



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO**  
POSGRADO EN CIENCIAS DE LA TIERRA  
ESCUELA NACIONAL DE ESTUDIOS SUPERIORES, MORELIA  
CIENCIAS ATMOSFÉRICAS, ESPACIALES Y PLANETARIAS

**ESTUDIO DE LA EVOLUCIÓN DE ESTRUCTURAS DE GRAN  
ESCALA Y SU GEOEFECTIVIDAD USANDO MEDICIONES  
REMOTAS E IN-SITU**

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

PRESENTA:  
**ELSA SÁNCHEZ GARCÍA**

TUTOR:  
**DR. ERNESTO AGUILAR RODRÍGUEZ**  
(IGEF-MICHOACÁN/UNAM)

MIEMBROS DEL COMITÉ TUTOR:  
**DR. JUAN AMÉRICO GONZÁLEZ ESPARZA** (IGEF-MICHOACÁN/UNAM)  
**DR. MARIO RODRÍGUEZ MARTÍNEZ** (ENES, MORELIA/UNAM)

MORELIA, MICHOACÁN. ABRIL DE 2022



Universidad Nacional  
Autónoma de México



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

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

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

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

## *Código de Ética*

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.

**Elsa Sánchez García**

*Para Itza*

# Agradecimientos

- De manera especial a mi tutor el **Dr. Ernesto Aguilar** por su apoyo durante mi formación académica. Por compartirme sus conocimientos, ayuda y amistad.
- Al comité tutoral: Dr. Juan Américo González Esparza y Dr. Mario Rodríguez Martínez.
- Al comité evaluador pues gracias a sus observaciones, correcciones y comentarios se mejoró la calidad de este trabajo: Dr. Juan Américo González Esparza, Dr. Ernesto Aguilar Rodríguez, Dra. Veronica Ontiveros Hernández, Dra. Esmeralda Romero Hernández y a la Dra. Oyuki Chang Martínez.
- A los maestros e investigadores, puesto que sus conocimientos fueron indispensables durante mi formación académica: Dra. Romero, Dra. Ontiveros, Dr. De la Luz, Dr. Corona, Dr. Mejía, Dr. Carrillo, y Dr. Heinemann por mencionar a algunos. Al grupo LANCE y a todos los integrantes del IGUM.
- A los compañeros del IGF Unidad Morelia por explorar juntos parte de nuestro Universo. A Araceli Chaman y Janette Huante por su ayuda incondicional.
- A CONACyT por la beca asignada para realizar mis estudios.
- **Muy especialmente a toda mi familia, por su apoyo incondicional.**
- A la Dra. Noemi Salazar y familia por su ayuda.

**¡ A todos G R A C I A S !**

# Índice general

Índice general	v
Índice de figuras	vii
Índice de tablas	ix
Introducción	xi
<b>1. Estructuras de Gran Escala en el Medio Interplanetario</b>	<b>1</b>
1.1. Viento Solar	1
1.1.1. Campo Magnético Interplanetario	2
1.1.2. Choques Magnetohidrodinámicos	2
1.2. Eventos de Gran Escala: RICs, EMCIs y Eventos Complejos	3
1.2.1. Regiones de Interacción entre Corrientes	3
1.2.2. Hoyos coronales	4
1.2.3. Eyecciones de Masa Coronal	5
1.2.4. Eventos Complejos	7
1.3. Propiedades de los Eventos de Gran Escala	7
1.3.1. Choques Interplanetarios	8
1.3.2. Firmas in-situ de las RICs	8
1.3.3. Firmas in-situ de las EMCIs	8
1.3.4. Firmas in-situ de las MIRs	10
<b>2. Geoefectividad de las Estructuras de Gran Escala</b>	<b>13</b>
2.1. Tormentas Geomagnéticas	13
2.1.1. Índices Geomagnéticos	13
2.2. Características de las TGs generadas por las diferentes estructuras magnéticas de gran escala	19
2.2.1. Relación entre los índices	20
<b>3. Análisis de Regiones de Interacción entre Corrientes Observadas a 1 UA Usando datos in-situ</b>	<b>23</b>
3.1. Selección de datos y Metodología	24
3.1.1. Selección de eventos	24
3.2. Metodología	25

<b>4. Análisis Estadístico y Resultados</b>	<b>33</b>
4.1. Resultados y discusión . . . . .	33
<b>5. Artículo 1</b>	<b>49</b>
5.1. Artículo 1. Geoeffectiveness of stream interaction regions during 2007–2008. . . .	49
5.1.1. Introduction . . . . .	50
5.1.2. Data Selection and Methodology . . . . .	53
5.1.3. Results and Discussion . . . . .	56
5.1.4. Summary . . . . .	63
5.1.5. Appendix A: Table of Events . . . . .	64
<b>6. Conclusiones y Trabajo Futuro</b>	<b>69</b>
6.1. Trabajo Futuro . . . . .	72
<b>Bibliografía</b>	<b>73</b>
<b>A.</b>	<b>85</b>
A.1. Modelo de Campo Espiral . . . . .	85
A.2. Choques magnetohidrodinámicos y su Clasificación . . . . .	86
A.3. Naves Espaciales . . . . .	89
A.4. Angulo latitudinal . . . . .	89

# Índice de figuras

1.1. Estructura en 2-D del campo magnético interplanetario en estado estable. Debido a la rotación solar las líneas de campo adoptan un forma espiral conocida como espiral de Parker (Cortesía de Michael J. Reiner/Ulysses). . . . .	2
1.2. Ilustración de una RIC en 2-D que se mueve en el MI. Líneas de campo magnético dentro de un VS rápido y lento se indican con las líneas sólidas rojas y azules, respectivamente. La línea negra señala la interfase de corrientes mientras que la onda de choque frontal y reverso se marca con la línea discontinua azul y roja, respectivamente (tomada de Owens y Forsyth, 2013). . . . .	4
1.3. Patrón de flujo de las ondas de choque frontal (F) y reversa (R), cuando el eje magnético está inclinado respecto al eje de rotación: a) en el hemisferio norte, b) en el hemisferio sur; c) si el eje no está inclinado (Tomada de Riley et al., 2012). . . . .	5
1.4. Ejemplo de un hoyo coronal (HC) (región oscura) tomado por SDO/AIA el 2 de enero de 2017 en la línea del ultravioleta extremo a una longitud de onda de 193 Å. El HC se extiende desde el polo sur hasta el ecuador. . . . .	5
1.5. Ejemplo de una eyección de masa coronal tomada el 27 de febrero del 2000 por el coronógrafo C2 a bordo de SOHO/LASCO. En la imagen observamos un cambio en la intensidad de luz en el campo de visión del coronógrafo C2. Imagen: SOHO/NASA, ( <a href="https://www.nasa.gov">https://www.nasa.gov</a> ). . . . .	6
1.6. Firmas in-situ de los choques interplanetarios vistos desde el sistema de referencia de la nave espacial de observación. Donde N es la densidad, T la temperatura de protones, V la velocidad y B el campo magnético. Tomada de: <a href="https://wind.nasa.gov/mfi/">https://wind.nasa.gov/mfi/</a> . . . . .	8
1.7. Firmas in-situ de una región de interacción entre corrientes (RIC) observada por la nave WIND en mayo de 1999. La RIC está acompañada de un choque frontal y un choque reverso indicados con las líneas punteadas a y c, respectivamente. La interfase de corrientes la señala la línea punteada b. . . . .	9
1.8. Firmas in-situ de una eyección de masa coronal interplanetaria (EMCI) registrada por la nave WIND en abril de 2001. F indica el paso del choque frontal seguido por la funda que precede a la EMCI. La funda está limitada por las líneas punteadas. . . . .	10

- 1.9. Firmas in-situ de una región de interacción unida compleja (MIR) (región indicada por la línea vertical verde) registrada por WIND en noviembre de 2007. F indica el paso del choque frontal (línea vertical discontinua negra) seguido por la funda que precede a la nube (región entre las líneas verticales discontinuas rojas). Además de que la nube es alcanzada por una CIR (región entre las líneas verticales azules). Dentro de la CIR se indica el paso de la IC, la región que separa al VS rápido del VS lento. . . . . 11
- 2.1. Esquema en 2-D donde observamos el proceso de reconexión magnética que se genera cuando el CMI tiene una dirección antiparalela a la del campo magnético terrestre. Las líneas de campo enumeradas muestran el proceso de evolución de las líneas de campo después de la reconexión magnética que ocurre en la nariz de la magnetopausa y en la cola de la magnetosfera (punto R y R', respectivamente). Editada de Kivelson y Russell, 1995. . . . . 14
- 2.2. Localización de los observatorios geomagnéticos que contribuyen en el índice Dst. HER: Hermanus (sur de Africa), HON: Honolulu (EUA), KAK: Kakioka (Japón), y SJG: San Juan (EUA). Tomada de <http://isgi.unistra.fr>. . . . . 14
- 2.3. Fases de una TG de acuerdo a el índice Dst. A marca la fase inicial o comienzo repentino, B indica la fase principal y C la fase de recuperación (Sánchez García, 2010). . . . . 15
- 2.4. Localización de los observatorios geomagnéticos que contribuyen en el índice Kp. BFE: Brorfelde (Dinamarca), CNB: Canberra (Australia), ESK: Eskdalemuir (Reino Unido), EYR: Eyrewell (Nueva Zelanda), FRD: Fredericksburg (EUA), HAD: Hartland (Reino Unido), LER: Lerwick (Reino Unido), MEA: Meanook (Canadá), NGK: Niemegk (Alemania), OTT: Ottawa (Canadá), SIT: Sitka (EUA), UPS: Uppsala (Suecia), WNG: Wingst (Alemania). Tomada de <http://isgi.unistra.fr>. . . . . 17
- 2.5. Esquema de derivación del índice Kp. . . . . 18
- 2.6. Características de una TG generada por una EMCI (parte superior) y una RIC (parte inferior). Ambas tienen fase inicial, fase principal y fase de recuperación, sin embargo las causas físicas y las características de cada fase son diferentes. Editada de Tsurutani et al. (2006). . . . . 19
- 3.1. Ejemplo de una región de interacción entre corrientes (RIC) observada por la nave Wind en mayo 5-6 del 2018. Las líneas verticales discontinuas a y b marcan los límites de la región de compresión, y la línea vertical discontinua IC indica el paso de la interfase de corrientes (IC). De arriba a abajo graficamos los parámetros de plasma y campo magnético interplanetario: a) campo magnético interplanetario, B (línea negra) y la componente  $B_z$  (línea roja) en el sistema de coordenadas GSM, b) velocidad de protones,  $V_p$ , c) densidad de protones,  $N_p$ , d) temperatura de protones,  $T_p$ , e) presión dinámica y entropía. Los paneles f) y g) muestran la geoeffectividad de la RIC usando los índices Kp y SYM-H, respectivamente. La intensidad máxima de la tormenta generada por la interacción RIC-magnetosfera fue de clase moderada. 29

3.2. Hoyo coronal (HC1) asociado a la RIC registrada durante el 5 y 6 de mayo de 2018. Usando los mapas segmentados de CHIMERA, el HC se observó en la línea Sol-Tierra el 3 y 4 de mayo. Observemos que el HC cubre una amplia área fraccional del hemisferio norte y el ecuador. Su polaridad es negativa. Crédito: <a href="https://solarmonitor.org/chimera.php">https://solarmonitor.org/chimera.php</a> . . . . .	30
3.3. Mapa sinóptico del campo magnético coronal donde observamos la posición de la hoja de corriente heliosférica el día 3 y 4 de mayo (línea gruesa en negro contenida en la región sombreada en amarillo). . . . .	31
4.1. Histograma para el número de eventos CIR y su frecuencia en rotaciones solares. El número indica el evento CIR. . . . .	34
4.2. Ancho radial de las regiones de interacción detectadas a 1 UA por la nave Wind durante la fase descendente de los ciclos solares 23 y 24. El ancho radial es normalizado a 1. a) Histograma del ancho radial de la región de compresión correspondiente al año 2018. b) Histograma del ancho radial de la región de compresión concerniente a los años 2007-2008. . . . .	35
4.3. Distribución del ancho radial en función de la posición relativa de la IC detectadas a 1 UA por la nave Wind durante la fase descendente de los ciclos solares 23 y 24. a) Eventos correspondientes al año 2018. b) Eventos pertinentes a los años 2007-2008. El ancho radial está normalizado a 1. . . . .	36
4.4. Razón de la presión dinámica entre el VS rápido y lento asociado a las RICs registradas a 1 UA por la nave Wind durante la fase descendente de los ciclos solares 23 y 24. Para este análisis se consideró una ventana de tiempo de 4-6 h. tomadas antes y después de la región de interacción. a) Histograma de los eventos correspondientes al año 2018. b) Histograma de los eventos concernientes a los años 2007-2008. . . . .	37
4.5. Distribución de la razón de la presión dinámica en función de la posición relativa de la IC de las RICs registradas durante la fase descendente de los ciclos solares 23 y 24. a) Eventos registrados durante el año 2018. b) Eventos registrados durante el periodo 2007-2008. . . . .	37
4.6. Velocidad promedio del VS rápido no perturbado asociado a las RICs detectadas a 1 UA por la nave Wind durante la fase descendente de los ciclos solares 23 y 24. a) Histograma de los eventos registrados durante el año 2018. b) Histograma de los eventos registrados en los años 2007-2008. . . . .	40
4.7. Distribución de la inclinación latitudinal de la IC en función de la posición relativa de la IC registrada durante el año 2018. Los números indican el evento CIR. . . . .	42
4.8. Distribución de los eventos que registraron $5 \leq Kp$ , and $SYM-H \leq -30$ nT. a) Correlación entre el valor mínimo de la componente $B_z$ y la razón de la presión térmica. b) Correlación entre el valor mínimo del índice SYM-H y la razón de la presión térmica. c) Correlación entre el área $A_2$ del HC y la razón de la presión térmica. d) Correlación entre el area $A_2$ y la diferencia de velocidad entre el VS rápido y el VS lento. . . . .	45
4.9. Distribución de los eventos no geoefectivos. a) Correlación entre la razón de la presión térmica en función de la razón de la presión dinámica. b) Correlación entre el valor mínimo del índice SYM-H en función de la razón de la presión dinámica. . . . .	46

5.1. Geomagnetic response to the SIR-magnetosphere interaction at different latitudes on 7–10 March 2008. Parameters plotted from top to bottom are: (a) IMF intensity (black line) and the  $B_z$  component (blue line) in GSM coordinate system observed in situ by Wind; the variation of the Earth’s magnetic field registered by distinct geomagnetic indices: average of 3 h, (b) Kp and (c) aa indices; (d) averaged 1 min PCN, PCS, (e) AE, and (f) SYM-H indices. On each panel we registered the maximum or minimum value of the electric or magnetic field strength and the moment when it occurred. Vertical lines denote the forward (F) and reverse (R) shock bounding the interaction region (dashed black line). The vertical dashed red line indicates the passage of the stream interface (SI). The minimum of the  $B_z$  component was registered before the passage of the SI. In this figure we observe that the maximum intensity of each index occurs approximately at the same time as the minimum value of the  $B_z$  component. The maximum intensity of the PCN index, however, was registered before the passing of the SI and the minimum of  $B_z$  component; it is a consequence of secondary minimum ( $B_{zs}=-10.12$ ) that occurred  $\sim 1$  h before. . . . . 55

5.2. Histograms of events according to the (a) PCN index, (b) PCS index, (c) AE index, (d) aa index, (e) Kp index, where nGS and NGS means no GS for Kp=3 and Kp=4, respectively. Minor with Kp=5, moderate with Kp=6, and strong Kp=7. (f) SYM-H index, where NGS means no GS with SYM-H>-20 nT, quiet with  $-30 < \text{SYM-H} \leq -20$  nT, weak with  $-50 < \text{SYM-H} \leq -30$  nT, moderate with  $-100 < \text{SYM-H} \leq -50$  nT, and intense with  $\text{SYM-H} \leq -100$  nT. . . . . 57

5.3. Histogram of the time difference  $\Delta t$  between the passing of the stream interface (SI) and the moment when the Wind spacecraft recorded the minimum of the  $B_z$  component. The intervals of time are 1 h. We identified with a negative number the cases that occurred before registering the passage of the SI (vertical dashed red line). The number of events that registered the minimum of the  $B_z$  component during the passing of the SI were less than 30 min (hour 0). The number of events that registered the minimum of the  $B_z$  component before and after to SI were greater than 30 min to about 15 h. We observed that in most cases, the minimum value of the  $B_z$  component occurred during disturbed fast solar wind. . . . . 59

5.4. Histogram of the time difference  $\Delta t$  between the maximum intensity of each index and the moment when the WIND spacecraft recorded the passing of the stream interface (SI). We identified with a negative number the cases that occurred before registering the passage of the SI. The intervals of time are less than 3 hours. The hour 0 is the moment when was registered the passing of the SI (vertical dashed red line). In each panel we registered the minimum and the maximum time difference, the average and the standard deviation. We observed that in most cases, the maximum intensity of each index was registered during the passing of the disturbed fast solar wind. . . . . 60

5.5. Correlation between indices during SIRs-induced GSs: (a) Kp versus aa; (b) Kp versus SYM-H; (c) Kp versus AE; (d) aa versus SYM-H. . . . . 62

A.1. Distribución de la inclinación latitudinal de la IC en función de la posición relativa de la IC registrada durante el año 2018. Las barras verticales indican el margen de error absoluto de cada medida. . . . .	91
A.2. Distribución de la inclinación latitudinal de la IC en función de la posición relativa de la IC registrada durante el ciclo solar 24. En esta gráfica se muestra el ángulo latitudinal promedio $\theta_m$ de cada muestra. Las barras verticales indican el margen de error absoluto de cada $\theta_m$ . . . . .	92



# Índice de tablas

1.1. Comparación de las propiedades del VS rápido y lento a 1 UA. $V$ es la velocidad, $N_e$ la densidad de electrones, $N_p$ la densidad de protones, $T_e$ la temperatura de electrones, $T_p$ la temperatura de protones, y $P$ es la presión dinámica. . . . .	1
2.1. Clasificación de la actividad geomagnética respecto a su nivel de intensidad (Gonzalez et al., 1994; Echer et al., 2004). . . . .	16
2.2. Límite de clases del índice K en el observatorio Niemegk. . . . .	17
2.3. Clasificación de las TGs respecto a su nivel de intensidad. Escala introducida por Space Weather Scales, NOAA. . . . .	18
3.1. Propiedades de las RICs registradas en el periodo enero-diciembre de 2018 y su geoeffectividad. Los eventos que pertenecen al mismo número de CIRs se identifican en color blanco (CIRs impares) o gris (CIRs pares). . . . .	26
3.2. Parámetros del VS y propiedades de las RICs, así como su grado de geoeffectividad registradas durante el periodo 2007-2008. . . . .	32
4.1. Valor de los índices Kp y SYM-H (columnas 1 y 4) donde se muestra la clase de TG generada (columnas 2 y 5) y el número de RICs que indujeron dichos valores (columnas 3 y 6). . . . .	39
4.2. Propiedades de las RICs durante la fase descendente de los ciclos solares 23 y 24. El subíndice $f$ se refiere al VS rápido y $s$ al VS lento. . . . .	41
4.3. Area fraccional $A_1$ de los HCs asociados con las RICs y número de casos que registraron dicho valor (columnas 1-2). $A_1$ se midió en el rango latitudinal $[-10^\circ, 10^\circ]$ . Area fraccional ( $A_2$ ) de los HCs asociados con las RICs y número de casos que registraron dicho valor (columnas 3-4). $A_2$ se midió en el rango latitudinal $[-5^\circ, 5^\circ]$ . . . . .	43
4.4. Correlaciones entre el área de los hoyos coronales y geoeffectividad . . . . .	43
4.5. Correlaciones entre el área de los hoyos coronales geoefectivos en ambos índices y su grado de eficiencia. . . . .	44
4.6. Coeficientes de correlación ( $cc$ ) entre el valor mínimo de la componente $B_z$ y el valor máximo del índice Kp, así como del valor mínimo del índice SYM-H considerando todo el conjunto de datos. . . . .	44
4.7. Coeficientes de correlación ( $cc$ ) entre las variables correspondientes a las RICs geoeffectivas en ambos índices. . . . .	45
4.8. Coeficiente de correlación ( $cc$ ) entre las variables correspondiente a las RICs no-geoeffectivas. . . . .	46

5.1. Statistics of SIRs' parameters <sup>a</sup> . . . . .	58
5.2. The time difference $\Delta t$ between the maximum intensity of each GS and the moment when the Wind spacecraft recorded the minimum value of the $B_z$ component <sup>a</sup> . . . . .	61
5.3. Shock parameters associated with SIRs registered by WIND, ACE, and/or STEREO-A/B observed during the period of 2007 to 2008 (columns 2-9) <sup>a</sup> . . . . .	66
5.4. Shock parameters associated with SIRs registered by WIND, ACE, and/or STEREO-A/B observed during the period of 2007 to 2008 (columns 2-9) <sup>a</sup> . . . . .	67
A.1. Tabla donde se muestra el ángulo latitudinal de la IC obtenido usando el método de varianza máxima. Así también se registra el margen de error absoluto de cada medida. . . . .	90

# Introducción

El Sol es la estrella más cercana a la Tierra y se encuentra en constante actividad. Su influencia sobre el entorno geomagnético es de vital importancia para la vida terrestre y su estudio es relevante por sus efectos sobre el clima espacial.

Las regiones de interacción entre corrientes (RICs) son el resultado de la interacción de flujos de viento solar (VS) de diferente velocidad que son expulsados desde la corona del Sol y se propagan lejos de éste. Al ser dos plasmas con características diferentes, no se mezclan sólo interactúan, formando entre ellas una zona de compresión y deflexión de VS. Las RICs tienden a incrementar la actividad geomagnética cuando interactúan con la magnetosfera de la Tierra e incluso pueden llegar a inducir una tormenta geomagnética.

La interacción del VS con el entorno geomagnético enfatiza la importancia de entender sus propiedades físicas, su evolución por el medio interplanetario, su geometría, así como su influencia sobre la magnetosfera terrestre. Cabe resaltar que las tormentas geomagnéticas pueden afectar a los sistemas de posicionamiento global (GPS), a las telecomunicaciones, operación de satélites y 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 mayor.

En el presente trabajo analizamos las propiedades físicas de las RICs registradas a 1 unidad astronómica. Estudiamos su geometría y el grado de geoeffectividad que generaron dichas estructuras magnéticas en su interacción con nuestra magnetosfera. Adicionalmente, examinamos la región fuente donde se originó el VS rápido que generó cada RIC. El periodo de análisis corresponde a la fase descendente de los ciclos solares 23 y 24. Nos apoyamos de mediciones in-situ y percepción remota para realizar el estudio. Los datos de VS se obtuvieron de las naves Wind y Deep Space Climate Observatory (DSCOVR). Para el análisis de la geoeffectividad nos auxiliamos de la información que reportan los diferentes observatorios ubicados a latitudes magnéticas (medias y bajas). En el análisis de la región fuente del VS rápido usamos imágenes en el ultravioleta extremo obtenidas de la misión Solar Dynamics Observatory (SDO).

## Motivación

No se puede predecir con exactitud el nivel de perturbación geomagnética generada por una región de interacción entre corrientes, sin embargo es necesario entender su origen, evolución, y geometría para poder vincularlos con mayor precisión a los efectos geomagnéticos generados por dichas estructuras. La objetivo principal de esta investigación es contribuir en el estudio de la interacción RIC-magnetosfera y sus efectos sobre el clima espacial. Para ello se plantearon las siguientes preguntas:

- ¿Cuánto contribuyen las propiedades físicas de las RICs, así como su geometría en incrementar la geoeffectividad?
- ¿Es posible conocer las características de las RICs geoefectivas y las no geoefectivas tan solo con observar las propiedades de los hoyos coronales (HCs) cuando están localizados cerca del ecuador solar y sobre el meridiano central?

Cabe enfatizar que en este trabajo tratamos de ser cuidadosos y explícitos en las definiciones, lo que nos permitió obtener mejores datos estadísticos. Además de revisar las propiedades de las RICs, la geoeffectividad generada por la interacción RIC-magnetosfera y las propiedades de la región fuente del VS rápido, comparamos nuestros resultados con estudios previos.

## Estructura de la tesis

La tesis consiste de seis capítulos: 1) Estructuras de gran escala en el medio interplanetario, 2) Geoeffectividad de las estructuras de gran escala, 3) Análisis de regiones de interacción entre corrientes observadas a 1 UA usando datos in-situ, 4) Análisis estadístico y resultados, 5) Artículo 1 y 6) Conclusiones y trabajo futuro.

En el capítulo 1 se describe el estado del arte del VS y las estructuras de gran escala que viajan por el medio interplanetario, así como la región fuente de donde se originan dichas estructuras magnéticas. El capítulo 2 resume el estado del arte de las tormentas geomagnéticas, su relación con las estructuras de gran escala y se detallan las características de los diversos índices geomagnéticos que se usan para medir la actividad geomagnética. En el capítulo 3 se describen los datos y la metodología usada para nuestro estudio. En el capítulo 4 se muestra el análisis estadístico realizado, en el que investigamos la eficiencia de la interacción RICs-magnetosfera. Se examinó la correlación entre las propiedades geométricas de las RICs (ancho radial, posición relativa y orientación latitudinal de la IC) en función del nivel de geoeffectividad. Además, se analizó la relación entre la geometría de las RICs y el área máxima de los HCs medida sobre el ecuador solar. Un resultado de nuestra investigación es el artículo: **Geoeffectiveness of stream interaction regions during 2007–2008** (E. Sanchez-Garcia, E. Aguilar-Rodriguez, V. Ontiveros, and J. A. Gonzalez-Esparza, 2017, DOI: 10.1002/2016SW001559) que se publicó en la revista *Space Weather* y cuyo contenido se muestra en el capítulo 5. Finalmente las conclusiones se discuten y se resumen en la sección 6. Así mismo, se muestra el trabajo futuro que se realizará para dar continuidad a nuestra investigación.

# Capítulo 1

## Estructuras de Gran Escala en el Medio Interplanetario

### 1.1. Viento Solar

El Sol está compuesto de hidrógeno y helio, principalmente y tiene un campo magnético. La materia que lo compone es atraída hacia el centro por su propia fuerza de gravedad. El material coronal que ya no puede ser retenido debido al gradiente de presión térmica es expulsado y se le conoce como viento solar (VS). El VS fluye radialmente fuera del Sol y viaja a través de la heliosfera, una cavidad magnética que rodea el sistema solar y donde domina este tipo de viento. El VS consiste principalmente de electrones, protones y partículas alfa, además lleva consigo campo magnético de su lugar de origen (Dessler, 1967; Burlaga, 1995).

Existen dos tipos de VS: viento rápido (velocidad  $> 400$  km/s) y viento lento (velocidad  $< 400$  km/s) cuyas propiedades principales a 1 unidad astronómica (UA) se muestran en la Tabla 1.1 (Schwenn, 2006; Priest, 2014). Ambos tipos de viento se originan en diferentes regiones en el Sol. La región fuente del VS rápido son los hoyos coronales (HCs), (Krieger et al., 1973). Estos, al ser observados en el extremo ultravioleta o en rayos X, se caracterizan por ser regiones oscuras en el disco solar debido a que su densidad y temperatura es menor a la del material circundante en la corona del Sol. Profundizaremos más sobre el tema de los HCs en secciones posteriores. La región fuente del VS lento son los cascos coronales, que son regiones de alta densidad en la corona solar (Schwenn, 2006).

Viento	V [km/s]	$N_e$ [cm <sup>-3</sup> ]	$N_p$ [cm <sup>-3</sup> ]	$T_e$ [K]	$T_p$ [K]	P [nPa]
Rápido	400-800	2.5	3	$1.3 \times 10^5$	$2.3 \times 10^5$	2.6
Lento	250-400	7	10.7	$1 \times 10^5$	$3.4 \times 10^4$	2.1

Tabla 1.1: Comparación de las propiedades del VS rápido y lento a 1 UA. V es la velocidad,  $N_e$  la densidad de electrones,  $N_p$  la densidad de protones,  $T_e$  la temperatura de electrones,  $T_p$  la temperatura de protones, y P es la presión dinámica.

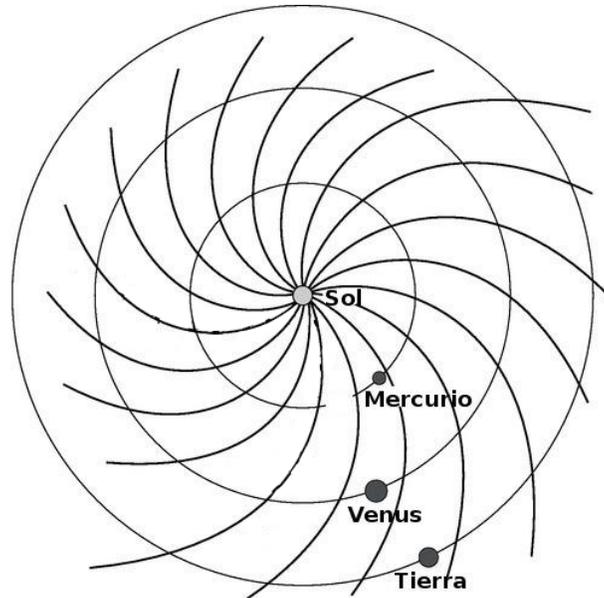


Figura 1.1: Estructura en 2-D del campo magnético interplanetario en estado estable. Debido a la rotación solar las líneas de campo adoptan un forma espiral conocida como espiral de Parker (Cortesía de Michael J. Reiner/Ulysses).

### 1.1.1. Campo Magnético Interplanetario

El espacio que rodea al Sol y donde domina el VS solar se le conoce como medio interplanetario (MI). El campo magnético del Sol que es transportado por el VS dentro del MI se le conoce como campo magnético interplanetario (CMI). Cerca del Sol (1.5-2.5 radios solares) las líneas de campo fluyen radialmente, pero la rotación solar hace que el campo magnético adopte una estructura en forma de espiral que se extiende a grandes distancias heliocéntricas. La espiral formada por las líneas de campo, es conocida como *espiral de Parker*, en honor a su descubridor (Burlaga, 1995) (ver Figura 1.1). El CMI tiene una estructura dipolar, en un hemisferio las líneas de campo se dirigen hacia afuera del Sol y en el otro, hacia adentro. La región donde el campo magnético cambia de dirección es llamada *hoja de corriente heliosférica* (HCH) (Burlaga, 1995; Hoeksema, 1995).

Usando el *modelo de campo espiral* es posible conocer la variación del CMI con respecto a la distancia del Sol y la latitud heliográfica (Burlaga, 1995) (ver Apéndice A.1). El ángulo espiral es  $\sim 45^\circ$  a la altura de la órbita de la Tierra (Desler, 1967; Richardson y Schwadron, 2008). El CMI es altamente variable en el tiempo y espacio, su intensidad promedio a 1 UA es de 5 nT (Richardson y Schwadron, 2008). Cabe mencionar que la propagación de estructuras de VS de diferentes características que se mueven en el MI generan a su paso cambios, además de choques o discontinuidades.

### 1.1.2. Choques Magnetohidrodinámicos

Una onda de choque es una perturbación no lineal que produce cambios irreversibles en el medio. La velocidad de propagación del choque es supermagnetosónica y su intensidad depende de la energía. El grosor de esta estructura siempre es muy pequeño en comparación con las escalas

características del medio (Gonzalez Esparza, 1994).

Los choques causan cambios en las propiedades del plasma de la siguiente manera: hay un incremento en la densidad y presión, ya que la onda de choque comprime el plasma, así mismo el plasma es desacelerado; la velocidad de la onda de choque es supersónica mientras que el material chocado es subsónico (Gonzalez Esparza, 1994; Burlaga, 1995; Priest, 2014). Cabe mencionar que los choques pueden acelerar partículas a altas energías y cambian la dirección de flujo del VS cuando se mueven en el MI (Richardson y Schwadron, 2008; Kilpua et al., 2015). Usando las relaciones de conservación se pueden conocer las condiciones del medio después del paso de la onda de choque (ver Apéndice A.2).

## 1.2. Eventos de Gran Escala: RICs, EMCIs y Eventos Complejos

La estructura de la heliosfera cambia constantemente, y sus propiedades globales están definidas por la dinámica de gran escala del VS, así como del campo magnético. Las regiones de interacción entre corrientes (RICs), y las eyecciones de masa coronal interplanetarias (EMCIs) son las estructuras de gran escala más relevantes que definen la dinámica del MI. Cerca y durante el máximo de actividad solar el MI es más complejo que durante el mínimo solar, esto es debido a la fragmentación de corrientes del VS y en parte al incremento en la razón de ocurrencia de las EMCIs (Balogh, 2001).

Los choques interplanetarios son otra manifestación de la actividad solar en el MI. La mayoría de los choques están asociados a las eyecciones de masa coronal (EMCs) y a las RICs. Las EMCs son las principales conductoras de los choques frontales rápidos en todas las fases del ciclo solar excepto durante el mínimo (ya que es esta fase predominan las RICs), mientras que la mayoría de los choques reversos son conducidos por las RICs (Kilpua et al., 2015).

Cabe enfatizar que las EMCIs son fenómenos transitorios en el VS, mientras que las RICs son transitorios y en otros casos recurrentes (se repiten con un periodo aproximado de 1 rotación solar). Las EMCs y las RICs en su viaje por el MI pueden interactuar con la magnetosfera terrestre y causar perturbaciones en el campo geomagnético. El estudio de estas dos estructuras de gran escala es de vital importancia para efectos de clima espacial.

### 1.2.1. Regiones de Interacción entre Corrientes

Las regiones de interacción entre corrientes (RICs) son zonas de compresión y deflexión de VS que se forman en el medio interplanetario cuando una corriente de VS rápida alcanza a una corriente de VS lento que le precede (Smith y Wolfe, 1976; Owens y Forsyth, 2013). El límite que separa al 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 (Burlaga, 1974; Forsyth y Marsch, 1999; Gosling y Pizzo, 1999). La IC se identifica como una caída abrupta en la densidad de protones, un incremento en la velocidad y temperatura, además que la presión es máxima en la vecindad de la IC (Burlaga, 1974; Intriligator y Siscoe, 1994; Forsyth and Marsch, 1999; Gosling and Pizzo, 1999; Jian et al., 2006). La interfase se caracteriza como una discontinuidad tangencial y su grosor es menor a  $8 \times 10^4$  km (Forsyth and Marsch, 1999). Cabe enfatizar que a 1 UA no todas las RICs muestran una IC clara.

El VS rápido y el VS lento se originan en diferentes regiones en el Sol, y en distintos tiempos (Gosling y Pizzo, 1999). Lo anterior aunado con la rotación solar genera que los flujos de VS de diferente velocidad se propaguen lejos del Sol, los cuales no se mezclan, solo interactúan. Como resultado de la interacción se forma una región de compresión y una de rarefacción. La *región de compresión* se genera en la parte frontal de la corriente rápida, donde el VS rápido alcanza al viento lento. Esta región se caracteriza por presentar fluctuaciones Alfvénicas de gran amplitud (las fluctuaciones de Alfvén pueden deberse a la amplificación de las ondas de Alfvén que se propagan en la corriente de alta velocidad) además que la densidad es mayor en comparación a la del VS ambiente. El movimiento del VS rápido lejos del VS lento en la parte trasera de la corriente ocasiona que se forme una zona de rarefacción donde la densidad es baja, esto se debe a que el VS se distribuye sobre un volumen mayor (Belcher y Davis, 1971; Smith y Wolfe, 1976; Burlaga, 1995; Gosling y Pizzo, 1999). Debido a la compresión del plasma y del campo magnético dentro de la región de interacción se generan gradientes de presión que aceleran al VS lento que se mueve en la parte frontal y desaceleran al viento rápido dentro de la corriente. El efecto total de la interacción es la transferencia de momento y energía del VS rápido al VS lento, así como un empinamiento de la corriente (Gosling y Pizzo, 1999).

Cuando la configuración de la corona solar es estable, el patrón de flujo que emana del Sol es aproximadamente estacionario, entonces las regiones de compresión forman espirales en el plano ecuatorial que corrotan con el Sol, llamadas regiones de interacción corrotantes (CIRs, por sus siglas en inglés<sup>1</sup>) (Smith y Wolfe, 1976, Gosling y Pizzo, 1999). Estudios previos muestran que las CIRs tienden a ser relativamente calientes comparadas con el VS lento, además de que a 1 UA las CIRs no están bien desarrolladas como a grandes distancias heliocéntricas (Smith y Wolfe, 1976; Burlaga, 1995; Gosling y Pizzo, 1999).

A grandes distancias del Sol, las RICs pueden estar limitadas por un choque frontal, un choque reverso o ambos pares de choques, especialmente más allá de 1 UA (Smith y Wolfe, 1976, Tsurutani et al., 2006). En la Figura 1.2 observamos una ilustración de una RIC proyectada sobre el plano de la eclíptica y es vista desde el polo norte. Notemos que las líneas de campo magnético lejos del Sol y del VS lento tienen una forma más curva, mientras que las líneas de campo cerca del Sol y del VS rápido son más radiales (Pizzo, 1978).

Cabe enfatizar que las RICs y las CIRs están inclinadas respecto a la dirección radial debido a que el eje magnético del Sol tiene cierta inclinación respecto al eje de rotación. Esta inclinación meridional es una consecuencia de la complejidad de las estructuras de VS y coronal durante la evolución del ciclo solar (Gosling et al., 2001). Durante el mínimo y máximo solar la dirección de propagación de las CIRs, RICs y los choques asociados con ellas cambia, esto debido a la inclinación del eje magnético (Gosling y Pizzo, 1999; Riley et al., 2003; Riley et al., 2012). La dirección de propagación de los choques frontales (F) y reversos (R) depende del lugar de donde sea expulsada la corriente rápida y además si el eje magnético está o no inclinado. Si la corriente rápida es expulsada de los polos y el eje magnético está inclinado como se observa en la Figura 1.3 (a, b, y d) los choques frontales se propagan hacia el ecuador y hacia el lado oeste, mientras que los choques reversos se extienden hacia los polos y al lado este. Cuando el eje de rotación no está inclinado, los choques F se propagan fuera del Sol y los choques R hacia el Sol (ver Figura 1.3c). Para una información más detallada sobre la dirección de propagación de las corrientes y los choques consultar: Riley et al. (1996, 2003, 2012) y Sánchez García (2016).

