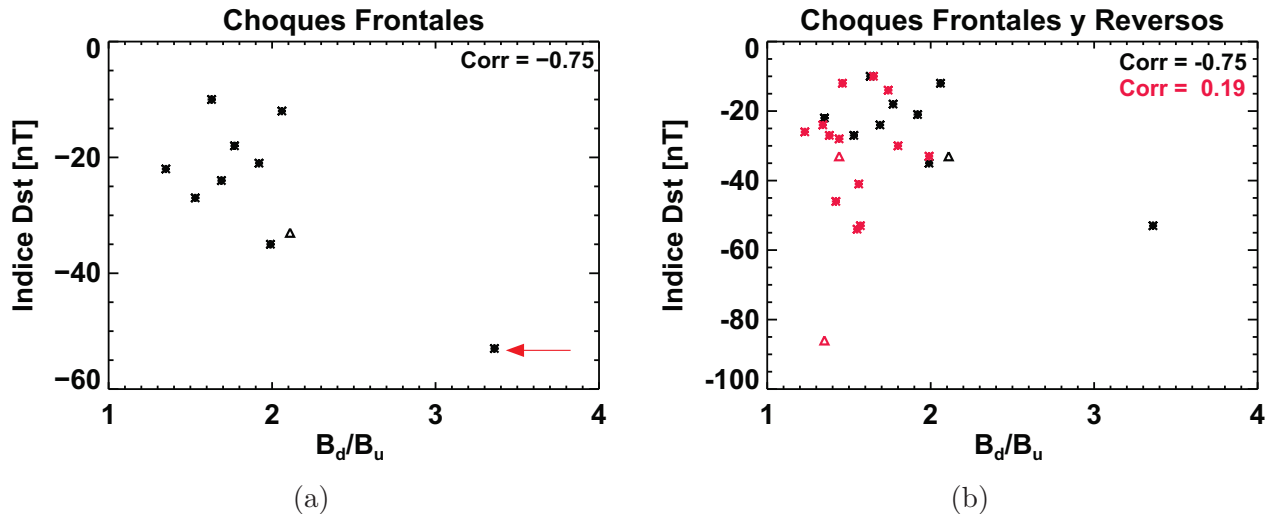


Figura 3.20: Índice Dst en función del coeficiente del brinco de campo magnético. (a) Choques frontales. (b) Ambos tipos de choques. Los asteriscos representan los choques frontales con ángulo cuasi-perpendicular y los triángulos indican los choques con ángulo cuasi-paralelo. El color negro es para los choques frontales y el rojo para los choques reversos.

que al quitar el punto indicado por la flecha roja la correlación entre el coeficiente del brinco de campo y el índice Dst es aproximadamente nula ($\text{corr}=0.005$). En la Figura 3.20b se ilustra la dependencia del índice Dst en función del coeficiente del brinco de campo magnético de ambos tipos de choques frontal y reverso. Como podemos observar la intensidad de la tormenta no tiene una relación significativa con el coeficiente del brinco de los choques reversos. Del total de nuestros eventos seis de ellos presentaron SSC en relación al índice Dst. Tales eventos tienen un choque frontal asociado, con $B_d/B_u \geq 1.69$; es decir, los choques más intensos indujeron un SSC (eventos 2, 6, 7, 9, 13, y 20 en la Tabla 3.1).

En la Figura 3.21a podemos observar que hay una ligera tendencia a incrementar la intensidad de la tormenta respecto al índice Dst conforme aumenta el número de Mach, esto para los choque frontales registrados por WIND y/o ACE. Para los choques reversos no se observa esta característica. La dependencia que existe entre el resto de los índices y alguno de los parámetros de los choques frontal y reverso es menor a 0.5; un ejemplo de ello se ilustra en la Figura 3.21b. La tendencia a incrementar la intensidad de la tormenta respecto al índice Kp conforme aumenta el coeficiente del brinco del campo magnético para ambos tipos de choques frontal y reverso es muy ligera.

En la Tabla 3.2 se resumen los valores de la correlación entre los parámetros de ambos tipos de choques (frontal y reverso observados por WIND y/o ACE) y la intensidad de las tormentas para cada índice geomagnético.

Como se explicó en el Capítulo 2, los índices Dst y Kp miden la intensidad de una TG. En la Figura 3.22 se muestra la distribución de las tormentas que fueron inducidas por SIRs considerando su nivel de actividad. Del total de nuestros eventos 9 de ellos no se consideran una tormenta en referencia al índice Kp ($K_p < 5$); del resto 8 son TGs tipo menor, 2 son tormentas moderadas y una alcanzó el grado de tormenta fuerte (ver Figura 3.22a). En el caso del índice Dst (ver Figura 3.22b) 4 eventos no se consideran tormentas (NTG) pues el valor de $Dst > -20$ nT, 6 eventos alcanzaron

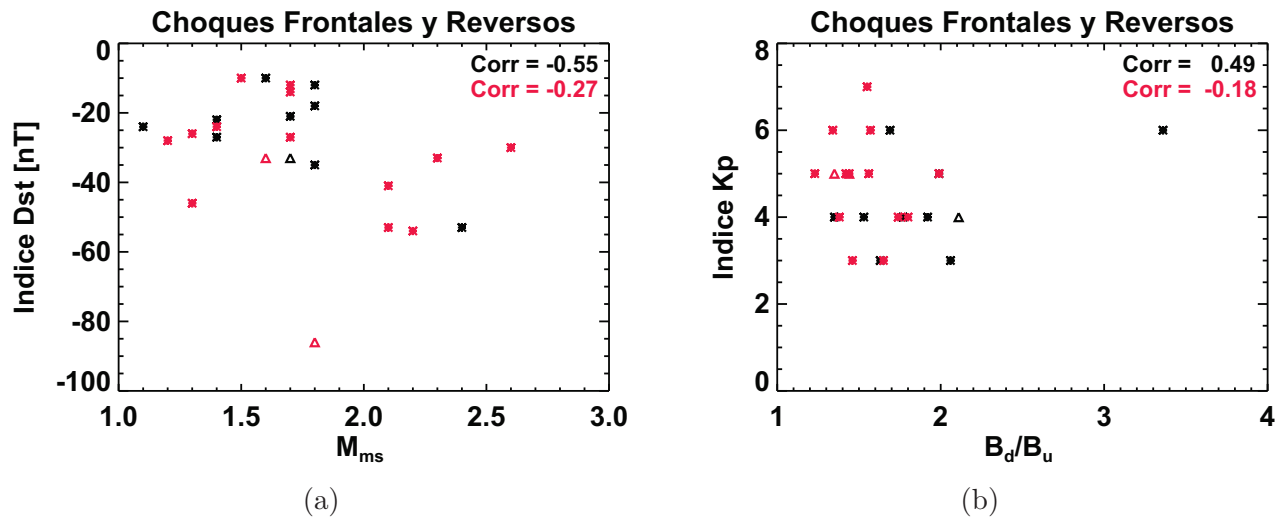


Figura 3.21: (a) Índice Dst en función del número de Mach para ambos tipos de choques. (b) Índice Kp en función del coeficiente del brinco de campo magnético para ambos tipos de choques. Los asteriscos representan los choques frontales con ángulo cuasi-perpendicular y los triángulos indican los choques con ángulo cuasi-paralelo. El color negro es para los choques frontales y el rojo para los choques reversos.

| Índice | Choques Frontales | | | | Choques Reversos | | | |
|--------|-------------------|---------------|---------|----------|------------------|---------------|---------|----------|
| | B_d/B_u | θ_{Bn} | β | M_{ms} | B_d/B_u | θ_{Bn} | β | M_{ms} |
| Kp | 0.49 | -0.25 | 0.04 | 0.12 | -0.18 | -0.35 | -0.40 | 0.13 |
| aa | -0.07 | -0.14 | -0.09 | -0.42 | -0.10 | -0.25 | -0.40 | 0.27 |
| PCN | 0.12 | -0.36 | -0.34 | -0.02 | -0.24 | -0.33 | -0.08 | -0.10 |
| PCS | 0.10 | -0.54 | -0.11 | -0.08 | -0.18 | -0.24 | 0.19 | 0.09 |
| AE | 0.49 | -0.30 | -0.04 | 0.16 | -0.44 | -0.38 | -0.23 | -0.06 |
| Dst | -0.75 | 0.13 | -0.25 | -0.55 | 0.19 | 0.60 | 0.49 | -0.27 |

Tabla 3.2: Valores de correlación entre los parámetros de ambos tipos de choques (frontal y reverso), y cada índice geomagnético.