---

<sup>1</sup>Corotating interaction regions (CIRs). En este trabajo usamos las siglas en inglés para no confundir al lector, y

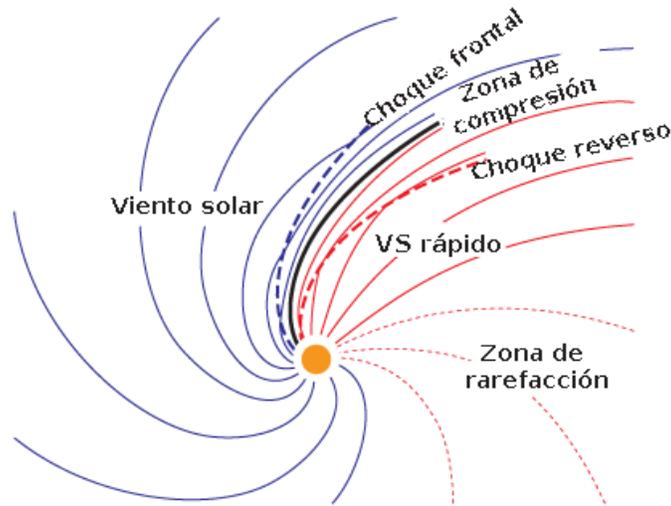


Figura 1.2: Ilustración de una RIC en 2-D que se mueve en el MI. Líneas de campo magnético dentro de un VS rápido y lento se indican con las líneas sólidas rojas y azules, respectivamente. La línea negra señala la interfase de corrientes mientras que la onda de choque frontal y reverso se marca con la línea discontinua azul y roja, respectivamente (tomada de Owens y Forsyth, 2013).

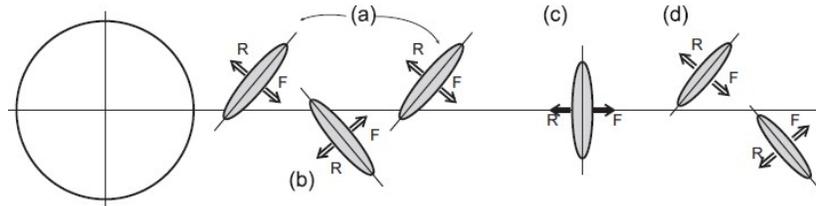


Figura 1.3: Patrón de flujo de las ondas de choque frontal (F) y reversa (R), cuando el eje magnético está inclinado respecto al eje de rotación: a) en el hemisferio norte, b) en el hemisferio sur; c) si el eje no está inclinado (Tomada de Riley et al., 2012).

### 1.2.2. Hoyos coronales

Los HCs son la región fuente del VS rápido, se localizan a altas, medias y bajas latitudes o bien pueden extenderse desde los polos hasta bajas latitudes (Krieger et al., 1973; Gosling et al., 1999; Raju y Bromage, 2005; Tsurutani et al., 2006; Rotter et al., 2015). A través de percepción remota usando longitudes de onda en rayos-X o imágenes en ultravioleta extremo (UVE), los HCs son observacionalmente una región de emisión disminuida, en comparación con el nivel de fondo de Sol quieto. La temperatura del plasma y la densidad en los HCs es menor que su alrededor por lo que aparecen como regiones oscuras en la corona pues su temperatura es inferior a 1 MK (Krieger et al., 1973; Raju y Bromage, 2005; Lowder et al., 2015; Rotter et al., 2015). En la Figura 1.4 observamos el ejemplo de un HC (región oscura) que se extiende desde el polo sur hasta el ecuador. Durante el mínimo solar las corrientes rápidas que emanan de los HCs dominan la actividad en el MI (Gosling et al., 1971; Krieger et al., 1973).

empleamos el término RICS para referirnos a todo el conjunto de regiones de interacción corrotantes y transitorias.

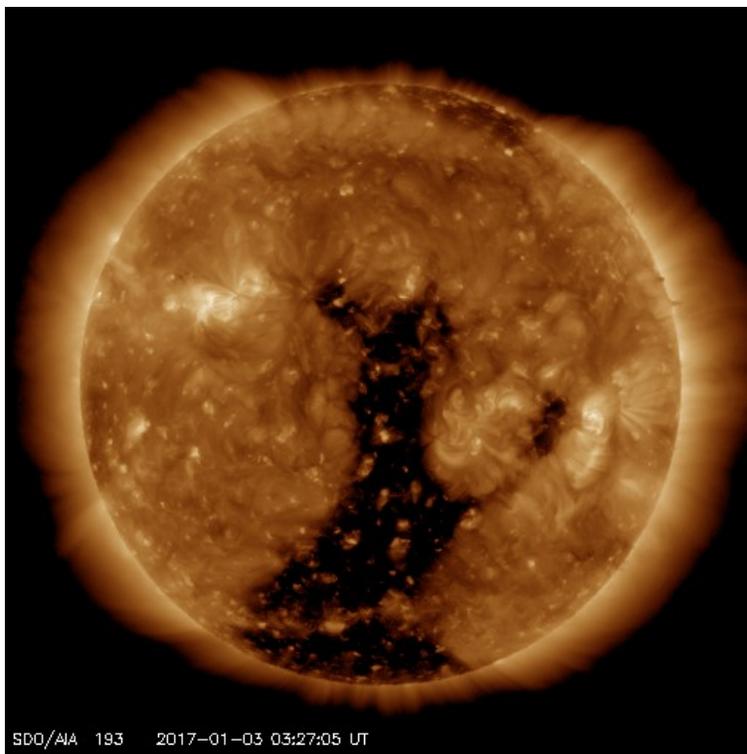


Figura 1.4: Ejemplo de un hoyo coronal (HC) (región oscura) tomado por SDO/AIA el 2 de enero de 2017 en la línea del ultravioleta extremo a una longitud de onda de 193 Å. El HC se extiende desde el polo sur hasta el ecuador.

Usando el modelo de campo potencial se pueden identificar los HCs y su polaridad. Este modelo relaciona las estructuras fotosféricas, coronales e interplanetarias (Hoeksema, 1984). La localización de los HCs coincide con regiones de campo magnético intenso sobre la superficie fuente. El campo magnético de la corona solar se calcula a partir de observaciones del campo fotosférico usando dicho modelo. Los HCs pueden ser observados una o varias rotaciones solares. Aquellos que persisten varias rotaciones solares presentan tres fases de evolución: crecimiento, máximo y decaimiento (Heinemann et al., 2018). El área e intensidad de campo de los HCs cambia conforme a las 3 fases de evolución (Heinemann et al., 2018).

La relación del tamaño y localización de los HCs en la corona solar con los parámetros de VS (densidad, campo magnético, temperatura, y velocidad), y los efectos geomagnéticos a 1 UA ha sido estudiada por diversos grupos. Sus resultados muestran que los HCs cerca del ecuador solar juegan un papel importante en la evolución de las RICs así como en el nivel de actividad geomagnética generada por éstas (Krieger et al., 1973; Raju y Bromage, 2005; Tsurutani et al., 2006; Vršnak et al., 2007a,b; Abramenko et al., 2009; de Toma, 2011; Verbanac et al., 2011; Lowder et al., 2014, Rotter et al., 2015; Hofmeister et al., 2018; y Heinemann et al., 2018). Cabe resaltar que los valores máximos de densidad, campo magnético, temperatura y velocidad del VS se registran cuatro días después de que los HCs cruzan el meridiano central (Vršnak et al., 2007a). De forma similar, el VS necesita un promedio de  $4.02 \pm 0.5$  días para alcanzar la Tierra. La combinación de la velocidad del VS y el campo magnético es esencial en el proceso de transferencia de energía del

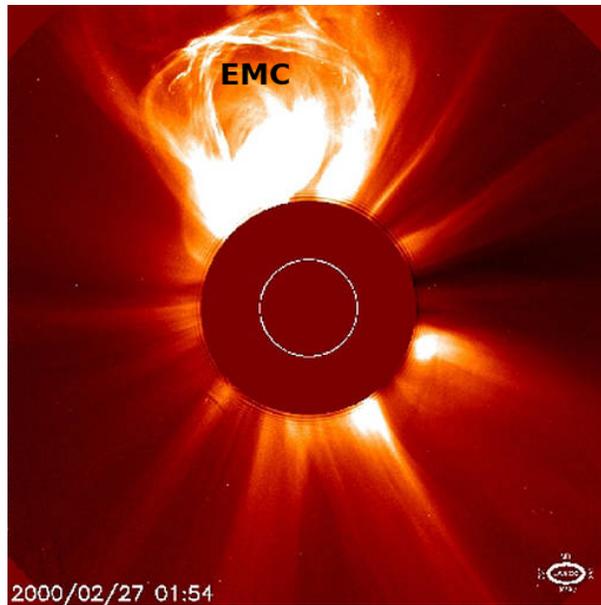


Figura 1.5: Ejemplo de una eyección de masa coronal tomada el 27 de febrero del 2000 por el coronógrafo C2 a bordo de SOHO/LASCO. En la imagen observamos un cambio en la intensidad de luz en el campo de visión del coronógrafo C2. Imagen: SOHO/NASA, (<https://www.nasa.gov>).

VS a la magnetosfera (Rotter et al., 2015).

### 1.2.3. Eyecciones de Masa Coronal

Las eyecciones de masa coronal (EMCs) son grandes nubes de plasma y campo magnético que son expulsadas de la corona solar hacia el MI (Webb y Howard, 2012). Ellas juegan un papel importante en la estructura de la corona y el MI conforme evoluciona el ciclo solar. Su estudio es de gran relevancia para cuestiones de clima espacial, ya que son las que causan las más grandes perturbaciones de campo magnético terrestre (Gosling et al., 1991; Gosling, 1993) y por consiguiente, las tormentas geomagnéticas más intensas (Gonzalez et al., 1989; Denton et al., 2006; Echer et al., 2008; Sánchez García, 2010; Cid et al., 2014).

En principio, una EMC se identifica como un cambio notable en la estructura de la corona en una escala de tiempo que va desde pocos minutos o varias horas. Con la ayuda de imágenes en luz blanca las eyecciones se reconocen por un cambio en la intensidad de luz en el campo de visión de un coronógrafo, este cambio es debido a un incremento en la densidad de masa coronal (Hundhausen et al., 1984). En la Figura 1.5 observamos un ejemplo de una EMC tomada por el coronógrafo C2 de Large Angle Spectrometric Coronagraph (LASCO) a bordo de Solar and Heliospheric Observatory (SOHO).

Las EMCs son una de las manifestaciones más energéticas de la actividad solar, ya que su energía cinética puede exceder los  $10^{32}$  erg. El mayor número de EMCs están asociadas a la erupción de filamentos y fulguraciones (Hudson et al., 2006). Algunos parámetros de las EMC se describen a continuación: el rango de masa es de  $10^{19}$ – $10^{22}$  g, mientras que la velocidad aparente de salida oscila entre 20 a más de 2500 km/s (Gopalswamy, 2004). Cabe enfatizar que las EMCs

lentas (velocidad  $\leq 250$  km/s) en su viaje por el MI tienen una tendencia a acelerarse y las EMCs rápidas (velocidad  $> 900$  km/s) a desacelerarse (Yashiro, 2004). Así mismo, un gran número de eyecciones tienen un ancho radial entre  $20^\circ$  y  $180^\circ$ , sin embargo un número menor alcanza los  $360^\circ$ . Las EMCs tipo halo se definen por tener un ancho mayor a  $140^\circ$  y su velocidad promedio es de 957 km/s (Webb et al., 2000; Gopalswamy, 2004; Yashiro, 2004). Las EMCs tipo halo aparecen como un brillo circular que rodea el disco de ocultación del coronógrafo y se localizan cerca del centro del Sol, visto desde la perspectiva del observador (Webb et al., 2012). Durante el mínimo solar las EMCs se detectan alrededor de la región ecuatorial, mientras que durante el máximo solar aparecen en todas las latitudes (Gopalswamy, 2004; Yashiro, 2004).

Las eyecciones que viajan en el MI se les conoce como eyecciones de masa coronal interplanetarias (EMCIs). Estas estructuras de gran escala son el vínculo entre la actividad en el Sol y la Tierra. Las EMCIs se consideran las estructuras más geoeffectivas, ya que usualmente contienen flujos de campo magnético con una componente  $B_z$  sur de larga duración. 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).

Las EMCIs, las RICs y las CIRs son las estructuras de gran escala que viajan en el MI y que pueden perturbar el entorno geomagnético de forma significativa. Las EMCIs son los fenómenos interplanetarios dominantes durante el máximo solar, mientras que durante el mínimo solar las RICs y las CIRs predominan. Las EMCIs y las RICs producen campos magnéticos significativamente intensos en un factor de 2 o 3 veces el valor del campo magnético ambiente. Las EMCIs usualmente se asocian con periodos prolongados de  $B_z$  positivo o negativo (esto se debe a que las EMCIs poseen campos magnéticos más intensos), mientras que las RICs están asociadas con fluctuaciones de  $B_z$  (debido al incremento de las ondas de Alfvén en la corriente rápida). Las EMCIs tienden a producir campos eléctricos más intensos que las regiones de interacción, mientras que las RICs tienden a producir una mayor presión dinámica que las EMCIs. Las EMCIs rápidas comprimen el campo magnético, lo que favorece la reconexión magnética; mientras que la compresión puede aumentar cuando hay una combinación de una EMCi con una RIC.

#### 1.2.4. Eventos Complejos

Una corriente compuesta es aquella que se ha formado como resultado de la interacción de dos o más flujos interplanetarios provenientes de fuentes distintas (Burlaga et al., 1987). Cuando las RICs y las EMCIs interaccionan, ellas pueden formar regiones de interacción unidas complejas (MIRs, por sus siglas en inglés) (Burlaga et al., 2003). Las MIRs son formadas por múltiples estructuras transitorias, y duran varios días. Otro ejemplo es cuando múltiples EMCIs se propagan a diferentes velocidades, llegan a alcanzarse unas con otras y forman MIRs. Wang et al. (2018) sugiere que la reconexión magnética inducida por la turbulencia Alfvénica representa un mecanismo importante en la interacción de dos RICs. Las MIRs son estructuras compuestas que pueden ser muy complejas, y en algunos casos requieren múltiples observaciones para verificar cómo se han formado y determinar su configuración (Prise et al., 2015). La estructura de cada MIR la determina la evolución no lineal de los diversos flujos de VS y los choques que se mueven entre el Sol y la Tierra (Burlaga et al., 2003; Behannon et al., 1991).

## 1.3. Propiedades de los Eventos de Gran Escala

Mediante el uso de datos in-situ que reportan las naves espaciales es posible realizar un análisis de las propiedades de plasma y campo magnético del VS para identificar las diferentes estructuras de gran escala que viajan en el MI. Cada estructura tiene sus propias firmas que las diferencia del VS ambiente o del resto de las estructuras. En las siguientes subsecciones describimos cada una de sus propiedades.

### 1.3.1. Choques Interplanetarios

Los choques interplanetarios más comunes a 1 UA son los choques frontales (F) y reversos (R), es decir aquellos choques que se mueven fuera o hacia el Sol. Los choques frontales rápidos se identifican por un incremento abrupto en la densidad (N), temperatura (T), campo magnético (B) y velocidad (V). En los choques reversos rápidos la N, T y B decrecen drásticamente y V aumenta. En los choques frontales lentos hay un incremento de N, T, y V, mientras que B decrece. Los choques reversos lentos se caracterizan por un aumento en B y V, en cambio N y T disminuyen (Burlaga, 1995; Gosling y Pizzo, 1999, Kilpua et al., 2015). En la Figura 1.6 observamos un esquema de las firmas de los choques interplanetarios vistos desde el sistema de referencia de la nave espacial. Para un análisis más completo de los choques interplanetarios se consideran sus parámetros corriente arriba: ángulo del choque  $\theta_{Bn}$  (medido entre la normal al choque y el campo magnético ambiente), el número de Mach de Alfvén  $M_A = V/V_A$  (V es la velocidad de propagación del fluido y  $V_A$  es la velocidad de Alfvén), y el valor de la beta de plasma  $\beta$  (Burlaga, 1995; Kilpua et al., 2015). Para mayor información ver Apéndice A.2.

### 1.3.2. Firmas in-situ de las RICs

A 1 UA las RICs se identifican con base en los criterios dados por Jian et al. (2006a, 2007, 2013): incremento en la velocidad de protones ( $V_p$ ), aumento en la temperatura de protones ( $T_p$ ), una compresión del campo magnético (B), un incremento y luego un decremento en la densidad de protones ( $N_p$ ), un aumento en la entropía [definida como  $\ln(T_p^{3/2}/N_p)$ ], y un incremento en la presión. La Figura 1.7 muestra el ejemplo de una RIC registrada por la nave Wind. De arriba hacia abajo son las propiedades de VS: campo magnético, velocidad, densidad de protones, temperatura de protones, presión dinámica y entropía. El choque frontal y reverso se indican con las líneas punteadas a y c, mientras que la interfase de corrientes está señalada con la línea punteada b.

En estudios previos se ha encontrado que el tamaño de escala de las RICs y las CIRs no cambia de 0.72 a 1 UA, mientras que la presión máxima y la intensidad máxima del campo decrecen con la distancia (Jian et al., 2007). Así mismo, algunos autores muestran que la velocidad del VS rápido que genera cada RIC muestra una fuerte correlación con el área y localización de los HCs (Vršnak et al., 2007a; de Toma 2011; Heineman et al., 2018; Hofmeister et al., 2018 ).

### 1.3.3. Firmas in-situ de las EMCIs

Las EMCIs se identifican por una inspección basada en las firmas de campo magnético, la composición de plasma y partículas energéticas, así como una combinación de ellas (Neugebauer

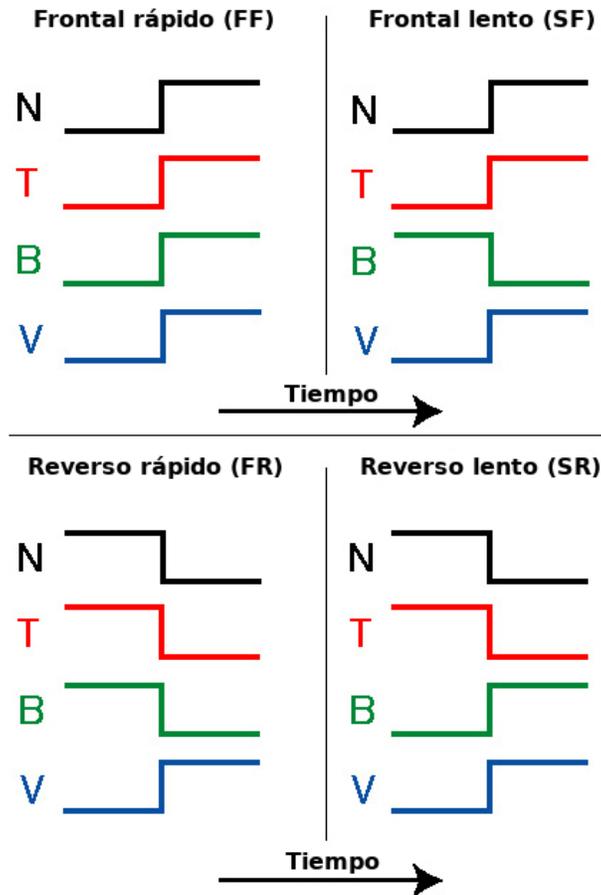


Figura 1.6: Firmas in-situ de los choques interplanetarios vistos desde el sistema de referencia de la nave espacial de observación. Donde N es la densidad, T la temperatura de protones, V la velocidad y B el campo magnético. Tomada de: <https://wind.nasa.gov/mfi/>

y Goldstein, 1997; Gosling y Forsyth, 2001; Zurbuchen y Richardson, 2006). Sus firmas más comunes son: aumento en la presión total, incremento en el campo magnético, rotación del campo magnético, baja temperatura de protones ( $T_p \ll T_e < 6 \times 10^4$  K,  $T_e$  es la temperatura de electrones), declinación de la velocidad, beta de plasma baja,  $\beta < 1$  e incremento en la razón de densidad  $\alpha$ /protón. Cabe enfatizar que las firmas no son siempre aparentes, por ello, para identificar las EMCIs se incluyen otras firmas además de las mencionadas anteriormente. Algunas EMCIs están acompañadas de choques frontales los cuales son en promedio más intensos y rápidos que los choques conducidos por las RICs. Algunos autores como Kilpua et al. (2015) reportan que choques frontales rápidos son conducidos principalmente por las EMCIs en todas las fases del ciclo solar excepto durante el mínimo.

Usualmente las EMCIs consisten de varias partes: una funda que se caracteriza por presentar una alta densidad de VS y campo magnético, precedida por un choque frontal (Jian 2008; Kilpua et al., 2017). Cabe enfatizar que el VS en la funda tiende a acumularse en lugar de fluir alrededor de la EMC, por lo que el campo magnético en esta región es turbulento (Kataoka et al., 2005; Kilpua et al., 2017). En la Figura 1.8 se muestran las firmas características de una EMCi, así como

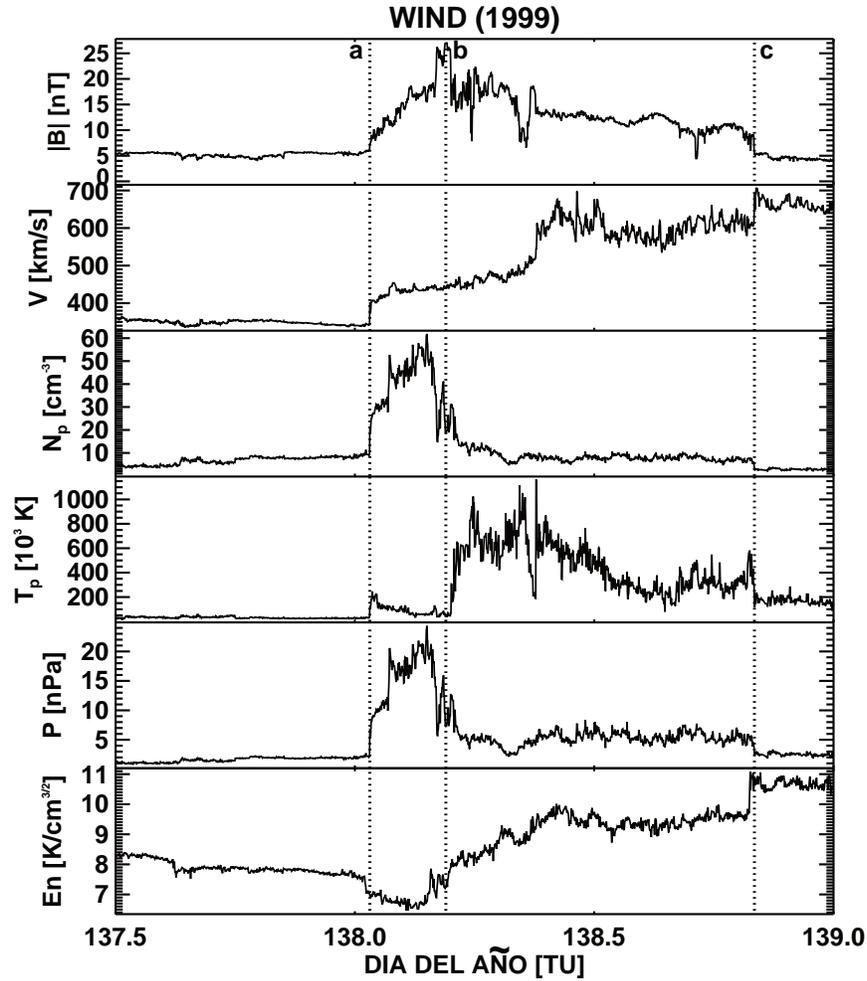


Figura 1.7: Firmas in-situ de una región de interacción entre corrientes (RIC) observada por la nave WIND en mayo de 1999. La RIC está acompañada de un choque frontal y un choque reverso indicados con las líneas punteadas a y c, respectivamente. La interfase de corrientes la señala la línea punteada b.

de la funda y el choque que le preceden. Este ejemplo fue registrado por la nave WIND en abril de 2001. Estudios previos han mostrado que las EMCIs se expanden supermagnetosónicamente de 0.72 a 1 UA, mientras que la presión máxima y el campo magnético máximo decrecen (Jian et al., 2007). La presión de las EMCIs es más grande en comparación a la de las RICs por lo que los choques frontales que las preceden son más intensos en comparación a los choques generados por las RICs (Kilpua et al., 2015).

Las EMCIs caracterizadas por una beta de plasma baja y suave rotación de campo magnético son llamadas *nubes magnéticas* que regularmente son tratadas como un subconjunto específico de las EMCIs (Burlaga, 1995; Jian et al., 2007; Kilpua et al., 2017).

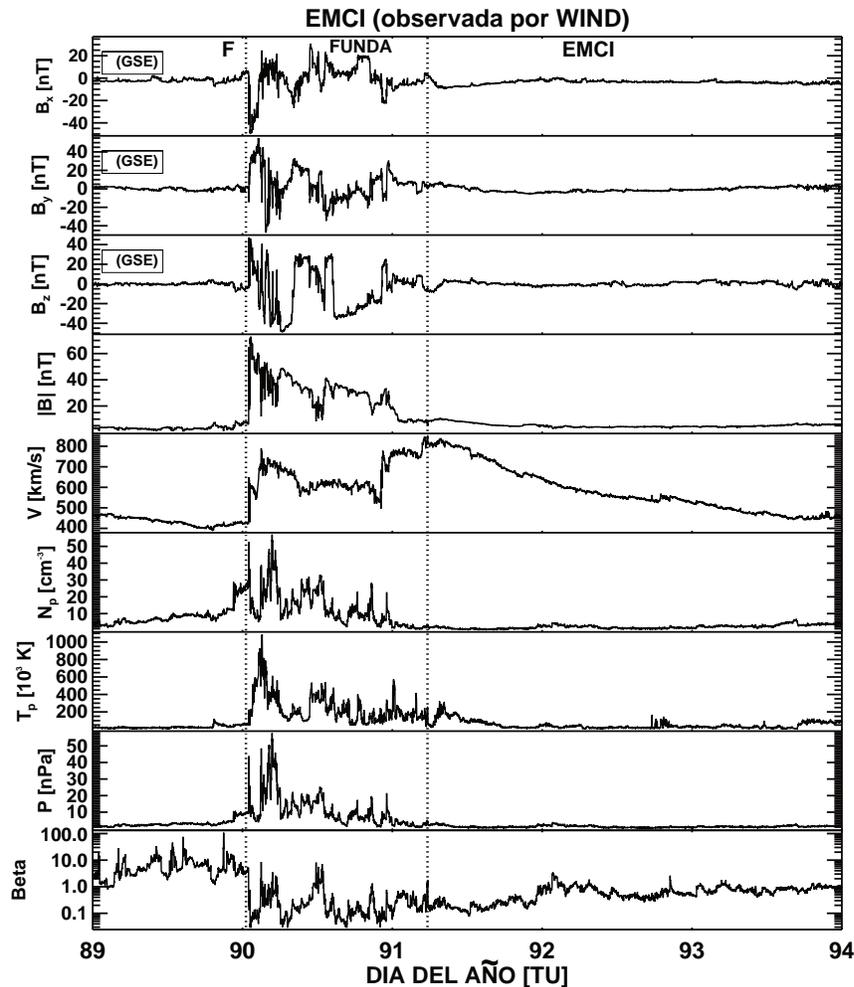


Figura 1.8: Firmas in-situ de una eyección de masa coronal interplanetaria (EMCI) registrada por la nave WIND en abril de 2001. F indica el paso del choque frontal seguido por la funda que precede a la EMCI. La funda está limitada por las líneas punteadas.

#### 1.3.4. Firmas in-situ de las MIRs

Cabe resaltar que en una MIR no hay una relación general entre los perfiles de  $B$ ,  $V$ , y  $N$  (campo, velocidad y densidad) tal como en las RICs. Los campos magnéticos, las densidades, velocidades o bien los choques asociados con corrientes compuestas son más altos en comparación con aquellos que están asociados con flujos aislados. En dichas regiones el campo magnético y la presión del VS se incrementa. El perfil de velocidad de una corriente compuesta en un punto singular típicamente tiene dos o más máximos (Behannon et al., 1991). Los efectos geomagnéticos generados por una MIR son más significativos que los generados por una estructura aislada (EMCI, RICs o CIR) cuando el CMI dirigido hacia el sur es intenso y de larga duración (Burlaga, 1987; Burlaga et al., 2003, Echer et al., 2004).

En la Figura 1.9 observamos una MIR (región indicada por la línea vertical verde) registrada por WIND los días 19-21 de noviembre de 2007. La MIR se compone de una nube (delimitada por

las líneas verticales discontinuas en color rojo), la cual fue precedida por una funda, región entre el choque frontal F (línea discontinua negra) y la parte delantera de la nube. Además de ello, una CIR (región delimitada por las líneas verticales discontinuas azules) alcanzó a la nube el día 324 (20 de noviembre). Después del paso de la IC (indicada con la línea discontinua en color rojo) se registra el paso del VS rápido. El tiempo de duración de la MIR fue de dos días aproximadamente. Para una mayor descripción de este evento ver Rouillard et al. (2010).

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. Las EMCIs rápidas comprimen el campo magnético, lo que favorece la reconexión magnética; la compresión puede aumentar cuando hay una combinación de diversas estructuras de gran escala.

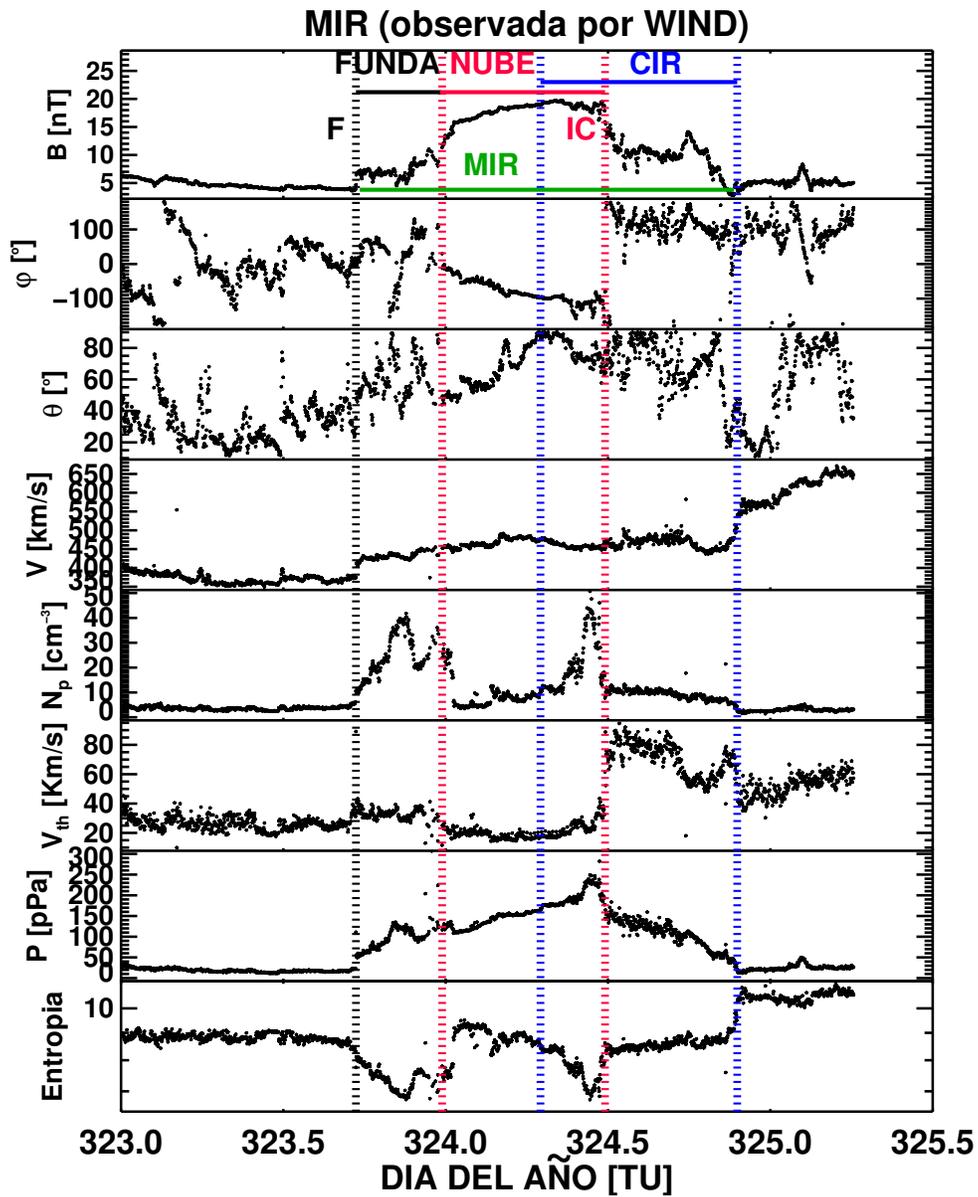


Figura 1.9: Firmas in-situ de una región de interacción unida compleja (MIR) (región indicada por la línea vertical verde) registrada por WIND en noviembre de 2007. F indica el paso del choque frontal (línea vertical discontinua negra) seguido por la funda que precede a la nube (región entre las líneas verticales discontinuas rojas). Además de que la nube es alcanzada por una CIR (región entre las líneas verticales azules). Dentro de la CIR se indica el paso de la IC, la región que separa al VS rápido del VS lento.

# Capítulo 2

## Geoefectividad de las Estructuras de Gran Escala

### 2.1. Tormentas Geomagnéticas

Una tormenta geomagnética (TG) es una variación temporal del campo magnético de la Tierra generado por una significativa inyección de energía del viento solar al interior de la magnetosfera durante la reconexión magnética (Gonzalez et al., 1994, 1999; Menvielle y Berthelier, 1991; Thompsen, 2004). La variación magnética observada en la superficie de la Tierra es causada principalmente por corrientes magnetosféricas e ionosféricas que son controladas por el plasma de VS y el CMI. En segundo lugar, las corrientes inducidas dentro de la Tierra también afectan al campo geomagnético (Häkkinen et al., 2002).

El mecanismo principal para generar una TG y una subtormenta es la reconexión magnética entre el campo magnético planetario y el interplanetario (ver Figura 2.1). La reconexión magnética ocurre en la nariz de la magnetopausa (punto R en Figura 2.1) cuando el campo magnético interplanetario es opuesto al campo magnético terrestre (Kivelson y Russell, 1995.). Después de la reconexión el campo magnetosférico es arrastrado por el VS en dirección antisolar (lado noche de la magnetosfera). La trayectoria que siguen las líneas de campo en dirección antisolar se enumera del 1-8 y del 1'-6én la Figura 2.1. Existe una segunda reconexión magnética en la cola de la magnetosfera debida a la acumulación de campo magnético (punto Rén Figura 2.1). Durante la reconexión magnética hay entrada de iones y electrones provenientes del Sol, los cuales giran alrededor de las líneas de campo geomagnético en un movimiento de ciclotrón. El gradiente del campo magnético terrestre y la curvatura permiten una deriva azimutal. Los protones y los iones derivan del lado noche hacia el amanecer, mientras que los electrones derivan de lado noche hacia el atardecer, lo cual permite que se forme una corriente llamada *corriente de anillo*. La corriente de anillo actúa como un diamagnético, causando el decremento en la componente horizontal del campo magnético terrestre medido a latitudes bajas (Mandea y Korte, 2011; Kauristie et al., 2016).

#### 2.1.1. Índices Geomagnéticos

Los índices de actividad magnética o índices geomagnéticos describen la variación del campo magnético de la Tierra. El nivel de actividad geomagnética es un indicador fundamental para estudiar la relación Sol-Tierra en varios campos tales como geomagnetismo y física magnetosférica

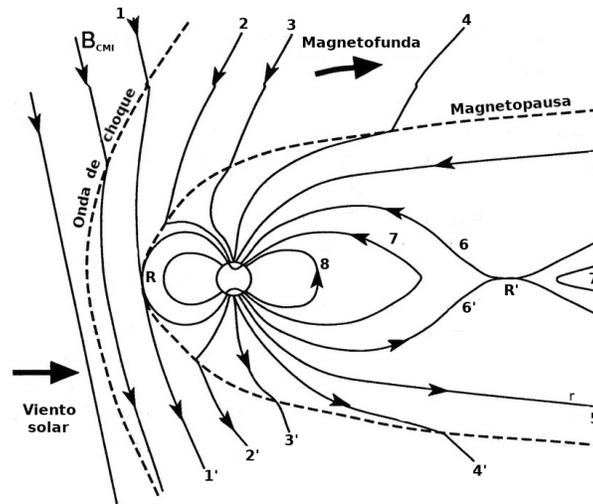


Figura 2.1: Esquema en 2-D donde observamos el proceso de reconexión magnética que se genera cuando el CMI tiene una dirección antiparalela a la del campo magnético terrestre. Las líneas de campo enumeradas muestran el proceso de evolución de las líneas de campo después de la reconexión magnética que ocurre en la nariz de la magnetopausa y en la cola de la magnetosfera (punto R y R', respectivamente). Editada de Kivelson y Russell, 1995.

(Mandea y Korte, 2011; Kauristie et al., 2016). Existen varios índices para identificar una TG así como cuantificar su grado e intensidad. Cada índice está relacionado con diversos fenómenos que ocurren en el interior de la magnetosfera por lo que se calculan en forma distinta y en diferente latitud magnética. La International Association of Geomagnetism and Aeronomy (IAGA) aprobó una serie de índices geomagnéticos, los cuales dan información espacial y temporal del estado de la magnetosfera. A continuación describimos algunos índices medidos a distintas latitudes magnéticas.

### Indice Disturbance Storm Time (Dst)

El índice Dst (Disturbance storm time) fue desarrollado por Sugiura y sus colaboradores para medir la intensidad de la corriente de anillo durante las TGs con tiempo de resolución de 1 minuto. El índice Dst representa la perturbación del campo geomagnético el cual es axialmente simétrico con respecto al eje del dipolo a la altura del ecuador sobre la superficie de la Tierra (Sugiura y Kamei, 1991). Este índice responde a varias corrientes externas hacia la Tierra: la corriente Champan Ferraro, la corriente de anillo magnetosférico, la corriente ionosférico-magnetosférico de campo alineado y a la corriente de la magnetocola (Tsurutani et al., 2006). Sin embargo, se asume que el incremento de la corriente de anillo es la fuente principal de la perturbación axialmente simétrica (Sugiura y Kamei, 1991). 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) (ver Figura 2.2).

Respecto al índice Dst, las fases de una TG son: inicial, principal y de recuperación (ver Figura 2.3) (Dessler y Parker, 1959; Gonzalez et al., 1994; Tsurutani et al., 2006). La fase inicial está relacionada con periodo de incremento en la presión dinámica que es seguido por un prolongado

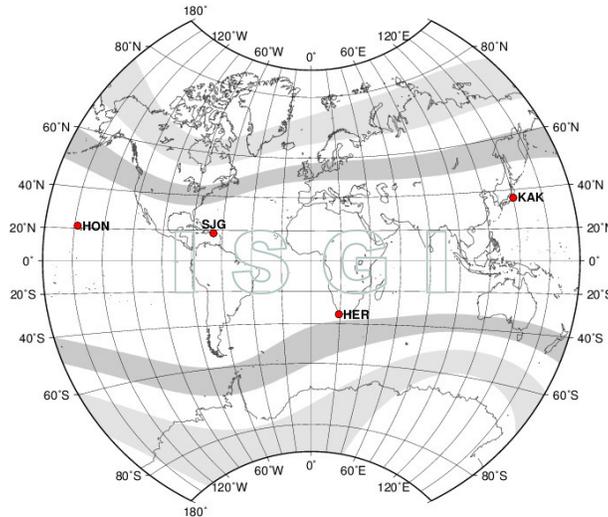


Figura 2.2: Localización de los observatorios geomagnéticos que contribuyen en el índice Dst. HER: Hermanus (sur de Africa), HON: Honolulu (EUA), KAK: Kakioka (Japón), y SJG: San Juan (EUA). Tomada de <http://isgi.unistra.fr>.

campo magnético interplanetario hacia el sur (fase principal) y un retorno a las condiciones normales (fase de recuperación). Algunas TGs, especialmente las más intensas inician con un impulso repentino (previo a la fase inicial), el cual indica el paso de un choque interplanetario. (Dessler y Parker, 1959; Gonzalez et al., 1994; Tsurutani et al., 2006). En la siguiente sección se describen, de forma más detallada, las fases de una TG y los procesos físicos que las generan.