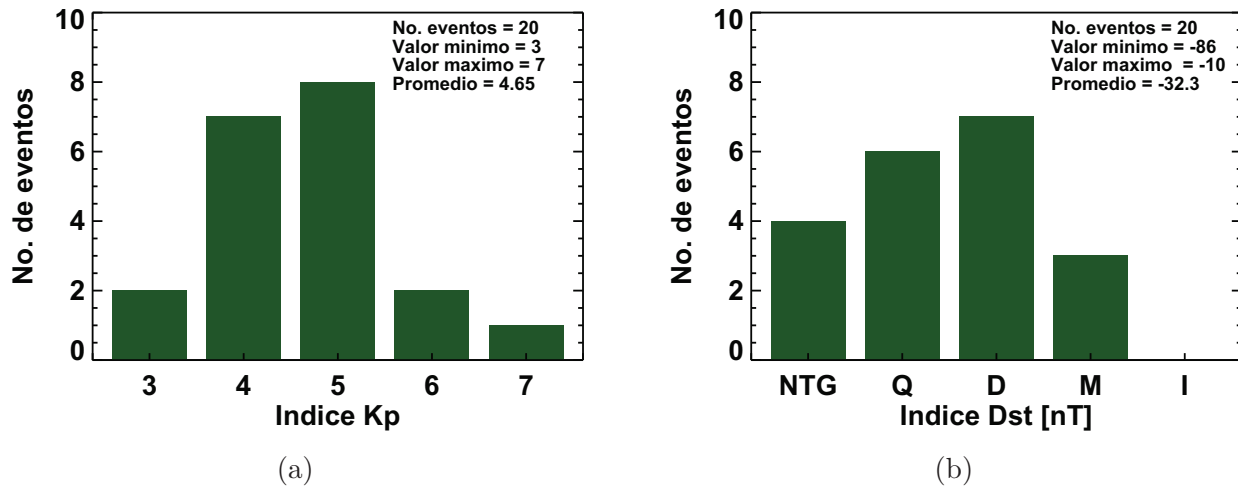


Figura 3.22: Histograma de las TGs de acuerdo a su nivel de actividad. (a) Índice Kp y (b) índice Dst.

el grado de tormenta quieta (Q), el mayor número de ellas fueron tormentas tipo débil (D), y solo tres eventos alcanzaron el grado de tormenta moderada. Durante nuestro periodo de observación no hubo tormentas intensas generadas por SIRs.

Los valores máximos de campo magnético que se registraron a latitudes de $\pm 50^\circ$ tenían valores entre 32 y 115 nT tal como se muestra en la Figura 3.23a; las tormentas más intensas alcanzaron valores mayores a 70 nT. Dado que en este índice no hay una clasificación del tipo de tormenta, en nuestro estudio encontramos una relación respecto a los índices Kp y aa. Las TGs menores registraron valores de $aa \geq 80$ nT, las tormentas moderadas tuvieron valores de $aa \geq 102$ nT y para la tormenta fuerte $aa \geq 115$ nT.

La actividad en el óvalo auroral registró valores en el rango de 470 nT y 1750 nT durante el paso de las SIRs (ver Figura 3.23b). El mayor número de tormentas registraron valores entre 1000 y 1300 nT; sólo tres eventos registraron valores en el rango 1300-1600 nT y una tormenta alcanzó los 1750 nT. Cabe resaltar que en nuestro estudio observamos que durante el paso de las SIRs si las fluctuaciones de B_z eran menores a -5 nT los registros en el óvalo auroral fueron $AE \geq 400$ nT.

En referencia a la actividad en las capas polares, nuestros eventos se consideran tormentas pues excedieron el valor de ~ 2 mV/m. En la Figura 3.24 se ilustran los rangos y el número de eventos que alcanzaron dicho valor. La distribución de las TGs respecto al índice usado en la capa polar norte tenemos: el 60% de las tormentas registraron valores entre 4 y 6 mV/m, el 30% lograron valores en el rango de 6-8 mV/m y el 5% del total se encuentra en el intervalo 8-10 mV/m (ver Figura 3.24a).

La intensidad de la tormenta fue mayor en la capa polar sur en comparación a la actividad en la capa polar norte, en 85% de los casos. En la figura 3.24b se muestra la distribución de la intensidad de las tormentas de acuerdo al índice PCS. El 55% de ellas registraron su valor máximo en el intervalo 6-8 mV/m, el 5% en el rango de 8-10 mV/m y el 5% excedieron los 10 mV/m, 5 veces el valor medio normal.

Otro rasgo importante de la actividad en las capas polares se caracteriza por mostrar un valor mayor a 2 mV/m cuando el valor de las fluctuaciones de B_z sur ≤ -5 nT durante el paso de las

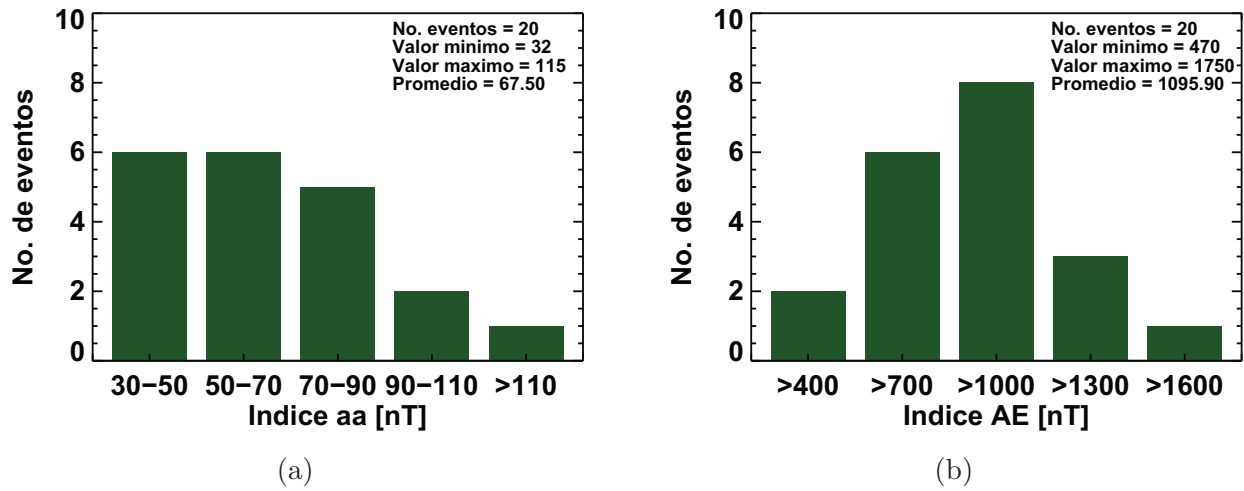


Figura 3.23: Histograma de los eventos respecto a su valor máximo registrado en los índices (a) aa, y (b) AE.

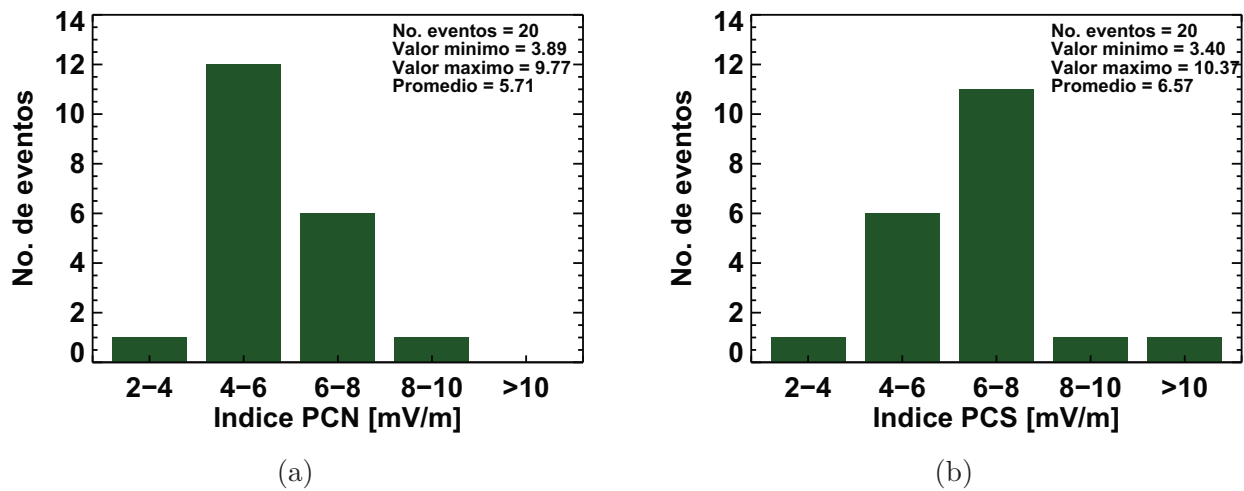


Figura 3.24: Histograma del nivel de actividad en las capas polares. (a) Índice PCN y (b) índice PCS.

SIRs.

Debido a las fluctuaciones de B_z que se mantienen por varias horas e incluso días, el tiempo de respuesta es diferente entre cada evento y en cada punto latitudinal. En algunos casos se tienen los valores máximos en la vecindad del mínimo de B_z , es decir suceden antes o después. Dado que las oscilaciones del campo continúan por horas o días la tormenta puede llegar a intensificarse tiempo más tarde, superando el valor que se reporta en la Tabla 3.1.

El tiempo que transcurre desde que se registró in-situ el valor mínimo de B_z (por la nave WIND) y el momento en el que la TG alcanza su valor máximo y/o mínimo en cada índice se resumen en la Tabla 3.3. La columna 1 indica el número de evento correspondiente al que se reporta en la Tabla 3.1. El tiempo de retraso entre el mínimo de B_z y el máximo y/o mínimo de cada índice se muestra en las columnas 2-7. En algunos casos se tienen tiempos negativos los cuales se indican con un *, esto indica que la máxima intensidad de la TG se ocurrió antes de que la nave registrara el valor mínimo de B_z . En los índices Kp y aa se indica el tiempo promedio de tres horas; esto es, si se reporta <3 entonces el valor máximo ocurrió en un intervalo de tres horas en el que se registra el mínimo de B_z .

Los intervalos de tiempo de retraso van desde minutos hasta días. En el caso del índice Kp es de 0-15 h. Para el índice aa el periodo abarca de ~ -3 h hasta ~ 27 h. En la capa polar norte el rango es de -3.15 h hasta 24.95 h, de forma similar para la capa polar sur es de -2.35 h hasta 26.65 h. En el óvalo auroral el lapso de tiempo es de -2.18 h hasta 24.73 h. Mientras que el tiempo de retraso a bajas latitudes (índice Dst) está en el intervalo [0, 36] h.

Cabe enfatizar que la intensidad máxima de cada tormenta tiene diferente impacto en cada punto latitudinal; mientras que en algún lugar su intensidad es considerable y en las otras regiones donde se registra la tormenta su intensidad no necesariamente tiene el mismo impacto. Por ejemplo el evento 18 en la Tabla 3.1, la tormenta generada por la SIR fue la más intensa respecto a los índices Kp y aa, pero en el resto de los índices no fue la más intensa. La tabla 3.4 resume la correlación entre los índices. Observemos que las correlaciones son poco significativas, salvo para los índices Kp y aa ya que se derivan de forma semejante y son registrados a latitudes medias. En la Figura 3.25 se muestran las gráficas de dichas correlaciones. Como podemos observar existen eventos que en el índice “a” se considera como la tormenta más intensa de todo el conjunto pero en el índice “b” no necesariamente fue la de mayor intensidad.

| # | Kp Δt [horas] | aa Δt [horas] | PCN Δt [horas] | PCS Δt [horas] | AE Δt [horas] | Dst Δt [horas] |
|----|--------------------------|--------------------------|---------------------------|---------------------------|--------------------------|---------------------------|
| 01 | 3 | 3 | 2.27* | 2.35* | 2.18* | 7 |
| 02 | 3 | 3 | 1.12 | 0.97 | 1.30 | 7 |
| 03 | 3 | 6 | 10.77 | 10.75 | 10.32 | 15 |
| 04 | 3 | 3 | 8.20 | 8.20 | 7.97 | 20 |
| 05 | 6 | 6 | 4.30 | 4.33 | 4.32 | 12 |
| 06 | 3 | 3 | 0.28 | 0.25 | 0.48 | 11 |
| 07 | 3 | 3 | 2.30 | 1.88 | 2.45 | 6 |
| 08 | 3 | 3* | 0.73 | 0.12 | 1.88* | 22 |
| 09 | 3 | 3 | 1.83 | 0.32 | 1.45 | 8 |
| 10 | 3 | 3 | 1.60 | 0.20 | 1.53 | 19 |
| 11 | 3 | 3 | 1.30* | 0.38 | 0.43 | 0* |
| 12 | 3 | 3 | 0.47 | 0.50 | 8.78 | 8 |
| 13 | 3 | 3 | 1.33 | 1.33 | 1.17 | 13 |
| 14 | 3 | 3 | 0.28 | 0.33 | 0.07 | 8 |
| 15 | 12 | 27 | 24.95 | 26.65 | 15.13 | 36 |
| 16 | 15 | 18 | 16.48 | 16.47 | 24.73 | 36 |
| 17 | 3 | 3 | 1.38 | 1.40 | 1.23 | 15 |
| 18 | 9 | 9 | 9.43 | 9.03 | 5.23 | 2 |
| 19 | 3 | 12 | 1.55 | 1.60 | 0.92 | 1 |
| 20 | 3 | 6* | 3.15* | 3.15 | 2.0 | 22 |

*Valor negativo

Tabla 3.3: Tiempo que transcurre desde que se registró in-situ el valor mínimo de B_z (por la nave WIND) y el momento en el cual la TG alcanza su máxima intensidad en cada índice. Dado que los índices Kp y aa se registran en intervalos de 3 h, y los datos de B_z son de cada minuto, en las columnas 2 y 3 sólo registramos valores con intervalos de tres horas asumiendo que el tiempo de retraso es menor al número indicado. Caso similar se tiene en la columna 7; como los datos de Dst son de cada hora los tiempos de retraso son menores al valor de cada hora. En las columnas 4-6 los registros de cada índice son cada segundo por lo que el tiempo de retraso se puede medir con más precisión. Los valores negativos indican que la máxima intensidad de la TG se registró antes del valor mínimo de B_z .

| | Kp | aa | PCN | PCS | AE | Dst |
|-----|-------|-------|-------|-------|-------|-------|
| Kp | | 0.80 | 0.36 | 0.41 | 0.58 | -0.61 |
| aa | 0.80 | | 0.47 | 0.58 | 0.52 | -0.56 |
| PCN | 0.36 | 0.47 | | 0.62 | 0.48 | -0.50 |
| PCS | 0.41 | 0.58 | 0.62 | | 0.59 | -0.24 |
| AE | 0.58 | 0.52 | 0.48 | 0.59 | | -0.61 |
| Dst | -0.61 | -0.56 | -0.50 | -0.24 | -0.61 | |

Tabla 3.4: Valor de las correlaciones entre los índices.

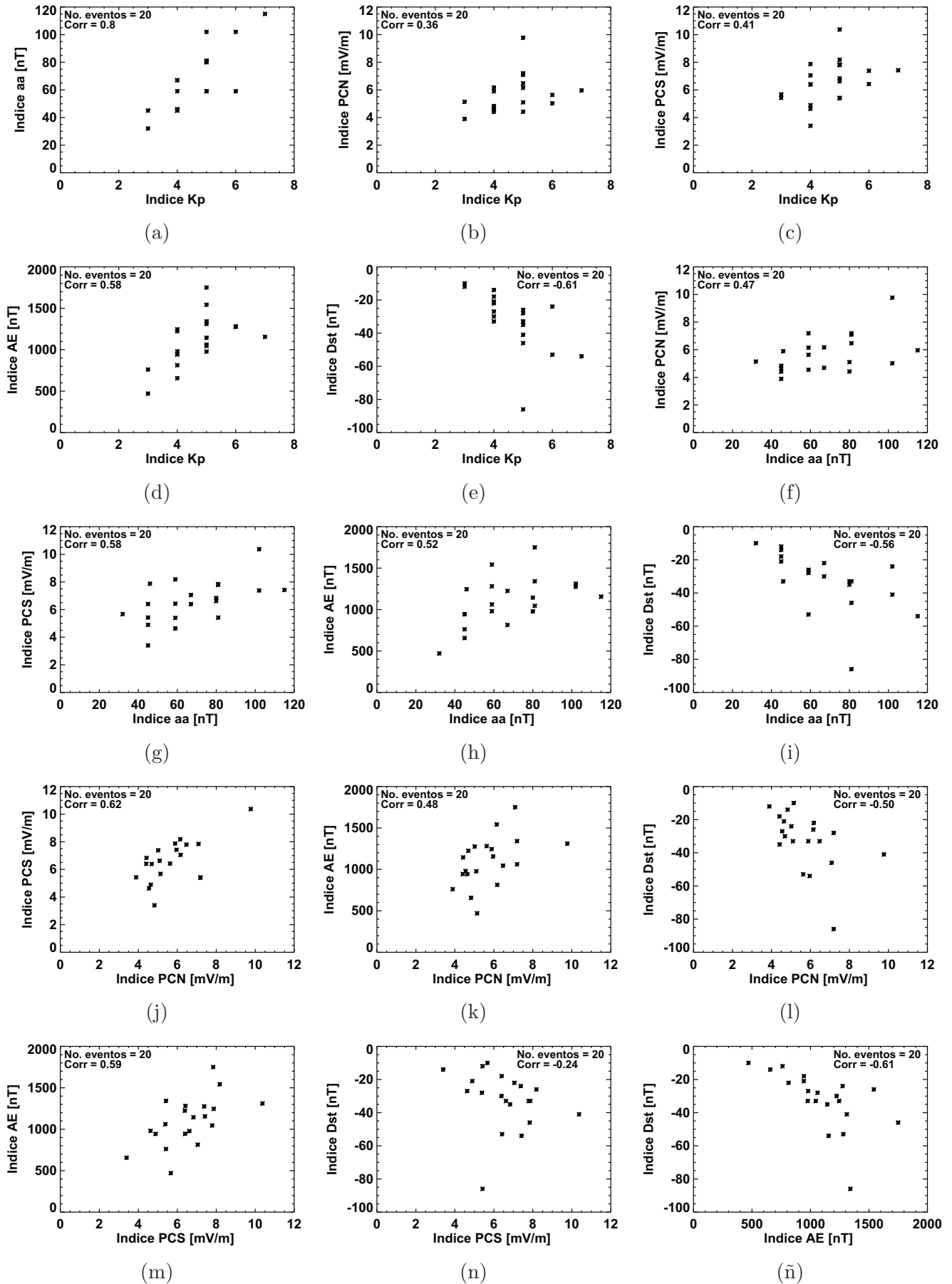


Figura 3.25: Gráficas de las correlaciones entre los índices.

Capítulo 4

Resultados y Discusión de Resultados

En la primera parte de nuestro estudio, examinamos las propiedades del plasma y campo magnético de cada SIR en su arribo al entorno geomagnético y que fueron registradas por las naves WIND, ACE y/o STEREO A/B. En este análisis se localizó el choque frontal y/o reverso que las limita. Además, se construyeron los histogramas correspondientes a las propiedades de los choques frontales y reversos registrados por WIND y/o ACE, con la finalidad de conocer los parámetros más comunes que presenta una SIR.