El índice Dst al tiempo  $t$ ,  $Dst(t)$  es definido como el promedio de la variación de la perturbación de la componente H del campo magnético,  $D_i(t)$ , en los cuatro observatorios,  $i=1, \dots, 4$ , dividido por el promedio de los cosenos del dipolo a latitudes de los observatorios (Sugiura y Kamei, 1991; Manda y Korte, 2011):

$$Dst(t) = \frac{\sum_{i=1}^4 D_i(t)}{\sum_{i=1}^4 \cos(\lambda_i)}, \quad (2.1)$$

donde  $\lambda_i$  es la latitud del dipolo magnético del  $i$ -ésimo observatorio. Cada  $D_i(t)$  se calcula como sigue:

$$D(t) = \Delta H(t) - S_q(t), \quad (2.2)$$

tal que  $\Delta H(t) = H_{obs}(t) - H_{base}(t)$ .  $H_{obs}(t)$  es la componente horizontal observada y  $H_{base}(t)$ , es el valor de la componente H base del campo geomagnético principal. La línea base se expresa mediante una serie de potencias en el tiempo y los coeficientes de los términos hasta el cuadrático se determinan por el método de los mínimos cuadrados, utilizando las medias anuales para el año en curso y los cuatro años anteriores. Así,  $H_{base}(t)$  tiene la siguiente expresión:

$$H_{base}(\tau) = A + B\tau + C\tau^2, \quad (2.3)$$

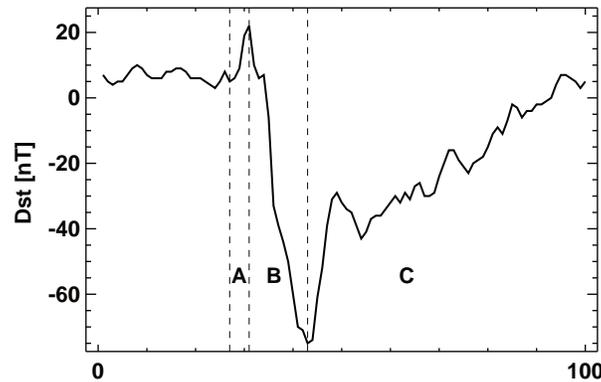


Figura 2.3: Fases de una TG de acuerdo a el índice Dst. *A* marca la fase inicial o comienzo repentino, *B* indica la fase principal y *C* la fase de recuperación (Sánchez García, 2010).

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

Tabla 2.1: Clasificación de la actividad geomagnética respecto a su nivel de intensidad (Gonzalez et al., 1994; Echer et al., 2004).

donde  $\tau$  es el tiempo en años medido a partir una época de referencia; *A*, *B* y *C* son constantes. Mientras que la variación diaria quieta solar  $S_q$  se determina por medio de una doble serie de Fourier con el tiempo local *T* de cada observatorio, y el número de mes, *M*, como sigue:

$$S_q(T, M) = \sum_j \sum_k A_{jk} \cos(jT + \alpha_j) \cos(kM + \beta_k). \quad (2.4)$$

### Clasificación de las TGs por su Intensidad

El índice Dst toma valores tanto positivos como negativos, mientras que el valor cero se calcula con el promedio de los días quietos. Los valores positivos están relacionados con el incremento de la densidad de líneas de campo magnético cuando se comprime la magnetosfera, en caso contrario, los valores negativos del Dst se asocian al aumento de la densidad en la corriente de anillo. Usando los criterios del índice Dst (Gonzalez et al., 1994; Echer et al., 2004) la actividad geomagnética se clasifica en niveles de intensidad como: quieto, débil, moderado, intenso o superintenso. El esquema de clasificación se muestra en la Tabla 2.1.

Trabajos previos muestran que el pico del índice Dst está correlacionado con el valor mínimo de la componente  $B_z$  del CMI. La diferencia de tiempo entre el valor mínimo de Dst y el momento

en que se registra el valor máximo de  $B_z$  sur es de  $\sim 2$  h. Mientras tanto, el tiempo que transcurre desde que se registra el valor mínimo de  $B_z$  y el inicio de la TG es  $\sim 1$  h. Las TGs con  $Dst < -100$  nT son causadas principalmente por  $B_z < -10$  nT con tiempos de duración de  $\sim 3$  horas y la componente del campo eléctrico del VS,  $E_y \geq 3$  mV/m (Gonzalez y Tsurutani, 1987; Gonzalez et al., 1989, 1994, 1999; Echer et al., 2004, 2008a, 2008b; Gonzalez y Echer, 2005)

### Indice Symmetric Disturbance Component in H (SYM-H)

El índice SYM-H también es usado para medir la intensidad de la corriente de anillo. Es el equivalente del índice Dst con tiempo de resolución de 1 minuto. Otra característica importante además del tiempo de resolución es que el efecto de la presión dinámica del VS es más clara en el índice SYM-H que en el índice Dst. La resolución de tiempo más alta enfatiza la variación del campo geomagnético generado por los cambios en las corrientes magnetosféricas debido al incremento presión dinámica del VS y CMI (Iyemori y Rao, 1996; Wanliss y Showalter, 2006, Li y Wang, 2018).

Los observatorios usados para la derivación del índice SYM-H son: San Juan, Fredericksburg, Boulder, Tucson, Honolulu, Memambetsu, Alibag, Martin de Vivies, Hermanus, y Chambon-la-Foret. Sin embargo solo seis de las estaciones son usadas para la derivación de dicho índice, Honolulu y Memambetsu siempre son usados. El método para calcular SYM-H consiste básicamente de los siguientes pasos (Iyemori y Rao, 1996; Wanliss y Showalter, 2006):

- Resta del campo geomagnético principal y la variación diaria quieta solar  $S_q$ .
- Transformación de coordenadas a un sistema de coordenadas dipolar.
- Cálculo de la componente simétrica longitudinal (es decir, promedio de las seis estaciones).

### Índice K

El índice característico K (Kennziffer) proporciona una medida cuantitativa de la variación irregular en la componente horizontal (H) del campo geomagnético. Este índice se deriva de la máxima fluctuación de H observado en un magnetómetro durante un intervalo de tres horas. Este índice se calcula principalmente a latitudes subaurales (Menvielle y Berthelier, 1991; Manda y Korte, 2011).

El intervalo de medida que define al índice K es un número entero entre 0 y 9. La clasificación de los rangos para el observatorio Niemegk se muestran en la Tabla 2.2. 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. En otros observatorios los límites de los rangos se eligen considerando la variación latitudinal de la actividad, y ellos son proporcionales a los de Niemegk. Cabe resaltar que a partir del índice K se derivan otros índices entre ellos el índice  $K_p$  (Menvielle y Berthelier, 1991).

### Indice planetario $K_p$

El índice planetario  $K_p$  fue introducido por Bartels en 1938 y se deriva de 13 estaciones subaurales: Brorfelde (Dinamarca), Canberra (Australia), Eskdalemuir (Reino Unido), Eyrewell

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

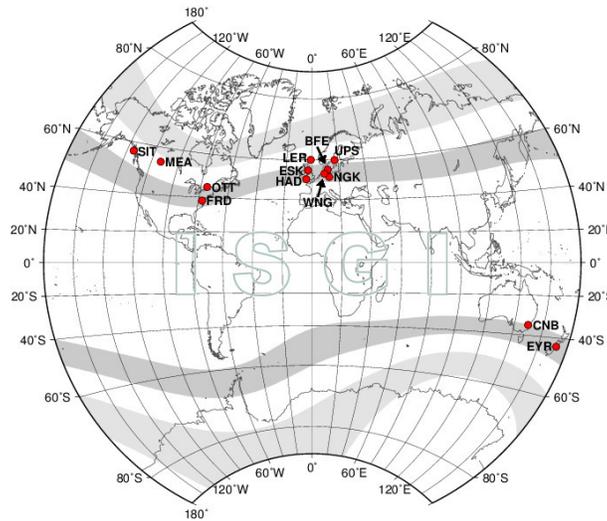


Figura 2.4: Localización de los observatorios geomagnéticos que contribuyen en el índice Kp. BFE: Brorfelde (Dinamarca), CNB: Canberra (Australia), ESK: Eskdalemuir (Reino Unido), EYR: Eyrewell (Nueva Zelanda), FRD: Fredericksburg (EUA), HAD: Hartland (Reino Unido), LER: Lerwick (Reino Unido), MEA: Meanook (Canadá), NGK: Niemegek (Alemania), OTT: Ottawa (Canadá), SIT: Sitka (EUA), UPS: Uppsala (Suecia), WNG: Wingst (Alemania). Tomada de <http://isgi.unistra.fr>.

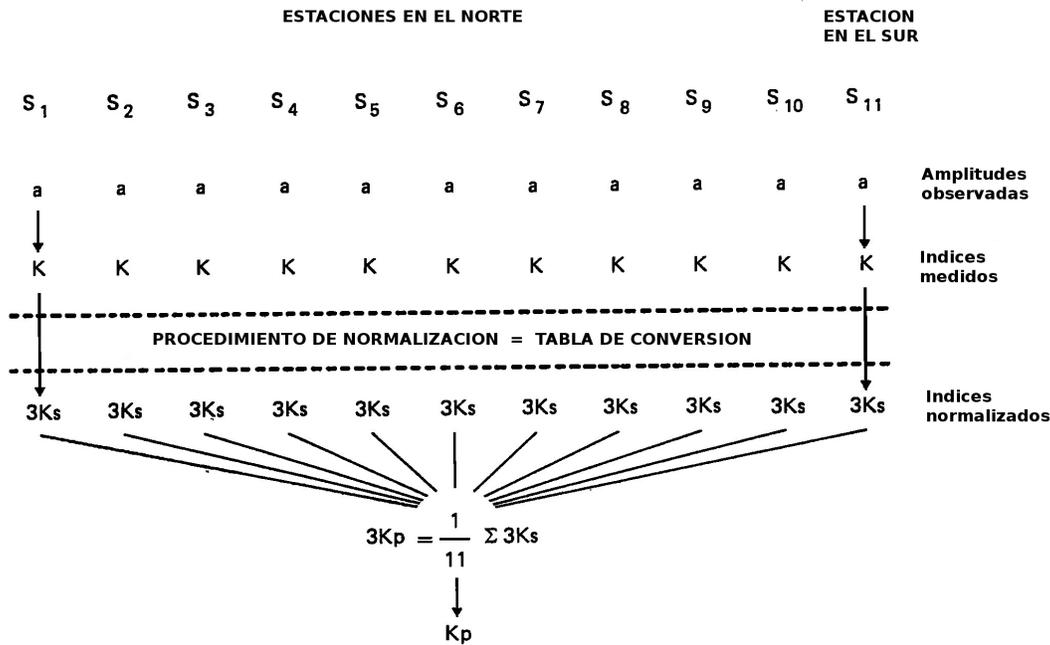


Figura 2.5: Esquema de derivación del índice Kp.

(Nueva Zelanda), Fredericksburg (EUA), Hartland (Reino Unido), Lerwick (Reino Unido), Mea-nook (Canadá), Niemegek (Alemania), Ottawa (Canadá), Sitka (EUA), Uppsala (Suecia), Wingst (Alemania) (ver Figura 2.4). El nivel de perturbación en cada sitio se determina con el rango  $a$  ( $a$  es la diferencia entre los valores más altos y más bajos) durante un intervalo de tiempo de 3 horas para la componente horizontal del campo geomagnético más perturbado después de remover la *variación diaria regular*,  $S_R$ . El rango  $a$  luego se convierte a un valor  $K$  de un intervalo de 3 horas, tomando valores entre 0 (más quieto) y 9 (más perturbado) por una relación cuasi-logarítmica. Los valores de  $K$  son convertidos a un número estandarizado que se denota como  $K_s$ , usando la tabla de conversiones basada en las propiedades de  $K$  en el observatorio de consideración. Finalmente el índice Kp es el promedio de los valores de  $K_s$  de (originalmente 11, actualmente 13) Kp estaciones. En la Figura 2.5 se muestra un esquema del procedimiento para derivar cada valor del índice Kp (Menvielle, y Berthelier, 1991; Manda y Korte, 2011; Kauristie et al., 2016).

El índice Kp describe el nivel de perturbación del campo geomagnético causado por las corrientes del anillo y las corrientes ionosféricas dentro de intervalos de 3-horas (Davis y Sugiura, 1966; Menvielle y Berthelier, 1991; Thompsen, 2004). Durante los periodos de actividad magnética intensa, el electroflujo auroral puede moverse hacia el ecuador hasta que se aproxima o se superpone parcialmente a los observatorios de latitud superior utilizados para determinar Kp (Davis y Sugiura, 1966; Menvielle y Berthelier, 1991). El tamaño de la magnetosfera está relacionado con Kp, en tanto que la distancia de la plasmopausa decrece conforme Kp aumenta. Adicionalmente, este índice está monitoreando la localización del lado interno de la lámina de plasma, que está determinada por la convección magnetosférica y durante tiempos de alto Kp dicha lámina se mueve cercana a la Tierra (Thompsen, 2004).

La escala de Kp introducida por Space Weather Scales, National Oceanic Atmospheric Admi-

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

Tabla 2.3: Clasificación de las TGs respecto a su nivel de intensidad. Escala introducida por Space Weather Scales, NOAA.

nistration (NOAA) se considera adecuada para resumir el nivel global de actividad geomagnética. El propósito de usar esta escala es informar sobre las condiciones del clima espacial y las posibles afectaciones a los sistemas tecnológicos. Las escalas que describen las TGs, así como su intensidad se muestran en la Tabla 2.3.

## 2.2. Características de las TGs generadas por las diferentes estructuras magnéticas de gran escala

Las causas interplanetarias que generan actividad geomagnética están asociadas con las EMCI, SIRs o CIRs. Los perfiles de una TG generada por una EMCI y una CIR se muestran en la Figura 2.6. Los perfiles son cualitativamente similares; ambos tienen una fase inicial, una fase principal y una fase de recuperación. Sin embargo, las causas físicas y las características de las diferentes fases de la tormenta son diferentes (Tsurutani et al., 2006):

- *Fase inicial:* Esta fase se denota por un incremento positivo en el índice Dst debido a un aumento en la presión generado por el VS que incide sobre la magnetosfera.

La fase inicial de una TG asociada a una EMCI comúnmente inicia con un incremento repentino en el índice Dst el cual ocurre en escalas de tiempo de segundos debido al aumento súbito de la presión sobre la magnetosfera. El incremento de la presión es consecuencia del aumento de la densidad y velocidad del VS que ejerce del choque frontal asociado a la EMCI en su arribo al entorno geomagnético (Tsurutani et al., 2006). El incremento repentino es llamado impulso repentino (SI, por sus siglas en inglés) o comienzo repentino de la tormenta (SSC, por sus siglas en inglés). El incremento en el campo magnético durante una EMCI es constante debido a la presión persistente de la funda que antecede a la onda de choque.

La fase inicial generada por una CIR tiene un inicio gradual y es causada por un incremento en la presión en la lámina de plasma de la hoja de corriente heliosférica. Puede o no tener un incremento repentino (SSC) debido a la falta de un choque que precede a la CIR a 1 UA. La componente horizontal del campo magnético de la Tierra es altamente variable debido al cambio constante de la presión dinámica interplanetaria.

- *Fase principal:* Esta fase se identifica por un decremento en el índice Dst como consecuencia de la inyección de partículas energéticas dentro de la magnetosfera.

## 2.2. CARACTERÍSTICAS DE LAS TGS GENERADAS POR LAS DIFERENTES ESTRUCTURAS MAGN.

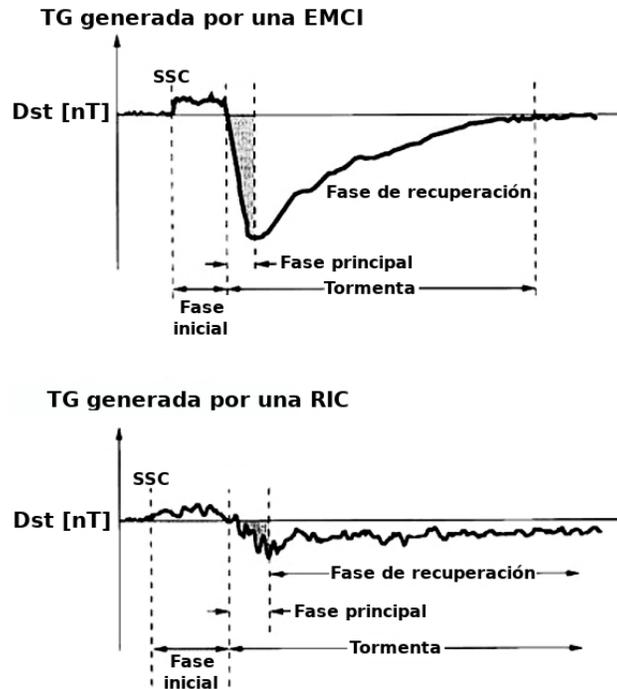


Figura 2.6: Características de una TG generada por una EMCI (parte superior) y una RIC (parte inferior). Ambas tienen fase inicial, fase principal y fase de recuperación, sin embargo las causas físicas y las características de cada fase son diferentes. Editada de Tsurutani et al. (2006).

La intensidad de una TG generada por una EMCI puede ser tan pequeña ( $Dst \sim -25$  nT) hasta muy intensa como de menos cientos de nT. La duración de esta fase va desde algunas horas hasta un día (Gonzalez et al., 1989; Denton et al., 2006; Echer et al., 2008; Sánchez García, 2010; Cid et al., 2014).

La fase principal de una TG generada por una CIR tiene un perfil irregular (Tsurutani et al., 2006). El decremento en Dst es en forma escalonada y la causa principal es la componente  $B_z$  sur del CMI dentro de la CIR. La escala de tiempo es de aproximadamente un día y su intensidad se encuentra en el rango débil a moderada (Gonzalez et al., 1999; Tsurutani, 2005; Alves et al., 2006, Sanchez-Garcia et al., 2017; Chi, et al., 2018), esto como consecuencia de las fluctuaciones de la componente  $B_z$  dentro de la CIR, e incluso en ocasiones la intensidad de la tormenta es despreciable.

- *Fase de recuperación:* Esta fase se identifica cuando el índice Dst vuelve a su estado normal ambiente. La pérdida de iones y electrones que forman la corriente de anillo permite un aumento en el índice Dst. Existen cuatro diferentes mecanismos de pérdida de partículas en el anillo de corriente: interacción onda-partícula, Colisión de Coulomb, cambio de carga y convección magnetosférica a través del lado día de la magnetosfera. La fase de recuperación de una TG asociada a una CIR puede durar de días a semanas.

La cantidad de energía que fluye dentro de la magnetosfera y que induce actividad geomagnética por diferentes estructuras de gran escala depende de los siguientes parámetros (Yermolaev et al., 2012):

- Razón de ocurrencia cerca de la magnetosfera,
- Valores de los parámetros de plasma y campo magnético de los distintos conductores interplanetarios,
- Razón de ocurrencia de las condiciones geoefectivas en estos conductores, es decir la probabilidad de generar una TG debido a la ocurrencia de la componente  $B_z$  sur del CMI en cada conductor,
- Eficiencia de los procesos físicos en inducir una TG por las diferentes estructuras de gran escala.

Estudios previos han mostrado que el número de TGs generadas por las EMCIs incluyendo funda, nube magnética y eyecta tienen su máximo durante la fase ascendente y el máximo del ciclo solar, mientras que durante el mínimo del ciclo las TGs generadas por CIRs son más frecuentes. La geoefectividad de las CIRs y la funda es baja, sin embargo su razón de ocurrencia y eficiencia es alta. Cabe enfatizar que las estructuras magnéticas interplanetarias compuestas son más geoefectivas que las estructuras singulares (Gonzalez et al., 1999; Echer y Gonzalez, 2004; Alves et al., 2006; Echer et al., 2008a, 2008b; Yermolaev et al., 2012).

Las tormentas asociadas a las EMCIs son más intensas pero de corta duración debido a que depositan menos energía dentro de la corriente de anillo. Las TGs asociadas a las CIRs depositan más energía en la corriente de anillo y en la ionosfera por tanto son de mayor duración. La razón de energía depositada (en la corriente de anillo, calentamiento de Joule y precipitación auroral) a la energía de entrada es mayor que para las EMCIs (Turner et al., 2009).

Estudios previos muestran que las TGs más intensas ( $8 \leq K_p \leq 9$  y  $Dst \leq -200$  nT) están asociadas a las EMCIs con choques (Gonzalez et al., 1999; Richardson et al., 2012). De forma particular, los valores más altos de los índices  $K_p$  y AE son generados por la funda y la nube magnética (Yermolaev et al., 2010). Las supertormentas ( $Dst \leq -250$  nT) son generadas por las nubes magnéticas, y/o las fundas que tienen campos magnéticos intensos y de larga duración. Las supertormentas son más comunes durante el máximo y la fase descendente del ciclo (Echer et al., 2008a).

### 2.2.1. Relación entre los índices

La variación del campo geomagnético está influenciada principalmente por la interacción VS-magnetosfera. El uso de diferentes índices puede dar una aproximación de la cantidad de energía que se transfiere durante la interacción de las estructuras magnéticas interplanetarias y la magnetosfera de la Tierra. La componente  $B_z$  del campo magnético es un parámetro esencial en la interacción RIC-magnetosfera y EMCI-magnetosfera, ya que gobierna la intensidad de la actividad geomagnética (Tsurutani and Gonzalez, 1997). Las EMCIs y la funda que le precede son las estructuras que causan las TGs extremas (Kilpua et al., 2017). El índice  $Dst$  y el índice  $K_p$  proporcionan una descripción más certera y detallada de la actividad geomagnética, así como de los procesos físicos que ocurren en la magnetosfera durante las TGs. Estos índices son apropiados para medir el grado e intensidad de una tormenta (Gonzalez et al., 1994, 1999; Thompsen, 2004; Kauristie et al., 2016 y sus referencias).

## Capítulo 3

# Análisis de Regiones de Interacción entre Corrientes Observadas a 1 UA Usando datos in-situ

Existen diferentes naves espaciales cercanas a la Tierra (ir a Apéndice A3 para ver la distancia entre algunas naves y la Tierra) cuyo propósito es vigilar las características del viento solar (VS) que está próximo a interactuar con la magnetosfera terrestre. La localización de cada nave permite analizar la evolución de las estructuras de gran escala en su viaje por el medio interplanetario (MI). Usando datos in-situ que reportan las naves espaciales Advanced Composition Explorer (ACE) (Stone et al., 1998), Wind (Acuña et al., 1995; Harten y Clark, 1995), Solar TERrestrial RELations Observatory (STEREO) A and B (Kaiser et al., 2007) y/o Deep Space Climate Observatory (DSCOVR) (Szabo, 2014) realizamos un análisis de las regiones de interacción entre corrientes (RICs) próximas a interactuar con la magnetosfera terrestre. Adicionalmente, examinamos la actividad geomagnética generada por la interacción RICs-magnetosfera a distintas latitudes magnéticas.

Es importante estudiar las características de las RICs que las hacen geoeffectivas o no geoeffectivas durante su interacción con la magnetosfera terrestre por sus efectos que tienen en la meteorología del Espacio. Estudios previos han mostrado que existe una buena correlación entre los parámetros de las RICs, y la actividad geomagnética generada por éstas. En este trabajo nos enfocamos en examinar las propiedades físicas del VS, el ancho de la región de compresión, la posición relativa de la de la interfase de corrientes (IC), la orientación latitudinal de la IC, la transferencia de momento entre el VS rápido y lento, la presión dinámica, térmica y magnética en el VS rápido y lento no perturbado, la presencia de choques asociados y su correlación con la actividad geomagnética. Finalmente, para completar nuestra tarea, estudiamos las propiedades de la región fuente del VS rápido que generó cada RIC basándonos en percepción remota usando diferentes longitudes de onda. En la siguiente subsección describimos la metodología aplicada a nuestro conjunto de datos.

## 3.1. Selección de datos y Metodología

### 3.1.1. Selección de eventos

Analizamos un conjunto de 39 RICs observadas por la nave Wind durante el periodo comprendido entre enero a diciembre de 2018. Este periodo de baja actividad solar correspondiente a la fase descendente del ciclo solar 24 fue elegido debido a que las RICs tienen una mejor estructura y dominan la dinámica de gran escala en el medio interplanetario. Durante el año 2018 examinamos las propiedades del VS en tiempo real usando observaciones de las naves Deep Space Climate Observatory (DSCOVR) y Wind. Para seleccionar los eventos RICs, usamos los criterios de Jian et al. (2006, 2013). Descartamos aquellos casos que mostraron una combinación con otro tipo de estructura, por ejemplo una EMCI, o bien, que no mostraran claramente las firmas correspondientes a una RIC. Las propiedades de las RICs se analizan utilizando datos de campo magnético proporcionado por los siguientes instrumentos: Magnetic Field Investigation (MFI) (con 1 min resolución) (Lepping et al., 1995) a bordo de Wind y el Fluxgate Magnetometer (MAG) (con 1 s de resolución) sobre DSCOVR (Szabo, 2014). Los datos de plasma se obtuvieron del Solar Wind Experiment (SWE) (Ogilvie et al., 1995) a bordo de Wind y de Faraday Cup (FC) sobre DSCOVR (Szabo, 2014), ambos con 1 min de resolución. La base de datos de Wind y DSCOVR están disponibles en la siguiente página web: <https://omniweb.gsfc.nasa.gov>.

La actividad geomagnética generada como un resultado de la interacción RICs-magnetosfera se midió utilizando los índices globales: Kp y SYM-H (usamos el índice equivalente *symmetric disturbance component in H* en lugar del índice Dst, ya que tiene un mejor tiempo de resolución (1 min). Dst y SYM-H son índices que se utilizan para medir la intensidad de la corriente del anillo (Iyemori y Rao, 1996; Wanliss y Kristin, 2006)). Las bases de datos de los índices Kp y SYM-H se pueden descargar de <http://www.gfz-potsdam.de/en/kp-index>, y <http://wdc.kugi.kyoto-u.ac.jp/aeasy/index.html>, respectivamente. Además, examinamos las propiedades de la región fuente del VS rápido que generó cada RIC analizada en este estudio. Para determinar las propiedades de los hoyos coronales (HCs), utilizamos imágenes del UVE obtenidas por Atmospheric Imaging Assembly (AIA) a bordo de Solar Dynamics Observatory (SDO) (Lemen et al., 2012). Los datos están disponibles en la página web: <https://sdo.gsfc.nasa.gov>. Particularmente, nos apoyamos de los mapas segmentados adquiridos de Coronal Hole Identification via Multithermal Emission Recognition Algorithm (CHIMERA) (Hofmeister et al., 2018) disponibles en la página web: <https://solarmonitor.org>. Además, utilizamos mapas sinópticos solares obtenidos de [ftp://ftp.swpc.noaa.gov/pub/synoptic\\_maps](ftp://ftp.swpc.noaa.gov/pub/synoptic_maps). Finalmente, estudiamos la posición de la hoja de corriente heliosférica con respecto a la posición del plano de la eclíptica usando mapas sinópticos de campo magnético coronal disponibles en la página web: <http://wso.stanford.edu/synsourcel.html>

En la Tabla 3.1 se muestra el conjunto de eventos utilizados en este análisis y algunas de sus propiedades que obtuvimos. Las primeras 12 columnas corresponden a las propiedades de las regiones de interacción: Fecha de observación (columna 1), día del año y hora en la que se registró el paso de la IC (columnas 2 y 3), valor mínimo de la componente  $B_z$  y la hora en la que se registró dicho dato (columnas 4 y 5). En la columna 6 observamos los casos que presentaron un choque frontal y/o reverso, en las columnas 7 y 8 mostramos la velocidad promedio del VS lento y rápido, respectivamente; la razón de la presión dinámica, térmica y magnética se resumen en las columnas 9-11, el ancho de la región de compresión y la posición relativa de la IC se muestra en la columna 12 y 13, respectivamente. El ángulo que describe la orientación latitudinal de la IC

lo encontramos en la columna 14, mientras que la columna 15 indica la posición de la hoja de corriente heliosférica en el mapa sinóptico de campo magnético coronal. Las propiedades de los HCs donde se originó el VS rápido asociado a cada RIC se describen en las columnas 16-19: fecha en la que se observa el HC en la línea Sol-Tierra, polaridad, área 1 (medida en el rango latitudinal  $\pm 10^\circ$ ) y área 2 (medida en el rango latitudinal  $\pm 5^\circ$ ) que ocupa el HC en el disco solar (medida en  $\text{Km}^2$ ). La columna 20 es el número de CIR a la cual corresponde cada evento (si es una corriente corrotante) o bien si es una SIR (si es una corriente transitoria). La eficiencia generada por la interacción RIC-magnetosfera se muestra en las columnas 21-22: el índice planetario de 3 horas  $K_p$  y el índice SYM-H medido en nanoteslas.

## 3.2. Metodología

Usando la fuente de datos, examinamos las características del campo magnético interplanetario y plasma del VS con el objetivo de identificar las RICs a 1 UA y que fueron registradas por las naves Wind y DSCOVR. Para reconocer las RICs usamos los criterios que se reportan en Jian et al. (2006 y 2013): 1) compresión del campo magnético,  $B$ , 2) incremento en la velocidad de protones,  $V_p$ , 3) incremento y luego un decremento de la densidad de protones,  $N_p$ , 4) aumento en la temperatura de protones,  $T_p$ , 5) incremento en la entropía definida como  $\ln(T_p^{3/2}/N_p)$ . Después de identificar cada RIC, examinamos sus componentes como son: región de compresión, interfase de corrientes, razón de presiones entre el VS rápido y lento, así como el choque frontal y/o reverso. Para este análisis aplicamos los criterios que se describen a continuación:

a) **Región de compresión:** se caracteriza por un incremento en el campo magnético interplanetario, así como fluctuaciones Alfvénicas, aumento en la velocidad, temperatura, presión y densidad (Belcher y Davis, 1971; Gosling y Pizzo, 1999; Tsurutani et al., 2006).

b) **Interfase de corrientes:** durante el cruce de esta pequeña región observamos un decremento abrupto en la densidad de protones, aumento en la velocidad, temperatura y en la entropía, mientras que la presión es máxima en la vecindad de la interfase.

c) **Razón de la presión dinámica, térmica y magnética:** durante la colisión entre el VS rápido y lento hay un intercambio de momento entre ambas corrientes (Gonzalez-Esparza y Smith, 1997), por ello examinamos la presión dinámica en el VS rápido no comprimido, así como en el VS lento no comprimido. Adicionalmente, necesitamos conocer la presión térmica y magnética antes y después de la región de compresión para obtener las dos razones de presión (magnética y térmica) restantes.

d) **Choque frontal y/o reverso:** la presión, densidad, temperatura, velocidad y el campo magnético se incrementan abruptamente en el choque frontal. El choque reverso se identifica por un decremento en la densidad, temperatura, y campo magnético, además de un aumento en la velocidad.

Una vez identificadas las componentes de cada RIC medimos el ancho radial de la región de compresión, además calculamos la presión dinámica, térmica y magnética en el VS rápido y lento no perturbado. También determinamos la posición de la IC, así como su orientación latitudinal y longitudinal usando el siguiente procedimiento:

- Dado que el incremento de tiempo  $\Delta t$  es de 60 s y conociendo la velocidad ( $V$ ) en este intervalo de tiempo, calculamos el ancho radial aproximado de la región de compresión usando la expresión:  $\Delta d = V\Delta t$  (Gonzalez-Esparza, 1999). El resultado se muestra en UA

MEDICIONES IN-SITU (WIND)										HOYOS CORONALES					GEOEFECT.						
Fecha yyymmdd	Fecha (IC) mmdd	Hora hh:mm	min(B <sub>z</sub> ) nT	Hora hh:mm	Choque	V <sub>viento</sub> km/s	V <sub>resido</sub> km/s	r <sub>dn</sub>	r <sub>ter</sub>	r <sub>img</sub>	Ancho [UA]	Posición IC	∠ <sub>lat</sub> [°]	WSO [°]	Fecha (HC) yyymmdd	Pol	Area 1 [10 <sup>10</sup> ] km <sup>2</sup>	Area 2 [10 <sup>10</sup> ] km <sup>2</sup>	CIR	Kp	SYM-H nT
20180101	0101	04:22	-8.82	23:27		352	415	1.37	2.16	0.69	0.17	0.53	33	-6	20171229	+	0	0	1	4	-25
20180107	0108	13:35	-12.34	13:18	F	286	483	0.69	1.75	0.79	0.19	0.31	17	-10	20180105	+	0	0	2	4	-22
20180203	0204	17:50	-5.34	12:28		321	419	0.90	1.89	5.38	0.24	0.18	29	-10	20180201	+	0	0	2	3	-13
20180303	0304	02:36	-10.02	02:24		304	362	1.31	2.13	0.98	0.19	0.84	11	-10	20180301	+	0	0	2	3	-18
20180522	0522	22:11	-10.65	06:50		301	459	0.77	1.03	0.44	0.28	0.29	15	-5	20180519	+	0	0	2	3	-16
20180617	0618	05:23	-13.40	00:52		300	502	1.52	2.23	3.52	0.29	0.42	-	-5	20180615	+	0.48	0.007	2	4	-40
20180112	0113	20:45	-9.01	18:33		322	574	1.14	1.16	1.49	0.29	0.42	58	-12	20180110	+	0.39	0.023	3	5	-24
20180120	0121	08:13	-7.31	09:58		425	508	0.62	1.02	0.63	0.17	0.20	-	19	20180118	-	1.9	0.34	4	3	-26
20180215	0216	08:44	-8.58	10:02	F	299	596	1.35	5.98	7.09	0.36	0.22	-	15	20180214	-	5.3	2.0	4	4	-27
20180314	0314	17:16	-10.49	16:57		357	488	1.08	1.47	3.01	0.28	0.29	-	12	20180314	-	4.8	1.98	4	6	-53
20180408	0409	07:46	-8.63	07:17		357	516	0.63	1.21	4.39	0.40	0.10	-	5	20180407	-	5.3	2.9	4	4	-42
20180505	0505	14:20	-13.61	15:34	F, R	326	636	1.56	2.87	4.62	0.20	0.18	9	10	20180504	-	11	5.3	4	6	-66
20180531	0531	17:23	-12.09	18:11		356	658	0.76	1.47	5.53	0.28	0.10	-16	15	20180529	-	3.49	1.3	4	5	-49
20180625	0626	10:53	-9.26	11:00		433	568	0.96	1.03	2.11	0.23	0.23	-	13	20180623	-	3.49	1.63	4	4	-45
20180723	0724	05:57	-10.58	05:54		395	564	1.47	2.64	3.28	0.22	0.33	45	17	20180722	-	3.12	1.98	4	4	-24
20180819	0820	03:37	-6.82	03:26	R	452	640	1.57	2.27	0.94	0.20	0.60	-	18	20180818	-	4.7	2.9	4	4	-29
20180916	0917	02:47	-8.21	16:28		410	534	1.19	2.05	2.41	0.23	0.14	-17	18	20180914	-	2.85	1.47	4	3	-24
20181012	1013	19:19	-8.49	16:56		402	568	1.41	1.59	2.10	0.25	0.72	-17	17	20181011	-	5.04	2.6	4	4	-49
20181109	1109	22:06	-9.30	10:37		435	588	2.18	3.79	3.19	0.27	0.35	18	18	20181108	-	9.42	5.13	4	4	-45
20181206	1207	08:52	-10.18	06:33		390	576	2.30	3.57	1.03	0.46	0.22	-9	10	20181205	-	10.1	5.3	4	3	-26
20180124	0124	20:10	-9.50	01:13		385	459	2.01	7.04	4.11	0.29	0.29	41	0	20180121	-	2.3	1.45	5	4	-29
20180130	0131	11:42	-6.05	12:37		330	401	0.99	1.53	1.69	0.14	0.40	35	-3	20180127	-	3.48	1.58	6	3	-14
20180226	0227	03:52	-10.81	11:51		380	516	1.43	1.29	2.21	0.19	0.30	22	-4	20180223	-	2.3	1.24	6	5	-60
20180420	0420	07:35	-20.94	09:11	F	285	596	1.50	6.40	6.87	0.22	0.28	19	2	20180417	-	7.2	4.85	6	6	-86
20180516	0517	10:39	-8.38	16:45		330	424	0.83	2.38	1.67	0.27	0.67	-5	4	20180514	-	2.4	0.90	6	3	-38
20180622	0623	03:50	-13.69	09:32		375	448	0.96	0.87	1.34	0.27	0.25	-	-5	20180620	+	1.3	0.44	7	4	-28
20180719	0720	23:59	-9.00	06:59		367	463	1.04	0.76	0.48	0.22	0.26	-43	-15	20180716	+	1.98	1.1	7	3	-21
20180814	0815	08:26	-9.00	11:13		326	486	1.14	3.31	1.87	0.26	0.31	-	-10	20180812	+	3.03	1.76	7	4	-49
20180910	0910	22:19	-12.66	22:18		375	552	1.10	1.38	2.57	0.31	0.36	-	-7	20180908	+	3.36	1.85	7	6	-64
20181006	1007	14:24	-16.00	15:08		353	566	1.73	2.78	2.22	0.16	0.42	-	-11	20181005	+	4.92	2.3	7	5	-56
20181104	1104	23:08	-11.07	20:34		344	540	0.75	1.60	0.37	0.19	0.56	-25	-12	20181101	+	5.37	2.79	7	6	-66
20181201	1201	12:31	-8.52	15:38		322	443	1.76	4.03	5.06	0.22	0.35	-10	-11	20181128	+	5.73	2.55	7	4	-27
20181226	1227	23:59	-11.44	00:10		329	559	1.41	3.27	1.82	0.28	0.28	-5	-10	20181225	+	2.74	1.54	7	4	-30
20180715	0716	18:00	-12.42	05:37	F	369	416	2.19	6.00	1.85	0.23	0.43	-	4	20180711	-	6.17	2.88	8	3	-28
20180906	0907	04:20	-5.32	16:51		389	425	0.42	0.24	1.75	0.17	0.43	7	12	20180904	-	3.38	2.16	8	2	-10
20180921	0921	23:57	-10.27	22:39		323	445	1.89	0.95	6.23	0.30	0.26	-	10	20180919	+	0	0	9	5	-49
20181119	1120	04:19	-9.44	04:07		332	408	0.36	0.38	1.10	0.11	0.35	-17	8	20181117	-	4.63	3.23	10	3	-9
20181216	1217	06:48	-5.80	00:38		305	527	1.21	6.08	4.53	0.34	0.26	-5	8	20181213	-	0.58	0.44	10	3	-22
20180806	0807	19:07	-7.15	13:29		323	411	0.69	0.53	1.50	0.23	0.65	-	5	20180804	+	0	0	SIR	3	-9

Tabla 3.1: Propiedades de las RICs registradas en el periodo enero-diciembre de 2018 y su geoeffectividad. Los eventos que pertenecen al mismo número de CIRs se identifican en color blanco (CIRs impares) o gris (CIRs pares).

y se obtiene sumando todos los  $\Delta d$  obtenidos en el intervalo de tiempo que dura el cruce de la región de compresión:  $Ancho_{RIC} = \sum_i V_i \Delta t$ . Cabe enfatizar que en los casos donde existen gaps (falta de datos) aplicamos un ajuste lineal a la velocidad y así obtuvimos una aproximación de los datos faltantes.