Se estudiaron las correlaciones de las propiedades de los choques frontales y reversos (registrados por WIND y/o ACE) con cada índice geomagnético para determinar cuánto influyen en el grado de geoeffectividad. En este caso se encontró que hay una ligera correlación entre el número de Mach y el índice Dst para los choques frontales. Para el resto de los índices y los parámetros de los choques se encontró una correlación muy baja, lo cual indica que las características de los choques no son un factor primordial que influyen en la intensidad de una TG. En la Tabla 3.2 se resumen tales correlaciones.

Se realizaron los histogramas pertinentes a la intensidad de cada TG correspondientes a los índices geomagnéticos reportados a diferentes latitudes, con el objetivo de conocer el tipo de tormenta más común que puede ocurrir durante la interacción de una SIR con la magnetosfera terrestre.

Se calcularon los tiempos de retraso entre el valor mínimo de B_z y el momento en el cual la tormenta alcanza su mayor intensidad. Como se puede ver en la Tabla 3.3, el grado máximo de cada tormenta ocurrió antes o después de registrarse el mínimo valor de B_z , esto se debe a las fluctuaciones de B_z durante largos periodos de tiempo.

Por último se determinaron las correlaciones entre los índices para saber si cada tormenta tuvo el mismo grado en intensidad en los diferentes puntos latitudinales (Tabla 3.4).

Como parte complementaria a nuestro estudio, y usando mediciones remotas, se localizó el hoyo coronal de donde surgieron las corrientes rápidas que indujeron las TGs analizadas en este trabajo. Las imágenes se realizaron en la línea de emisión del EUV a 284 Å.

4.1. Resultados

Analizamos un conjunto de 20 eventos clasificados como SIRs los cuales se consideran *no complejos*, es decir no presentaron contribución alguna de material relacionado a EMCIs. Todos los eventos fueron registrados por WIND y/o por ACE, minutos antes de su interacción con nuestra

magnetosfera. Cada SIR tiene un choque frontal y/o reverso asociado. Del total de nuestros eventos el 50 % presentó un choque frontal, de este subconjunto el 90 % son choques cuasi-perpendiculares y el 10 % son choques cuasi-paralelos. El 75 % de nuestros eventos tienen un choque reverso que las limita, de este subconjunto el 86 % son choques cuasi-perpendiculares y el 13 % son choques cuasi-paralelos. Tan sólo el 25 % del total presentó ambos choques frontal y reverso.

Respecto a los parámetros de los choques asociados a las SIRs observamos que las características más comunes de los choques frontales fueron: un ángulo θ_{Bn} en el rango $80^\circ \leq \theta_{Bn} \leq 90^\circ$, con una β en el intervalo 2-3, así como su número de Mach y la intensidad del brinco de campo magnético se encuentra en el rango 1.5-2. En relación a los choques reversos, el mayor número de ellos presentó un coeficiente del brinco de campo magnético entre 1-1.5, el ángulo de los choques cuasi-perpendiculares se conserva en el mismo rango $80^\circ \leq \theta_{Bn} \leq 90^\circ$, la mayor frecuencia de la beta de plasma esta entre 1-2, entretanto que el número de Mach está en el mismo intervalo que los choques frontales de 1.5-2.

Cada una de estas SIRs generó una TG, la cual alcanzó cierto grado de intensidad dependiendo del índice al que se refiere. Al medir estadísticamente la contribución de los choques que limitan a las SIRs en la intensidad de las TGs obtuvimos correlaciones no significativas. Para los choques frontales tan sólo hay tres correlaciones mayores a 0.5, del resto son menores a este valor. La correlación entre el valor mínimo del índice Dst y el número de Mach es de -0.55. Respecto a las mediciones en la capa polar sur (índice PCS) en función del ángulo θ_{Bn} hay una correlación de -0.54. En los choques reversos encontramos una ligera correlación de -0.6 entre la intensidad de la TG respecto al índice Dst y el ángulo normal al choque. Para el resto de los parámetros e índices las correlaciones son insignificantes (ver Tabla 3.2).

De las SIRs que tienen un choque frontal asociado, en relación con el índice Dst notamos que: el 40 % de dichos choques fueron seguidos por una TG tipo quieta, el 20 % por una TG tipo débil y el 10 % por una TG tipo fuerte. Estos resultados implican que el 70 % de los choque frontales son geoefectivos. Estos resultados pueden cambiar para otros periodos de observación.

Respecto al índice Kp, el 10 % fueron seguidos por una tormenta tipo menor, y el 20 % por una TG tipo moderada. Estos resultados implican que tan sólo el 30 % de los choques frontales son geoefectivos. El 55 % de todos los eventos se consideran una TG pues su intensidad fue $Kp \geq 5$, donde el mayor número de tormentas son tipo menor y la tormenta más intensa fue tipo fuerte. De acuerdo al índice Dst el 75 % de todas las SIRs indujeron tormentas con $Dst \leq -20$ nT, tal que las más comunes son tipo débil. La tormenta más intensa alcanzó los -86 nT. Referente al índice aa observamos que de nuestro conjunto de eventos el 60 % registraron valores entre 30-50 nT y sólo una tormenta llegó a los 115 nT. En el índice AE el mayor número de TGs obtuvieron valores de 1000-1300 nT y un evento llegó a los 1750 nT. La actividad en las capas polares se caracterizó por presentar oscilaciones mayores a los 2 mV/m durante el arribo de la SIR a nuestra magnetosfera. El 60 % de las tormentas registradas en la capa polar norte su mayor intensidad se encuentra en el rango de 4-6 mV/m; mientras que la tormenta más intensa tuvo un registro de 9.77 mV/m. La intensidad de las tormentas registradas en la capa polar sur fue mayor en comparación a la actividad geomagnética en la capa polar norte. El 55 % de las TGs se encuentra en el intervalo de 6-8 mV/m y una TG registró un valor de 10.37 mV/m.

De acuerdo al índice Dst, la fase principal de una TG generada por una SIR es en forma escalonada. Del total de nuestro conjunto de eventos, el 10 % de ellos no mostraron dicha característica (llamaremos evento especial al evento 18 y 19 por no presentar fase principal en forma escalonada).

El tiempo que transcurre desde que la nave WIND registra in-situ el valor mínimo de B_z y

el momento en el que la TG alcanza su intensidad máxima en cada índice es de minutos hasta días. Del total de todas las tormentas, el 7.5% alcanzan su intensidad máxima antes de que se registrara el pico máximo B_z sur, mientras que el 92.5% registraron su intensidad máxima después de detectarse el mínimo valor de B_z . Los tiempos de respuesta más cortos se registraron en las capas polares, entretanto que los tiempos más prolongados se registraron a latitudes bajas, dichos valores se muestran en la Tabla 3.2. El tiempo de respuesta en las capas polares se encuentra entre: ~ 3 h y ~ 25 h en la capa polar norte y de ~ 2 h a ~ 27 h en la capa polar sur. En el óvalo auroral la diferencia de tiempo es de ~ 2 h hasta ~ 25 h. El lapso de tiempo de respuesta en latitudes de $\pm 50^\circ$ esta en el rango de $-3 < \Delta t < 27$ h. Mientras que para el índice Kp el tiempo de respuesta es de ~ 0 a ~ 15 h. A bajas latitudes (índice Dst) los tiempos de retraso son muy prolongados, de hasta ~ 36 h. A la fase de recuperación en este índice le lleva más de un día.

Usando imágenes en EUV observamos que las regiones fuente de las corrientes rápidas fueron hoyos coronales con extensión ecuatorial. Ambas naves STEREO A/B muestran tales regiones, pero debido al ángulo de visión de cada nave no se tiene la misma perspectiva de la ilustración, así como la hora en la que se observa.

4.2. Discusión de Resultados

De nuestro conjunto de eventos notamos que algunas SIRs presentaron un choque frontal o un choque reverso y en otros casos mostraron ambos choques. El número de choques reversos excedieron a los choques frontales en un 25%. Estudios realizados en diferente intervalo de tiempo han encontrado que el número de choques reversos superan a la cantidad de choques frontales durante la fase mínima del ciclo solar (Kilpua et al., 2015). En nuestro estudio observamos que los choques frontales también prevalecen sobre los choques reversos. Las SIRs que mostraron ambos choques son en menor cantidad (25% del total de los eventos), en comparación a las que presentaron choques frontales o reversos. De las SIRs que tienen un choque frontal asociado el 60% tuvieron un SSC.

Respecto a las características de los choques asociados a las SIRs, observamos que para los choques frontales la mayor frecuencia del número de Mach se encuentra en el intervalo $1.5 \leq M_{ms} \leq 2$, entretanto que el valor promedio de ambos tipos de choques está en el mismo intervalo, 1.5-2. Respecto al coeficiente del brinco de campo magnético la mayor frecuencia de los choques frontales se encuentra en el intervalo $[1.5, 2]$, mientras que para los choques reversos se encuentra en el rango $1 \leq B_d/B_u \leq 1.5$ y el valor promedio está entre 1.5 y 2. Dichas estadísticas indican que los choques frontales son más intensos que los choques reversos. Resultados estadísticos han mostrado que los choques frontales conducidos por SIRs son en promedio menos severos y rápidos en comparación a los choques conducidos por EMC (Kilpua et al., 2015).