- Para determinar la posición de la IC calculamos el tiempo que transcurre entre el cruce del frente de la RIC y el momento en el que cruza la IC. Durante este intervalo de tiempo calculamos  $\Delta d_2$  siguiendo el procedimiento anterior. Sumando todos los  $\Delta d_2$  obtenemos la distancia  $D_2$  ( $D_2 = \sum \Delta d_2$ ) entre el frente de la RIC y la IC que al normalizar con el  $Ancho_{RIC}$  obtenemos la posición de la interfase  $D_{IC}$  dentro de la región de compresión:  $D_{IC} = D_2 / Ancho_{RIC}$ . De esta forma obtenemos un valor entre 0 y 1. Si  $0 < D_{IC} < 0.5$  indica que la IC estuvo cercana al frente de la región de compresión, si  $1 > D_{IC} > 0.5$  la IC estuvo próxima a la parte trasera de la región de compresión, en otro caso si  $D_{IC} = 0.5$  la IC se localiza en la parte central de la región de compresión.
- Examinamos la razón de la presión dinámica, térmica y magnética entre el VS rápido y lento no perturbado. Asumiendo que podemos aplicar la ecuación del gas ideal en el punto donde se alcanza el equilibrio entre las dos corrientes de VS y la suma de la presión dinámica, térmica y magnética es constante tenemos lo siguiente:

$$[m_p N V^2 + 2 N K T_p + B^2 / (2 \mu_0)] = 0, \quad (3.1)$$

donde:  $m_p$  es la masa del protón,  $N$  es la densidad de protones,  $V$  es la velocidad del viento solar,  $K$  es la constante de Boltzman,  $T_p$  es la temperatura de protones,  $B$  es la magnitud del campo magnético y  $\mu_0$  la constante magnética. Usando el método como en Gonzalez-Esparza et al. (2013) aplicamos el siguiente procedimiento: (1) seleccionamos un intervalo de tiempo (4-6 h) justo antes y después de la región de compresión, 2) promediamos la velocidad, densidad, temperatura y campo magnético en el VS rápido y lento no perturbado; 3) usamos el primer término de la ecuación de gas ideal para determinar la razón de la presión dinámica entre el VS rápido y lento,  $r_{dyn} = N_f V_f^2 / N_s V_s^2$  (los subíndices f y s se refieren a el VS rápido y lento no comprimido, respectivamente). El segundo término de la ecuación nos permitió conocer la razón de la presión térmica entre la corriente rápida y lenta,  $r_{ter} = N_f T_{pf} / N_s T_{ps}$ . La razón de la presión magnética se dedujo usando el tercer término:  $r_{mag} = B_f^2 / B_s^2$ .

- Aplicando el análisis de máxima varianza a las componentes de la velocidad que rodean a la interfase nos permite conocer la orientación latitudinal (con respecto al plano de la eclíptica) de la IC. La dirección de máxima varianza está bien definida a lo largo de la velocidad del flujo de cizalla paralelo al plano de la IC, mientras que la dirección de mínima varianza está definida en cualquier dirección ortogonal a la dirección de máxima varianza (Gonzalez-Esparza y Smith, 1997). En este estudio consideramos una ventana de tiempo entre 20 y 60 minutos para aplicar la técnica de máxima varianza descrita en Gonzalez-Esparza y Smith (1997). El intervalo de tiempo analizado debe contener el momento del cruce de la IC, así mismo la velocidad debe ser aproximadamente constante. La dirección del ángulo latitudinal ( $\theta$ ) es medida respecto al plano de la eclíptica: cuando  $\theta > 0^\circ$  el frente de la IC apunta hacia el norte, si  $\theta < 0^\circ$  el frente de la IC apunta hacia el sur y cuando  $\theta \approx 0^\circ$  la IC es ortogonal al plano de la eclíptica.

Después de analizar cada RIC e identificar sus componentes medimos el nivel de eficiencia (definida como el nivel de perturbación del campo geomagnético) generada debido a la interacción RIC-magnetosfera usando dos índices globales: Kp y SYM-H. Aplicamos los criterios del índice Kp basados en las escalas de clima espacial de la National Oceanic and Atmospheric Administration (NOAA) para definir la clase de tormenta generada por cada RIC (ver Tabla 2.3). Así mismo, utilizamos los criterios del índice Dst reportados por Gonzalez et al. (1994) y Echer et al. (2004) (ver Tabla 2.1).

Para complementar nuestro trabajo de investigación examinamos las propiedades de los HCs de donde fluye el VS rápido que generó a cada RIC. Utilizando imágenes en UVE identificamos su localización, polaridad, y medimos el área que ocupa en el disco solar. En particular, nos basamos en los mapas segmentados CHIMERA para obtener la localización y área de los HCs. Cabe enfatizar que usando los mapas segmentados obtenemos resultados más precisos. Investigaciones previas reportan que los HCs cerca del ecuador solar juegan un papel importante en la evolución de las RICs que son detectables en Tierra, así como el nivel de actividad geomagnética que generan (Krieger et al., 1973; Raju y Bromage, 2005; Tsurutani et al., 2006; Vršnak et al., 2007a,b; Abramenko et al., 2009; Verbanac et al., 2011; Rotter et al., 2015; y Heinemann et al., 2018). Vršnak et al. (2007) estima el área fraccional A cubierta por los HCs en la franja meridional cubriendo los rangos de distancia meridional central de  $[-40^\circ, -20^\circ]$ ,  $[-10^\circ, 10^\circ]$  y  $[20^\circ, 40^\circ]$ . Mientras que Verbanac et al. (2011), así como Rotter et al. (2015) derivan el área fraccional A en la franja meridional central  $[\pm 10^\circ]$  y  $[\pm 7.5^\circ]$ , respectivamente. Sin embargo al usar la metodología de ambos estudios observamos que en ciertos casos hay una sobrestimación del área del hoyo coronal que esta asociado a las RICs que son detectadas en Tierra. En virtud de lo anterior proponemos otra forma de medir el área fraccional que cubre cada HC sobre el disco solar con el objetivo de no sobreestimar dicha área. En particular medimos el área que ocupa cada hoyo en la región ecuatorial en los rangos latitudinales  $[-10^\circ, 10^\circ]$  y  $[-5^\circ, 5^\circ]$ . Definimos como  $A_1$  y  $A_2$  el área fraccional de los HCs medida en los rangos latitudinales  $\pm 10^\circ$  y  $\pm 5^\circ$ , respectivamente.  $A_1$  y  $A_2$  fueron medidas usando el software Image Processing and Analysis in Java (IMAGEJ).

La Figura 3.1 muestra un ejemplo de la metodología aplicada a nuestro conjunto de datos. De arriba a abajo son los datos del VS: a) campo magnético interplanetario, B (línea negra) y la componente  $B_z$  (línea roja) en el sistema de coordenadas geocentric solar magnetospheric (GSM), b) velocidad de protones,  $V_p$ , c) densidad de protones,  $N_p$ , d) temperatura de protones,  $T_p$ , e) presión dinámica (línea negra) y entropía (línea azul). En este evento registrado el 5 y 6 de mayo del 2018, observamos la región de compresión (área entre las líneas verticales discontinuas a y b) y la IC (indicada con la línea discontinua IC). El ancho radial fue de  $\sim 0.2$  UA, y la IC estaba ubicada más cerca del frente de la RIC. Cabe enfatizar que la región de compresión estuvo limitada por un choque frontal y un choque reverso indicados con las líneas verticales discontinuas a y b, respectivamente. El valor máximo de la densidad y temperatura de protones, así como la presión dinámica dentro de la región de compresión de la RIC fue menor a  $60 \text{ p/cm}^3$ ,  $8 \times 10^5 \text{ K}$  y  $18 \text{ nPa}$ , respectivamente. La velocidad promedio del VS rápido (lento) no comprimido era de 636 (326) km/s. Notemos que la velocidad del VS rápido fue dos veces mayor que la velocidad del VS lento, esto significa que la velocidad de la corriente lenta fue modificada por la región de compresión. En este ejemplo, la razón de la presión dinámica, térmica y magnética entre el VS rápido y lento fue 1.56, 2.87, y 4.62, respectivamente. En particular, la presión dinámica en el VS rápido no comprimido fue mayor que en el VS lento no comprimido, indicando que el VS rápido estuvo transfiriendo momento al VS lento. En las Figuras 3.1f y 3.1g, se muestra la variación del campo

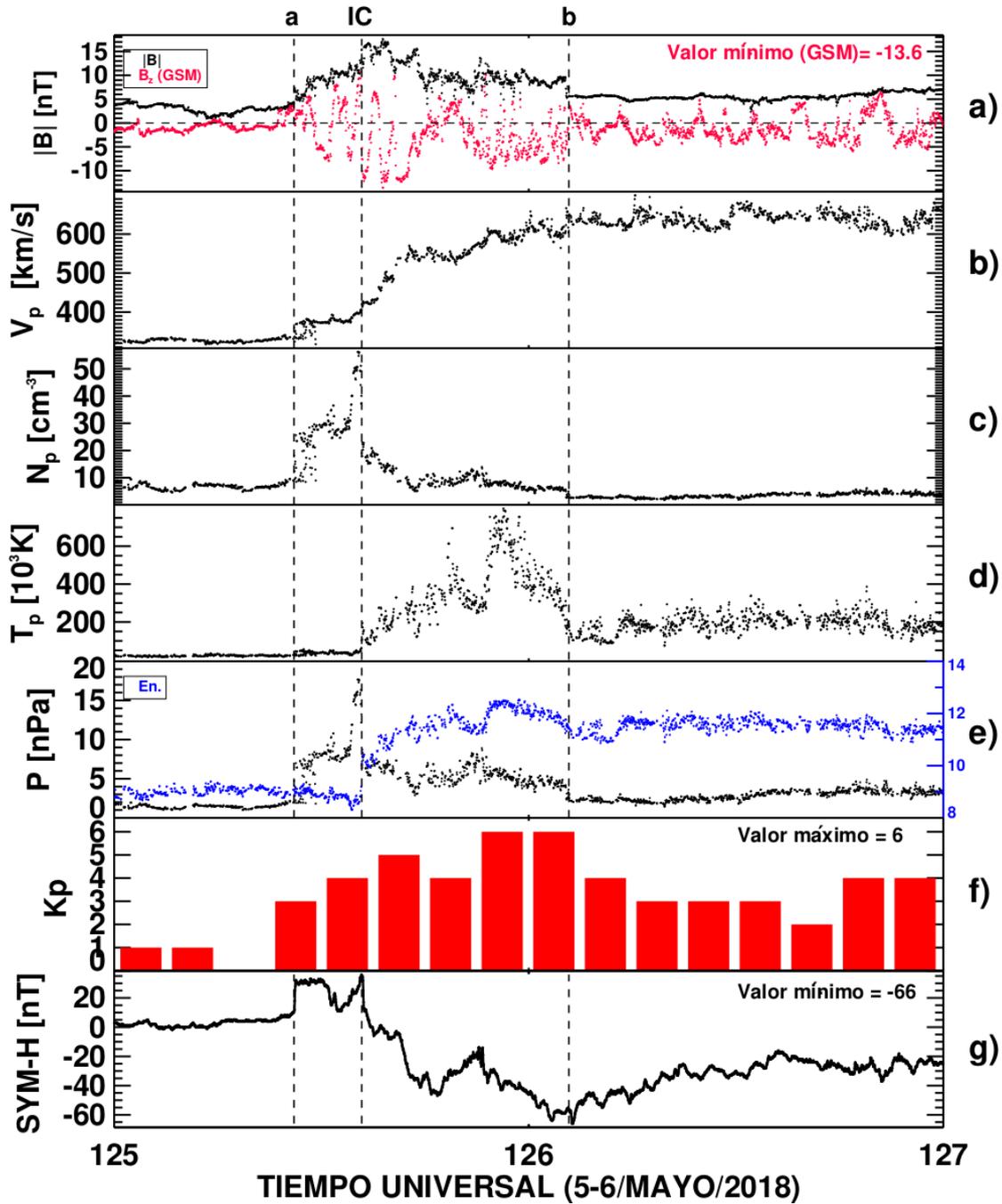


Figura 3.1: Ejemplo de una región de interacción entre corrientes (RIC) observada por la nave Wind en mayo 5-6 del 2018. Las líneas verticales discontinuas a y b marcan los límites de la región de compresión, y la línea vertical discontinua IC indica el paso de la interfase de corrientes (IC). De arriba a abajo graficamos los parámetros de plasma y campo magnético interplanetario: a) campo magnético interplanetario,  $B$  (línea negra) y la componente  $B_z$  (línea roja) en el sistema de coordenadas GSM, b) velocidad de protones,  $V_p$ , c) densidad de protones,  $N_p$ , d) temperatura de protones,  $T_p$ , e) presión dinámica y entropía. Los paneles f) y g) muestran la geoeffectividad de la RIC usando los índices Kp y SYM-H, respectivamente. La intensidad máxima de la tormenta generada por la interacción RIC-magnetosfera fue de clase moderada.

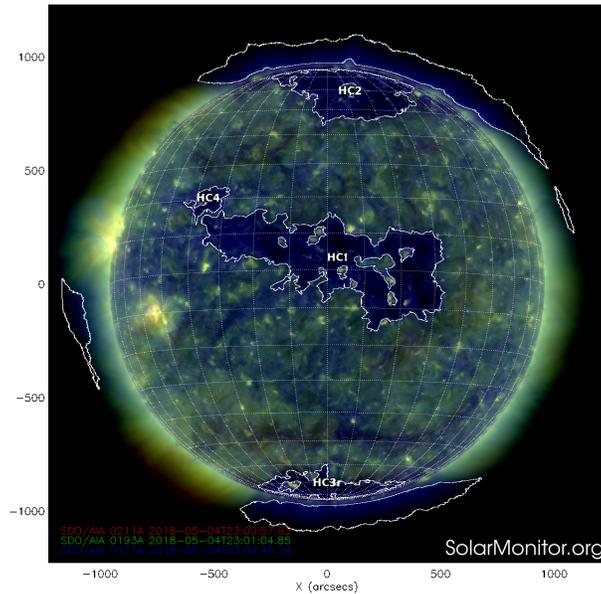


Figura 3.2: Hoyo coronal (HC1) asociado a la RIC registrada durante el 5 y 6 de mayo de 2018. Usando los mapas segmentados de CHIMERA, el HC se observó en la línea Sol-Tierra el 3 y 4 de mayo. Observemos que el HC cubre una amplia área fraccional del hemisferio norte y el ecuador. Su polaridad es negativa. Crédito: <https://solarmonitor.org/chimera.php>

magnético terrestre registrado por los índices Kp y SYM-H, respectivamente como una respuesta a la interacción RIC-magnetosfera. Esta TG se clasificó como clase moderada (Kp=6, y SYM-H=-66 nT). La intensidad máxima de la tormenta se registró durante el paso del VS rápido perturbado, mientras que el valor mínimo de la componente  $B_z$  se registró aproximadamente al mismo tiempo en que se identifica el paso de la IC. Observemos que la variación de Kp y SYM-H ocurrieron casi al mismo tiempo. Usando los mapas segmentados de CHIMERA (que es una composición de tres longitudes de onda: 171, 193 y 211 Å) podemos ver el HC donde se originó el VS rápido que generó a la RIC descrita previamente (ver HC1 en la Figura 3.2). La polaridad del HC era negativa y se localizó en latitudes bajas cubriendo una gran área fraccional del hemisferio norte y el ecuador. Las coordenadas de ubicación fueron: 16° sur hasta 16° norte y 36° este hasta 33° oeste. El ancho longitudinal en el ecuador era de 33°, y el porcentaje de área cubierta por el HC con respecto al área total del disco solar fue 9.4% equivalente a  $1.41 \times 10^{11} \text{ km}^2$ . El área en el rango latitudinal  $[-5^\circ, 5^\circ]$  era de  $5.3 \times 10^{10} \text{ km}^2$ . El HC fue observado en el meridiano central el 3 y 4 de mayo de 2018. La velocidad media de la corriente rápida fue de  $\sim 600 \text{ km/s}$ , en el transcurso de tres días. Adicionalmente, usando el análisis de varianza máxima, se calculó la inclinación latitudinal de la IC. Encontramos que  $\theta = 9^\circ$  indicando que el frente del IC era ortogonal al plano de la eclíptica.

Finalmente, examinamos la posición de la hoja de corriente heliosférica (HCH) basándonos en mapas sinópticos de campo magnético coronal para determinar su ubicación durante el cruce de los HCs (asociado a cada RIC) por el meridiano central. Si la posición de la HCH está por arriba de los  $0^\circ$  la polaridad del HC es negativa, en otro caso, si la HCH está por abajo de los  $0^\circ$  la polaridad del HC es positiva. Cabe enfatizar que la polaridad de los mapas sinópticos de campo magnético coronal cambia en cada ciclo solar. En la Figura 3.3 observamos que la posición de

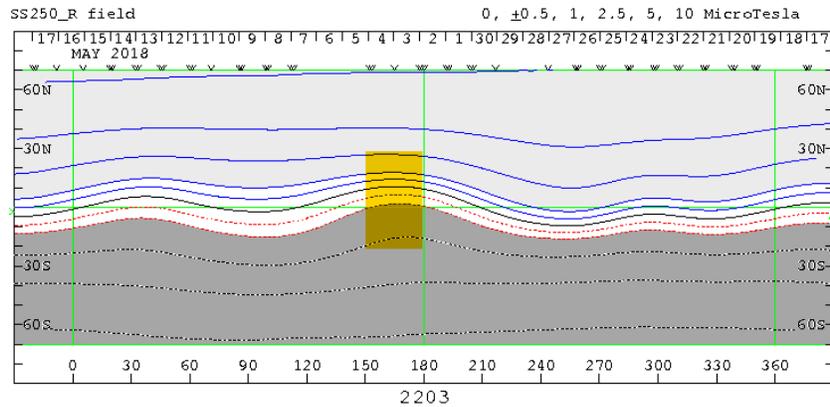


Figura 3.3: Mapa sinóptico del campo magnético coronal donde observamos la posición de la hoja de corriente heliosférica el día 3 y 4 de mayo (línea gruesa en negro contenida en la región sombreada en amarillo).

la HCH estuvo por arriba del plano de la eclíptica los días 3 y 4 de mayo (región sombreada en amarillo). Dicho ejemplo está asociado al HC mostrado en la Figura 3.2. Mientras tanto, los datos registrados por la nave DSCOVR reportan que el cruce de la hoja de corriente heliosférica a 1 UA fue el día 5 de mayo a las 13 h, aproximadamente.

En resumen, el evento registrado el 5 y 6 de mayo de 2018 muestra los cambios drásticos en el VS lento generados por el VS rápido que se originó a partir de un HC de amplia área y ubicado en latitudes bajas. Además, la actividad geomagnética inducida por la corriente rápida fue de clase moderada. Debemos enfatizar que para el conjunto de 39 RICs, un pequeño subconjunto (9 RICs) fue geoefectivo en ambos índices. El VS rápido asociado a cada RIC geoefectiva se originó a partir de un HC localizado en latitudes bajas y cubrió una amplia área en el rango latitudinal  $[-5^\circ, 5^\circ]$ .

Usando la base de datos que se describe en Sánchez García (2016) realizamos un análisis adicional para determinar las propiedades de VS registradas por la nave Wind durante el periodo 2007-2008 correspondiente a la fase descendente del ciclo solar 23. Siguiendo la metodología descrita anteriormente calculamos el ancho de la región de compresión de cada RIC, determinamos la posición relativa de la IC inmersa dentro de cada RIC, examinamos la presión dinámica, térmica y magnética en el VS lento y rápido no perturbado para obtener la razón de presión dinámica, térmica y magnética, adicionalmente analizamos la transferencia de momento entre la corriente rápida y lenta. En la Tabla 3.2 se resumen las propiedades del VS durante este periodo de análisis. Las primeras 11 columnas corresponden a las propiedades de las regiones de interacción: Fecha (yyyy/mm/dd) y hora (hh:mm) en la que se registró el paso de la IC (columnas 1 y 2), el valor mínimo de la componente  $B_z$  y la hora en la que se registró dicho dato se muestran en la columna 3 y 4, la velocidad promedio del VS lento y rápido, se resumen en las columnas 5 y 6, respectivamente; las columnas 7-9 son la razón de la presión dinámica, térmica y magnética entre el VS rápido y lento. La posición relativa de la IC y el ancho de la región de compresión se ilustran en la columna 10 y 11. Las columnas 12 y 13 muestran la intensidad máxima de los índices Kp y SYM-H, respectivamente en respuesta a la interacción RIC-magnetosfera.

MEDICIONES IN-SITU (WIND)											GEOEFECT.	
Fecha (IC) yyymmdd	Hora hh:mm	min( $B_z$ ) nT	Hora hh:mm	$V_{lento}$ km/s	$V_{rápido}$ km/s	$r_{din}$	$r_{ter}$	$r_{mag}$	IC	Ancho [UA]	Kp	SYM-H nT
20070423	05:10	-12.99	05:08	302	487	0.38	0.32	2.96	0.82	0.31	5	-32
20070507	12:00	-16.71	15:06	266	598	0.99	3.34	2.60	0.22	0.24	5	-38
20070711	02:33	-14.75	00:23	303	552	1.48	2.69	1.79	0.36	0.19	5	-39
20070726	16:00	-10.42	16:35	300	444	0.62	2.22	3.28	0.26	0.19	4	-22
20070920	14:55	-11.84	14:46	332	620	2.00	6.50	1.02	0.29	0.14	4	-18
20070927	18:21	-09.12	03:03	384	644	2.28	5.70	2.59	0.12	0.53	6	-31
20071025	14:57	-13.41	14:53	365	689	1.20	1.95	1.32	0.35	0.12	6	-60
20071113	03:43	-12.48	03:10	373	656	2.30	2.18	1.44	0.17	0.31	3	-16
20071217	07:34	-18.10	07:45	361	606	2.67	5.25	2.16	0.26	0.18	4	-43
20080105	07:42	-13.78	08:00	311	631	1.31	5.36	8.94	0.19	0.42	4	-37
20080309	05:23	-15.57	04:55	325	618	1.20	3.03	6.39	0.68	0.33	5	-100
20080423	05:38	-11.22	07:56	342	647	1.48	4.09	6.56	0.48	0.32	5	-47
20080530	02:00	-08.01	06:41	350	516	0.96	2.35	1.20	0.23	0.16	4	-34
20080614	17:12	-16.90	21:13	313	602	2.49	9.57	2.97	0.16	0.23	5	-49
20080723	12:53	-07.82	13:21	375	628	1.48	2.02	1.33	0.21	0.29	4	-37
20080809	06:06	-13.52	05:03	351	626	1.34	2.92	0.47	0.18	0.37	5	-43
20080818	04:47	-09.82	11:08	373	597	0.87	0.71	0.80	0.17	0.30	5	-34
20081011	11:23	-15.19	08:42	312	532	0.88	1.85	3.99	0.36	0.17	7	-65
20081029	21:15	-09.61	05:28	313	655	3.02	3.09	0.69	0.36	0.44	4	-32
20081125	04:20	-18.88	05:11	268	570	2.11	6.61	5.45	0.31	0.12	3	-20

Tabla 3.2: Parámetros del VS y propiedades de las RICs, así como su grado de geoelectividad registradas durante el periodo 2007-2008.

# Capítulo 4

## Análisis Estadístico y Resultados

Es crucial estudiar la evolución de las RICs, la región fuente del VS rápido que generó cada RIC, así como la geometría con la que arriban a 1 UA por los efectos que tiene sobre la meteorología del espacio. Basados en el conjunto de datos de las Tablas 3.1 y 3.2 realizamos un análisis profundo de las RICs para determinar las características que las hacen geoeffectivas y no geoeffectivas.

### 4.1. Resultados y discusión

En este trabajo de investigación analizamos un conjunto de 39 RICs observadas durante enero-diciembre de 2018 y un conjunto de 20 RICs registradas de abril de 2007 a noviembre de 2008. Cabe resaltar que en nuestro estudio consideramos las RICs con  $V_{fVS} > 400$  km/s ( $V_{fVS}$  velocidad del VS rápido), que presentaron una estructura bien definida y que no eran eventos complejos. Adicionalmente, estudiamos la geoeffectividad de las RICs usando los índices globales (Kp y SYM-H).

En la Figura 4.1 observamos el número de regiones de interacción corrotantes (CIRs, por sus siglas en inglés) registrados durante el año 2018. En este periodo de tiempo solo se registró un evento transitorio y el 97% eran casos corrotantes. Cabe resaltar que el HC donde se originó el VS rápido que generó cada CIR persiste en múltiples rotaciones. Sin embargo, en el histograma vemos algunas CIRs que perduraron solo durante una rotación (CIR número 1, 3, 5 y 10). Además, notamos que hubo CIRs que permanecieron en rangos de 2 a 13 rotaciones solares. Advertimos que el número de frecuencia de la CIRs es menor o igual al número de rotaciones solares de su correspondiente HC debido a la relación entre el área/posición del HC y las características físicas del VS rápido (Vršnak et al., 2007a,b; Verbanac et al., 2013; Rotter et al., 2015; Heinemann et al., 2018; Hofmeister et al., 2018). Este resultado puede estar asociado con las fases del ciclo solar: durante la fase descendente las CIRs son más frecuentes que las SIRs transitorias.

Es importante mencionar que el HC asociado al evento CIR 4 (un ejemplo de su estructura se aprecia en la Figura 3.2) permaneció varias rotaciones solares. Usando imágenes en UVE observamos como dicho hoyo persiste en una posición similar durante largo tiempo, conservando su misma polaridad, sin embargo, existe la posibilidad de que sean múltiples HCs que se descomponen y reaparecen en una posición similar en lugar de uno que viva mucho tiempo (pero no es seguro). Dicho hoyo parece sufrir una gran evolución e interacciones con los HCs cercanos (fusionándose y dividiéndose), así mismo en ocasiones aparecen nuevas regiones activas cerca de sus límites. Cuando un hoyo se fusiona con otro, su perfil evolutivo (crecimiento/decaimiento) se ve fuertemente

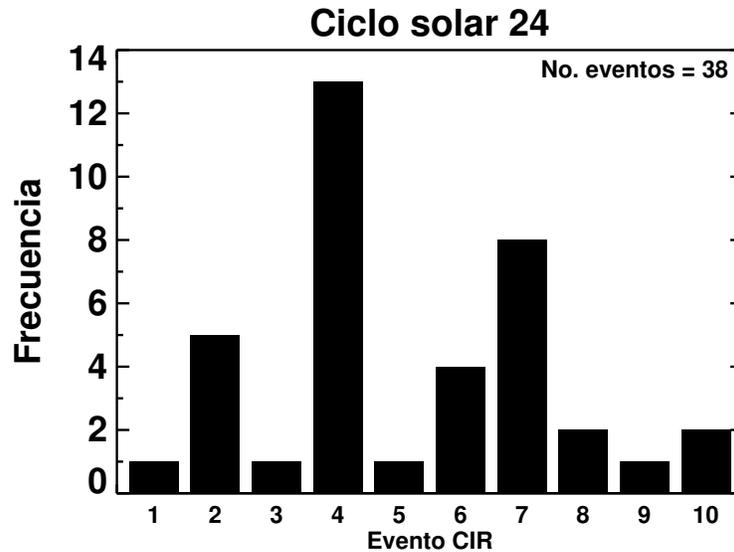


Figura 4.1: Histograma para el número de eventos CIR y su frecuencia en rotaciones solares. El número indica el evento CIR.

alterado, por lo que puede ser que un HC que está cerca de decaer por completo vuelva a crecer después de fusionarse con otro, aunque es posible que el "nuevo" HC no sea el mismo. Durante el mínimo solar, los HCs están muy fragmentados con límites no bien definidos, por lo que es difícil definir claramente su evolución y clasificarlos como una identidad única. El HC asociado a la RIC 4 presenta gran cantidad de campos magnéticos abiertos que se reorganizan constantemente (dividiéndose, fusionándose, y reconectándose a regiones activas) durante 1.5 años. Existen otros casos similares a este ejemplo, pero necesitamos realizar un análisis profundo para corroborar o descartar nuestras hipótesis.

Para medir el ancho radial de la región de compresión a 1 UA y la posición relativa de la IC inmersa dentro de la región de compresión usamos datos de velocidad. Aplicamos interpolación lineal en los casos donde hubo gaps. El ancho radial de la región de compresión se mide en UA. En la Figura 4.2a vemos que para el 79 % de las RICs el ancho radial estuvo en el rango 0.15 - 0.3 UA. Para el 5 % y 15 % de los eventos, el ancho radial se encontró en el rango de 0.1 - 0.15 UA, y 0.3 - 0.5 UA, respectivamente. El ancho radial promedio es de 0.25 UA. Nuestro resultado es comparable al obtenido por Gonzalez-Esparza (1999) quien analizó un conjunto de 98 RICs detectadas de 1-5 UA por 5 naves (Pioner 10 y 11, Voyager 1 y 2, así como Ulysses) y considerando diferentes fases de los ciclos 20, 21 y 22 encontró que el ancho radial promedio a 1 UA es de aproximadamente 0.22 UA. Así mismo, examinamos el ancho radial de 20 RICs detectadas a 1 UA por la nave Wind durante la fase descendente del ciclo solar 23 (años 2007-2008). Encontramos que el ancho radial promedio es 0.27 UA (ver Figura 4.2b) y para el 50 % de las RICs el ancho radial fue mayor que el ancho radial promedio, mientras que durante el año 2018, para el 44 % de los eventos tuvieron un ancho radial mayor a 0.25 UA. Estos resultados muestran que durante el periodo 2007-2008 las RICs presentaron un ancho radial mayor que las RICs registradas durante el año 2018 (ver Tabla 4.2).

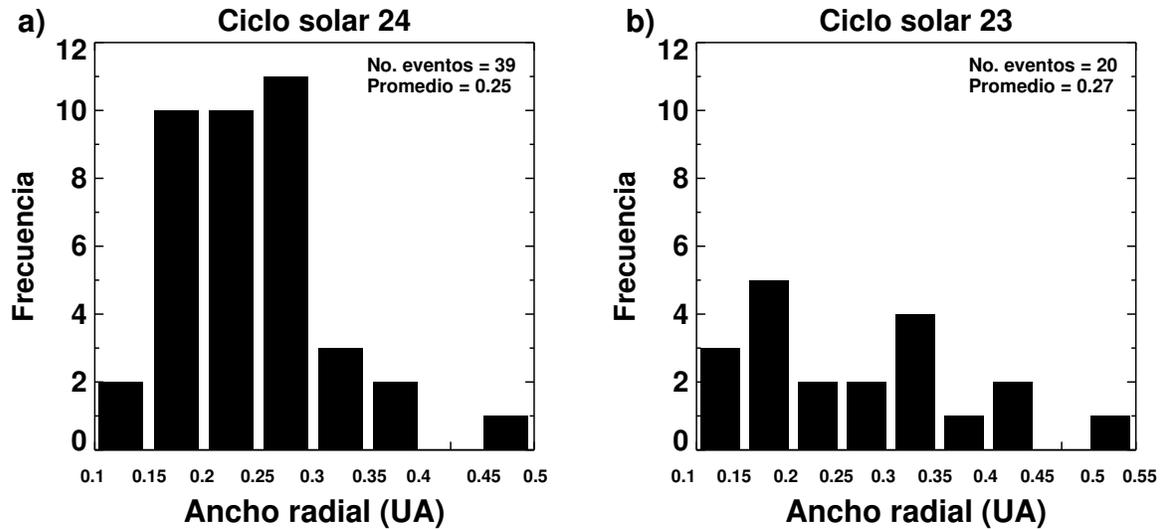


Figura 4.2: Ancho radial de las regiones de interacción detectadas a 1 UA por la nave Wind durante la fase descendente de los ciclos solares 23 y 24. El ancho radial es normalizado a 1. a) Histograma del ancho radial de la región de compresión correspondiente al año 2018. b) Histograma del ancho radial de la región de compresión concerniente a los años 2007-2008.

Por otro lado, es importante saber si la posición de la IC está asociada con el dominio del VS rápido o el VS lento. Así también, queremos determinar la relación entre la posición de la IC y la geoeffectividad de las RICs, es decir al encontrarse la IC más próxima al frente de la región de interacción ésta se vuelve más o menos geoeffectiva. Con base en lo anterior, calculamos la posición relativa de la IC (normalizada a 1) inmersa dentro de la región de compresión. Cuando la posición relativa es menor que 0.5, la IC estaba localizada más cerca del frente de la RIC, si la posición relativa es mayor que 0.5, la IC estaba más próxima de la parte trasera de la RIC, en otro caso, si la posición relativa es igual a 0.5 la IC se encontraba en el medio de la RIC. En este estudio encontramos que en el 82% de los casos la IC estuvo ubicada más cerca del frente de la RIC, y para el 18% la IC estaba más próxima de la parte trasera de la RIC. Estos datos muestran que para el mayor número de RICs hubo una gran compresión en la parte frontal de la IC generada por el VS rápido. Nuestro resultado está en acuerdo con Gonzalez-Esparza et al. (2013) quienes habiendo analizado 5 RICs observadas a diferentes distancias heliocéntricas (1-5 UA) por 5 naves (Helios 1 y 2, IMP 8, así como Voyager 1 y 2) durante la fase ascendente del ciclo solar 21 reportan que más del 70% de los casos la IC estuvo ubicada cerca de la parte frontal de la RIC. En la Figura 4.3a observamos la distribución del ancho radial en función de la posición relativa de la IC registrada durante el año 2018. Para el 41% de los casos, el ancho radial fue mayor que el ancho radial promedio (0.25 AU) y la IC estuvo ubicada más cerca del frente de la RIC. El 41% presentaron un ancho radial menor que el ancho radial promedio y la IC se localizó más próxima al frente de la RIC. El 15% de los eventos tuvo un ancho radial menor que el ancho radial promedio y la posición relativa de la IC estuvo más cerca de la parte trasera de la RIC. Adicionalmente, determinamos la posición relativa de la IC correspondiente a las RICs registradas en la fase descendente del ciclo solar 23. Observamos que para el 90% de los casos la IC estaba ubicada más cerca del frente de la RIC (ver Tabla 4.2 donde se resumen las propiedades de las RIC registradas en la fase descendente

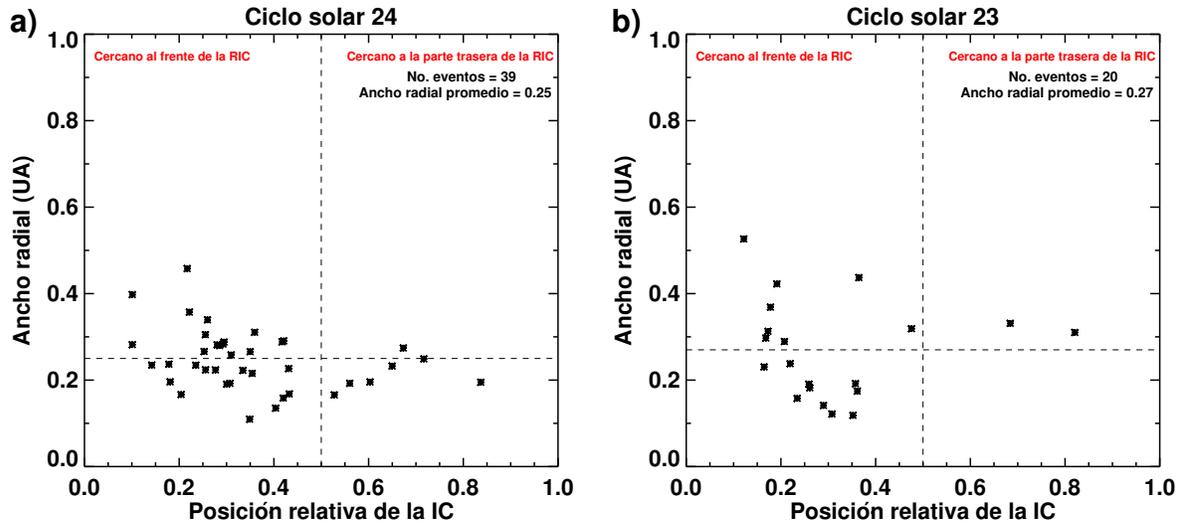


Figura 4.3: Distribución del ancho radial en función de la posición relativa de la IC detectadas a 1 UA por la nave Wind durante la fase descendente de los ciclos solares 23 y 24. a) Eventos correspondientes al año 2018. b) Eventos pertinentes a los años 2007-2008. El ancho radial está normalizado a 1.

de los ciclos 23 y 24). La Figura 4.3b muestra la distribución del ancho radial en función de la posición relativa de la IC registrada en el periodo 2007-2008. Notemos que para el 50% de las RICs presentó un ancho radial menor que el ancho radial promedio (0.27 AU), mientras que el 40% presentó un ancho radial mayor y en ambos casos la posición relativa de la IC se localizó más cerca del frente de la RIC. Para el 10%, la IC se ubicó más cerca de la parte reversa de la RIC y el ancho radial fue mayor a 0.27 UA. Contemplamos que durante los años 2007-2008 y 2018, la posición relativa de la IC estuvo más cerca del frente de la RIC para el mayor número de eventos indicando que el VS rápido perturbado estuvo dominando sobre el VS lento perturbado.

La razón de la presión dinámica entre el VS rápido y lento fue analizada. Este parámetro muestra si el VS rápido transfiere momento al VS lento (aceleración del VS lento), o el opuesto (desaceleración del VS rápido). En el 64% de los casos, la razón fue mayor que 1, indicando que la presión dinámica en la corriente rápida fue mayor a la presión dinámica en la corriente lenta. Este resultado señala que el VS rápido estuvo transfiriendo momento al VS lento (ver Figura 4.4a). Para el 36% la razón fue menor a uno, indicando que el momento estuvo fluyendo del VS lento al VS rápido. Este resultado está en acuerdo con Gonzalez-Esparza et al. (2013) quienes reportan que cerca del 60% de los casos el VS rápido transfirió momento al VS lento. En los eventos registrados durante el periodo 2007-2008 encontramos que para el 70% el momento estuvo fluyendo del VS rápido al VS lento (ver Figura 4.4b). Para el 30% la presión dinámica en el VS lento fue mayor que la presión dinámica en el VS rápido. Cabe resaltar que en ambos periodos de tiempo el VS rápido estuvo acelerando al VS lento en el mayor número de casos (estos datos se resumen en la Tabla 4.2).

La Figura 4.5a muestra la distribución de la razón de la presión dinámica en función de la posición relativa de la IC registrada durante el año 2018. Para el 54%, la posición relativa de la IC se localizó más cerca del frente de la RIC y el momento estuvo fluyendo del VS rápido al VS

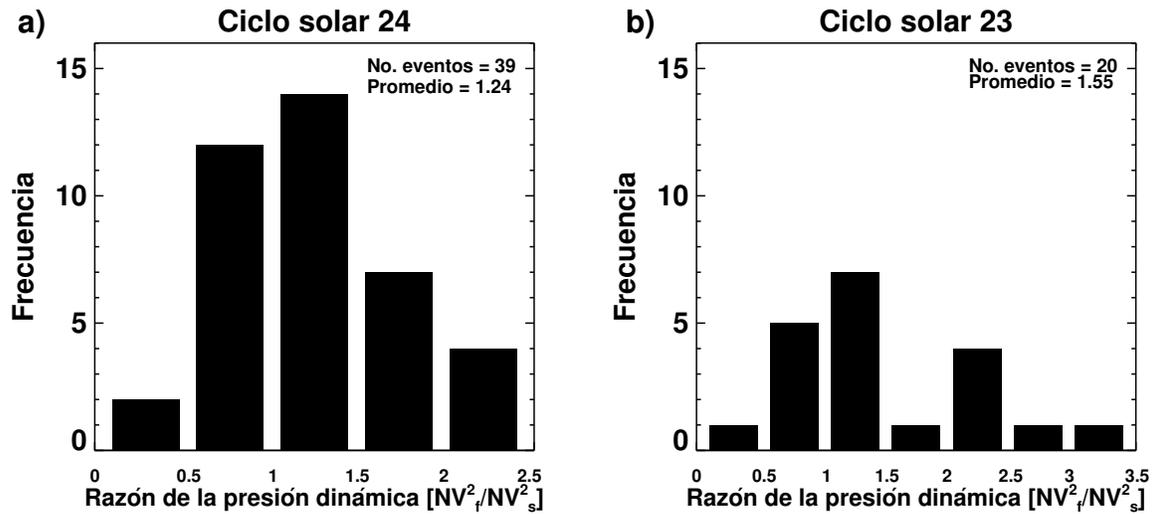


Figura 4.4: Razón de la presión dinámica entre el VS rápido y lento asociado a las RICs registradas a 1 UA por la nave Wind durante la fase descendente de los ciclos solares 23 y 24. Para este análisis se consideró una ventana de tiempo de 4-6 h. tomadas antes y después de la región de interacción. a) Histograma de los eventos correspondientes al año 2018. b) Histograma de los eventos concernientes a los años 2007-2008.

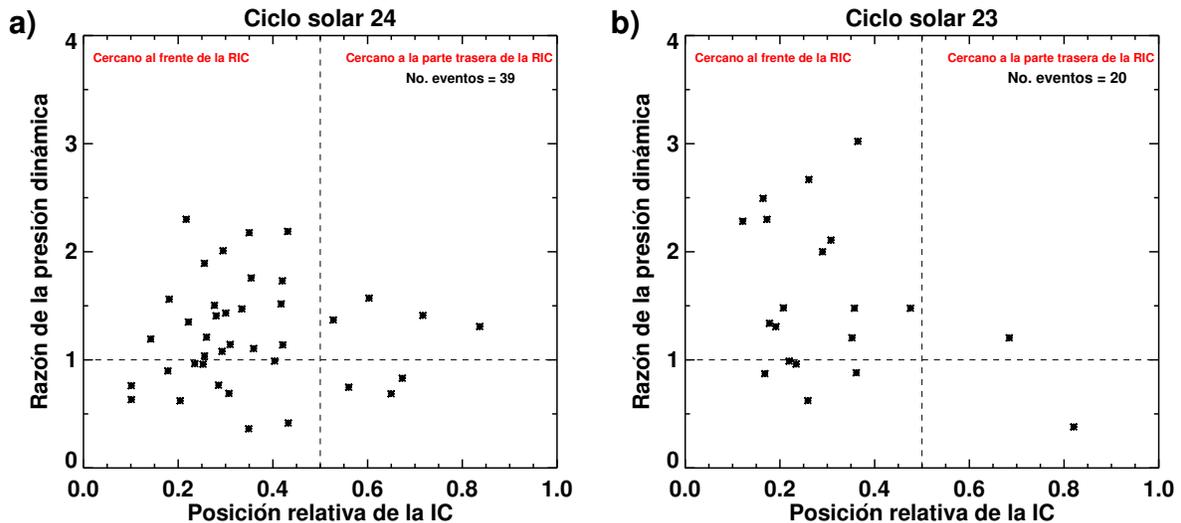


Figura 4.5: Distribución de la razón de la presión dinámica en función de la posición relativa de la IC de las RICs registradas durante la fase descendente de los ciclos solares 23 y 24. a) Eventos registrados durante el año 2018. b) Eventos registrados durante el periodo 2007-2008.

lento, mientras que para el 28 %, la IC se localizó más próxima del frente de la RIC y el momento fluía del VS lento al VS rápido. En el 10 % de los eventos la IC se ubicó más cerca de la parte trasera de la RIC en tanto que el momento estuvo fluyendo del VS rápido al VS lento. Para el 8 % la IC se localizó más cerca de la parte trasera de la RIC y el momento fluía del VS lento al VS rápido. La Figura 4.5b muestra la distribución de la razón de la presión dinámica en función de la posición relativa de la IC registrada durante el periodo 2007-2008. Para el 65 % (25 %), la IC se localizó más cerca del frente de la RIC y el momento fluyó del VS rápido al VS lento (VS lento al VS rápido). En el 5 % (5 %) de los casos, la IC se ubicó más próxima a la parte trasera de la RIC y el momento estuvo fluyendo del VS rápido al VS lento (del VS lento al VS rápido). Cabe enfatizar que en el mayor número de eventos, la posición relativa de la IC estaba más cerca del frente de la RIC mientras que el VS rápido aceleró al VS lento.

Además, examinamos la presión térmica y magnética en el VS rápido y lento. Para el 85 % de los eventos,  $r_{ther} > 1$  indicando que la presión térmica en el VS rápido fue mayor que la presión térmica en el VS lento. Este comportamiento es debido a que la temperatura en el VS rápido no perturbado fue significativamente mayor que en el VS lento no perturbado. Así mismo, notamos que para el 79 %,  $r_{mag} > 1$  lo que indica que la presión magnética en el VS rápido fue más grande que en el VS lento. Esta diferencia es debida a que el campo magnético en el VS rápido no perturbado fue significativamente mayor que en el VS lento no perturbado.

De acuerdo con reportes previos (Gonzalez-Esparza y Smith 1997, quien analiza un conjunto de 75 RICs observadas de 1-5 UA por las naves Pioneer 11, Voyager 1 y 2, y Ulysses durante las fases descendente, ascendente y post-máximo de los ciclos solares 20, 21 y 22, respectivamente) encontramos que en la mayoría de los casos la presión térmica y magnética en el VS rápido fue mayor que en el VS lento no perturbado. Por otro lado, los casos registrados durante 2007-2008 muestran que en el 90 % de los eventos,  $r_{ther} > 1$  indicando que la presión térmica en el VS rápido fue mayor que la presión térmica en el VS lento, mientras que para el 85 % de los eventos la presión magnética en el VS rápido fue más grande que la presión magnética en el VS lento (ver Tabla 4.2).

La actividad geomagnética relacionada con las RICs analizadas se cuantificó utilizando dos índices globales: Kp y SYM-H. Uno de los beneficios de usar diversos índices geomagnéticos es la capacidad de tener más información de la geoeffectividad. Respecto al índice Kp, 5 RICs generaron Kp = 5 causando una TG menor y 5 RICs indujeron Kp = 6 causando una TG moderada. De acuerdo al índice SYM-H, la clase de TG generadas estaban en el rango débil-moderada ( $-100 < SYM-H \leq -30$  nT). 10 RICs generaron  $-50 < SYM-H \leq -30$  nT y 7 RICs generaron  $-100 < SYM-H \leq -50$  nT, es decir indujeron una TG de clase débil y moderada, respectivamente. Observamos que un pequeño grupo de 9 RICs fue geoefectiva en ambos índices, es decir generaron una TG que presentó  $5 \leq Kp \leq 6$ , y  $-100 < SYM-H \leq -30$  nT. Estos resultados se resumen en la Tabla 4.1. Estudios previos reportan que el tipo de TG generadas por las RICs o CIRs se encuentran en el rango menor-intensa ( $5 \leq Kp \leq 6$ ) según el índice Kp, y en el rango quieta-moderada ( $-100 < SYM-H < -20$  nT) con respecto al índice Dst (Tsurutani et al., 1995; Alves et al., 2006; Zhang et al., 2008; Yermolaev et al., 2012; Sanchez-Garcia et al., 2017; Chi, et al., 2018). Es importante señalar que nuestros resultados son comparables con dichos estudios. Cabe resaltar que la componente  $B_z$  es un factor esencial en la geoeffectividad de las RICs como lo han reportado varios autores (Richardson, 2018). En esta investigación observamos que las RICs geoefectivas en ambos índices tuvieron  $-21 < B_z < -8$  nT. Las RICs que generaron las TGs más intensas (que registraron Kp=6 y/o  $-100 < SYM-H \leq -50$  nT) presentaron  $-21 < B_z < -10$  nT. De nuestro conjunto total de

Tabla 4.1: Valor de los índices Kp y SYM-H (columnas 1 y 4) donde se muestra la clase de TG generada (columnas 2 y 5) y el número de RICs que indujeron dichos valores (columnas 3 y 6).

Tormentas geomagnéticas generadas por las RICs durante el año 2018					
Índice	Clase de TG	No. de RICs	Índice	Clase de TG	No. de RICs
Kp=5	menor	5	$-50 < \text{SYM-H} \leq -30$ nT	débil	10
Kp=6	moderada	5	$-100 < \text{SYM-H} \leq -50$ nT	moderada	7

eventos encontramos 2 RICs que tuvieron  $-14 < B_z < -13$  nT, sin embargo, no fueron geoeffectivas en el índice Kp, es decir registraron  $Kp < 5$ , además estos casos mostraron baja densidad y presión debido a que la región fuente donde se originó el VS rápido fue un HC cuya área en el ecuador era pequeña. En la Tabla 4.2 se muestra el porcentaje de RICs geoeffectivas observadas en la fase descendente de los ciclos solares 23 y 24. Comparando ambos periodos observamos que hubo un mayor porcentaje de RICs geoeffectivas en la fase descendente del ciclo solar 23 que durante la fase descendente del ciclo solar 24.

Así también, observamos que en 21 RICs el paso de la IC se registró antes de que la componente  $B_z$  alcanzara su valor mínimo con una diferencia de tiempo superior a 30 minutos. Para 9 RICs el paso de la IC estuvo más cerca del momento en que se registró el valor mínimo de la componente  $B_z$ , la diferencia de tiempo es menor a 20 minutos. En 9 RICs el valor mínimo de  $B_z$  se registró tiempo antes del paso de la IC, la diferencia de tiempo es superior a 30 minutos. Para un mayor número de casos, el mínimo de la componente  $B_z$  se registró durante el paso del VS rápido perturbado. El resultado está en acuerdo con investigaciones previas (Sanchez-Garcia et al., 2017). Además, encontramos que en 31 RICs el valor máximo de cada índice se registró después del paso de la IC, mientras que para 8 RICs el valor máximo de cada índice se registró antes del paso de la IC. Respecto al índice Kp, la intensidad máxima de la TG se alcanzó durante el paso del VS rápido perturbado (para 9 eventos). De acuerdo con el índice SYM-H, en 14 RICs la intensidad máxima de la tormenta generada se alcanzó durante el paso del VS rápido perturbado y en 3 RICs la intensidad máxima de la TG se registró durante el paso del VS lento perturbado. Notamos que para el mayor número de casos la máxima intensidad de la TG se registró durante el VS rápido perturbado. Investigaciones previas han mostrado que la actividad geomagnética tiende a ser más intensa durante el paso del VS rápido perturbado que está inmerso dentro de la región de compresión de la RIC (Verbanac et al., 2013; Sanchez-Garcia et al., 2017).

Es importante mencionar que los choques y los eventos complejos tienden a incrementar la eficiencia de las RICs (Echer and Gonzalez, 2004). En este estudio contemplamos 4 casos que tuvieron un choque frontal asociado, un caso con un choque reverso y un caso presentó ambos pares de choques. Este último caso fue de los más eficientes y proviene de un HC ecuatorial de amplia área. Cabe enfatizar que en algunos casos los choques apenas se estaban formando.

Adicionalmente, analizamos la corriente de alta velocidad debido a su relación con la región fuente y su eficiencia. Observamos que durante la fase descendente del ciclo solar 24 la velocidad media de las corrientes de alta velocidad fue de 506 km/s. En 21 RICs la velocidad del VS rápido fue mayor que la velocidad promedio (Figura 4.6a). Por otra parte, encontramos que durante el periodo 2007-2008 la velocidad promedio del VS rápido no perturbado fue de 596 km/s. En 14 RICs la velocidad del VS rápido fue mayor que la velocidad media (Figura 4.6b). Comparando ambos resultados, notamos que las corrientes de alta velocidad concernientes a la fase descendente del ciclo solar 23 fueron más rápidas que las corrientes de alta velocidad registradas durante la

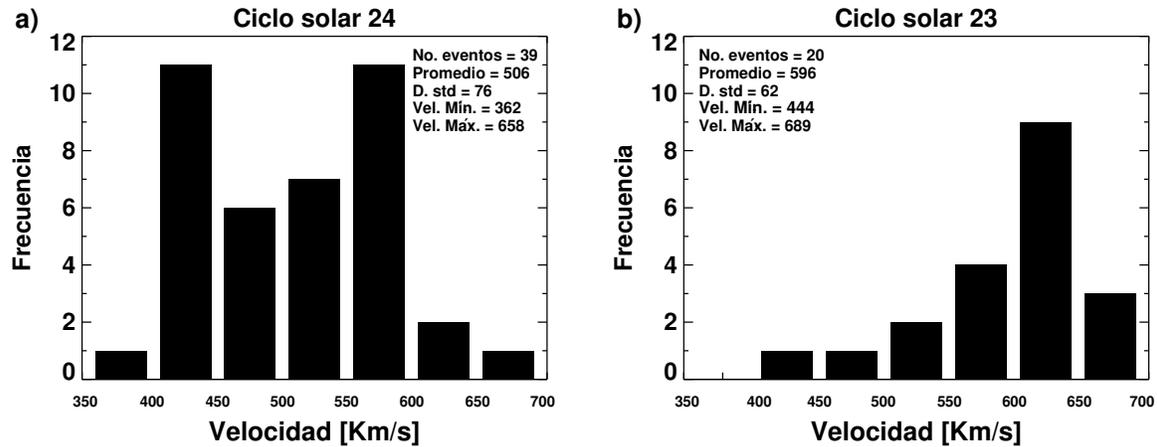


Figura 4.6: Velocidad promedio del VS rápido no perturbado asociado a las RICs detectadas a 1 UA por la nave Wind durante la fase descendente de los ciclos solares 23 y 24. a) Histograma de los eventos registrados durante el año 2018. b) Histograma de los eventos registrados en los años 2007-2008.

fase descendente del ciclo solar 24 (dichos datos se resumen en la Tabla 4.2). También observamos que las RICs detectadas en el ciclo 23 presentaron una estructura mejor definida que las RICs registradas en el ciclo 24. Esta característica puede estar asociada a la presencia de choques F o R, ya que las RICs pertenecientes al periodo 2007-2008 presentan un tipo de choque o ambos pares de choques. Por otro lado, para las RICs pertenecientes al 2018, el 44 % alcanzaron una velocidad mayor a la velocidad promedio (506 km/s), mientras que el 38 % registraron una velocidad menor y en ambos casos la IC se ubicó más cerca del frente de la RIC. Así también el 8 % de las RICs alcanzaron una velocidad mayor a la velocidad promedio, mientras que el 10 % registraron una velocidad menor y en ambos casos la IC se localizó más próxima a la parte trasera de la RIC. Mientras tanto, para los eventos pertenecientes al 2007-2008 encontramos que el 65 % de los eventos tuvieron una velocidad mayor que la velocidad promedio (596 km/s) y la posición relativa de la IC se localizó más próxima de la parte delantera de la RIC. Para el 25 %, la corriente de alta velocidad fue inferior a 596 km/s y la IC se ubicó más cerca del frente de la RIC. Para el 5 %, la corriente de alta velocidad fue mayor que la velocidad promedio mientras que la IC estuvo más cerca de la parte trasera de la RIC. Estos resultados muestran que para el mayor número de casos la velocidad de la corriente rápida fue mayor que la velocidad promedio mientras que la IC estaba más próxima al frente de la RIC en ambos periodos de tiempo.

Usando el análisis de varianza máxima calculamos la inclinación latitudinal de la IC. Este método se aplicó a 26 eventos cuya interfase estaba bien definida. Notamos que en 12 RICs la IC presentó un ángulo latitudinal  $\theta > 10^\circ$ , lo que indica que el frente de la IC apuntaba hacia el norte. En 8 RICs la IC tuvo  $\theta \sim 0^\circ$ , lo que indica que el frente de la IC era aproximadamente ortogonal al plano de la eclíptica. En 6 RICs la IC tuvo  $\theta < -10^\circ$  indicando que el frente de la IC estaba apuntando hacia el sur. Cabe enfatizar que las RICs geoeffectivas presentaron  $-25^\circ < \theta < 22^\circ$ . La Figura 4.7 muestra la distribución de la inclinación latitudinal de la IC vs la posición relativa de la IC. Los números indican el evento CIR. Los casos geoeffectivos con  $\text{SYM} \leq -30$  nT se muestran con un asterisco rojo. Los asteriscos azules indican las RICs geoeffectivas según el índice

Tabla 4.2: Propiedades de las RICs durante la fase descendente de los ciclos solares 23 y 24. El subíndice  $f$  se refiere al VS rápido y  $s$  al VS lento.

	Ciclo 24 (Año 2018)	Ciclo 23 (Años 2007-2008)
Ancho radial promedio	0.25 UA	0.27 UA
Posición relativa de la IC	82 % cerca del frente de la RIC	90 % cerca del frente de la RIC
$r_{dyn} = (N_f V_f^2 / N_s V_s^2) > 1$	64 %	70 %
$r_{ter} = (N_f T_f / N_s T_s) > 1$	85 %	90 %
$r_{mag} = (B_f^2 / B_s^2) > 1$	79 %	85 %
Transferencia de momento del VS rápido al VS lento y la IC estaba cerca del frente de la RIC	54 %	65 %
$Kp \geq 5$	26 %	55 %
$SYM \leq -30$ nT	44 %	80 %
Velocidad media del VS rápido no perturbado	506 km/s	596 km/s

$Kp$ . Observamos que para el 38 % la IC estuvo más cerca del frente de la RIC, mientras que el frente de la IC apuntaba al norte. Así mismo, en el 15 % la IC estuvo más cerca del frente de la RIC y el frente de la IC apuntaba al sur. En el 27 % de los casos, la IC estuvo más próxima al frente de la RIC y el frente de la interfase fue ortogonal al plano de la eclíptica. Para el 8 % (8 %), la IC estuvo más cerca de la parte trasera de la RIC y el frente de la IC apuntaba al norte (sur). Tan solo en el 4 %, la IC se ubicó más cerca de la parte trasera de la RIC y el frente de la IC fue ortogonal al plano de la eclíptica. En este análisis pudimos notar que para una gran número de casos la IC estuvo más cerca del frente de la RIC y el frente de la IC apuntaba al norte. Así mismo, observamos que para las RIC geoeffectivas, la interfase correspondiente no presentó una inclinación pronunciada y además se ubicó más cerca del frente de la RIC. Nuestros resultados señalan que la orientación latitudinal estuvo más relacionada con los cambios temporales de la velocidad, así como la localización y área de los HCs, sin embargo, se debe realizar un análisis de la geometría de las RICs provenientes de una región fuente localizada en latitudes medias para corroborar o descartar nuestros resultados. En las Figuras 4.7 y A.1 se muestra la distribución latitudinal de la IC en función de la posición relativa de la IC registrada durante el ciclo solar 24. El ángulo que se muestra en ambas figuras y que además se reporta en la Tabla 3.1 (columna 14) es aquel en cuya ventana de tiempo analizada los datos de velocidad varían lo más mínimo posible. En la Figura A.1 las barras verticales muestran el margen de error absoluto ( $Ea = \bar{X} - X_i$  donde  $\bar{X}$  es el valor promedio de cada muestra y  $X_i$  es el  $i$ -ésimo valor).

Como prueba adicional, examinamos las propiedades de la región fuente donde se originó el VS rápido. Para cada HC, analizamos su área y posición latitudinal sobre el disco solar. Observamos que el HC asociado a cada RIC se ubicó en latitudes medias y bajas. Los que se localizaron en bajas latitudes y que tenían una amplia área generaron corrientes rápidas con las velocidades más altas, además que indujeron las TGs más intensas. Usando el software IMAGEJ, se midió el área del HC correspondiente a cada RIC. Es importante mencionar que el área se midió en dos intervalos latitudinales sobre el disco solar:  $[-10^\circ, 10^\circ]$ , y  $[-5^\circ, 5^\circ]$ , los resultados obtenidos se muestran en la

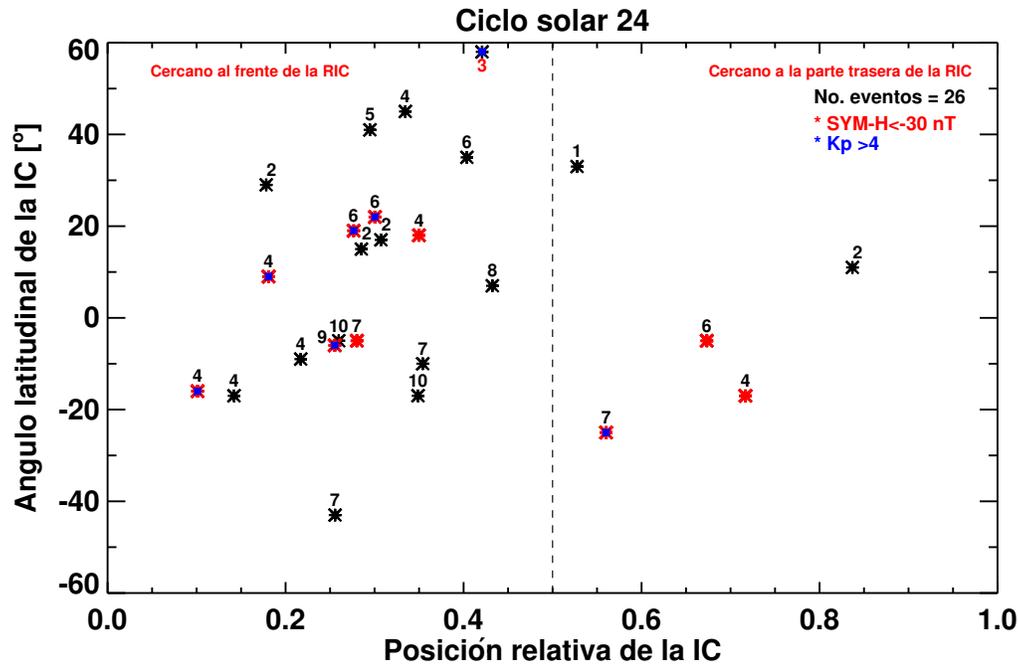


Figura 4.7: Distribución de la inclinación latitudinal de la IC en función de la posición relativa de la IC registrada durante el año 2018. Los números indican el evento CIR.

Tabla 4.3. Definimos como  $A_1$  y  $A_2$  el área del HC medida en el rango latitudinal  $[-10^\circ, 10^\circ]$  y  $[-5^\circ, 5^\circ]$ , respectivamente. Encontramos que para 27 HCs,  $A_1$  estuvo en el rango  $1.3-9.4 \times 10^{10} \text{ km}^2$ , esto es equivalente al rango 0.8-6.2% del área total del disco solar. En 3 HCs  $A_1$  se encontró en el rango  $3.9-5.8 \times 10^9$  y mientras que en 2 HCs  $1.01-1.1 \times 10^{11} \text{ km}^2$ , lo que representa el 0.3-0.4% y el 6.7-7.1% del área total del disco solar, respectivamente. Respecto a  $A_2$ , encontramos que en 26 casos el área estuvo en el rango  $1.1-5.3 \times 10^{11} \text{ km}^2$ , mientras que en 6 eventos el área del HC estuvo en el intervalo  $0.07-9.1 \times 10^9 \text{ km}^2$ . Estos resultados equivalen a 0.7-3.5% y 0.0000466-0.6% del área total del disco solar. También notamos que en 7 casos los HCs se ubicaron fuera de los rangos previamente mencionados. Nuestros resultados sobre el área de los HCs está en acuerdo con el estudio de Heinemann et al. (2019) quienes estudiaron 718 HCs localizados en latitudes bajas. Ellos descubrieron que el tamaño de los HCs estaba distribuido en el rango  $1.6 \times 10^9 - 1.7 \times 10^{11} \text{ km}^2$ . El área de los HCs relacionados con las RICs geoeffectivas mostraron las siguientes características:  $2.3 \times 10^{10} \leq A_1 \leq 1.1 \times 10^{11} \text{ km}^2$  (equivalente a 1.5-7.1% del área total del disco solar), y  $1.24 \leq A_2 \leq 5.3 \times 10^{10} \text{ km}^2$  (equivalente a 0.8-3.5% del área total del disco solar). Cabe mencionar que hubo una RIC geoeffectiva, pero el HC asociado a esta se localizó por arriba de los  $10^\circ$  latitud. Reportes previos han mostrado que la geoeffectividad de las RICs está asociada con el área de los HCs, en dichos trabajo realizan un corte meridional para medir el área del hoyo contenida dentro de este corte (Vršnak et al., 2007a,b; Verbanac et al., 2011; Rotter et al., 2015). En nuestro estudio consideramos un corte latitudinal  $[-10^\circ, 10^\circ]$ , ya que los HCs al cubrir mayor área sobre este rango generan una corriente rápida que perdura por más tiempo. Realizamos otro corte latitudinal  $[-5^\circ, 5^\circ]$  que es un subconjunto del primero, en ambos casos notamos que los HCs cuya área  $A_1$  y  $A_2$  es cada vez mayor tienden a generar las RICs más rápidas, intensas y de mayor

$A_1$ [km <sup>2</sup> ]	Número de casos	$A_2$ [km <sup>2</sup> ]	Número de casos
$3.9-5.8 \times 10^9$	3	$0.07-9.1 \times 10^9$	6
$1.3-9.4 \times 10^{10}$	27	$1.1-5.3 \times 10^{10}$	26
$1.01-1.1 \times 10^{11}$	2	$1.01-1.1 \times 10^{11}$	0
fuera del rango ecuatorial	7	fuera del rango ecuatorial	7

Tabla 4.3: Area fraccional  $A_1$  de los HCs asociados con las RICs y número de casos que registraron dicho valor (columnas 1-2).  $A_1$  se midió en el rango latitudinal  $[-10^\circ, 10^\circ]$ . Area fraccional ( $A_2$ ) de los HCs asociados con las RICs y número de casos que registraron dicho valor (columnas 3-4).  $A_2$  se midió en el rango latitudinal  $[-5^\circ, 5^\circ]$ .

Area	Indice Kp	Indice SYM-H
$A_1$	0.30	-0.45
$A_2$	0.27	-0.44

Tabla 4.4: Correlaciones entre el área de los hoyos coronales y geoeffectividad

geoeffectividad. También los HCs localizados en latitudes bajas y que estuvieron presentes por más de cuatro rotaciones solares, generaron corrientes rápidas que fueron geoeffectivas. Esta tendencia geoeffectiva ocurrió cerca y durante la fase máxima de crecimiento de los HCs, sin embargo, es necesario analizar una población mayor de eventos para confirmar dicha tendencia.

En la Tabla 4.4 se muestra la correlación entre el área de los HCs y la geoeffectividad. La columna 1 muestra el área  $A_1$  medida sobre el ecuador considerando el rango latitudinal  $[-10^\circ, 10^\circ]$ , mientras que  $A_2$  se midió en el rango latitudinal  $[-5^\circ, 5^\circ]$ . La correlación entre el área del HC y el valor máximo del índice Kp se encuentra en la columna 2. Dado que para 29 HCs no tuvieron repercusión significativa en Kp la correlación es baja. La correlación entre el área del hoyo coronal y el valor mínimo del índice SYM-H se puede observar en la columna 3. El caso es similar para el índice SYM-H, 22 HCs no tuvieron repercusión significativa en el valor mínimo del índice simétrico. De esta tabla no se puede corroborar nuestra hipótesis: que la geoeffectividad está en proporción con el tamaño de los HCs, ya que tenemos pocos casos geoeffectivos.

En la Tabla 4.5 se muestra la correlación entre el área de los HCs y la geoeffectividad. En este análisis solo se consideraron las RICs que indujeron  $5 \leq Kp \leq 6$ , y  $-100 < SYM-H \leq -30$ . La columna 1 muestra el área  $A_1$  y  $A_2$ . La correlación entre el área de los HCs y el índice Kp se muestra en la columna 2, mientras que la correlación entre el área de los HCs y el índice SYM-H se encuentra en la columna 3. Estas correlaciones son más altas en comparación con las de la Tabla 4.4 dado que únicamente se consideraron los 9 eventos geoeffectivos. Estas correlaciones nos muestran que la geoeffectividad de las RICs está en proporción con el área de los HCs, sin embargo, es necesario analizar un conjunto de datos mayor para corroborar este resultado.

Es importante decir que uno de los objetivos principales es determinar las características de las RICs que las hacen geoeffectivas o no geoeffectivas, para ello analizamos la correlación entre las variables. Conocer la dependencia entre la geoeffectividad de las RICs y los parámetros del VS nos da información sobre lo que las puede hacer más o menos eficientes. Así mismo, analizamos la relación entre la geometría de las RICs y la geoeffectividad. En principio sabemos que la componente  $B_z$  es un factor esencial en la geoeffectividad de las RICs, en nuestro estudio encontramos

Area	Indice Kp	Indice SYM-H
A <sub>1</sub>	0.62	-0.57
A <sub>2</sub>	0.66	-0.78

Tabla 4.5: Correlaciones entre el área de los hoyos coronales geoefectivos en ambos índices y su grado de eficiencia.

Tabla 4.6: Coeficientes de correlación (cc) entre el valor mínimo de la componente  $B_z$  y el valor máximo del índice Kp, así como del valor mínimo del índice SYM-H considerando todo el conjunto de datos.

Todos los eventos	
Relación	cc
Mínimo de $B_z$ vs. SYM-H	0.69
Mínimo de $B_z$ vs. Kp	-0.62

una tendencia débil para las TGs de incrementar su intensidad a medida que disminuye el valor mínimo de la componente  $B_z$ . Estadísticamente, el coeficiente de correlación (cc) entre el valor mínimo de  $B_z$  y el mínimo del índice SYM-H es 0.69, mientras que  $cc = -0.62$  para el mínimo de  $B_z$  y el máximo del índice Kp. Los coeficientes de correlación se resumen en la Tabla 4.6. Estos resultados nos indican que durante el proceso de reconexión magnética la presión dinámica ejercida por el VS, así como el CMI hacia el sur eran débiles y por consiguiente hubo un ingreso pequeño de partículas al interior de la magnetosfera.

Debemos enfatizar que encontramos buenas correlaciones entre las propiedades de las RICs que fueron geoefectivas en ambos índices (9 eventos). La Figura 4.8a muestra la distribución del valor mínimo de la componente  $B_z$  en función de la razón de la presión térmica entre el VS rápido y lento. Hay una tendencia para que el valor mínimo de  $B_z$  disminuya mientras aumenta la razón de la presión térmica. La correlación entre estos dos parámetros es de  $cc = -0.96$  (ver Tabla 4.7), sin embargo, no se observa una tendencia para todo el conjunto de eventos. En la Figura 4.8b observamos la distribución entre el valor mínimo del índice SYM-H en función de la razón de la presión térmica. La intensidad de la TG se incrementa mientras que la razón de la presión térmica aumenta. Investigaciones previas reportan que la velocidad del VS y la temperatura muestran una alta correlación con la máxima intensidad del índice Dst (Zhang et al., 2008). Nuestros resultados indican que la temperatura podría ser otro factor importante en incrementar la actividad geomagnética. Adicionalmente, encontramos que a medida que el área  $A_2$  se incrementa la razón de la presión térmica aumenta (ver Figura 4.8c). Por otro lado, observamos que conforme el área  $A_2$  crece la diferencia entre la velocidad del VS rápido y lento aumenta ( $cc = 0.73$ , ver Figura 4.8d). Cabe destacar que el área y ubicación de los HCs son un parámetro esencial en la interacción RICs-magnetosfera y su geoefectividad, sin embargo, debido a que tenemos pocos eventos geoefectivos en ambos índices es necesario analizar un conjunto de datos mayor para corroborar este resultado. Así también observamos que existe una tendencia media entre la razón de la presión magnética y la posición relativa de la IC. Mientras que la IC se ubica más cerca del frente de la RIC la presión magnética en el VS rápido es mayor que la presión magnética en el VS lento ( $cc = -0.76$ , ver Tabla 4.7).

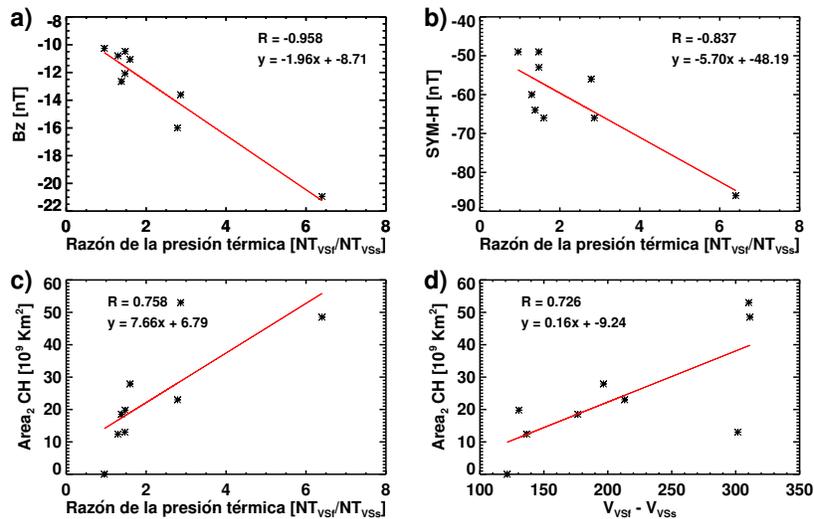


Figura 4.8: Distribución de los eventos que registraron  $5 \leq Kp$ , and  $SYM-H \leq -30$  nT. a) Correlación entre el valor mínimo de la componente  $B_z$  y la razón de la presión térmica. b) Correlación entre el valor mínimo del índice SYM-H y la razón de la presión térmica. c) Correlación entre el área  $A_2$  del HC y la razón de la presión térmica. d) Correlación entre el area  $A_2$  y la diferencia de velocidad entre el VS rápido y el VS lento.

Tabla 4.7: Coeficientes de correlación (cc) entre las variables correspondientes a las RICs geoeftivas en ambos índices.

Eventos con $5 \leq Kp$ , y $SYM-H \leq -30$ nT	
Relación	cc
Mínimo de $B_z$ vs. $r_{ter}$	-0.96
SYM-H vs. $r_{ter}$	-0.84
Mínimo de $B_z$ vs. SYM-H	0.76
Area <sub>2</sub> vs. $r_{ter}$	0.76
Area <sub>2</sub> vs. dif. Velocidad	0.73
Area 1 vs. dif. Velocidad	0.71
$r_{mag}$ vs. posición de la IC	-0.76

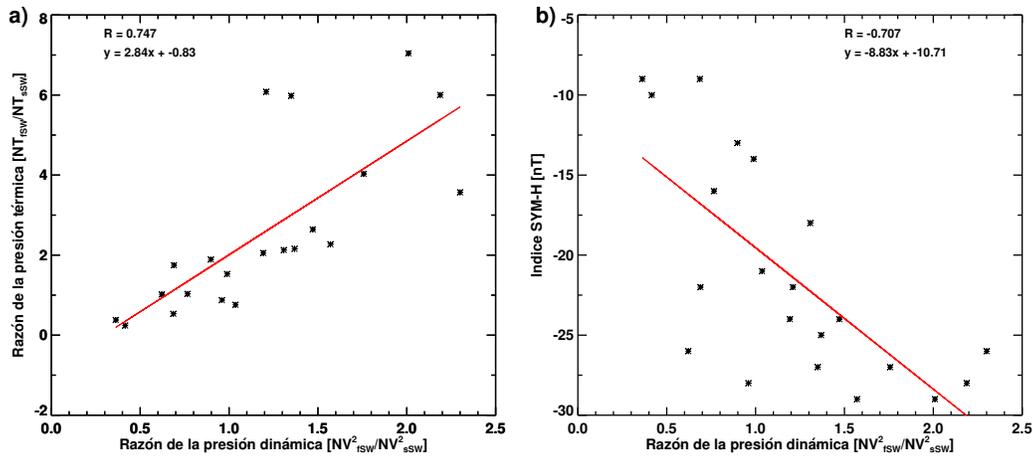


Figura 4.9: Distribución de los eventos no geoeffectivos. a) Correlación entre la razón de la presión térmica en función de la razón de la presión dinámica. b) Correlación entre el valor mínimo del índice SYM-H en función de la razón de la presión dinámica.

Tabla 4.8: Coeficiente de correlación ( $cc$ ) entre las variables correspondiente a las RICs no-geoeffectivas.

Eventos con $Kp < 5$ , y SYM-H $> -30$ nT	
Relación	$cc$
$r_{din}$ vs. $r_{ter}$	0.74
$r_{din}$ vs. SYM-H	-0.75

Notamos que en las correlaciones que se resumen en la Tabla 4.7 la presión térmica presentó una buena correlación con el área  $A_2$ , el valor mínimo de  $B_z$ , así como la intensidad máxima de la TG respecto al índice SYM-H. Estos resultados nos indican que la diferencia de densidad de protones y la temperatura entre el VS lento y rápido no perturbado pueden jugar un papel importante en la geoeffectividad de la RICs. Dado que tenemos pocos eventos geoeffectivos es indispensable analizar un conjunto mayor para corroborar estos resultados.