En referencia a las propiedades de los choques y su relación con el valor máximo y/o mínimo de cada índice, encontramos correlaciones débiles (ver Tabla 3.2). El proposito de mostrar estos resultados a pesar de ser muy bajos, es compararlos con resultados estadísticos de trabajos futuros donde se consideren diferentes periodos de tiempo y un mayor número de datos. Debido a que se tienen pocos datos no es posible realizar una buena estadística.

En nuestro análisis encontramos algunos casos en los que el valor de la correlación es ligeramente fuerte:

- La correlación entre la intensidad de las TGs a bajas latitudes y el número de Mach de los

choques frontales es de -0.55. Estadísticamente esto nos indica que la intensidad de las TGs a bajas latitudes no tienen una dependencia con la intensidad de los choques. Sabemos que teniendo un plasma chocado con un campo de magnitud significativa favorecerá la reconexión magnética y por lo tanto habrá una mayor entrada de partículas solares que llegan hasta la altura de la corriente de anillo e intensifican la TG. Todo esto nos lleva a inferir que la intensidad de los choques frontales asociados a las SIRs pueden favorecer el origen de una TG pero no son un factor primordial en aumentar la intensidad de las tormentas a bajas latitudes.

- La correlación entre la intensidad de los choques reversos (coeficiente del brinco de campo y el número de Mach) y el valor mínimo de cada TG es aún más baja en comparación a la correlación que existe entre la intensidad de los choques frontales y el índice Dst (ver Figura 3.21a). Dado que durante el paso de los choques reversos la densidad de protones disminuye, la entrada de partículas al interior de la corriente de anillo es aún menor que durante el arribo de los choques frontales, por lo cual los choques reversos no tuvieron contribución en incrementar la intensidad de las tormentas.
- Para el resto de los índices en función de las propiedades de ambos tipos de choques, estadísticamente las correlaciones son insignificantes. Estos valores justifican que la intensidad de las TGs registradas en diversas latitudes no dependen de forma considerable de las características de los choques.

Estadísticamente, cuando un choque frontal asociado a una SIR es detectado, hay una probabilidad del 70 % que sea seguido por una TG tipo quieta, débil o moderada respecto al índice Dst. Mientras que hay una probabilidad del 30 % que el choque sea seguido por una TG tipo menor o moderada de acuerdo al índice Kp. Sin embargo, este resultado puede no ser observado en otros periodos de tiempo. Por ejemplo otros resultados estadísticos han mostrado que alrededor del 50 % de los choques fueron geoefectivos (Gonzalez et al., 1999). Estos resultados indican que el porcentaje de los choques que causan algún tipo de TG varía para cada periodo de observación.

De nuestro análisis inferimos que los choques asociados a las SIRs favorecen el origen de las TGs, pero sus propiedades físicas no son un factor primordial que infieran en la intensidad de las tormentas. Estudios realizados han mostrado que la ocurrencia de un intenso CMI hacia el sur y de larga duración son los parámetros más importantes en determinar la intensidad de una TG (Gonzalez et al., 1999; Echer y Gonzalez, 2004; Echer et al., 2008b).

Durante el periodo de nuestro estudio encontramos que las tormentas inducidas por las SIRs presentaron la siguientes características:

- Respecto al índice Kp el 75 % de las tormentas más comunes se encuentran en el rango 4-5, siendo las tipo menor las de mayor frecuencia (del total el 40 % tuvieron esta clasificación), mientras que el 45 % no alcanzaron el grado de tormenta y la TG más intensa fue tipo fuerte.
- En relación al índice Dst, las TGs más frecuentes fueron tipo quietas y débiles. Las tipo débil se registraron en mayor cantidad (el 35 % del total tuvieron esta característica), el 30 % fueron tipo quietas, tan sólo el 15 % del total se caracterizaron como tipo fuerte. De todos los eventos el 20 % no se clasificaron como una TG. Estudios realizados han mostrado que las tormentas generadas por las CIRs se encuentran en el intervalo débiles-moderadas (Alves et al., 2006; Tsurutani et al., 2006).

- El mayor número de TGs registradas a latitudes de $\pm 50^\circ$ se encuentra en el intervalo 30-70 nT. La tormenta más intensa superó los 110 nT. Entretanto que las TGs registradas en el óvalo auroral, la mayor frecuencia se encuentra en el intervalo 700-1300 nT. El 40 % del total registraron una intensidad entre 1000-1300 nT. Haciendo una comparación entre los índices aa y AE en la distribución de su frecuencia (Figuras 3.23a y 3.23b) observamos que no hay una distribución similar entre ambos índices. Esto se debe a que la evolución de las TGs en ambos puntos latitudinales no tienen una correspondencia biunívoca.
- Las tormentas que se registraron en las capas polares, el 95 % del total superaron los 4 mV/m (ver Figura 3.24). Observamos que la mayor frecuencia de las tormentas en la capa polar norte se encuentra en el intervalo 4-6 mV/m (el 60 % del total presentaron esta característica) y el 30 % del total registraron intensidad en el intervalo 6-8 mV/m. Mientras que en la capa polar Sur el 55 % del total tuvieron una intensidad de 6-8 mV/m y el 30 % tuvieron una intensidad de 4-6 mV/m. Comparando estos valores conjeturamos que las TGs registradas en la capa polar sur fueron más intensas que las tormentas detectadas en la capa polar norte.

Nuestro análisis estadístico muestra que la distribución de las TGs no fue semejante en todos los índices geomagnéticos. Hay algunas tormentas que presentaron valores significativos en un índice “a” y un impacto no relevante en un índice “b” y viceversa. La intensidad de las tormentas fue variable en cada punto latitudinal puesto que si en un índice determinado alguna TG es la más intensa en el resto de los índices puede no serlo. En la Tabla 3.4 se encuentran los valores de las correlaciones entre los índices y en la Figura 3.25 se muestran las gráficas de tales correlaciones. Como se puede observar, dichos valores son muy bajos, es decir la intensidad de las tormentas en el índice “a” no necesariamente aumenta a la misma razón como lo hace en el índice “b”, de lo contrario el valor de las correlaciones serían similares en todos los índices. Consecuentemente esto nos lleva a conjeturar que cada tormenta no se le puede clasificar de forma general como la más ó la menos intensa para todos los índices. Esto se debe a que las condiciones para que se desarrolle una TG en cada punto latitudinal es diferente.

De forma semejante, el tiempo de evolución de cada TG depende del punto latitudinal donde se registra. La Tabla 3.3 muestra el tiempo que transcurre desde el instante en que se registró in-situ el valor mínimo de B_z y el pico máximo de la tormenta para todos los eventos analizados. Debido a las fluctuaciones que tiene la componente B_z la respuesta magnética fue similar presentando oscilaciones en la vecindad del punto máximo y/o mínimo de cada índice. En algunos casos la máxima intensidad de la tormenta ocurre antes del pico máximo de B_z sur, esto indica que su respuesta magnética máxima no está directamente relacionada al valor mínimo de B_z . En otros casos observamos que después de que se registró el valor mínimo de B_z hay una respuesta magnética pero no es significativa. Dado que las fluctuaciones de B_z prevalecen por varias horas, la tormenta se intensifica tiempo más tarde hasta alcanzar su punto máximo. Los eventos que presentaron tal comportamiento son los que registraron tiempos de respuesta muy prolongados. Un ejemplo de ello son los eventos 15 y 16 en la Tabla 3.3 los cuales tienen los tiempos de respuesta más grandes.

También notamos que la respuesta magnética en cada punto latitudinal es diferente. Para un mismo evento tenemos que en un punto latitudinal la máxima intensidad de la tormenta sucede después del registro del valor mínimo de B_z , en otro puede ocurrir antes. Un ejemplo de ello es el evento 18 en la Tabla 3.4 (ver Figura 3.12). La máxima intensidad de la tormenta a latitudes bajas (índice Dst) ocurrió dos horas después de registrarse in-situ el valor mínimo de B_z . En los índices PCN, PCS y AE hay una respuesta en este mismo lapso de 2 h pero no es significativa ya

que la máxima intensidad ocurrió ~ 5 h más tarde en el óvalo auroral (índice AE) y ~ 9 h en las capas polares (índices PCN y PCS). Esperaríamos que el tiempo de respuesta en las capas polares fuera menor al tiempo de respuesta a bajas latitudes, pero dicho ejemplo nos muestra que esto no siempre sucede.