Adicionalmente, examinamos las correlaciones entre las variables de los eventos no geoeffectivos. Para el conjunto de RICs que presentaron  $Kp < 5$ , and SYM-H  $> -30$  nT encontramos una correlación media ( $cc = 0.74$ ) entre la razón de la presión dinámica y la razón de la presión térmica (ver Figura 4.9a). La razón de la presión térmica tiende a aumentar mientras se incrementa la razón de la presión dinámica. Esta correlación fue similar en los casos que registraron  $Kp < 5$ , o SYM-H  $> -30$  nT. También notamos que el valor mínimo del índice SYM-H tiende a disminuir mientras aumenta la razón de la presión dinámica (ver Figura 4.9b). Estas correlaciones se resumen en la Tabla 4.8. Cabe enfatizar que la densidad de protones es la variable común en la presión dinámica y térmica, por tal motivo creemos que la cantidad de protones representan un punto clave en tales correlaciones.

Comparando las características entre los casos geoeffectivos y no geoeffectivos observamos las siguientes diferencias: en los casos geoeffectivos además de la componente  $B_z$ , la razón de la presión térmica es otro factor que estuvo asociado con la eficiencia de las RICs, en tanto que dichos

parámetros estuvieron asociados con el tamaño de los HCs. En los casos no geoefectivos la razón de la presión dinámica y térmica mostraron una tendencia media. En general, las propiedades mencionadas pueden ser los factores que marcan la diferencia entre una RIC geoefectiva y una RIC no geoefectiva.

Cabe resaltar que las RICs geoefectivas provienen de HCs que cubren una amplia área sobre el ecuador solar y además la velocidad de la corriente rápida que generó a dichas RICs fue mayor a 480 km/s. Por tales motivos es importante vigilar los HCs de amplia área que se localizan sobre el ecuador, ya que son los que tienen mayor probabilidad de generar una RIC geoefectiva. Adicionalmente, contemplamos que la posición relativa de la IC y el ancho radial de la región de compresión no fueron factores que afectaran la eficiencia de las RICs. Así también notamos que para el mayor número de RICs geoefectivas hubo transferencia de momento del VS rápido al VS lento y la IC no presentó una inclinación pronunciada. Estamos iniciando el ciclo solar 25 y es necesario vigilar en tiempo real los HCs, sobre todo aquellos de amplia área y localizados sobre el ecuador solar por sus posibles repercusiones a la magnetosfera.

Finalmente, haciendo una comparación entre las propiedades de las RICs registradas en la fase descendente de los ciclos solares 23 y 24 observamos que las RICs registradas en el ciclo 23 fueron más rápidas, más geoefectivas, presentaron un ancho radial promedio mayor que las observadas en el ciclo 24 y además hubo una mayor presencia de choques. Estos resultados indican que la fase descendente del ciclo 23 fue más energético y geoefectivo que la fase descendente del ciclo solar 24. Estamos en la fase ascendente del ciclo solar 25 y esperamos que la actividad solar no tenga repercusiones severas en el entorno geomagnético.



# Capítulo 5

## Artículo 1

El objetivo principal de este artículo es analizar la zona geoefectiva dentro de cada RIC y el nivel de geoefectividad generada por ésta. Además, calculamos el tiempo que transcurre desde que se registra el valor mínimo de la componente  $B_z$  y el momento en que alcanza la intensidad máxima la TG inducida. Cabe enfatizar que este artículo es un complemento del trabajo de investigación de maestría; sin embargo en nuestro análisis obtuvimos resultados relevantes que se describen a continuación.

### 5.1. Artículo 1. Geoeffectiveness of stream interaction regions during 2007–2008.

*E. Sanchez-Garcia, E. Aguilar-Rodriguez, V. Ontiveros, and J. A. Gonzalez-Esparza  
Space Weather, 15 (2017); DOI: 10.1002/2016SW001559*

**Resumen** Las regiones de interacción entre corrientes (SIRs, por sus siglas en inglés) se generan en el medio interplanetario cuando una corriente de viento solar rápida alcanza a una más lenta. Si estos fenómenos de gran escala interactúan con la magnetosfera de la Tierra, ellos pueden generar las tormentas geomagnéticas (TGs). Su geoefectividad se mide usando índices magnéticos a diferentes latitudes. En este estudio analizamos la geoefectividad de 20 TGs que fueron generadas por SIRs durante el periodo de 2007 a 2008 y observadas por las naves ACE, Wind, y STEREO-A/B. Comparamos la respuesta geomagnética a la interacción SIR-magnetosfera empleando distintos índices geomagnéticos a bajas, medias y altas latitudes. La geoefectividad fue del 50 %, 55 %, y 90 % usando los criterios de los índices aa, Kp, y SYM-H, respectivamente. Encontramos que en la mayoría de los casos la máxima intensidad de cada índice estuvo en el rango débil a moderado. De acuerdo al índice SYM-H, un 10 %, 60 %, y 10 % de los choques frontales fueron seguidos por una TG quieta, débil y moderada, respectivamente. El 10 % y 20 %, fueron seguidas por una TG menor y moderada, respectivamente, de acuerdo al índice Kp. Analizamos la región geoefectiva dentro de las SIRs con respecto a la posición relativa de la interfase de corrientes (IC). Para el 75 % de las TGs, su máxima intensidad ocurrió durante el VS rápido perturbado (después del paso de la IC), el cual debería estar relacionado con la eficiencia de una SIR. La diferencia de tiempo  $\Delta t$  entre el paso de IC y la máxima intensidad de cada índice fue menor a 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). Their geoeffectivity is measured using magnetic indices at different latitudes. In this study we analyzed the geoeffectiveness of 20 GSs that were generated by SIRs during the period of 2007 to 2008 and observed by the ACE, Wind, and STEREO-A/B spacecraft. We compared the geomagnetic response to the SIRs-magnetosphere interaction employing different geomagnetic indices at low, middle, and high latitudes. The geoeffectiveness was 50 %, 55 %, and 90 % using the criteria of the aa, Kp, and SYM-H indices, respectively. We found that in most cases the maximum intensity of each index was in the weak to moderate range. According to the SYM-H index, a 10 %, 60 %, and 10 % of the forward shocks were followed by quiet, weak, and moderate GSs, respectively. The 10 % and 20 %, however, were followed by minor and moderate GSs, respectively, according to the Kp index. We analyzed the geoeffective region within the SIRs with respect to the relative position of the stream interface (SI). For 75 % of GSs, their maximum intensity occurred during the disturbed fast solar wind (after the passing of the SI), which would be related to the efficiency of a SIR. The time difference  $\Delta t$  between the passing of the SI and the maximum intensity in each index was less than 36 hours.

### 5.1.1. Introduction

A stream interaction region (SIR) is produced by the compression and deflection of solar winds interacting when a fast stream overtakes a leading slow stream (Gosling and Pizzo, 1999; Owens and Forsyth, 2013). At 1 AU the SIRs may be limited by either forward shocks (F), reverse shocks (R), or shock pairs (Smith and Wolfe, 1976). The forward pressure wave propagates into the slower solar wind ahead, while the trailing edge is a reverse pressure wave that propagates back into the trailing fast solar wind (Smith and Wolfe, 1976; Gosling and Pizzo, 1999; Riley et al., 2012). The boundary between fast and slow solar wind flows is known as a stream interface (SI). Its signatures in the interplanetary space are distinguished as abrupt and simultaneous drops in particle density, rises in proton temperature, and where the total pressure reaches a maximum (Forsyth and Marsch, 1999; Gosling and Pizzo, 1999; Jian et al., 2006).

Fast solar streams contain large-amplitude magnetic field fluctuations (Belcher and Davis, 1971; Tsurutani et al., 2006). The source regions of fast solar wind streams are the coronal holes (CHs) (Krieger et al., 1973). The CHs may be at high latitudes or they may extend to low latitudes. Through remote sensing using extreme ultraviolet images (EUVI) or X-ray wavelengths, the CHs are observationally a region of diminished emission, as compared to the quiet sun background level, because their temperature is less than 1 MK (Krieger et al., 1973; Raju and Bromage, 2005; Lowder et al., 2015). During the solar minimum and the descending phase of the solar cycle, the fast streams emanating from CHs dominate the large-scale interplanetary dynamics (Gosling et al., 1971; Krieger et al., 1973; González-Esparza and Smith, 1997). The CHs that extend to latitudes close to the ecliptic plane produce high-speed streams that impinge on the Earth's magnetosphere (Krieger et al., 1973; Raju and Bromage, 2005; Tsurutani et al., 2006; González-Esparza, 1999; Gonzalez-Esparza et al., 2013). When the flow pattern emanating from the CHs is nearly time stationary, SIRs recur on successive solar rotations and are named corotating interaction regions, or CIRs (Gosling and Pizzo, 1999). As a result, heliospheric magnetic field changes can cause geomagnetic storms (GSs) (Jackson, 1997, and references therein).

A geomagnetic storm is a temporal variation of Earth's magnetic field generated by a significant energy injection from the solar wind into the magnetosphere to an intensified ring current sufficiently strong for exceeding some key threshold (Gonzalez et al., 1994, 1999; Menvielle and Berthelier, 1991; Thompsen, 2004). The intense and long duration injection ( $\sim 3$  h) of the southward interplanetary magnetic field (IMF) (in which the  $B_z$  component is often  $< -10$  nT) allows a more effective energy transfer between the solar wind and the magnetosphere through the magnetic reconnection mechanism (Gonzalez and Tsurutani, 1987; Gonzalez et al., 1994, 1999; Tsurutani et al., 1995, 2006).

There are different geomagnetic indices for the monitoring of the variation of geomagnetic field in distinct latitudes. In this work we use the geomagnetic indices reported by the International Service of Geomagnetic Indices (ISGI) (more information on the Web page <http://isgi.unistra.fr/index.php>). The Polar Cap (PC) index has been designed to monitor the polar cap magnetic activity (Troshichev et al., 2006; Troshichev and Janzhura, 2012, and references therein). The PC index is well suited for the GS monitoring (Troshichev et al., 2011). The PC index is proportional to the intensity of the polar cap magnetic disturbance, calibrated for merging electric field ( $E_m$ ), and parameterized by season and hemisphere. The relationship between values of  $E_m$  is used for the calculation of the PC index  $PC = \xi E_m$  where  $\xi$  is a scale coefficient ( $\xi = 1$  m/mV,  $E_m = V_{SW}(B_z^2 + B_y^2)^{1/2} \sin^2(\theta/2)$ ); here  $V_{sw}$  is velocity of the solar wind,  $B_z$  and  $B_y$  are the components of the IMF, and  $\theta$  is the angle between the IMF transverse component and the geomagnetic dipole. The PCN and PCS indices denote the PC index on the north and south poles, respectively (Troshichev et al., 2006; Troshichev and Janzhura, 2012, and references therein). The PCN and PCS indices are linearly correlate with the  $E_m$ , irrespective of season (Troshichev et al., 2006). The AE (Auroral Electrojet) index is designed to measure the magnetic activity in the auroral zone generated by the increase of ionospheric current fluxes below and within the auroral oval (Davis and Sugiura, 1966; Allen et al., 1976). The AE index is derived from geomagnetic variations in the horizontal component in the auroral zone:  $AE = AU - AL$ , where the AU is the maximum positive deviation of the H component that produces an upper bound and AL is the maximum negative deviation of the H component that produces a lower bound (Davis and Sugiura, 1966; Allen et al., 1976). The Kp (estimated global) index is a measure of variation in the geomagnetic field at middle latitudes that are also affected by the variation of the equatorial ring current and the influence of auroral electrojet (Davis and Sugiura, 1966; Menvielle and Berthelier, 1991; Thompsen, 2004, and references therein). The Kp index is defined by a quasi-logarithmic relation to the amplitude of disturbance. During periods of intense magnetic activity, the auroral electrojets may move equatorward until they approach or partially overlie the higher-latitude observatories used to determine Kp (Davis and Sugiura, 1966; Menvielle and Berthelier, 1991). The *aa* (antipodal amplitude) index measures the magnetic field strength at midlatitudes ( $\pm 50^\circ$ ) (Mayaud, 1972). The *aa* index is defined by the average for each interval of 3 h of the K index. The Dst (Disturbance storm time) represents the variation of geomagnetic field, which is axially symmetric with respect to the dipole axis. The increase of the equatorial ring current in the magnetosphere is assumed to be the main physical source of the axially symmetric disturbance (Sugiura and Kamei, 1991). The neutral current sheet flowing across the magnetospheric tail also contributes to the disturbance geomagnetic field. The compression of the magnetosphere from solar wind pressure increases also contributes to the symmetric variation which appears as a positive variation in the Dst index. In this study, we used the equivalent symmetric disturbance component in H (SYM-H) index instead of the Dst index because it has a better resolution time (1 min). Dst and SYM-H are both indices designed to mea-

sure the intensity of the GS time ring current (Iyemori and Rao, 1996; Wanliss and Kristin, 2006). Note that other studies used  $B_z$  ( $E_y$ ) and magnetospheric indices Dst, Dst\* (pressure corrected Dst, Burton et al., 1975), Kp and AE as input and output of the storm generation processes for the estimation of the efficiency of interplanetary drivers (Yermolaev et al., 2010). In addition, other research has shown that the PC is adequate for the observation of the GSs (Troshichev et al., 2011).

Previous studies have addressed the geomagnetic response of the interaction between the magnetosphere and different large-scale interplanetary drivers, by covering different periods of observations, number of events, and magnetic indices. These studies can be grouped, according to the interplanetary drivers that trigger the geomagnetic activity, into three categories: (1) corotating interaction regions (CIRs) and high-speed streams (HSS); (2) interplanetary coronal mass ejections (ICMEs), including magnetic clouds (MCs) as a subgroup of these ejecta; and (3) complex events that encompass the combination of interplanetary structures such as ICMEs, shocks, and heliospheric current sheet. Gonzalez and Tsurutani (1987) analyzed 10 GSs in a 500 day period of observations made by ISEE 3 spacecraft. They found intense geomagnetic activity in these storms with  $Dst < -100$  nT, where nine of these events were associated with HSS. Their analysis also shows little correlation between the shock strength and the intensity of the storm. Tsurutani et al. (1995) compared geomagnetic Dst and AE indices with plasma and magnetic field data of CIRs during the descending phase of the solar cycle 20 (1973–1975), where two long-lasting CHs were associated with HSS and anomalously high AE index values. They found only moderate ( $-100$  nT  $\leq$  Dst  $\leq$  -50 nT), weak ( $-50$  nT  $\leq$  Dst  $\leq$  -25 nT), or negligible ( $-25$  nT  $\leq$  Dst) GSs caused by CIRs, and these were not responsible for major GSs (three events) that were associated with HSS led by forward shocks. Yermolaev and Yermolaev (2002) analyzed interplanetary drivers associated with geomagnetic activity during the period 1976–2000. They found that the source of magnetic storms is 30.2 % for CIRs, 33.2 % for MCs, 5.7 % for shocks, and 30.9 % for other solar wind structures. They also discovered that the fraction of MCs increases to one half when only intense storms (Dst  $\leq$  -100 nT) are considered. In a comprehensive survey of geoeffectiveness of CIRs as measured by Dst index, Alves et al. (2006) analyzed 727 CIRs events from solar wind observations during the period 1964–2003. Their results show that 33 % of CIRs are followed by moderate/intense magnetic activity (Dst  $<$  -50 nT). Yermolaev et al. (2012) analyzed 798 geomagnetic storms with Dst  $\leq$  -50 nT and five types of interplanetary sources: CIRs, ICMEs including MCs and ejecta, compression region sheath before MCs and ejecta. Their results show that CIRs and the sheath have higher rates of occurrence compared to MCs but less geoeffectiveness. Echer and Gonzalez (2004) studied the geoeffectiveness of interplanetary shocks during the minimum (15 shocks) of the solar cycle 23 and its maximum (50 shocks). In this study, they discovered that in average Dst profiles, after shocks are a consequence of the energy injection into the magnetosphere through different interplanetary solar wind structures. They also found that 36 % of interplanetary shocks were followed by intense (Dst  $\leq$  -100 nT) and 28 % by moderate geomagnetic activity during the maximum of the solar cycle. Moreover, during the minimum, they reported that 13 % and 33 % of the shocks were followed by intense and moderate storms, respectively. There are also studies that analyze events that can be compared to intense extreme events such as the Carrington storm (Cid et al., 2015, and references therein) as well as applications to space weather through an emergency alert framework for geomagnetically induced currents (GICs) (Kataoka and Ngwira, 2016).

Since the SIRs differ from the CIRs because they do not follow a time-stationary pattern that can persist for at least one solar rotation or more (Gosling et al., 2001), studying the geomag-

netic response of these nonrecurrent solar wind structures with the magnetosphere at different latitudes becomes interesting. Most of the studies on the geoeffectiveness of CIRs do not make this distinction. The aim of this study is to analyze the geoeffectiveness (defined as a probability with which a selected phenomenon can cause a geomagnetic storm (Yermolaev et al., 2012)) of the SIR-magnetosphere interaction at different latitudes during the period 2007 to 2008, which corresponds to the period of geomagnetic activity minimum (MGA) of solar cycle 23 (Tsurutani et al., 2011). In order to perform this study, we use distinct geomagnetic indices for analyzing the efficiency of 20 SIRs. These events were observed by the Advanced Composition Explorer (ACE) (Stone et al., 1998), the Wind spacecraft (Acuña et al., 1995; Harten and Clark, 1995), and/or the Solar TERrestrial RELations Observatory (STEREO) A and B (Kaiser et al., 2007) spacecraft and had associated forward and/or reverse shocks. Another important aim of this study, which has not been considered previously, is to explore the geoeffective zone within the SIRs through the relative position of the stream interface (SI). To accomplish this task, we calculate the time difference between the moment when the Wind registered the passing of the SI and the moment when the GS reached its maximum intensity in each index. We also calculate the time difference between the minimum value of the  $B_z$  component and the passing of the SI, both registered by Wind. In section 2, we show the data selection and the methodology used for this analysis. The results of maximum intensity of the GSs and their relation with the SI and the minimum value of the  $B_z$  component are introduced in section 3. In addition, we discuss the geomagnetic response to SIRs-magnetosphere interaction. In section 4 we summarize the results of this study.

### 5.1.2. Data Selection and Methodology

We analyzed a set of 20 GSs generated as a result of SIRs-magnetosphere interaction (Tables 5.3 and 5.4). The SIRs were observed by the ACE, Wind, and/or STEREO-A/B spacecraft, minutes before their interaction with the Earth's magnetosphere. We selected 2 years during the minimum of solar cycle 23 for this study (2007 to 2008). This particular period was chosen because during the minimum of the solar cycle the SIRs dominate the large-scale dynamics in the interplanetary medium. In addition, in this period the STEREO-A/B spacecraft were close to the Earth: the separation angle between STEREO-A/B and Earth was in the range  $1.41^\circ$ – $42.76^\circ$ . Each of these SIRs generated a GS with different degrees of intensity for all indices. For the analysis of the SIRs' properties, the magnetic field data were obtained from the following instruments: the Magnetic Fields Experiment (MAG) (Smith et al., 1998) on ACE, the Wind Magnetic Field Investigation (MFI) (Lepping et al., 1995), and the In situ Measurements of Particles and CME Transients (IMPACT) (Luhmann et al., 2007) on STEREO-A/B. The plasma data were obtained from the Solar Wind Electron Proton Alpha Monitor (SWEPAM) (McComas et al., 1998) on ACE, the Solar Wind Experiment (SWE) (Ogilvie et al., 1995) on Wind, and the Plasma and Suprathermal Ion Composition (PLASTIC) (Galvin et al., 2008) on STEREO-A/B. The database of Wind, ACE, and STEREO-A/B are available at the following Web pages: <https://omniweb.gsfc.nasa.gov>; <http://www.srl.caltech.edu/ACE/ASC/> and <http://www-ssc.igpp.ucla.edu/ssc/stereo>. The SIRs events were chosen by using the list of stream interaction regions observed by STEREO-A/B (Jian et al., 2006, 2013). We selected the events that presented a forward or reverse shock or both, including some parameters such as the following: (1) the ratio of downstream magnetic field intensity to upstream magnetic field intensity ( $B_d/B_u$ ), (2) magnetosonic Mach number ( $M_{ms}$ ), (3) ratio of the plasma pressure to the magnetic pressure ( $\beta$ ), and (4) the angle ( $\theta_{Bn}$ ) between the IMF

and the shock normal (Jian et al., 2013; Kilpua et al., 2015), where their values were obtained from the Heliospheric Shock Database (Kilpua et al., 2015) and the Interplanetary Shocks at STEREO-A/B catalog, (Jian et al., 2013). The list of the interplanetary shocks and stream interaction regions (SIRs) observed by the STEREO spacecraft is available at the STEREO Web page ([http://www-ssc.igpp.ucla.edu/forms/stereo/stereo\\_level\\_3.html](http://www-ssc.igpp.ucla.edu/forms/stereo/stereo_level_3.html)). The list of interplanetary shocks reported in Heliospheric Shock Database is available at the Web page (<http://ipshocks.fi/database>).

We used the geomagnetic indices reported by the ISGI. The intensity level of electric field measured at the PCN and PCS (Troshichev and Janzhura, 2012) was analyzed by using data with 1 min resolution. On the auroral oval, the magnetic field strength level was measured by using the AE index (Allen et al., 1976) with 1 min data resolution; at middle latitudes and  $\pm 50^\circ$ , we used Kp and *aa* (Mayaud, 1972; Menvielle and Berthelier, 1991), respectively, with data values averaged over 3 h each. For low latitudes we used the SYM-H index (Iyemori and Rao, 1996) with a temporal resolution of 1 min.

These data sources allowed us to perform an analysis of plasma and IMF in order to identify the SIRs that were about to impact the Earth's magnetosphere and were observed by ACE and Wind. To recognize the SIRs, we based on the criteria given by Jian et al. (2006, 2013): (1) an increase of solar wind speed ( $V_p$ ), (2) a peak of total perpendicular pressure  $P_t$  with gradual declines on two sides, (3) an increase and then decrease of proton number density ( $N_p$ ), (4) a compression of the magnetic field (B), (5) an enhancement of proton temperature ( $T_p$ ), and (6) bulk flow velocity deflection. For each event we plotted the properties of plasma and IMF registered by the four spacecraft. We identified the passage of the SIRs and its associated SI by using the above criteria (Forsyth and Marsch, 1999; Gosling and Pizzo, 1999; Jian et al., 2006). Additionally, we separately identified the forward and reverse shocks. We identified interplanetary shocks based on the Heliospheric Shock Database and the Interplanetary Shocks at STEREO-A/B catalog. These catalogs used the criteria given in Jian et al. (2013) and Kilpua et al. (2015): a simultaneous increasing of  $V_p$ ,  $N_p$ ,  $T_p$  and B at the forward shock, whereas in the reverse shocks the  $N_p$ ,  $T_p$  and B all decrease, while  $V_p$  increases. Moreover, we plotted the variation of the geomagnetic field strength by using different magnetic indices at distinct latitudes. On each graphic we included the intensity of the total IMF and the  $B_z$  component. We identified the time when the minimum of the  $B_z$  component was registered and when the GS attained the maximum intensity for each index. In this work we classified the intensity levels of geomagnetic activity by using the PC (Troshichev and Janzhura, 2012), and Dst criteria (Gonzalez et al., 1994; Tsurutani et al., 2006), and the Kp criterion based on the NOAA Space Weather Scales. We determined the time when the passage of the SI was registered. Furthermore, on each panel we registered the maximum or minimum value of the GS, and the moment when it occurred. After knowing each time, we calculated the time difference between the moment when Wind registered the minimum value of the  $B_z$  component and the moment when the GS reached its maximum intensity in each index, as well as the time difference between the moment when Wind registered the passage of the SI and the maximum intensity of the storm.

Figure 5.1 shows an example of the methodology applied to each event (event 11 in Table 5.4). In this figure we can see the geomagnetic response at different latitudes as a consequence of the SIR-magnetosphere interaction. This event was registered on 7–10 March 2008. The parameters plotted from top to bottom are as follows: (a) the total field magnetic strength and the  $B_z$  component in geocentric solar magnetospheric (GSM) coordinate system observed in situ by the Wind spacecraft. From Figures 1b to 1f, we can see the variation of the Earth's magnetic field registered by distinct

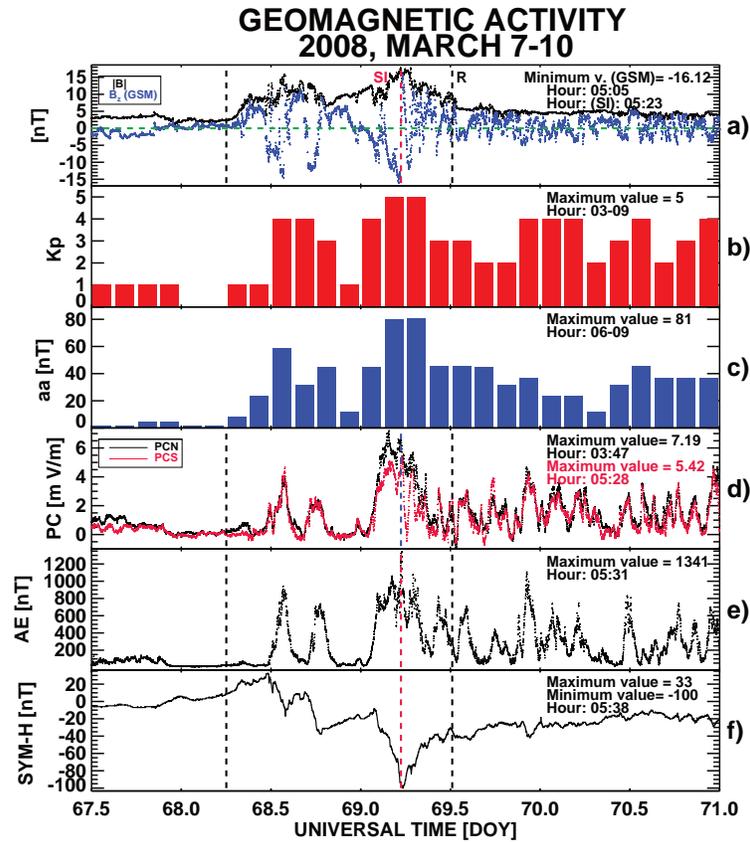


Figure 5.1: Geomagnetic response to the SIR-magnetosphere interaction at different latitudes on 7–10 March 2008. Parameters plotted from top to bottom are: (a) IMF intensity (black line) and the  $B_z$  component (blue line) in GSM coordinate system observed in situ by Wind; the variation of the Earth’s magnetic field registered by distinct geomagnetic indices: average of 3 h, (b) Kp and (c) aa indices; (d) averaged 1 min PCN, PCS, (e) AE, and (f) SYM-H indices. On each panel we registered the maximum or minimum value of the electric or magnetic field strength and the moment when it occurred. Vertical lines denote the forward (F) and reverse (R) shock bounding the interaction region (dashed black line). The vertical dashed red line indicates the passage of the stream interface (SI). The minimum of the  $B_z$  component was registered before the passage of the SI. In this figure we observe that the maximum intensity of each index occurs approximately at the same time as the minimum value of the  $B_z$  component. The maximum intensity of the PCN index, however, was registered before the passing of the SI and the minimum of  $B_z$  component; it is a consequence of secondary minimum ( $B_{zs} = -10.12$ ) that occurred  $\sim 1$  h before.

geomagnetic indices: 3-hourly averaged Kp and aa indices, 1 min averaged PCN, PCS, AE, and SYM-H indices. According to the Kp index, this GS was classified as minor (Kp=5). With respect to the SYM-H index, however, this storm was intense and in fact it was the strongest (SYM-H=-100 nT) of all the events in the data set. We observe that the minimum value of the  $B_z$  was registered approximately at the same time that we identify the passage of the SI (vertical dashed red line). The maximum intensity of the GS was reached, however, before the main minimum of the  $B_z$  component ( $B_{z_m}=-16.12$ ) and the SI, according to the PCN index (Figure 5.1d). It is a consequence of the secondary minimum ( $B_{z_s}=-10.12$ ) that occurred  $\sim 1$  h before. For the other geomagnetic indices, the maximum intensity occurred a few minutes after the minimum of  $B_z$  component. We should keep in mind that Kp and aa indices average 3 h and PCN, PCS, AE, and SYM-H indices have a temporal resolution of 1 min. Additionally, we identify the passage of forward and reverse shocks. Vertical lines denote the passing of the compressive wave (dashed black left line) and a reverse shock (dashed black right line) bounding the interaction region. On 8 March 2008 STEREO-A observed a forward quasi-perpendicular ( $\theta_{Bn}=66.8^\circ$ ) shock, the sharp jump was  $B_d/B_u=1.31$ , the Mach number was  $M_{ms}=1.28$ , and the plasma  $\beta=1.67$ . On 9 March 2008, Wind observed a reverse quasi-parallel ( $\theta_{Bn}=36^\circ$ ) shock, while STEREO-A observed a reverse quasi-perpendicular ( $\theta_{Bn}=79.4^\circ$ ) shock,  $\sim 8$  hours later. The sharp jump and plasma  $\beta$  for the reverse shock was lower at WIND ( $B_d/B_u=1.35$  and  $\beta=1.2$ ) than STEREO-A ( $B_d/B_u=1.59$  and  $\beta=1.39$ ). The Mach number for the reverse shock was higher at WIND ( $M_{ms}=1.8$ ) than STEREO-A ( $M_{ms}=1.44$ ). These data are summarized for the event 11, Table 5.4. There were two peaks in the IMF strength during the passage of the SIRs. We infer that there were two fast streams on the Sun that were approximately close to each other.

In summary, the event registered on 7–10 March 2008 shows that the maximum intensity of the GSs may occur before or after registering the minimum value of the  $B_z$  component. Furthermore, the maximum intensity of each GS and the minimum of the  $B_z$  component may be registered before, during, or after the passage of the SI.

### 5.1.3. Results and Discussion

We studied the geomagnetic response of a set of 20 SIRs observed during the period 2007 to 2008. We analyzed the SIRs' properties using data of plasma and the IMF obtained from the ACE, Wind, and STEREO-A/B spacecraft. The efficiency was measured by using the PCN, PCS, AE, aa, Kp, and SYM-H indices. Based on the total number of events for which we have information, we observed that 50 %, 75 %, and 25 % of all SIRs events had forward, reverse, and both associated shocks, respectively. These data are showed in Table 5.1. The percentages found were consistent with previous studies with results that revealed the number of reverse shocks exceeding the number of forward shocks during the minimum of the solar cycle (Kilpua et al., 2015).

The severity of a storm varies at different latitudes. This was because, in each index, different physical factors were responsible for generating a GS, but the variation of the geomagnetic activity coincides with the distinct indices. In Figure 5.2a–5.2f, we can see the distribution of the GSs according to each index. According to the PCN index, the highest number of events were in the interval 4–6 mV/m (55 %), and 40 % had an intensity  $>6$  mV/m; see Figure 5.2a. With respect to the PCS index, the 55 % had 6–8 mV/m, 10 % were  $>8$  mV/m, and 35 % were  $<6$  mV/m; see Figure 5.2b.

In addition, for the GSs registered in the auroral oval, 40 % had an intensity in the range of

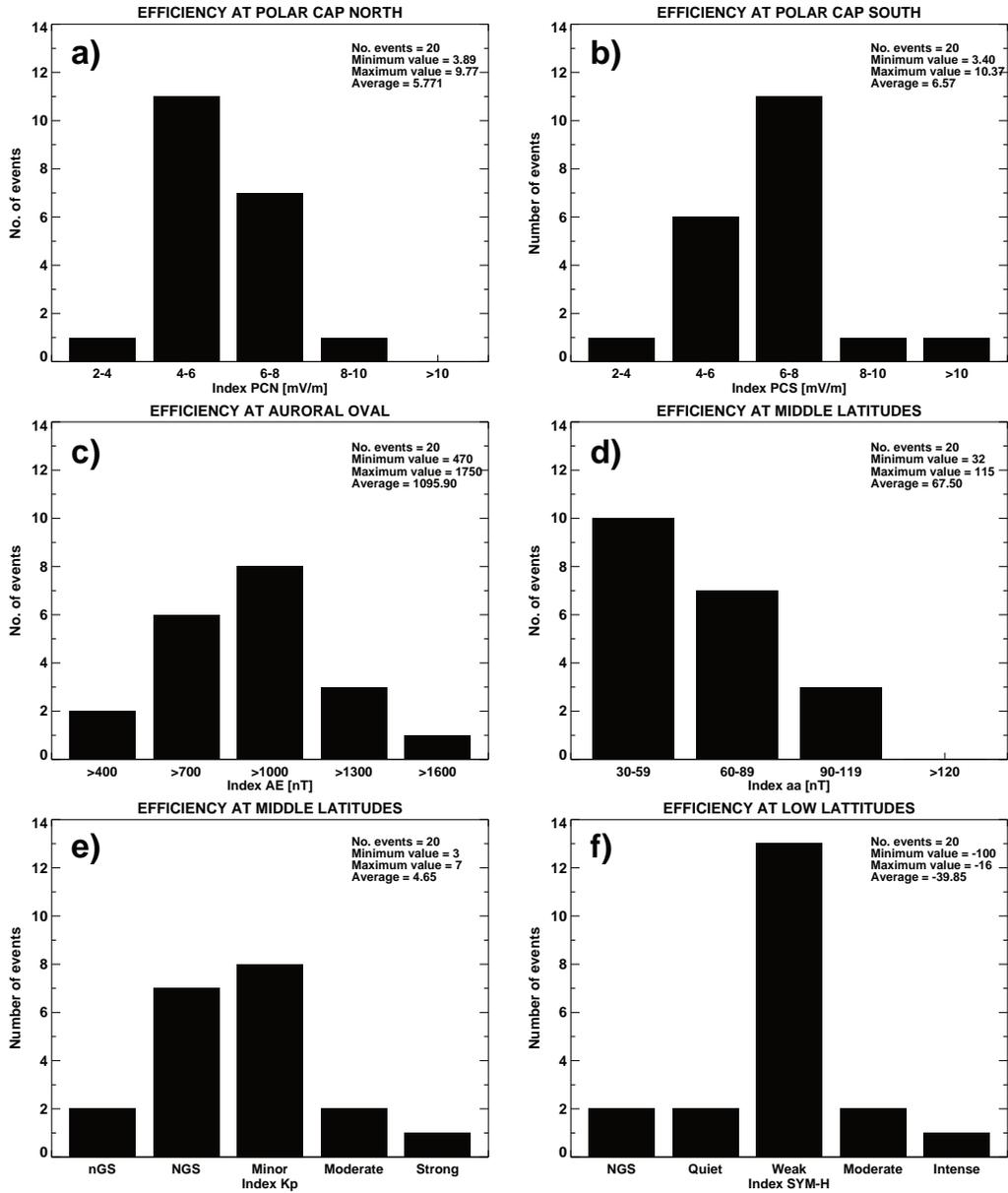


Figure 5.2: Histograms of events according to the (a) PCN index, (b) PCS index, (c) AE index, (d) aa index, (e) Kp index, where nGS and NGS means no GS for Kp=3 and Kp=4, respectively. Minor with Kp=5, moderate with Kp=6, and strong Kp=7. (f) SYM-H index, where NGS means no GS with SYM-H > -20 nT, quiet with  $-30 < \text{SYM-H} \leq -20$  nT, weak with  $-50 < \text{SYM-H} \leq -30$  nT, moderate with  $-100 < \text{SYM-H} \leq -50$  nT, and intense with SYM-H  $\leq -100$  nT.

Tabla 5.1: Statistics of SIRs' parameters<sup>a</sup>

Shock	Events Occurring (%)	Passing of the SI			
		Parameter	Before SI (%)	During SI (%)	After SI (%)
Forward	50	Minimum of B <sub>z</sub>	20	35	45
Reverse	75				
Both	25	Maximum of GSs	8.33	16.66	75

<sup>a</sup>Percentage of the class of shocks associated with SIRs in their arrivals around the L1 point (columns 1 and 2). Percentage of the SIRs' events that registered their minimum value of the B<sub>z</sub> component before, during, and after the passing of the SI (columns 3-6, row 3). Percentage of the GSs that registered their maximum intensity before, during, and after the passing of the SI (column 3-6, row 5).

AE = 400–1000 nT, 40 % in the range 1000–1300 nT, and 20 % had values >1300 nT. The most intense storm reached 1750 nT; see Figure 5.2c. For the GSs registered at latitudes of  $\pm 50^\circ$ , 50 % were in the interval  $aa=30\text{--}59$  nT with values that were not considered as a GS (Silbergleit and Larocca, 2001), 35 % had an intensity between 60 and 89 nT, and 15 % in the range of 90–119 nT; see Figure 5.2d. The most intense storm registered 115 nT. In Figure 5.2e we see the number of GSs classified as minor, moderate, and strong according to the Kp index; we used the NOAA Space Weather Scales. We find that around 40 %, 10 %, and 5 % were of a minor, moderate, and strong class, respectively. Furthermore, 45 % of the events had  $Kp < 5$  nT, which signifies that they did not reach the degree of GSs. In Figure 5.2f we see that according to the SYM-H index, 10 %, 65 %, 10 %, and 5 % of the GSs in our study were of quiet, weak, moderate, or intense class, respectively. In addition, 10 % of the events were not considered a GS because their SYM-H > -20. Previous studies have found that the GSs generated by corotating interaction regions were in the weak to moderate interval (Alves et al., 2006; Tsurutani et al., 1995, 2006), so that our results were consistent with these similar studies. We observed in Figure 5.2 that in most cases the maximum intensity of each index was in the weak to moderate range (PCN=4–8 mV/m, PCS=4–8 mV/m, AE= 700–1600 nT,  $aa=60\text{--}119$  nT,  $Kp=5\text{--}7$ , and SYM-H=-99 to -30 nT). In summary, the SIRs observed during the period 2007–2008 corresponding to the MGA, a 50 %, 55 %, and 90 % were followed by a GS, using the criteria of  $aa$ , Kp, and SYM-H indices, respectively.

In addition, the average value in each index was in the interval where the highest number of events was recorded. We emphasize that during the passage of the SIRs, if the southward component B<sub>z</sub> was < -5 nT, then the PC > 2 mV/m and AE > 400 nT. Other studies have showed that the AE (average value  $\sim 450\text{--}500$  nT) and Dst (< -30 nT) (Hajra et al., 2013).

In this study, we observed that the magnetic response to the SIRs-magnetosphere interaction was before, during, or after the passing of the SI. In Figure 5.3, we observe the distribution of the time difference between the moment when Wind registered the passing of the SI and the moment when the spacecraft registered the minimum of the B<sub>z</sub> component. We found that in four SIRs the minimum of the B<sub>z</sub> component was registered before the passing of the SI or during the disturbed slow solar wind, whereas other events had this peak after (nine events) and during (seven events) the passing of the SI. The SIRs that registered the minimum of the B<sub>z</sub> component during the disturbed slow solar wind (events 3, 6, 8, and 11 in Tables 5.3 and 5.4) had an associated reverse shock, and only two presented forward shock. Both were observed by ACE spacecraft, and their

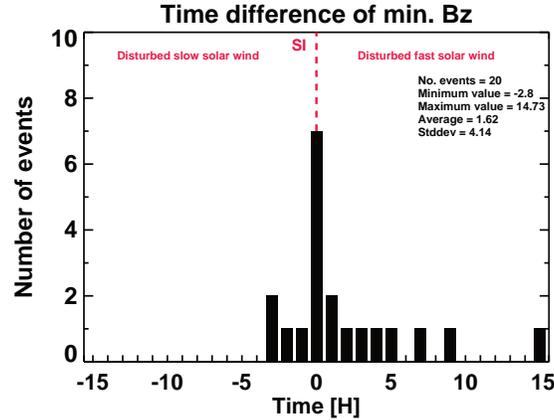


Figure 5.3: Histogram of the time difference  $\Delta t$  between the passing of the stream interface (SI) and the moment when the Wind spacecraft recorded the minimum of the  $B_z$  component. The intervals of time are 1 h. We identified with a negative number the cases that occurred before registering the passage of the SI (vertical dashed red line). The number of events that registered the minimum of the  $B_z$  component during the passing of the SI were less than 30 min (hour 0). The number of events that registered the minimum of the  $B_z$  component before and after to SI were greater than 30 min to about 15 h. We observed that in most cases, the minimum value of the  $B_z$  component occurred during disturbed fast solar wind.

time difference was less than 2 h. Of the SIRs that registered the minimum of the  $B_z$  component during the passing of the SI, two events had forward shock (events 5 and 9 in Table 5.3), three events had reverse shock (events 1, 10, and 11), and two events had both types of shock (events 7 and 15). Of the SIRs that the minimum of the  $B_z$  component was registered during the disturbed fast solar wind, three had forward shock (events 2, 13, and 19 in Table 5.3 and 5.4), five SIRs had reverse shock (events 4, 12, 14, 16, and 17), and one event presented both types of shock (event 20). Because of the fluctuations of the  $B_z$  component during the passing of the SIRs, we observed that in 8.33% of the events, the maximum intensity of each index occurred before the passing of the SI; the time difference was greater than 30 min. In 75% of the events the maximum intensity of each index occurred after the passing of the SI; the time difference was greater than 30 min. Finally, in 16.66% of the events, the maximum intensity of the each index occurred during the passing of the SI; the time difference was less than 30 min. These percentages are summarized in Table 5.1.

In Figure 5.4, we observe the distribution of the time difference between the maximum intensity in each index and the passing of the SI. We can see that the greater tendency for the maximum intensity of each index occurred during the disturbed fast solar wind. There were 10 cases in which the maximum intensity occurred during the disturbed slow solar wind. For the Kp index, event 6 in Table 5.3 had this characteristic. In the index aa, events 6, 8, and 20 with forward and reverse shocks registered their maximum intensity before the SI. In the PCN, events 1 and 11 with only reverse shock had their maximum intensity during the disturbed slow solar wind. In the PCS, events 1 (with reverse shock) and 6 (with both shocks) registered their maximum intensity before the SI. Events 1 and 8 registered their maximum intensity during the disturbed slow solar wind according to the AE index. We emphasize that those indices whose maximum intensity occurred

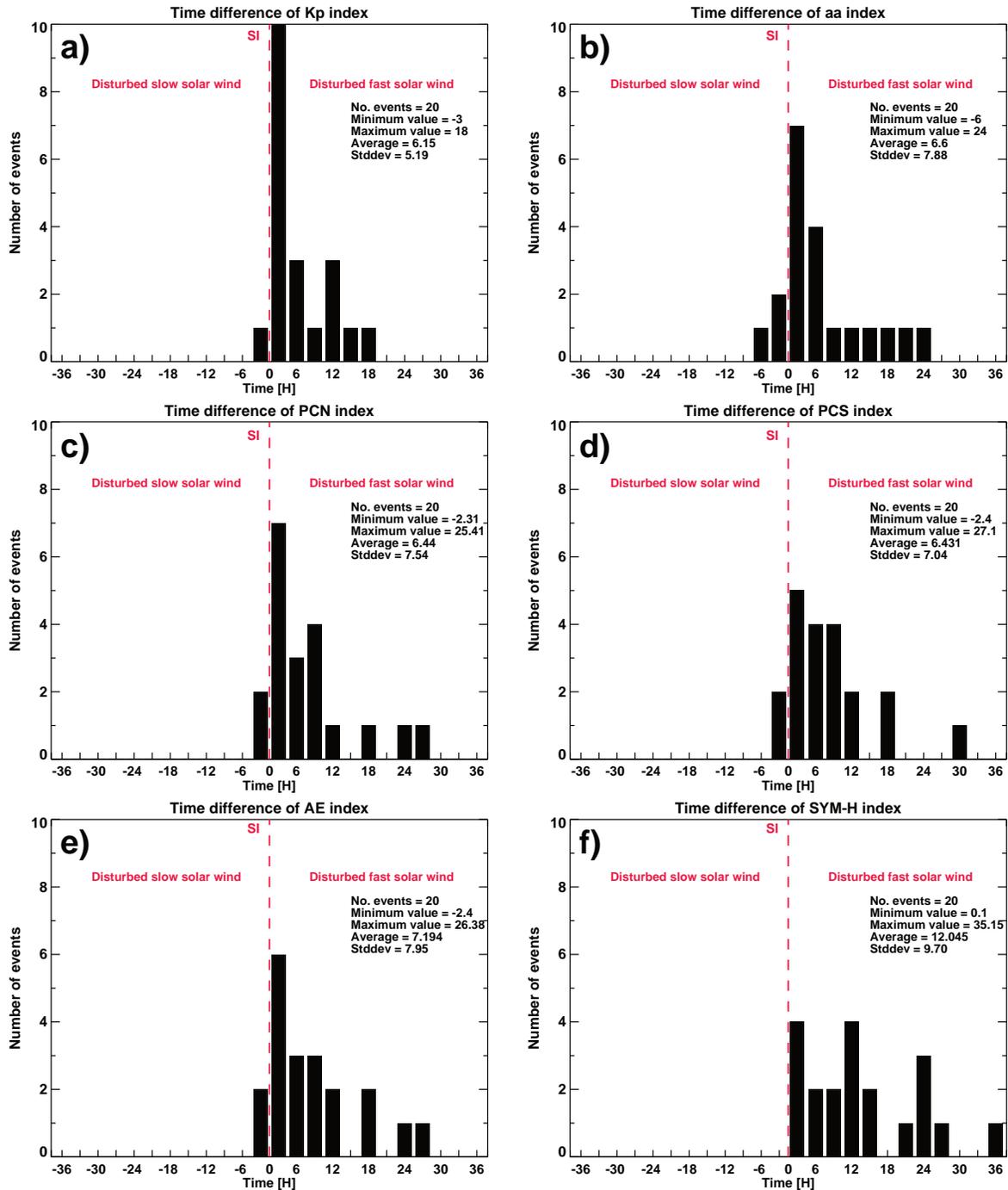


Figure 5.4: Histogram of the time difference  $\Delta t$  between the maximum intensity of each index and the moment when the WIND spacecraft recorded the passing of the stream interface (SI). We identified with a negative number the cases that occurred before registering the passage of the SI. The intervals of time are less than 3 hours. The hour 0 is the moment when was registered the passing of the SI (vertical dashed red line). In each panel we registered the minimum and the maximum time difference, the average and the standard deviation. We observed that in most cases, the maximum intensity of each index was registered during the passing of the disturbed fast solar wind.

Tabla 5.2: The time difference  $\Delta t$  between the maximum intensity of each GS and the moment when the Wind spacecraft recorded the minimum value of the  $B_z$  component<sup>a</sup>

Index	$\Delta t$ [h]
PCN	-3-25
PCS	-2-27
AE	-2-25
<i>aa</i>	-3-27
Kp	0-15
SYM-H	0-36

<sup>a</sup>We identified with a negative number the cases that occurred before registering the minimum value of the  $B_z$  component; 92.5 % of the GSs' maximum intensity occurred after recording the minimum of the  $B_z$  component.

before the passing of the SI (events with  $\Delta t < 0$ ) had the characteristic that their  $B_z$  component showed a secondary minimum ( $B_{z_s}$ ) before the main minimum ( $B_{z_m}$ ); see events 1, 8, 11, and 20 in Tables 5.3 and 5.4 and also in Figure 5.1. These minima occurred closer to each other, and the minimum  $B_{z_m}$  was less than  $B_{z_s}$ . In event 6,  $\Delta t$  was  $< 0$ ; however,  $B_{z_s}$  was not present. It should be noted that in order to provide statistical significance to these results, we used the sign test to probe that most of GSs reach their maximum intensity during the passing of the fast disturbed solar wind, as shown in Figure 5.4. In this test we used the level of significance  $\alpha = 0.05$ . Thus, after applying this test, we can say with a 95 % confidence that the geoeffective region within the SIR with respect to the relative position of the SI is in the fast disturbed solar wind.

The percentage of shocks that are followed by each level of geomagnetic activity was determined by using the Dst and Kp criteria. For example, 10 %, 60 %, and 10 % of the forward shocks were followed by quiet, weak, and moderate geomagnetic activity, respectively, according to the SYM-H index. Echer and Gonzalez (2004), however, in their study, analyzed 15 fast forward interplanetary shocks during the minimum (solar cycle 23); they found that 33 % of the shocks were followed by moderate storms. According to the Kp index the 10 % and 20 % were followed by minor and moderate geomagnetic activity, respectively. About 13.3 %, 60 %, 13.3 %, and 6.6 % of the reverse shocks were followed by quiet, weak, moderate, and intense geomagnetic activity, respectively, by using the SYM-H criterion. On the other hand, 46.6 %, 13.3 %, and 6.6 % of the reverse shocks were followed by minor, moderate, and strong geomagnetic activity, respectively, by using the Kp criterion.

The time difference  $\Delta t$  between the maximum intensity of each index and the moment when the Wind spacecraft recorded the minimum value of the  $B_z$  component was of the order of minutes to around 36 h (see Table 5.2). This range of values is approximated due to the different resolutions among the indices as well as the  $B_z$  component. We found that for around 92.5 % of the GSs their maximum intensity occurred after the recording of the minimum value of the  $B_z$  component, and 7.5 % occurred before. We identified with a negative number the cases that occurred before the minimum value of the  $B_z$  component. On average, the shorter  $\Delta t$  values were registered in the Kp index, while the longer  $\Delta t$  values were registered at low latitudes (SYM-H index). Table 5.2 shows  $\Delta t$  values registered at high, middle, and low latitudes.

Additionally, we observed that in some cases, when the minimum of the  $B_z$  component was

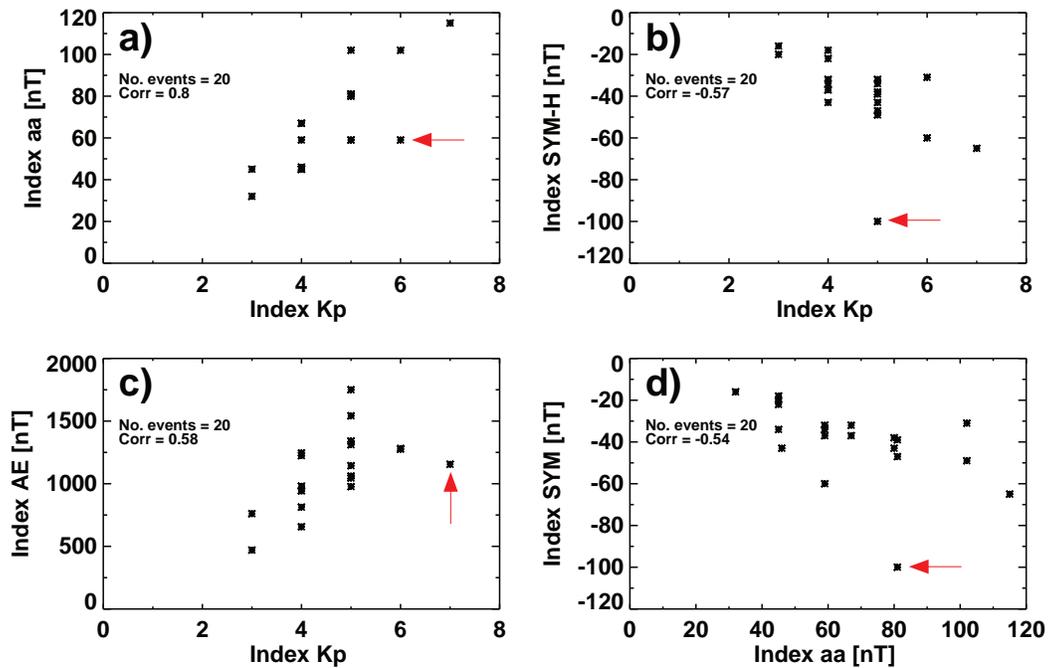


Figura 5.5: Correlation between indices during SIRs-induced GSs: (a) Kp versus  $aa$ ; (b) Kp versus SYM-H; (c) Kp versus AE; (d)  $aa$  versus SYM-H.

recorded, there was a magnetic response, but it was not significant. However, because of the large amplitude of the  $B_z$  component fluctuations that prevail over several hours, the storm intensifies later until it reaches a significant value. The events that presented this characteristic recorded longer time intervals.

We observed that there was a simultaneous geomagnetic response to SIRs-magnetosphere interaction in all indices. In most cases, their maximum intensity was in the range of weak to moderate, and the maximum efficiency was registered during the disturbed fast solar wind. For each event the maximum intensity was similar in all indices except in cases where one of the indices registered its largest value in its class (events 11, 12, 14, and 18 in Tables 5.3 and 5.4). In addition, the coefficient of correlation between indices is less than 0.6. The correlation increases, however, when we do not consider some of these events (events 11, 14, and 18). In Figure 5.4, we observe some examples of the distribution of each GS in different indices. Events 11, 14, and 18 are indicated with a red arrow. The correlation between the Kp and SYM-H indices (Figure 5.4b) decreases to -0.77 without event 11. The correlation between the Kp and AE indices (Figure 5.4c) rises to 0.67 without event 18. The correlation between the  $aa$  and SYM-H indices (Figure 5.4d) decreases to -0.65 without event 11. The correlation between the Kp and  $aa$  indices (Figure 5.4a) increases to 0.88 without event 7; this event has a forward and reverse shock as well as the highest  $B_d/B_u$  and  $M_{ms}$  in the forward shocks. We emphasize that SYM-H, PCN, and PCS, as well as the Kp and  $aa$  indices registered their largest values in events 11, 14, and 18, respectively. The SIRs corresponding to this number of events only have a reverse shock with Mach number  $M_{ms} \geq 1.8$  and the minimum value of  $B_z$  component less than -14.2.

We observed that in more cases the  $\theta_{Bn}$  was quasi-perpendicular. This characteristic corres-

ponds to a greater deflection of the magnetic field. However, this parameter does not influence the maximum intensity of the GSs. The average value of the Mach number of the forward shocks ( $M_{ms}(F)=1.67$ ) was less than the average value of the Mach number of the reverse shocks ( $M_{ms}(R)=1.76$ ). Statistically, the properties of shocks (the ratio of downstream magnetic field intensity to upstream magnetic field intensity ( $B_d/B_u$ ), magnetosonic Mach number ( $M_{ms}$ ), ratio of the plasma pressure to the magnetic pressure ( $\beta$ ), and the angle ( $\theta_{Bn}$ ) between the IMF and the shock normal) were not a primordial agent in increasing the intensity of the GS but increases the probability of magnetospheric activity as mentioned in Yermolaev et al. (2015). We found a low correlation between the intensity of the GSs and the characteristics of the shocks. The coefficient of correlation was in the interval  $[-0.5, 0.5]$ . Previous studies have found that the intense and long duration southward IMF is the principal factor in increasing the intensity of the GS (Gonzalez et al., 1999; Echer and Gonzalez, 2004; Echer et al., 2008). We noticed during the passage of the SIRs that the fluctuations of the  $B_z$  component were  $\geq -18.73$  nT from 6 h to 24 h. The magnetic response to SIRs-magnetosphere interaction was significant because the intensity of the geomagnetic field exceeds the values of the magnetic field environment at high and middle latitudes. At low latitudes, the intensity of geomagnetic field was less than the values of magnetic field environment in each event

It should be noted that the number of events in our data set is low, and a one-to-one comparison with previous studies is difficult to establish. However, the type of GSs induced by SIRs or CIRs are comparable according to Dst with previous studies (Tsurutani et al., 1995; Alves et al., 2006; Yermolaev et al., 2012).

#### 5.1.4. Summary

In this work we analyzed the magnetic response of the SIRs-magnetosphere interaction during the 2007 to 2008 period. We used different magnetic activity indices at distinct latitudes. Through these indices, we studied the magnetic response from high to low latitudes and the time evolution of the GSs that were generated. We studied a set of 20 SIRs of which 50 % presented a forward shock, 75 % a reverse shock, and 25 % for both shocks.

At low latitudes, the class of storms induced were quiet, weak, moderate, and intense according to the SYM-H index. The most common were the weak. At middle latitudes, the storms generated were of the minor, moderate, and strong class with respect to the Kp index. The minor kind were the most common. In the PCN, PCS, AE, and aa indices, their most common intensity levels were 4–6 mV/m, 6–8 mV/m, 1000–1300 nT, and 60–89 nT, respectively. Thus, the SIRs observed during the period 2007–2008, a 50 %, 55 %, and 90 % were followed by a GS, using the criteria of aa, Kp, and SYM-H indices, respectively. The percentage of forward shocks that were followed by quiet, weak, and moderate geomagnetic activity using the Dst criterion was 10 %, 60 %, and 10 %, respectively. The events with an associated forward shock, a 10 % and 20 %, however, were followed by minor and moderate geomagnetic activity, respectively, according to the Kp index. In general, the GSs generated by the SIRs-magnetosphere interaction were in the weak to moderate range.

In the auroral oval the variations of the magnetic field strength were  $>400$  nT if the values of the  $B_z$  component were less than  $-5$  nT during the passage of the SIRs. At high latitudes, the variations of the electric field strength on the PC were greater than 2 mV/m if the variations of the  $B_z$  component were less than  $-5$  nT.

Because of the variations of the  $B_z$  component within the SIRs, the minimum value of this component was registered before, during, or after the passage of the SI (20 %, 35 %, and 45 %, respectively). In addition, the maximum intensity of each index occurred before, during, or after the passing of the SI. In most of the cases (75 % events), the maximum intensity of the GSs occurred during the disturbed fast solar wind. Therefore, there was a large number of cases where the geoeffective zone was in the disturbed fast solar wind. This new result suggests that the relative position of the SI within the geoeffective zone of a SIR would be related to its efficiency in generating a GS.

We calculated the time difference  $\Delta t$  between the minimum of the  $B_z$  component and the time when each index registered its maximum intensity. We found that there were events that occurred before or after the minimum of the  $B_z$  component. The  $\Delta t$  corresponding to the GSs that occurred before the minimum of the  $B_z$  component was approximately of minutes up to 6 h. In other cases  $\Delta t$  was of a few minutes up to 36 h depending on the latitudinal location. In the majority of cases the geoeffective region was in the disturbed fast solar wind. Furthermore, around 92.5 % of the GSs had their maximum intensity after the minimum of the  $B_z$  component and 7.5 % before it. The indices whose maximum intensity occurred before the passing of the SI had the characteristic that their  $B_z$  component showed a secondary minimum ( $B_{z_s}$ ) before the main minimum ( $B_{z_m}$ ). The time difference  $\Delta t$  for the PCN, PCS, aa, and AE indices was similar, while for the Kp index the  $\Delta t$  was less than 15 h. At low latitudes, while using SYM-H index, the  $\Delta t$  was longer with respect to the other indices.

We observed a simultaneous variation of the geomagnetic field at distinct latitudes during the SIRs-magnetosphere interaction. There were a large number of cases where the maximum intensity of the GSs was registered during the disturbed fast solar wind. For each of the GSs, their maximum intensity was similar in all latitudes except in the cases where one of indices registered their highest values in its class.

Finally, this study emphasizes the importance of analyzing the relative position of the SI within the SIR, which could play a role in the efficiency of a SIR in terms of whether the disturbed fast or slow solar wind induces a GS. Clearly, the size of our data set is not large enough to establish this conclusion, however. A detailed study involving a large data set is needed to verify this result.

### 5.1.5. Appendix A: Table of Events

Data set corresponding to SIRs observed by Wind, ACE, and STEREO-A/B during the period of 2007 to 2008 are presented here. We included the efficiency in each index that was generated by SIRs-magnetosphere interaction by using different magnetic activity indices at low, middle, and high latitudes. Columns 1 and 5 show the event number and shock type (forward (F) or reverse (R)). Column 2 shows the spacecraft (Wind, ACE, STEREO-A (STA), or STEREO-B (STB)). Date (yyyy/mm/dd) and time (hh:mm:ss) of the shocks as they crossed each spacecraft appear in columns 3 and 4. Column 6 shows the ratio of downstream magnetic field intensity to upstream magnetic field intensity ( $B_d/B_u$ ). Column 7 shows the angle ( $\theta_{Bn}$ ) between the IMF and the shock normal. Column 8 is the ratio of the plasma pressure to the magnetic pressure ( $\beta$ ). Column 9 shows the magnetosonic Mach number ( $M_{ms}$ ). Columns 10 and 11 illustrate the date of passing of the stream interface (SI) (yyyy/mm/dd) and the time (hh:mm:ss) as it crossed the Wind spacecraft. Column 12 shows the date (yyyy/mm/dd) when the maximum geomagnetic activity was registered in response to SIRs-magnetosphere interaction. Columns 13 to 18 reveal

the maximum intensity in each index. The Kp (estimated global) index is shown in column 13. The aa (antipodal amplitude) index is shown in column 14. The PCN (Polar Cap North) and PCS (Polar Cap south) are shown in columns 15 and 16. The AE (auroral electrojet) and the SYM-H (symmetric H component) indices are shown in columns 17 and 18, respectively. In Table 5.3 we recorded the first 9 events (part I) and the 11 remaining events (part II) in Table 5.4.

Tabla 5.3: Shock parameters associated with SIRs registered by WIND, ACE, and/or STEREO-A/B observed during the period of 2007 to 2008 (columns 2-9)<sup>a</sup>

#	Spacecraft	SOLAR WIND										INDICES					
		Date yymmdd	Hour hh:mm:ss	Shock	$B_t/B_u$	$\theta_{B_n}$	$\beta$	$M_{ms}$	Date SI yymmdd	Hour SI hh:mm:ss	Date yymmdd	Kp	aa nT	PCN mV/m	PCS mV/m	AE nT	SYM-H nT
01	STA	070421	18:59:15	F	1.57	76.6	3.91	1.4	070423	05:10:00	070423	5	59	7.19	5.39	1061	-32
	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	12:00:00	070507	5	80	4.42	6.83	1144	-38
	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	02:33:00	070711	5	81	6.47	7.79	1045	-39
	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	16:00:00	070726	4	45	4.83	3.40	656	-22
	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	14:55:00	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	18:21:00	070927	6	102	5.02	7.38	1275	-31
	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	14:57:00	071025	6	59	5.63	6.42	1281	-60
	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	03:43:00	071113	3	32	5.14	5.67	470	-16
	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	07:34:00	071217	4	46	5.89	7.87	1245	-43
	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									

<sup>a</sup> Date and time of the passing of the SI (columns 10-11). Geoeffectiveness generated by the SIRs-magnetosphere interaction (columns 12-18). Part I.

Tabla 5.4: Shock parameters associated with SIRs registered by WIND, ACE, and/or STEREO-A/B observed during the period of 2007 to 2008 (columns 2-9)<sup>a</sup>

#	Spacecraft	SOLAR WIND										INDICES					
		Date yymmdd	Hour hh:mm:ss	Shock	$B_d/B_u$	$\theta_{Bn}$	$\beta$	$M_{ms}$	Date SI yymmdd	Hour SI hh:mm:ss	Date	Kp	aa nT	PCN mV/m	PCS mV/m	AE nT	SYM-H nT
10	STA	080108	01:48:30	R	1.36	66.3	0.57	1.28	080105	07:42:00	080105	4	67	4.69	6.39	1224	-37
	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	05:23:00	080309	5	81	7.19	5.42	1341	-100
	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									
	STA	080424	13:06:55	F	2.46	81.9	4.11	2.25	080423	05:38:00	080423	5	81	7.09	7.84	1750	-47
	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	02:00:00	080530	4	45	4.64	4.89	943	-34
	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	17:12:00	080614	5	102	9.77	10.37	1311	-49
	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	080722	12:53:00	080722	4	59	4.55	4.63	980	-37
	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	06:06:00	080809	5	80	6.32	6.62	977	-43
	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	04:47:00	080818	5	59	6.15	8.18	1542	-34
	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	11:23:00	081011	7	115	5.96	7.42	1155	-65
	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	081028	21:15:00	081029	4	67	6.17	7.05	813	-32
	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	04:20:00	081125	3	45	3.89	5.42	761	-20
	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									

<sup>a</sup> Part II



# Capítulo 6

## Conclusiones y Trabajo Futuro

Esta investigación se enfocó principalmente en el análisis de las RICs detectadas a 1 UA por la nave Wind. Nuestro conjunto de datos corresponde a la fase descendente y mínimo de los ciclos solares 23 y 24. Examinamos los parámetros de VS justo antes, durante y después de la región de compresión de cada RIC con el propósito de determinar como fue la relación física entre el VS rápido y lento. Así también, estudiamos la geometría de las RICs y su geoeffectividad. Nuestro interés particular era determinar la estructura geométrica de las RICs en su interacción con la magnetósfera y si estaba asociada con la geoeffectividad. De manera conjunta examinamos las propiedades de la región fuente del VS rápido que generó cada RIC, sobre todo estábamos interesados en conocer como fue la relación entre el área del los HCs y la geoeffectividad. De esta forma respondemos a las preguntas realizadas al inicio de nuestro estudio: a) ¿Cuánto contribuyen las propiedades físicas de las RICs, así como su geometría en incrementar la geoeffectividad? y b) ¿Es posible conocer las características de las RICs geoeffectivas y las no geoeffectivas tan solo con observar las propiedades de los hoyos coronales (HCs) cuando están localizados cerca del ecuador solar y sobre el meridiano central? Además de analizar sus propiedades físicas, geométricas y geoeffectividad hemos comparado algunas propiedades de las RICs registradas en ambos ciclos solares. Cabe resaltar que es la primera vez que se reporta una comparación entre las propiedades físicas de las RICs registradas en la fase descendente y mínimo de los ciclos solares 23 y 24.

Es importante decir que los resultados del análisis de la geometría de las RICs y propiedades del VS podrían ser una herramienta relevante en los modelos de propagación de VS. Así mismo, los resultados del estudio de la geoeffectividad de las RICs y el origen del VS rápido contribuyen en los pronósticos de clima espacial. Los aspectos más relevantes se resumen a continuación:

- Notamos que los HCs estaban localizados en latitudes medias y/o bajas, además cubrían gran parte del ecuador solar. Propusimos una nueva metodología para medir el área fraccional que cubre cada HC sobre el ecuador solar tratando de no sobrestimar dicha área. El área fraccional  $A_1$  es aquella obtenida del rango latitudinal  $[-10^\circ, 10^\circ]$ , mientras que  $A_2$  se midió en el rango latitudinal  $[-5^\circ, 5^\circ]$ , de este modo se cubre gran parte del ecuador solar. Cabe enfatizar que entre mayor área cubra el HC sobre el ecuador solar es más probable que se genere una RIC y esta sea observable en Tierra. Este tipo de análisis podría ser una herramienta relevante en los modelos de origen y propagación de VS, así como en los pronósticos de clima espacial.
- La región fuente del VS rápido que generó a cada RIC geoeffectiva son HCs que cubren una

amplia área sobre el ecuador solar. En particular, el área de los HCs relacionados con las nueve RICs geoeffectivas en ambos índices (es decir presentaron  $K_p \geq 5$  y  $\text{SYM-H} \leq -30$  nT) mostraron las siguientes características:  $2.3 \times 10^{10} \leq A_1 \leq 1.1 \times 10^{11}$  km<sup>2</sup> (equivalente a 1.5-7.1 % del área total del disco solar), y  $1.24 \leq A_2 \leq 5.3 \times 10^{10}$  km<sup>2</sup> (equivalente a 0.8-3.5 % del área total del disco solar). La velocidad de la corriente rápida que generó a dichas RICs estuvo en el rango 445-658 km/s.

- Los anchos radiales de los casos nueve casos geoeffectivos estuvieron en el rango 0.16-0.31 UA. Así mismo, notamos que la posición relativa de la IC estuvo más cercana al frente de la RIC, mientras que el frente de la IC no presentó una inclinación latitudinal pronunciada ( $-25^\circ < \theta < 22^\circ$ ). Adicionalmente, notamos que el ancho radial, la posición relativa de la IC y la orientación latitudinal no fueron factores en incrementar o disminuir la geoeffectividad. Nuestros resultados señalan que la orientación latitudinal estuvo más relacionada a los cambios temporales de la velocidad, así como la localización y área de los HCs.
- En siete casos geoeffectivos el VS rápido estuvo dominando sobre el VS lento, sin embargo, esto no fue un factor en incrementar o disminuir la geoeffectividad.
- Considerando solo el conjunto de las 9 RICs geoeffectivas notamos correlaciones significativas. La mejor correlación es para el valor mínimo de la componente  $B_z$  con la razón de la presión térmica,  $cc = -0.96$ . Este resultado señala que hay una tendencia de incrementar la razón de la presión térmica entre el VS rápido y lento a medida que el valor mínimo de la componente  $B_z$  disminuye. Cabe señalar que la razón de la presión térmica también presentó una tendencia a incrementarse a medida que el área  $A_2$  de los HCs crece. Así mismo, la intensidad de la TG (respecto al índice SYM-H) tiende a aumentar a medida que razón de la presión térmica se incrementa. Estos resultados sugieren que además del valor mínimo de la componente  $B_z$ , el aumento de la presión térmica en el VS rápido podría ser otro factor característico de las RICs geoeffectivas.
- Para el conjunto de RICs no geoeffectivas, encontramos que hay una ligera tendencia de aumentar la razón de la presión dinámica entre el VS rápido y lento a medida que se incrementa la razón de la presión térmica a ( $cc = 0.74$ ). Aunque dicha correlación es baja, esta propiedad aumenta nuestro conocimiento acerca de la RICs no geoeffectivas.

Es importante decir que nuestro conjunto de datos es pequeño por tal motivo es indispensable realizar un análisis detallado que incluya un conjunto de datos mayor para efectuar una mejor estimación estadística y así poder aceptar o rechazar nuestras hipótesis. Sin embargo, es necesario vigilar los HCs de amplia área que se localizan sobre el ecuador, ya que son los que tienen mayor probabilidad de generar una RIC geoeffectiva.

Con base al análisis de las propiedades físicas, geométricas y geoeffectividad de las RICs registradas en la fase descendente y mínimo de los ciclos solares 23 y 24 comparamos sus propiedades obteniendo los siguientes resultados:

- El ancho radial promedio de la región de compresión es de 0.27 y 0.25 UA para las RICs registradas en los ciclos solares 23 y 24, respectivamente. Nuestro resultado es comparable al obtenido por Gonzalez-Esparza (1999) quien reporta que el ancho radial promedio a 1 UA es de aproximadamente 0.22 UA. Cabe resaltar que las RICs registradas en el ciclo solar 23

presentaron un ancho radial promedio mayor que las RICs correspondientes al ciclo solar 24. La variedad en el ancho radial de las RICs parece estar relacionada al cambio continuo de las propiedades del VS rápido y lento.

- Para el 90 % y el 82 % de los eventos la IC correspondiente estuvo próxima a la parte frontal de la región de compresión esto durante la fase descendente y mínimo de los ciclos solares 23 y 24, respectivamente. Este resultado señala que hubo una mayor compresión en la parte frontal de la IC ejercida por el VS rápido, sin embargo, no se observa una tendencia con la presencia de choques frontales o reversos. Adicionalmente, nuestro resultado está en acuerdo con Gonzalez-Esparza et al. (2013) quienes reportan que en más del 70 % de los eventos la IC estuvo ubicada cerca de la parte frontal de la RIC.
- Observamos que para el 70 % y 64 % de las RICs registradas en los ciclos solares 23 y 24, respectivamente la presión dinámica fue mayor en el VS rápido no perturbado que en el VS lento no perturbado indicando que el VS rápido estuvo dominando sobre el VS lento. En particular el momento estuvo fluyendo del VS rápido al VS lento. En el resto de los eventos el VS lento transfirió momento al VS rápido. Este resultado está en acuerdo con Gonzalez-Esparza et al. (2013) quienes reportan que cerca del 60 % de los casos el VS rápido transfirió momento al VS lento.
- Para el 65 % y el 54 % de las RICs registradas en los ciclos solares 23 y 24, respectivamente la IC se ubicó más próxima al frente de la RIC mientras que el momento estuvo fluyendo del VS rápido al VS lento. En estos casos el VS rápido estuvo dominando sobre el VS lento.
- La velocidad promedio fue de 596 km/s y 506 km/s, durante los ciclos 23 y 24, respectivamente. Este resultado nos muestra que las corrientes de alta velocidad que generaron las RICs durante la fase descendente y mínimo del ciclo solar 23 fueron más rápidas que las registradas en la fase descendente del ciclo 24. Adicionalmente, notamos que durante el periodo 2007-2008 las RICs presentaron una estructura mejor definida (se aprecian con mayor claridad los límites de la región de compresión) que las RICs registradas durante el año 2018. Esta característica puede estar asociada a la presencia de choques F o R, ya que las RICs pertenecientes al periodo 2007-2008 presentan un tipo de choque o ambos pares de choques, sin embargo, las RICs observadas durante el 2018 solo cinco de ellas presentaron un tipo de choque F o R y una RIC tuvo ambos choques.
- Para las RICs registradas en la fase descendente y mínimo del ciclo solar 23 la clase de TGs estuvieron en el rango  $5 \leq Kp \leq 7$  y/o  $-100 \leq \text{SYM-H} \leq -30$  nT, mientras que tan solo el 55 % fueron geoeffectivas en ambos índices. Por otro lado, en el ciclo 24 el nivel de geoeffectividad fue  $5 \leq Kp \leq 6$  y/o  $-100 < \text{SYM-H} \leq -30$  nT, sin embargo, tan solo el 23 % fueron geoeffectivas en ambos índices. Comparando ambos resultados notamos que las RICs correspondientes al ciclo solar 23 generaron un mayor número de TGs que las observadas en el ciclo 24.
- De acuerdo con el índice Kp, para el 45 % y 23 % de las RICs pertenecientes al ciclo 23 y 24, respectivamente la intensidad máxima de las TGs inducidas se alcanzó durante el paso del VS rápido perturbado. Respecto a el índice SYM-H, para el 45 y el 36 % de las RICs registradas en el ciclo 23 y 24, respectivamente la intensidad máxima de las TGs generadas se alcanzó durante el paso del VS rápido perturbado y no perturbado. Este resultado está en

acuerdo con Verbanac et al., (2013) y Sanchez-Garcia et al. [2017] quienes muestran que la intensidad máxima de las tormentas generadas se registró durante el VS rápido perturbado.

- Teniendo presente que la componente  $B_z$  es el factor esencial en la geoeffectividad de las RICs notamos que el valor mínimo de la componente  $B_z$  correspondiente a las RICs geoeffectivas durante el ciclo 24 estuvo en el rango de  $-21$  nT a  $-8$  nT. Mientras tanto, para las RICs geoeffectivas pertenecientes al ciclo 23 el valor mínimo de la componente  $B_z$  estuvo en el rango  $-19 < B_z < -7$ . En particular notamos que  $B_z = -7.8$  nT es el valor máximo para que sea geoeffectiva una RIC, sin embargo, es necesario analizar un conjunto más grande y considerando diferentes fases del ciclo solar para corroborar nuestra hipótesis.

Cabe resaltar que los resultados obtenidos podrían ser una herramienta en las predicciones de geoeffectividad de las RICs, así como para efectos de cálculo del tiempo de arribo de la zona geoeffectiva una vez que son observadas por las naves antes de que interaccionen con la magnetosfera terrestre. El ciclo solar 25 ha iniciado y es importante vigilar en tiempo real los HCs, sobre todo aquellos de amplia área y localizados sobre el ecuador solar por sus posibles repercusiones al entorno geomagnético.

## 6.1. Trabajo Futuro

- Extender el periodo de análisis y el número de eventos. Se requiere analizar las RICs registradas en los periodos 2006-2009 y del 2017-2019, así se abarca toda la fase descendente y mínimo de los ciclos solares 23 y 24, respectivamente. Dicha extensión permitirá tener un mayor número de datos para poder realizar una mejor estimación estadística de la relación entre la geoeffectividad y el área de los HCs (aplicando la nueva metodología propuesta en este estudio). Adicionalmente, se debe corroborar si la posición de la IC correspondiente a las RICs geoeffectivas está próxima al frente de la RIC y su orientación latitudinal no es pronunciada.
- Mejorar la metodología para estimar el área de los hoyos coronales. Es necesario elaborar un programa numérico para medir el área de los HCs (correspondientes a las RICs registradas en el periodo 2017-2019) donde se incluya realizar un corte meridional y latitudinal sobre el disco solar, ya que en este estudio solo se propuso un corte latitudinal. Además que se debe incluir el análisis de flujo magnético. Este análisis permitirá corroborar la relación entre el nivel de geoeffectividad generada por las RICs en función del área de los HCs.
- Realizar un estudio de las RICs observadas por la misión espacial Parker y compararlas con las RICs registradas por las naves Wind, y DSCOVR. Queremos determinar cuánto cambia el ancho radial de la región de compresión desde que Parker observa la RIC, hasta 1 UA. Así también es necesario conocer si cambia la posición relativa de la IC, así como su orientación latitudinal.
- Desarrollar estudios que incluyan simulaciones numéricas de RICs registradas en la fase descendente y mínimo de los ciclos solares 23 y 24 para corroborar los resultados que este conjunto de datos está sugiriendo. Es necesario comparar los resultados que predice el modelo numérico si se acercan con los resultados que se obtuvieron a partir del análisis de los datos de observaciones.

# Bibliografía

- [1] Abramenko, V., Yurchyshyn, V., and Watanabe, H., 2009, *Parameters of the magnetic flux inside coronal holes*, Solar Physics, DOI: 10.1007/s11207-009-9433-7.
- [2] Acuña, M. H., Ogilvie, K. W., Baker, D. N., Curtis, S. A., Fairfield, D. H., and Mish, W. H., 1995, *The Global Geospace Science program and its investigations*, Space Science Reviews, v. 71, p. 5-21.
- [3] Ahn, B.H, Kroehl, H.W., Kamide, Y., and Kihn, E.A., 2000, *Seasonal and solar cycle variations of the auroral electrojet indices*, Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics, v. 62, p. 1301-1310.
- [4] 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.
- [5] 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.
- [6] Axford, W.I., 1969, *Magnetospheric Convection*, Reviews of Geophysics, v. 7, p. 421-459.
- [7] Balogh, A., and Fisk, L.A., 2001, *The heliosphere*, The Century of Space Science, p. 1141-1161.
- [8] Behannon, K. W., Burlaga, L. F., and Hewish, A., 1991, *Structure and evolution of compound streams at  $\leq 1$  AU*, Journal of Geophysical Research, v. 96, p. 21,213-21,225,.
- [9] Belcher, J.W., and Davis, L., 1971, *Large-Amplitude Alfvén waves in the interplanetary medium, 2*, Journal of Geophysical Research, v. 76, p. 3534-3563.
- [10] Burlaga, L.F., 1974, *Interplanetary Stream Interfaces*, Journal of Geophysical Research, v. 79, p. 3717-3725.
- [11] Burlaga, L.F., Behannon, K. W., and Klein, L. W., 1987, *Compound streams, magnetic clouds, and major geomagnetic storms*, Journal of Geophysical Research, v. 92, p. 5725-5734.
- [12] Burlaga, L.F., 1995, *Interplanetary Magnetohydrodynamics*, Oxford University.
- [13] Burlaga, L.F., Berdichevsky, D., Gopalswamy, N., Lepping, R., and Zurbuchen, T., 2003, *Merged interaction regions at 1 AU*, Journal of Geophysical Research, v. 108, doi:10.1029/2003JA010088.