Comparando nuestro resultados con otros estudios realizados tenemos las siguientes relaciones:

- El tiempo que transcurre desde que se registra el pico máximo de B_z sur y el valor mínimo de Dst se encuentra entre ~ 1 h y ~ 36 h. En un estudio realizado previamente se encontró que la fase principal finaliza 6-12 h después de la IC (McPherron, 2006). Se tiene un caso (evento 11 en la Tabla 3.4) en el cual la máxima intensidad de la tormenta se registra minutos antes del valor mínimo de B_z . Análisis previos han mostrado que el valor mínimo de Dst se alcanza en ~ 2 h después del valor máximo de B_z sur. Este lapso de tiempo decrece (incrementa) durante los eventos más (menos) intensos (Gonzalez et al., 1989; Gonzalez y Echer, 2005). Este resultado indica que la respuesta magnética del evento 11 no es consecuencia del valor mínimo de B_z . La fase principal de cada TG es muy extensa, salvo en los eventos especiales y la fase de recuperación en éste índice le lleva más de un día.
- El 90 % de las tormentas registradas en zona auroral llegaron a su máxima intensidad en tiempos que se encuentran en el rango de ~ 1 h hasta ~ 25 h después de que B_z sur alcanzó su pico máximo. Investigaciones anteriores han encontrado que la actividad más fuerte en la zona auroral se limita a un intervalo de ~ 12 h (McPherron y Weygand, 2006). El 10 % del total de las TGs alcanzaron su máxima actividad antes de registrarse el mínimo valor B_z , el intervalo de tiempo fue de $\sim 0-2$ h (eventos 1 y 14 en la Tabla 3.4). Por lo tanto, la máxima actividad en la zona auroral puede ocurrir antes o después de registrarse el valor mínimo de B_z , el mayor número de tormentas alcanzaron su intensidad máxima en un tiempo posterior. La diferencia de tiempo entre el máximo de AE y el máximo negativo de Dst fue de ~ 3 h hasta 24 h. En los casos cuando ocurre primero el mínimo valor de Dst y luego el máximo de AE fue de ~ 1 h hasta 4 h. Trabajos anteriores han encontrado un tiempo de ~ 3 h entre el máximo de AE y el máximo negativo de Dst (Davis y Sugiura, 1966).
- Los tiempos de respuesta entre el valor máximo de las TGs en las capas polares y el máximo de B_z sur esta en el intervalo de 0-27 h. Para ambos índices PCN y PCS dichos tiempos son similares, existen un caso donde la diferencia de tiempo de respuesta es mayor a 2 h (evento 20 en la Tabla 3.4). En el 55 % del total de las TGs se registró primero el valor máximo en el índice PCS minutos más tarde se registra en el índice PCN, tan sólo en el 10 % del total de los eventos se registraron dichos máximos al mismo tiempo. Para el resto de las tormentas la máxima actividad se registró primeramente en la capa polar Norte. Cabe resaltar que los valores en ambos índices son muy similares a pesar de ser registrados en extremos opuestos latitudinalmente.
- Respecto a los índices Kp y aa los tiempos son muy semejantes (el 75 % del total tuvieron la misma diferencia de tiempo). En la mayoría de los casos la diferencia de tiempo es menor a 3 h. Dado que ambos índices se miden a latitudes medias y además su intervalo de registro es igual es de esperarse que las tormentas presenten comportamientos similares en ambos índices y en efecto su correlación es significativa (corr=0.8). Estadísticamente las tormentas tienen un comportamiento similar en ambos índices, alcanzando su máxima intensidad en tiempo semejantes.

Una de las características de las SIRs es que B_z presenta fluctuaciones. En nuestro estudio observamos que la duración de las oscilaciones de B_z fueron mayores a 8 horas, e incluso algunas se prolongaron más de un día. Cuando se registraron valores de $B_z \leq -5$ nT las fluctuaciones en las capas polares superaron los 2 mV/m, mientras que en el óvalo auroral $AE \geq 400$ nT. Esta característica del campo magnético a altas latitudes nos muestra la respuesta magnética a las oscilaciones de B_z . De acuerdo a estudios realizados se ha encontrado: para las para las TGs con $Dst \leq -100$ nT, la ocurrencia de $B_z \sim -10$ nT y $\Delta t \sim 3$ h. Para las TGS con $Dst > -100$ nT, la ocurrencia de $B_z \sim -5$ nT y $\Delta t \sim 2$ h. Para las TGS con $Dst > -30$ nT, la ocurrencia de $B_z \sim -3$ nT y $\Delta t \sim 1$ h. (Gonzalez et al., 1994, 1999; Echer y Gonzalez, 2004; Gonzalez y Echer, 2005). En el presente trabajo encontramos registros de CMI menos intenso pero con tiempos más prolongados. En consecuencia, las TGs no excedieron negativamente los -86 nT ($Dst \geq -86$ nT).

En nuestro estudio observamos que las regiones fuente de las corrientes rápidas son hoyos con extensión ecuatorial, esto es un característica favorable para que la SIR que se desarrolla en el MI siguiendo la dirección de la espiral de Parker y que tiempo después alcanzará la magnetosfera terrestre, sea más geoefectiva (Riley et al., 2003, Riley et al., 2012). En algunos casos los hoyos se extienden desde los polos hasta el ecuador, abarcando un área amplia. En otros casos los hoyos estan distribuidos exclusivamente sobre el ecuador.

Durante el arribo de las SIRs a nuestra magnetosfera, hubo una respuesta magnética significativa en las diferentes latitudes. En algunos lugares dicha respuesta fue mayor que en las otras ubicaciones latitudinales, pero finalmente en todos los puntos se pudo identificar una reacción magnética.

El impacto, así como el tiempo de evolución de cada tormenta no necesariamente depende del punto latitudinal de donde se registra. En consecuencia el tiempo de respuesta al valor mínimo de B_z es variable para cada evento y así como en cada punto latitudinal.

Capítulo 5

Conclusiones y Trabajo a futuro

En este trabajo se presentó el estudio de 20 eventos identificados como SIRs ocurridas durante el periodo 2007-2008 correspondiente al mínimo extendido del ciclo solar 23. Se localizaron las regiones en el Sol de donde provienen dichas corrientes rápidas, así como se analizaron las características del VS rápido en su arribo a nuestro entorno geomagnético. Pudimos examinar las propiedades de los choques frontal y/o reverso que limitan a cada SIR.

Se examinó el grado de geoefectividad que indujeron las SIRs basándonos en los diferentes índices geomagnéticos aceptados y reportados por el ISGI. Usando tales índices nos permite entender la variación del campo desde altas a bajas latitudes. También medimos el tiempo de respuesta geomagnética en estas latitudes, por lo cual ahora conocemos el tiempo en que se alcanza la máxima intensidad de la TG posterior al arribo de la SIR.

Nuestro trabajo nos permitió estudiar las posibles correlaciones que existen entre cada índice y los parámetros de los choques frontal y reverso (B_d/B_u , θ_{Bn} , β y M_{ms}). Por último se determinaron las correlaciones entre los índices para saber si cada tormenta tuvo el mismo valor significativo en intensidad en los diferentes puntos latitudinales.

5.1. Conclusiones

De nuestro estudio obtenemos las siguientes conclusiones:

- Del total de los eventos identificados como SIRs, el origen de las corrientes rápidas fueron hoyos coronales con extensión ecuatorial. En su interacción con nuestra magnetosfera, el 50% de ellas tuvieron un choque frontal asociado y el 75% mostraron un choque reverso. Tan sólo el 25% presentaron ambos choques.
- De nuestro análisis argumentamos que los choques asociados a las SIRs favorecieron el origen de las TGs, pero sus propiedades físicas no fueron un factor primordial en incrementar la intensidad de las tormentas.
- En su interacción de las SIRs con nuestra magnetosfera, la clase de tormentas que se generaron fueron tipo: quieta, débil y moderada respecto al índice Dst, siendo más común la tipo débil. En el índice Kp, las tormentas que se indujeron están en el intervalo menor-fuerte, siendo la tipo menor la más constante.

- En referencia al índice Dst, la firma característica de la fase principal de una TG generada por una SIR es en forma escalonada, el cual le llevó más de dos horas en alcanzar el valor mínimo y el tiempo de recuperación fue mayor a un día. El 10 % del total de los eventos no presentaron esta característica.
- Durante el paso de las SIRs si las fluctuaciones de B_z son menores a -5 nT, las oscilaciones de la intensidad del campo magnético en el óvalo auroral son $AE \geq 400$ nT.
- Respecto al índice PCN y PCS, todas las SIRs indujeron una TG. Un rasgo importante de la actividad en las capas polares se caracterizó por mostrar un valor mayor a 2 mV/m mientras el valor de las fluctuaciones de B_z sur ≤ 5 mV/m durante el arribo de las SIRs. El 95 % del total de las tormentas su máxima intensidad superó los 4 mV/m. Las tormentas originadas en la capa polar sur fueron más intensas en comparación a las tormentas registradas en la capa polar norte.
- Cada TG no se puede clasificar de forma general como la más o la menos intensa debido a que los valores máximos difieren entre cada punto latitudinal, ya que si en un índice se considera como la tormenta más intensa, en el resto de los índices puede no serlo.
- Debido a las fluctuaciones de B_z la mayor intensidad de una TG generada por una SIR puede ocurrir antes del valor mínimo de B_z , la diferencia de tiempo es menor a 6 horas. Para las tormentas que ocurren después, la diferencia de tiempo es de pocos minutos hasta ~ 36 h, dependiendo del índice en el cual se mide. Las tormentas registradas con el índice Dst son las que presentaron los tiempos más prolongados.
- La duración de las oscilaciones de B_z fueron mayores a 8 h e incluso algunas se prolongaron más de un día. En este lapso las fluctuaciones de B_z sur fueron menores a -3 nT.
- Durante el arribo de las SIRs a nuestra magnetosfera, hubo una respuesta magnética significativa en todos los puntos latitudinales. El impacto, así como el tiempo de evolución de cada tormenta fue diferente en cada lugar latitudinal.

5.2. Trabajo a Futuro

Para complementar nuestro estudio se proponen los siguientes análisis:

- Analizar la respuesta magnética antes y después del paso de la interfase de corriente de las SIRs citadas en este trabajo.
- Estudiar la evolución de las SIRs por el MI, usando diferentes técnicas de observación como imágenes heliosféricas (HI) y centelleo interplanetario (CIP), lo cual nos permitirá conocer las características de salida del Sol, su evolución por el MI y el arribo de las SIRs a nuestro entorno geomagnético.
- Examinar imágenes usando diferentes longitudes de onda para medir la cantidad de masa que sale del Sol, así como identificar la posición angular en el disco solar de donde provienen las corrientes rápidas.

- Procesar las imágenes de la línea de emisión EUVI de forma completa para tener una mejor calidad de ilustración y poder determinar con mayor precisión la ubicación de las regiones fuente.
- Comparar y complementar nuestros datos e imágenes obtenidos de las naves espaciales con información de otras naves no citadas en este trabajo.
- Ampliar el periodo de estudio ya que al tener un mayor número de eventos obtendremos información más significativa de su estructura, evolución y su geoeffectividad. Aunado a ello, podremos realizar un mejor análisis estadístico. Los datos se obtendrán de las diversas naves espaciales, y de los observatorios en Tierra que tienen sus datos abiertos al público en general.

Bibliografía

- [1] Akasofu, S.-I., 1979, *The solar wind-magnetosphere energy coupling and magnetospheric disturbances*, Planetary and Space Science, v. 28, p. 495-509.
- [2] Allen, J.H., Abston, C.C., and Morris L.D., 1976, *Auroral electrojet magnetic activity indices, AE(11) for 1974, 1976*, Report Upper Atmosphere Geophysics, National Geophysical and Solar-Terrestrial Data Center, v. 59., p. 1-144.
- [3] Alves, M.V., Echer, E., and Gonzalez, W.D., 2006, *Geoeffectiveness of corotating interaction regions as measured by Dst index*, Journal of Geophysical Research, v. 111, A07S05, DOI:10.1029/2005JA011379.
- [4] Balogh, A., and Fisk, L.A., 2001, *The heliosphere*, The Century of Space Science, p. 1141-1161.
- [5] Bhatnagar, A., and Livingston, W., 2005, *Fundamentals of Solar Astronomy*, World Scientific Series in Astronomy and Astrophysics, v. 6.
- [6] Burlaga, L.F., 1995, *Interplanetary Magnetohydrodynamics*, Oxford University.
- [7] Committee on Solar and Space Physics, 2004, *Plasma Physics of the, Local Cosmos*, The National Academies Press, No. 0-309-53215-9.
- [8] Davis, T. N., and Sugiura, M., 1966, *Auroral Electrojet Activity Index AE and Its Universal Time Variations*, Journal of Geophysical Research, v. 71, p. 785-801.
- [9] Davis, T. N., and Parthasarathy, R., 1967, *The Relationship between Polar Magnetic Activity DP and Growth of the Geomagnetic Ring Current*, Journal of Geophysical Research, v. 72, p. 5825-5836.
- [10] Dessler, A.J., and Parker, E.N., 1959, *Hydromagnetic Theory of Geomagnetic Storms*, Journal of Geophysical Research, v. 64, p. 2239-2252.
- [11] Dessler, A.J., 1967, *Solar Wind and Interplanetary Magnetic Field*, Reviews of Geophysics, v. 5, p. 1-41.
- [12] Echer, E., and Gonzalez, W.D., 2004, *Geoeffectiveness of interplanetary shocks, magnetic clouds, sector boundary crossings and their combined occurrence*, Geophysical research letters, v. 31, DOI:10.1029/2003GL019199.

- [13] Echer, E., Gonzalez, W.D., and Tsurutani, B.T., 2008a, *Interplanetary conditions leading to superintense geomagnetic storms ($Dst \leq 250$ nT) during solar cycle 23*, Geophysical Research Letters, v. 35, DOI:10.1029/2007GL031755.
- [14] Echer, E., Gonzalez, W.D., Tsurutani, B.T., and Gonzalez, A.L.C., 2008b, *Interplanetary conditions causing intense geomagnetic storms ($Dst \leq -100$ nT) during solar cycle 23 (1996-2006)*, Journal of Geophysical Research, v.113, DOI:10.1029/2007JA012744.
- [15] Feynman, J., and Gu, X.Y., 1986, *Prediction of geomagnetic activity on time scales of one to ten years*, Reviews of Geophysics, v. 24, p. 650-666.
- [16] Gonzalez Esparza, J.A., 1994, *Study of Heliospheric Shock Waves Observed by Ulysses Magnetometer In and Out of the Ecliptic Plane*, [Ph.D. thesis]: Imperial College of Science, Technology and Medicine, University of London, p. 1-244.
- [17] Gonzalez, W.D., Tsurutani, B.T., Gonzalez, A.L.C., Smith, E.J., Tang, F., and Akasofu, S.I., 1989, *Solar wind-magnetosphere coupling during intense magnetic storms (1978-1979)*, Journal of Geophysical Research, v. 94, p. 8835-8851.
- [18] Gonzalez, W.D., Joselyn, J.A., Kamide, Y., Kroehl, H.W., Rostoker, G., Tsurutani, B.T., and Vasyliunas, V.M., 1994, *What is a geomagnetic storm*, Journal of Geophysical Research, v. 99, p. 5771-5792.
- [19] Gonzalez, W.D., Tsurutani, B.T., and Clúa de Gonzalez, A.L., 1999, *Interplanetary origin of geomagnetic storm*, Space Science Reviews, v. 88. p. 529-562.
- [20] Gosling, J.T., McComas D.J., Phillips J.L., and Bame, S.J., 1991, *Geomagnetic Activity Associated with Earth Passage of Interplanetary Shock Disturbances and Coronal Mass Ejections*, Journal of Geophysical Research, v. 96, p. 7831-7839.
- [21] Gosling, J.T., 1993, *The Solar Myth*, Journal of Geophysical Research, v. 98, p. 18,937-18,949.
- [22] Gosling, J.T., and Pizzo, V.J., 1999, *Formation and evolution of corotating interaction regions and their three dimensional structure*, Space Science Reviews, v. 89, p. 21-52.
- [23] Gosling, J.T., and Forsyth, R.J., 2001, *CME-Driven solar wind disturbances at high heliographic latitudes*, Space Science Reviews, v. 97, p. 87-98.
- [24] Gopalswamy, N., Lara, A., Lepping, R. P., Kaiser, M. L., Berdichevsky, D., and Cyr, O.C. St., 2000, *Interplanetary acceleration of coronal mass ejections*, Geophysical Research Letters, v. 27, p. 145-148.
- [25] Gopalswamy, N., 2004, *A global picture of CMEs in the inner heliosphere*, The sun and the heliosphere as an integrated system, Poletto and S. T. Suess (eds.), ASSL, v. 317, p. 201.
- [26] Greenspan, M.E., and Hamilton, D.C., 2000, *A test of the Dessler-Parker-Sckopke relation during magnetic storms*, Journal of Geophysical Research, v. 105, p. 5419-5430.

- [27] Howard, R.A., Moses, J.D., Vourlidas, A., Newmark, J.S., Socker, D.G., Plunkett, S.P., Korendyke, C.M., Cook, J.W., Hurley, A., Davila, J.M., Thompson, W.T., St Cyr, O.C., Mentzell, E., Mehalick, K., Lemen, J.R., Wuelser, J.P., Duncan, D.W., Tarbell, T.D., Wolfson, C.J., Moore, A., Harrison, R.A., Waltham, N.R., Lang, J., Davis, C.J., Eyles, C.J., Mapson-Menard, H., Simnett, G.M., Halain, J.P., Defise, J.M., Mazy, E., Rochus, P., Mercier, R., Ravet, M.F., Delmotte, F., Auchere, F., Delaboudiniere, J.P., Bothmer, V., Deutsch, W., Wang, D., Rich, N., Cooper, S., Stephens, V., Maahs, G., Baugh, R., McMullin, D., and Carter, T., 2008, *Sun Earth Connection Coronal and Heliospheric Investigation (SECCHI)*, Journal Space Science Reviews, v. 136, p.67-115.
- [28] Hudson, H. S., Bougeret, J.-L., and Burkepile, J., 2006, *Coronal mass ejections: overview*, Space Science Reviews, v. 123, p. 13-30.
- [29] Jian, L.K., Russell, C.T., Luhmann, J.G., and Skoug, R.M., 2006a, *Properties of Stream Interactions at One AU During 1995–2004*, Solar Physics, v. 239, p. 337-392.
- [30] Jian, L.K., Russell, C.T., Luhmann, J.G., and Skoug, R.M., 2006b, *Properties of Interplanetary Coronal Mass Ejections at One AU During 1995–2004*, Solar Physics, v. 239, p. 393-436.
- [31] Jian, L.K., Russell, C.T., Luhmann, J.G., and Skoug, R.M., 2007, *Evolution of Solar Wind Structures from 0.72 to 1 AU*, Advances in Space Research, v. 41, p. 259-266.
- [32] Kilpua, E.K.J., Lumme, E., Andreeova, K., Isavnin, A., and Koskinen, H.E.J., 2015, *Properties and drivers of fast interplanetary shocks near the orbit of the Earth (1995–2013)*, Journal of Geophysical Research: Space Physics, AGU, v. 120, p. 4112-4125.
- [33] Kirk, M.S., Pesnell, W.D., Young, C.A., and Hess Webber, S.A., 2009, *Automated Detection of EUV Polar Coronal Holes During Solar Cycle 23*, Solar Physics, DOI:10.1007/s11207-009-9369-y.
- [34] Kivelson, M.G., and Russell, C.T., 1995, *Introduction to Space Physics*, Cambridge University Press.
- [35] Lindsay, G.M., Russell, C.T., and Luhmann, J.G., 1995, *Coronal mass ejection and stream interaction region characteristics and their potential geomagnetic effectiveness*, Journal of Geophysical Research, v. 100, p. 16,999-17,013.
- [36] Love, J.J., 2011, *Long-term biases in geomagnetic K and aa indices*, Annales Geophysicae, v. 29, p. 1365-1375.
- [37] Margolies, D.L., and Roseninge, T.V., 1998, *Advanced Composition Explorer (ACE) lessons learned and final report*, NASA/Goddard Space Flight Center.
- [38] Mayaud, P.N., 1972, *The aa Indices: A 100-Year Series Characterizing the Magnetic Activity*, Journal of Geophysical Research, v. 77, p. 6870-6874.
- [39] McPherron, R.L., and Weygand, J., 2006, *The Solar Wind and Geomagnetic Activity as a Function of Time Relative to Corotating Interaction Regions*, Recurrent Magnetic Storms: Corotating Solar Wind Streams, Bruce Tsurutani, Robert McPherron, Gang Lu, José H. A.

- Sobral, Natchimuthukonar Gopalswamy, (eds.), Geophysical Monograph Series, v. 167, p. 125-137.
- [40] Menvielle, M., and Berthelier, A., 1991, *The k-derived planetary indices: description and availability*, Reviews of Geophysics, v. 29, p. 415-432.
- [41] Neugebauer, M., and Goldstein, R., 1997, *Particle and Field Signatures of Coronal Mass Ejections in the Solar Wind*, Geophysical Monograph, American Geophysical Union, v. 99, p. 245-251.
- [42] Nisticò, G., Bothmer, V., Patsourakos, S., and Zimbardo, G., 2009, *Characteristics of EUV Coronal Jets Observed with STEREO/SECCHI*, Solar Physics, v. 259, p. 87-108.
- [43] Petrinec, S.M., and Russell, C.T., 1997, *Hydrodynamic and MHD Equations Across the Bow Shock and Along the Surfaces of Planetary Obstacles*, Space Science Reviews, v. 79, p. 757-791.
- [44] Priest, E., 2014, *Magnetohydrodynamics of the Sun*, Cambridge University Press.
- [45] Ontiveros, V., and Gonzalez-Esparza, J.A., 2010, *Geomagnetic storms caused by shocks and ICMEs*, Journal of Geophysical Research, v. 115, DOI:10.1029/2010JA015471.
- [46] Owens, M.J., and Forsyth, R. J., 2013, *The Heliospheric Magnetic Field*, Living Reviews in Solar Physics, v. 10, DOI:10.12942/lrsp-2013-5.
- [47] Richardson, J.D., and Schwadron, N.A., 2008, *The Limits of Our Solar System*, The Solar System Beyond Neptune, Barucci M. A., Boehnhardt H., Cruikshank D. P., and Morbidelli A. (eds.), University of Arizona Press, Tucson, p. 443-463.
- [48] Riley, P., Mikić, Z., and Linker, J.A., 2003 *Dynamical evolution of the inner heliosphere approaching solar activity maximum: interpreting Ulysses observations using a global MHD model*, Annales Geophysicae, v. 21, p. 1347-1357.
- [49] Riley, P., n , Linker J.A. , Gonzalez Esparza, J.A., Jian L.K., Russell, C.T., and Luhmann, J.G., 2012 *Interpreting some properties of CIRs and their associated shocks during the last two solar minima using global MHD simulations*, Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics, DOI:10.1016/j.jastp.2012.01.019.
- [50] Rostoker, G., Akasofu, S.-I., Foster, J., Greenwald, R.A., Kamide, Y., Kawasaki, K., Lui, A.T.Y., McPerron, R.L., and Russell, C.T., 1980, *Magnetospheric Substorms-Definition and Signature*, Journal of Geophysical Research, v. 85, p. 1663-1668.
- [51] Russell, C.T., McPherron, R., Burton, R.K., 1974, *On the Cause of Geomagnetic Storm*, Journal of Geophysical Research, v. 79, p. 1105-1109.
- [52] Schwenn, R., 2006, *Solar wind sources and their variations over the solar cycle*, Space Science Reviews, v. 124, p. 51-76.
- [53] Smith, E., and Wolfe, J.H., 1976, *Observations of interaction regions and corotating shocks between one and five AU: PIONEERS 10 and 11*, Geophysical Research Letters, v. 3, p. 137-140.

- [54] Sugiuria, M., and Kamei, T., 1991, *Equatorial Dst index for the years 1957-1986*, Berthelier, A. and Menvielle, M. (eds.), IAGA Bull., vol. 40.
- [55] Troshichev, O.A., Janzhura, A.S., and Stauning, P., 2007, *Magnetic activity in the polar caps: Relation to sudden changes in the solar wind dynamic pressure*, Journal of Geophysical Research, v. 112, DOI:10.1029/2007JA012369.
- [56] Troshichev, O.A., and Janzhura, A.S., 2012, *Space Weather Monitoring by Ground-Based Means PC index*, Springer-Praxis Books in Environmental Sciences, DOI: 10.1007/978-3-642-16803-1.
- [57] Tsurutani, B.T., Gonzalez, W.D., , Tang, F., Akasofu, S.I., and Smith, E.J., 1988, *Origin of Interplanetary Southward Magnetic Fields Responsible for Major Magnetic Storms Near Solar Maximum (1978-1979)*, Journal of Geophysical Research, v. 93, p. 8519-8531.
- [58] Tsurutani, B.T., Gonzalez, W.D., Gonzalez, A.L.C., Tang, F., Arballo, J.K., and Okada, M., 1995, *Interplanetary origin of geomagnetic activity in the declining phase of the solar cycle*, Journal of Geophysical Research, v. 100, p. 21,717-21,733.
- [59] Tsurutani, B.T., Gonzalez, W.D., Gonzalez, A.L.C., Guarnieri, F.L., Gopalswamy, N., Grande, M., Kamide, Y., Kasahara, Y., Lu, G., Mann, I., McPherron, R., Soraas, F., Vasyliunas, V., 2006, *Corotating solar wind streams and recurrent geomagnetic activity: A review*, Journal of Geophysical Research, v. 100, DOI:10.1029/2005JA011273.
- [60] Turner, N.E., Mitchell, E., Knipp, D., and Emery, B., 2006, *Energetics of Magnetic Storms Driven by Corotating Interaction Regions: A Study of Geoeffectiveness*, Recurrent Magnetic Storms: Corotating Solar Wind Streams, Bruce Tsurutani, Robert McPherron, Gang Lu, José H. A. Sobral, Natchimuthukonar Gopalswamy, (eds.), Geophysical Monograph Series, v. 167, p. 113-124.
- [61] Vourlidas, A., Buzasi, D., Howard, R.A., and Esfandiari, E., 2002, *Mass and energy properties of LASCO CMEs*, European Solar Physics Meeting, ESA SP-506, v. 1, p. 91-94.
- [62] Webb, D.F., 1998, *CME and Prominences and Their Evolution Over the Solar Cycle*, IAU Colloquium 167, ASP Conference Series, David Webb, David Rust, and Brigitte Schmieder (eds.), v. 150, p. 463-474.
- [63] Webb, D.F., Cliver E.W., Crooker N.U., Cyr, O.C.St., and, Thompson, B.J., 2000, *Relationship of halo coronal mass ejections, magnetic clouds, and magnetic storms*, Journal of Geophysical Research, v. 105, p. 7491-7508.
- [64] Webb, D.F., 2002, *CMEs and the Solar Cycle Variation in their Geoeffectiveness*, ESA SP-508, p. 409-419.
- [65] Webb, D.F., and Howard, T.A., 2012, *Coronal Mass Ejections: Observations*, Living Reviews in Solar Physics, v. 9, DOI: 10.12942/lrsp-2012-3.
- [66] Williamson, S.P., 2010, *National Space Weather Program, Strategic Plan*, Office of the Federal Coordinator for Meteorological Services and Supporting Research, FCM-P30-2010.

- [67] Willis, D.M., Stevens, P.R., and Crothers, S.R., 1997, *Statistics of the largest geomagnetic storms per solar cycle (1844-1993)*, *Annales Geophysicae*, v. 15, p. 719-728.
- [68] Yashiro, S., Gopalswamy, N., Michalek, G., Cyr, O.C.St., Plunkett, S.P., Rich, N.B., and Howard, R.A., 2004, *A catalog of white light coronal mass ejections observed by the SOHO spacecraft*, *Journal of Geophysical Research*, v. 109, DOI: 10.1029/2003JA01028.
- [69] Zank, G.P., and Müller, H.R., 2003, *The dynamical heliosphere*, *Journal of Geophysical Research*, v. 108 (A6), 1240, DOI:10.1029/2002JA009689.
- [70] Zurbuchen, T. H., and Richardson, I. G., 2006, *In-situ Solar Wind and Magnetic Field Signatures of Interplanetary Coronal Mass Ejections*, *Space Science Reviews*, v. 123, p. 31-43.