- [14] Burton, R. K., R. L. McPerron, and C. T. Russell, 1975, *An empirical relationship between interplanetary conditions and Dst*, Journal of Geophysica Research, v. 80, p. 4204-4214.
- [15] Chi, Y., Shen, C., Luo, B., Wang, Y., and Xu, M., 2018, *Geoeffectiveness of stream interaction regions from 1995 to 2016*, Space Weather, v. 16, p. 1960–1971, DOI:10.1029/2018SW001894.
- [16] Cid, C., Palacios, J., Saiz, C., Guerrero, A., and Cerrato, Y., 2014, *On extreme geomagnetic storms*, J. Space Weather Space Clim., v. 4, DOI: 10.1051/swsc/2014026.
- [17] Cid, C., Saiz, E., Guerrero, A., Palacios, J., and Cerrato, Y., 2015, *A Carrington-like geomagnetic storm observed in the 21st century*, J. Space Weather Space Clim., v. 5, doi:10.1051/swsc/2015017.
- [18] 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.
- [19] 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.
- [20] Denton, M. H., Borovsky, J. E., Skoug, R. M, Thomsen, M. F., Lavraud, B., Henderson, M. G., McPherron, R. L., Zhang, J. C., and Liemohn, M. W., 2006, *Geomagnetic storms driven by ICME- and CIR-dominated solar wind*, Journal of Geophysical Research, v. 111, doi:10.1029/2005JA011436.
- [21] Dessler, A.J., 1967, *Solar Wind and Interplanetary Magnetic Field*, Reviews of Geophysics, v. 5, p. 1-41.
- [22] Dessler, A.J., y Parker, E.N., 1959, *Hydromagnetic Theory of Geomagnetic Storms*, Journal of Geophysical Research, v. 64, p. 2239-2252.
- [23] 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.
- [24] 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.
- [25] 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.
- [26] Forsyth, R.J., and Marsch, E., 1999, *Solar origin and interplanetary evolution of stream interfaces*, Space Science Reviews, v. 89, p. 7-20.
- [27] Galvin, A. B., Kistler, L. M., Popecki, M. A., Farrugia, C. J., Simunac, K. D. C., Ellis, L., Möbius, E., Lee, M. A., Boehm, M., Carroll, J., Crawshaw, A., Conti, Demaine, P., Ellis, S., Gaidos, J. A., Googins, J., Granoff, M., Gustafson, A., Heirtzler, D., King, B., Knauss,

- U., Levasseur, J., Longworth, S., Singer, K., Turco, S., Vachon, P., Vosbury, M., Widholm, M., Blush, L. M., Karrer, R., Bochsler, P., Daoudi, H., Etter, A., Fischer, J., Jost, J., Opitz, A., Sigrist, M., Wurz, P., Klecker, B., Ertl, M., Seidenschwang, E., Wimmer-Schweingruber, R. F., Koeten, M., Thompson, B., and Steinfeld, D., 2008, *The Plasma and Suprathermal Ion Composition (PLASTIC) Investigation on the STEREO Observatories*, Space Science Reviews, v. 136, p. 437-486.
- [28] Gonzalez, W.D, and Tsurutani, B.T., 1987, *Criteria of interplanetary parameters causing intense magnetic storms ( $Dst < -100$  nT)*, Planet. Space Sci., v. 35, p. 1101-1109.
- [29] 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.
- [30] Gonzalez, W.D., Gonzalez, A.L.C., and Tsurutani, B.T., 1990, *Dual-peak solar cycle distribution of intense geomagnetic storms*, Planet. Space Sci., v.38, p. 181-187.
- [31] 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.
- [32] 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.
- [33] Gonzalez, W. D. and Echer, E, (2005), *A study on the peak Dst and peak negative Bz relationship during intense geomagnetic storms*, Geophysical Research, v. 32, doi:10.1029/2005GL023486.
- [34] 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.
- [35] González-Esparza, J. A., and Smith, E. J., 1997, *Three-dimensional nature of interaction regions: Pioneer, Voyager, and Ulysses solar cycle variations from 1 to 5 AU*, Journal of Geophysical Research, v. 102, p. 9781-9792.
- [36] González-Esparza, J. A., 1999, *Solar cycle variations of interaction regions: in-ecliptic observations from 1 to 5 AU*, Geofísica Internacional, v. 39, p. 41-46.
- [37] Gonzalez-Esparza, J. A., Romero-Hernandez, E., and Riley, P., 2013, *Study of corotating interaction regions in the ascending phase of the solar cycle: Multi-spacecraft observations*, Solar Physics, v. 285, p. 201-216.
- [38] 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.
- [39] 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.

- [40] Gosling, J.T., Hansen, R.T., and Bame, S.J., 1971, *Solar wind speed distributions: 1962-1970*, Journal of Geophysical Research, v. 76, p. 1811-1815.
- [41] 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.
- [42] Gosling, J.T., 1993, *The Solar Myth*, Journal of Geophysical Research, v. 98, p. 18,937-18,949.
- [43] 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.
- [44] Gosling, J.T., McComas, D.J., Skoug, R.M., and Forsyth, R.J., 2001, *Stream Interaction Regions at high heliographic latitudes during Ulysses's second polar orbit*, Space Science Reviews, v. 67, p. 189-192.
- [45] 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.
- [46] Hajra, R., Echer, E., Tsurutani, B. T., and Gonzalez, W. D., 2013, *Solar cycle dependence of High-Intensity Long-Duration Continuous AE Activity (HILDCAA) events, relativistic electron predictors?*, Journal of Geophysical Research: Space Physics, v. 118, p. 5626-5638.
- [47] Häkkinen, L. V. T., Pulkkinen, T.I., Nevanlinna, H., Pirjola, R.J., Tanskanen, E.I., 2002, *Effects of induced currents on Dst and on magnetic variations at midlatitude stations*, Journal of Geophysical Research, v. 107, doi: 10.1029/2001JA900130.
- [48] Harten. R., and Clark, K., 1995, *The design features of the GGS Wind and POLAR spacecraft*, Space Science Reviews, v. 71, p. 23-40.
- [49] Heinemann, S. G., Temmer, M., Hofmeister, S. J., Veronig, A. M., and Vennerstrøm, S., 2018, *Three-phase Evolution of a Coronal Hole. I. 360° Remote Sensing and In Situ Observations*, The Astrophysical Journal, DOI:10.3847/1538-4357/aac897.
- [50] Heinemann, S. G., Temmer, M., Heinemann, N., Dissauer, K., Samara, E., Jerčić, V., Hofmeister S. J., and Veronig, A. M., 2019, *Coronal Hole Statistical Analysis and Catalogue covering the SDO-era*, The Astrophysical Journal Solar Physics, DOI:1907.01990v2.
- [51] Hoeksema, J. T., 1984, *Structure and evolution of the large scale solar and heliospheric magnetic fields*, PhD thesis, Stanford University.
- [52] Hoeksema, J. T., 1995, *The large-scale structure of the heliospheric current sheet during the Ulysses epoch*, Space Science Reviews, v. 72, p 137-148.
- [53] Hofmeister, S. J., Veronig, A., Temmer, M., Vennerstrøm, S., Heber, B., and Vršnak, B., 2018, *The dependence of the peak velocity of high-speed solar wind streams as measured in the ecliptic by ACE and the STEREO satellites on the area and co-latitude of their solar source coronal holes*, Journal of Geophysical Research: Space Physics, v. 123, p. 1738–1753.

- [54] Hundhausen A. J., Sawyer, C. B., House, L., Illing, M. E., and Wagner, W. J., 1984, *Coronal mass ejections observed during the solar maximum mission: latitude distribution and rate of occurrence*, Journal of Geophysical Research, vol. 89, p. 2639-2646.
- [55] Hudson, H. S., Bougeret, J.-L., and Burkepile, J., 2006, *Coronal mass ejections: overview*, Space Science Reviews, v. 123, p. 13-30.
- [56] Intriligator, D. S., and Siscoe, G.L., 1994, *Stream interfaces and energetic ions closer than expected: Analyses of Pioneers 10 and 11 observations*, Geophysical Research Letters, v. 21, p. 1117-1120.
- [57] Iyemori, T. and Rao, D.R.K., 1996, *Decay of the Dst field of geomagnetic disturbance after substorm onset and its implication to storm-substorm relation*, Annales Geophysicae, v. 14, p. 608-618.
- [58] Jackson, B. V., 1997, *Heliospheric observations of solar disturbances and their potential role in the origin of geomagnetic storms*, Geophysical Monograph, v. 98, edited by B. T. Tsurutani et al., p. 59-76, AGU, Washington, D. C.
- [59] 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.
- [60] 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.
- [61] 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.
- [62] Jian, L., Russell, C. T., Luhmann, J. G., Galvin, A. B., and Simunac, K. D. C., 2013, *Solar Wind Observations at STEREO: 2007–2011*, Proceedings of Solar Wind, v. 13, p. 191-194.
- [63] Kaiser, M. L., Kucera, T. A., Davila, J. M., St. Cyr, O. C., Guhathakurta, M., and Christian, E., 2007, *The STEREO Mission: An Introduction*, Space Science Reviews, v. 136, p. 5-16.
- [64] Kan, J. R. and Lee, L. C., 1979, *Energy coupling function and solar wind magnetosphere dynamo*, Geophysical Research Letter, v. 6, 577.
- [65] Kataoka, R., Watari, S., Shimada, N., Shimazu, H., and Marubashi, K., 2005, *Downstream structures of interplanetary fast shocks associated with coronal mass ejections*, Geophysical Research Letters, vol. 32, doi:10.1029/2005GL022777.
- [66] Kataoka, R., and Ngwira, C., 2016, *Extreme geomagnetically induced currents*, Progress in Earth and Planetary Science, v. 3, doi: 10.1186/s40645-016-0101-x.
- [67] Kauristie, K., Morschhauser, A., Olsen, N., Finlay, C.C., McPherron, R.L., Gjerloev, J.W., Opgenoorth, H.J., 2016, *On the Usage of Geomagnetic Indices for Data Selection in Internal Field Modelling*, Space Science Reviews, v. 206, p. 61-90.

- [68] Kilpua, E.K.J., Lumme, E., Andreeva, 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.
- [69] Kivelson, M.G., and Russell, C.T., 1995, *Introduction to Space Physics*, Cambridge University Press.
- [70] Krieger, A.S., Timothy, A.F., and Roelof, E.C., 1973. *A coronal hole and its identification as the source of a high velocity solar wind stream*, Solar Physics, v. 29, p. 505-525.
- [71] Lemen, J. R., Title, A. M., Akin, D. J., Boerner, P. F., Chou, C., Drake, J. F., Duncan, D. W., Edwards, C. G., Friedlaender, F. M., Heyman, G. F., Hurlburt, N. E., Katz, N. L., Kushner, G. D., Levay, M., Lindgren, R. W., Mathur, D. P., McFeaters, E. L., Mitchell, S., Rehse, R. A., Schrijver, C. J., Springer, L. A., Stern, R. A., Tarbell, T. D., Wuelser J. P., Wolfson, C. J., Yanari, C., Bookbinder, J. A., Cheimets, P. N., Caldwell, D., Deluca, E. E., Gates, R., Golub, L., Park, S., Podgorski, W. A., Bush, R. I., Scherrer, P. H., Gummie, M. A., Smith, P., Aufer, G., Jerram, P., Pool, P., Souffi, R., Windt, D. L., Beardsley, S., Clapp, M., Lang, L., Waltham, N., 2012, *The Atmospheric Imaging Assembly (AIA) on the Solar Dynamics Observatory (SDO)*, Solar Physics, v. 275, p. 17-40.
- [72] Lepping, R. P., Acuña, M. H., Burlaga, L. F., Farrell, W. M., Slavin, J. A., Schatten, K. H., Mariani, F., Ness, N. F., Neubauer, F. M., Whang, Y. C., Byrnes, J. B., Kennon, R. S., Panetta, P. V., Scheifele, J., Worley, E. M., 1995, *The WIND Magnetic Field Investigation*, Space Science Reviews, v. 71, p. 207-229.
- [73] Li, L. Y., and Wang, Z. Q., 2018. *The effects of solar wind dynamic pressure changes on the substorm auroras and energetic electron injections on 24 August 2005*, Journal of Geophysical Research: Space Physics, DOI:10.1002/2017JA024628.
- [74] Love, J.J., 2011, *Long-term biases in geomagnetic K and aa indices*, Annales Geophysicae, v. 29, p. 1365-1375.
- [75] Lowder, C., Qiu, J., Leamon, R., and Liu, Y., 2015. *Measurements of EUV coronal holes and open magnetic flux*, The Astrophysical Journal, v. 783, p. 1-13.
- [76] Luhmann, J. G., Curtis, D. W., Schroeder, P., McCauley, J., Lin, R. P., Larson, D.E., Bale, S. D., Sauvaud, J.-A., Aoustin, C., Mewaldt, R. A., Cummings, A. C., Stone, E. C., Davis, A. J., Cook, W. R., Kecman, B., Wiedenbeck, M. E., Rosenvinge, T. von, Acuña, M. H., Reichenthal, L. S., Shuman, S., Wortman, K. A., Reames, D. V., Mueller-Mellin, R., Kunow, H., Mason, G. M., Walpole, P., Korth, A., Sanderson, T. R., Russell, C.T., and Gosling, J. T., 2007, *STEREO IMPACT Investigation Goals Measurements, and data products overview*, Space Science Reviews, v. 136, p. 1-4.
- [77] Manda, M., and Korte, M., 2011, *Geomagnetic Observations and Models*, Springer, v. 5., doi:10.1007/978-90-481-9858-0.
- [78] Mayaud, P.N., 1972, *The aa Indices: A 100-Year Series Characterizing the Magnetic Activity*, Journal of Geophysical Research, v. 77 , p. 6870-6874.

- [79] McComas, D. J., Bame, S. J., Barker, P., Feldman, W. C., Phillips, J. L., Riley, P., and Friffee, J. W., 1998, *Solar wind electron proton alpha monitor (SWEPAM) for the advanced composition explorer*, Space Science Reviews, v. 86, p. 563-612.
- [80] Menvielle, M., and Berthelier, A., 1991, *The k-derived planetary indices: description and availability*, Reviews of Geophysics, v. 29, p. 415-432.
- [81] Meng, C., Takahashi, K., Kunitake, M., Kikuchi, T., and Kamei, T., 2004, *Near-Real-Time Auroral Electrojet Index: An International Collaboration Makes Rapid Delivery of Auroral Electrojet Index*, Space Weather, doi:10.1029/2004SW000116.
- [82] 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.
- [83] Ogilvie, K. W., Chornay, D. J., Fritzenreiter, R. J., Hunsaker, F., Keller, J., Lobell, J., Miller, G., Scudder, J. D., Sittler, E. C., Torbert, R. B., Bodet, D., Needell, G., Lazarus, A. J., Steinberg, J. T., Tappan, J. H., Mavretic, A., and Gergin, E., 1995, *SWE, a comprehensive plasmas instrument for the Wind spacecraft*, Space Science Reviews, v. 71, p. 55-77.
- [84] 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.
- [85] Obayashi, T., and Nishida, A., 1968, *Large-scale electric field in the magnetosphere*, Space Science Reviews, v. 8, p. 3-31.
- [86] 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.
- [87] Pizzo, V., 1978. *A Three-Dimensional Model of Corotating Streams in the Solar Wind. I. Theoretical Foundations*, Journal of Geophysical Research, v. 83, p. 5563-5572.
- [88] Priest, E., 2014, *Magnetohydrodynamics of the Sun*, Cambridge University Press.
- [89] Raju, K. P., and Bromage, B. J. I., 2005. *EUV line intensity distribution in the solar atmosphere: differences between a polar coronal hole and its equatorial extension*, Astronomy & Astrophysics, v. 446, p. 295-300.
- [90] 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.
- [91] Richardson, I.G. y Cane, H.V., 2012, *Near-Earth solar wind flows and related geomagnetic activity during more than four solar cycles (1963-2011)*, J. Space Weather Space Clim., v. 2, doi: 10.1051/swsc/2012003.
- [92] Richardson, I. G., 2018, *Solar wind stream interaction regions throughout the heliosphere*, Living Rev. Sol. Phys., doi.org/10.1007/s41116-017-0011-z.

- [93] Riley, P., Gosling, J. T., Weiss, L. A., and Pizzo, V. J., 1996. *The tilts of corotating interaction regions at midheliographic latitudes* Journal of Geophysical Research, v. 101, p. 24,349-24,357.
- [94] 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.
- [95] Riley, P., 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, v. 83, p. 11-21.
- [96] Rotter, T., Veronig, A. M., Temmer, M., and Vršnak, B., 2015, *Real-Time Solar Wind Prediction Based on SDO/AIA Coronal Hole Data*, Solar Physics, v. 290, p. 1355-1370.
- [97] Rouillard, A. P., Lavraud, B., Sheeley, N. R., Davies, J. A., Burlaga, L. F., Savani, N. P., Jacquy, C., and Forsyth, R. J., 2010. *White light and in situ comparison of a forming merged interaction region*, The Astrophysical Journal, v. 719, p. 1385-1392.
- [98] Russell, C.T., 1975, *On the possibility of deducing interplanetary and solar parameters from geomagnetic records*, Solar Physics, v. 42, p. 259-269.
- [99] Sánchez García, E., 2010, *Estudio de tormentas geomagnéticas intensas*, Universidad Michoacana de San Nicolás de Hidalgo.
- [100] Sánchez García, E., 2016, *Geoeffectividad de regiones de interacción de corrientes de viento solar usando mediciones remotas e in-situ*, Posgrado en ciencias de la Tierra/ Universidad Nacional Autónoma de México.
- [101] Sanchez-Garcia, E., Aguilar-Rodriguez, E., Ontiveros, V., Gonzalez-Esparza, J. A., 2017, *Geoeffectiveness of stream interaction regions during 2007-2008*, Space Weather, v. 15, DOI:10.1002/2016SW001559.
- [102] Schatten, K. H., Wilcox, J. M., and Ness, N. F., 1969. *A Model of interplanetary and coronal magnetic Fields*, Solar Physics, v. 6, p. 442-455.
- [103] Schwenn, R., 2006, *Solar wind sources and their variations over the solar cycle*, Space Science Reviews, v. 124, p. 51-76.
- [104] Silbergleit, V. M., Larocca, P. A., 2001, *Estimate of the upper limit of amplitude of solar cycle No. 23*, Atmósfera, v. 14, p. 139-145.
- [105] Smith, E.J., and Wolfe, J.H., 1976. *Observations of interactions regions and corotating shocks between one and five AU: PIONEERS 10 and 11*, Geophysical Research Letters, v. 3, p. 137-140.
- [106] Smith, C. W., L'Heureux, J., Ness, N. F., Acuña, M. H., Burlaga, L. F., and Scheifele, J., 1998, *The ACE Magnetic Fields Experiment*, Kluwer Academic Publishers, Netherlands, v. 86, p. 613-632.

- [107] Stone, E. C., Frandsen, A. M., Mewaldt, R. A., Christian, E. R., Margolies, D., Ormes, J. F., and Snow, F., 1998, *The Advanced Composition Explorer*, Space Science Reviews, v. 86, p. 1-22.
- [108] Sugiuria, M., and Kamei, T., 1991, *Equatorial Dst index for the years 1957-1986*, Berthelier, A. and Menvielle, M. (eds.), IAGA Bull., vol. 40.
- [109] Szabo, A., 2014, *Deep Space Climate Observatory (DSCOVR)*, 6<sup>th</sup> NASA Space Weather & Robotic Mission Operations Workshop.
- [110] Thompson, R.J., 1993, *A technique for predicting the amplitude of the solar cycle*, Solar Physics, v. 148, p.383-388.
- [111] Thompsen, M.F., 2004. *Why Kp is such a good measure of magnetospheric convection*, Space Weather, v. 2, doi:10.1029/2004SW000089.
- [112] de Toma, G., 2011, *Evolution of Coronal Holes and Implications for High-Speed Solar Wind During the Minimum Between Cycles 23 and 24*, Solar Physics, v. 274, p. 195-217.
- [113] Troshichev, O.A., 1982. *Polar magnetic disturbances and Field-aligned currents*, Space Science Reviews, v. 32, p. 275-360.
- [114] Troshichev, O.A., and Andrezen, V.G., 1985. *The relationship between interplanetary quantities and magnetic activity in the southern polar cap*, Planet. Space Sci., v. 33, p. 415-419.
- [115] Troshichev, O.A., Andrezen, V.G., Vennerstrøm, S., and Friis-Christensen, E., 1988. *Magnetic activity in the polar cap—A new index*, Planet. Space Sci., v. 36, p. 1095-1102.
- [116] Troshichev, O., Janzhura, A., and Stauning, P., 2006, *Unified PCN and PCS indices: Method of calculation, physical sense, and dependence on the IMF azimuthal and northward components*, Journal of Geophysical Research, v. 111, doi:10.1029/2005JA011402.
- [117] Troshichev, O., Sormakov, D., and Janzhura, A., 2011, *Relation of PC index to the geomagnetic storm Dst variation*, Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics, v. 73, p. 611-622.
- [118] 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.
- [119] Tsurutani, B.T. and Gonzalez, W.D., 1986, *The cause of high-intensity long-duration continuous AE activity (HILDCAAS): interplanetary Alfvén wave trains*, Planet. Space Sci., v. 35, p. 405-412.
- [120] 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.

- [121] 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., 2005. *Corotating solar wind streams and recurrent geomagnetic activity: A review*, Journal of Geophysical Research, v. 111, doi:10.1029/2005JA011273.
- [122] Tsurutani, B.T., McPherron, R. L., Gonzalez, W. D., N. Gopalswamy, G. Lu, and Guarnieri, F. L., 2006, *Magnetic storms caused by corotating solar wind streams*, in *Recurrent Magnetic Storms: Corotating Solar Wind Streams*, Geophysical Monograph Series, edited by B. Tsurutani et al., vol. 167, p. 1-18, AGU, Washington, D. C.
- [123] Turner, N.E., Cramer, W.D., Earles, S.K., and Emery, B.A., 2009, *Geoefficiency and energy partitioning in CIR-driven and CME-driven storms*, Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics, v. 71, p. 1023-1031.
- [124] Verbanac, G., Vršnak, B., Veronig, A., and Temmer, M., 2011, *Equatorial coronal holes, solar wind high-speed streams, and their geoeffectiveness*, Astronomy & Astrophysics, DOI: 10.1051/0004-6361/201014617.
- [125] Verbanac, G., Živković, S., Vršnak, B., Bandić, M., and Hojsak, T., 2013, *Comparison of geoeffectiveness of coronal mass ejections and corotating interaction regions*, Astronomy & Astrophysics, DOI: 10.1051/0004-6361/201220417.
- [126] 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.
- [127] Vršnak, B., Temmer, M., and Veronig, A. M., 2007a, *Coronal Holes and Solar Wind High-Speed Streams: I. Forecasting Solar Wind Parameters*, Solar Physics, v. 240, p. 315–330.
- [128] Vršnak, B., Temmer, M., and Veronig, A. M., 2007b, *Coronal Holes and Solar Wind High-Speed Streams: II. Forecasting the Geomagnetic Effects*, Solar Physics, v. 240, p. 331–346.
- [129] Wang, Y. M., and Sheeley, N. R., Jr., 1992. *On potential field models of the solar corona*, The Astrophysical Journal, v. 392, p. 310-319.
- [130] Wanliss, J.A., and Showalter, M. K., 2006, *High-resolution global storm index: Dst versus SYM-H*, Journal of Geophysical Research, v. 111, doi: 10.1029/2005JA011034.
- [131] Wang, Z., Guo, J., Feng, X., Liu, C., Huang, H., Lin, H., Tan, C., Yan, Y., and Wan, W., 2018. *The Merging of Two Stream Interaction Regions within 1 au: The Possible Role of Magnetic Reconnection*, The Astrophysical Journal Letters, v. 869, <https://doi.org/10.3847/2041-8213/aaf398>.
- [132] 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.
- [133] 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.

- [134] 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.
- [135] 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.
- [136] Yermolaev, Y. I., and Yermolaev, M. Y., 2002, *Statistical relationships between solar, interplanetary, and geomagnetospheric disturbances, 1976–2000*, Cosmic Research, v. 40, p. 3-16.
- [137] Yermolaev, Y.I., Nikolaeva, N.S., Lodkina, I.G., and Yermolaev, M.Y., 2010, *Specific interplanetary conditions for CIR-, Sheath-, and ICME-induced geomagnetic storms obtained by double superposed epoch analysis*, Annales Geophysicae, v. 28, p. 2177-2186.
- [138] Yermolaev, Y. I., Nikolaeva, N. S., Lodkina, I. G., and Yermolaev, M. Y., 2012, *Geoeffectiveness and efficiency of CIR, sheath, and ICME in generation of magnetic storms*, Journal of Geophysical Research, v. 117, doi: 10.1029/2011JA017139.
- [139] Yermolaev, Y. I., Lodkina, I. G., Nikolaeva, N. S., and Yermolaev, M. Y., 2015, *Dynamics of large-scale solar wind streams obtained by the double superposed epoch analysis*, Journal of Geophysical Research: Space Physics, v. 120, p. 7094-7106.
- [140] Zank, G.P., and Müller, H.R., 2003, *The dynamical heliosphere*, Journal of Geophysical Research, v. 108 (A6), doi:10.1029/2002JA009689.



# Apéndice A

## A.1. Modelo de Campo Espiral

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  $\theta$  como sigue (Gonzalez Esparza, 1994; Burlaga, 1995):

$$B_R(R, \theta, \phi) = B_1 \left( \theta, \phi - \frac{R\Omega}{V} \right) \left( \frac{R_1}{R} \right)^2 \quad (\text{A.1})$$

$$B_\theta(R, \theta, \phi) = 0 \quad (\text{A.2})$$

$$B_\phi(R, \theta, \phi) = B_1 \left( \theta, \phi - \frac{R\Omega}{V} \right) \left[ \left( \frac{R_1\Omega}{V} \right) \left( \frac{R_1}{R} \right) \cos(\theta) \right] \quad (\text{A.3})$$

donde  $\phi$  es el ángulo azimutal,  $B_R$  la componente radial del campo,  $B_\theta$  la componente meridional,  $B_\phi$  la componente azimutal,  $B_1$  es el campo magnético a un radio de referencia  $R_1$  el cual usualmente es elegido como 1 UA;  $\Omega$  es la velocidad de rotación del Sol, y  $V$  es la velocidad del VS en km/s. Los parámetros particularmente importantes basados en las cantidades de campo son:

- **Velocidad de Alfvén:**

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

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:**

$$V_{ms} = (V_A^2 + C_s^2)^{1/2} \quad (\text{A.5})$$

$C_s$  es la velocidad del sonido.

- **Número de Mach de Alfvén:**

$$M_A = \frac{V}{V_A} \quad (\text{A.6})$$

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

- **Número de Mach magnetosónico:**

$$M_{ms} = \frac{V}{V_{ms}} \quad (\text{A.7})$$

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

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

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.

## A.2. Choques magnetohidrodinámicos y su Clasificación

Una onda de choque es una perturbación compresiva intensa que produce cambios irreversibles en el medio. La velocidad de propagación del choque  $v_1$  es siempre más rápida que la velocidad de onda magnetohidrodinámica característica en el medio (Gonzalez Esparza, 1994). En el sistema de referencia montado en el frente de choque, esto es, moviéndose con la onda de choque podemos pensar en un fenómeno estacionario donde el fluido se aproxima y se aleja del choque, que en este caso es una frontera por donde pasa el fluido y se transforma. 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;  $\rho$  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 Esparza, 1994; Burlaga, 1995; Priest, 2014):

- La onda de choque comprime el plasma:  $\rho_2 > \rho_1$ .
- La velocidad de la onda de choque es supermagnetosónica:  $v_1 > C_{s1}$ .
- 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:  $v_2 \leq v_1$

Los choques generan cambios en las propiedades del plasma: densidad de masa  $\rho_1$ , velocidad  $\vec{v}_1$ , campo magnético  $\vec{B}_1$ , y presión  $p_1$ , a los valores río-abajo  $\rho_2$ ,  $\vec{v}_2$ ,  $\vec{B}_2$ , 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 (las componentes del vector de campo a lo largo del choque normal  $\vec{n}$  son denotados por el subíndice  $n$  y la componentes perpendiculares al choque normal se denotan por el subíndice  $t$ ):

$$[\rho v_n] = 0 \quad (\text{A.9})$$

$$\left[ \rho v_n^2 + p + \frac{B_t^2}{2\mu_0} \right] = 0 \quad (\text{A.10})$$

$$\left[ \rho v_n \vec{v}_t - \frac{B_n}{\mu_0} \vec{B}_t \right] = 0 \quad (\text{A.11})$$

$$\left[ \rho v_n \left( \frac{1}{2} v^2 + \frac{\gamma}{\gamma - 1} \frac{p}{\rho} \right) + v_n \frac{B^2}{\mu_0} - (\vec{v} \cdot \vec{B}) \frac{B_n}{\mu_0} \right] = 0 \quad (\text{A.12})$$

$$[B_n] = 0 \quad (\text{A.13})$$

$$[v_n \vec{B}_t - B_n \vec{v}_t] = 0 \quad (\text{A.14})$$

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 Esparza, 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 (Gonzalez Esparza, 1994; Burlaga, 1995; Kivelson y Russell, 1995; Priest, 2014):

- 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 el 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:

$$\frac{\vec{B}_1}{\rho_1} = \frac{\vec{B}_2}{\rho_2} \quad (\text{A.15})$$

- 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 el campo magnético, y un cambio en las tres componentes del campo magnético y el vector velocidad.
- Choque rápido: La presión del plasma y el 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 el campo magnético, el campo magnético se inclina hacia la normal. Los choques lentos pueden formar una EMC en la corona solar, donde  $\beta$  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;  $\delta\vec{v}_t \propto \delta\vec{B}_t$ .

Cabe resaltar que las relaciones de Rankine-Hugoniot son aplicables en un sistema estacionario que se esta moviendo con la onda de choque, sin embargo, al estar es un sistema de referencia que se encuentra en el viento solar ambiente en particular sobre una nave no se cumplen dichas relaciones. Al estar en un sistema de referencia sobre la nave se observa una onda de choque que se aproxima, aquí se puede medir el material antes y después de la onda de choque.

Cuando se quiere identificar los choques en el medio interplanetario vistos desde un sistema de referencia sobre la nave analizamos los registros de viento solar de alguna nave espacial. Una onda de choque MHD se caracteriza por los siguientes tres puntos (Gonzalez Esparza, 1994; Burlaga, 1995):

- La velocidad de una onda de choque se define por su número de Mach de Alfvén  $M_A = \frac{V}{V_A}$
- El ángulo  $\theta_{Bn}$  que se define como el ángulo entre el campo magnético corriente arriba  $\vec{B}_1$  y la normal del choque  $\vec{n}$
- La beta de plasma  $\beta = \frac{C_s}{V_A}$ . El campo magnético tiene una influencia dominante si  $\beta \ll 1$

Hay dos tipos básicos de choques magnetohidrodinámicos (MHD) en el VS: *choques rápidos y lentos*. El campo magnético se incrementa en los choques rápidos y disminuye a través de los choques 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* (Gonzalez Esparza, 1994; Burlaga, 1995; Priest, 2014).

El brinco en el campo a través del choque depende tanto de  $\theta$ , como de  $\beta$  y el número de Mach (Gonzalez Esparza, 1994; Burlaga, 1995). 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  $\theta$  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  $45^\circ < \theta < 90^\circ$  (Gonzalez Esparza, 1994; Burlaga, 1995).

### A.3. Naves Espaciales

Para nuestro estudio hemos usado información de cinco naves espaciales: Advanced Composition Explorer (ACE) (Stone et al., 1998), Wind (Acuña et al., 1995; Harten y Clark, 1995), Solar TERrestrial RELations Observatory (STEREO) A and B (Kaiser et al., 2007) y/o Deep Space Climate Observatory (DSCOVR) (Szabo, 2014). Dichas misiones se eligieron por su cercanía a la Tierra en comparación con otras naves espaciales. En seguida damos una breve descripción de sus principales características:

**ACE:** fue lanzado el 25 de agosto de 1997 y se encuentra en órbita alrededor del punto lagrangiano L1 en el sistema Sol-Tierra, a unos 1.5 millones de km de la Tierra en la dirección del Sol. Esta ubicación permite a ACE avisar con hasta una hora de anticipación de la llegada de estructuras de gran escala que pueden afectar a la Tierra. Para los estudios de física solar los datos de campo magnético y plasma se obtienen de los instrumentos: Magnetic Fields Experiment (MAG) (Smith et al., 1998) y Solar Wind Electron Proton Alpha Monitor (SWEPAM) (McComas et al., 1998), respectivamente. Más información se encuentra en <http://www.srl.caltech.edu/ACE>.

**WIND:** fue lanzado el 1 de noviembre de 1994 y se ubica en una órbita alrededor del punto lagrangiano L1, a unos 1.4 millones de km de la Tierra en la dirección del Sol. Observa el VS no perturbado que está a punto de impactar la magnetosfera de la Tierra. Los datos de campo magnético y plasma se obtienen de los instrumentos: Wind Magnetic Field Investigation (MFI) (Lepping et al., 1995), y Solar Wind Experiment (SWE) (Ogilvie et al., 1995), respectivamente. Información más detallada sobre Wind se puede encontrar en <https://wind.nasa.gov>.

**DSCOVR:** fue lanzado el 11 de febrero de 2015 y se encuentra en una órbita alrededor del punto lagrangiano L1, aproximadamente a 1.5 km de la Tierra. L1 es una buena posición desde la que se puede monitorear el Sol, ya que el flujo constante de partículas provenientes del Sol llegan a L1 hasta una hora antes de alcanzar a la Tierra. Desde esta posición, DSCOVR generalmente puede proporcionar una advertencia avanzada de 15 a 60 minutos antes de que una estructura de gran escala llegue a la Tierra. Los datos de campo magnético y plasma se obtienen de los instrumentos: Fluxgate Magnetometer (MAG) y Faraday Cup (FC), respectivamente (Szabo, 2014). Información adicional se encuentra en <https://solarsystem.nasa.gov/missions/DSCOVR/in-depth>.

**STEREO A (Ahead) y B (Behind):** es una misión que consiste de dos observatorios idénticos ubicados en órbitas heliocéntricas a 1 UA al rededor del Sol. Ambos satélites STEREO A y B fueron lanzados el 25 de octubre de 2006. STEREO A inició su trayectoria hacia el lado frontal de la órbita de la Tierra y STEREO B hacia el lado reverso. Las dos naves se separan de la Tierra  $\sim 22.5^\circ$  por año. Este punto de vista alejado de la línea Sol-Tierra permite vigilar la evolución del VS y las EMCs que salen del Sol y se mueven por el MI. Los datos de campo magnético y plasma se obtienen de los instrumentos: In situ Measurements of Particles and CME Transients (IMPACT) (Luhmann et al., 2007) y Plasma and Suprathermal Ion Composition (PLASTIC) (Galvin et al., 2008) on STEREO-A/B, respectivamente. Más información se encuentra en <https://stereo.gsfc.nasa.gov>.

### A.4. Angulo latitudinal

En la Tabla se muestra el ángulo latitudinal obtenido usando el método de varianza máxima. La primera columna muestra la fecha de paso de la IC (columna 1). El ángulo latitudinal  $\theta$  que

Fecha aaaammdd	$\theta$ °	$\theta_m$ °	$E_{am}$	$E_a$
20180101	33	35	1.0000	1.5000
20180108	17	22	4.6122	5.2857
20180113	58	58	0.8980	-0.4286
20180124	41	41	0.5000	0.5000
20180131	35	43	4.2400	7.8000
20180204	29	32	3.2000	3.0000
20180227	22	22	0.4898	-0.1429
20180304	11	15	2.6667	4.0000
20180420	19	18	1.4074	-0.8889
20180505	9	9	0.3800	0.1000
20180517	-5	-8	1.8333	-3.1667
20180522	15	20	5.0000	4.5000
20180531	-16	-16	0.4082	0.2857
20180720	-43	-46	1.8400	-2.6000
20180724	45	47	1.0400	2.3000
20180907	7	7	0.0000	0.0000
20180917	-17	-18	1.1429	-1.0000
20180921	-6	-7	0.5000	-0.5000
20181013	-17	-29	6.3704	-12.2222
20181104	-25	-27	1.8750	-2.2500
20181109	18	23	4.1818	4.5454
20181120	-17	-18	0.7500	-1.2500
20181201	-10	-14	2.2778	-4.3333
20181207	-9	-10	0.5000	-0.5000
20181217	-5	-5	0.1975	0.1111
20181227	-5	-3	3.2500	2.2500

Tabla A.1: Tabla donde se muestra el ángulo latitudinal de la IC obtenido usando el método de varianza máxima. Así también se registra el margen de error absoluto de cada medida.

se muestra en la columna 2 es aquel en cuya ventana de tiempo analizada los datos de velocidad varían lo más mínimo posible. El ángulo latitudinal promedio  $\theta_m$  de cada muestra se reporta en la columna 3. El error absoluto promedio total  $E_{am}$  se encuentra en la columna 4.  $E_{am} = (\sum_i^n |\bar{X} - X_i|)/n$  donde  $\bar{X}$  es el valor promedio de cada muestra y  $X_i$  es el  $i$ -ésimo valor. El error absoluto  $E_a$  ( $E_a = \bar{X} - X_i$  donde  $\bar{X}$  es el valor promedio y  $X_i$  es el  $i$ -ésimo valor) se muestra en la columna 5.

En la Figura A.1 observamos la distribución del ángulo latitudinal  $\theta$  de la IC en función de la posición relativa de la IC registrada durante el ciclo solar 24. Las barras verticales muestran el margen de error absoluto ( $E_a$ ). En la Figura A.2 observamos la distribución del ángulo latitudinal promedio  $\theta_m$  de la IC en función de la posición relativa de la IC registrada durante el año 2018. Las barras verticales indican el margen de error absoluto de cada  $\theta_m$ . En ambas figuras se muestra

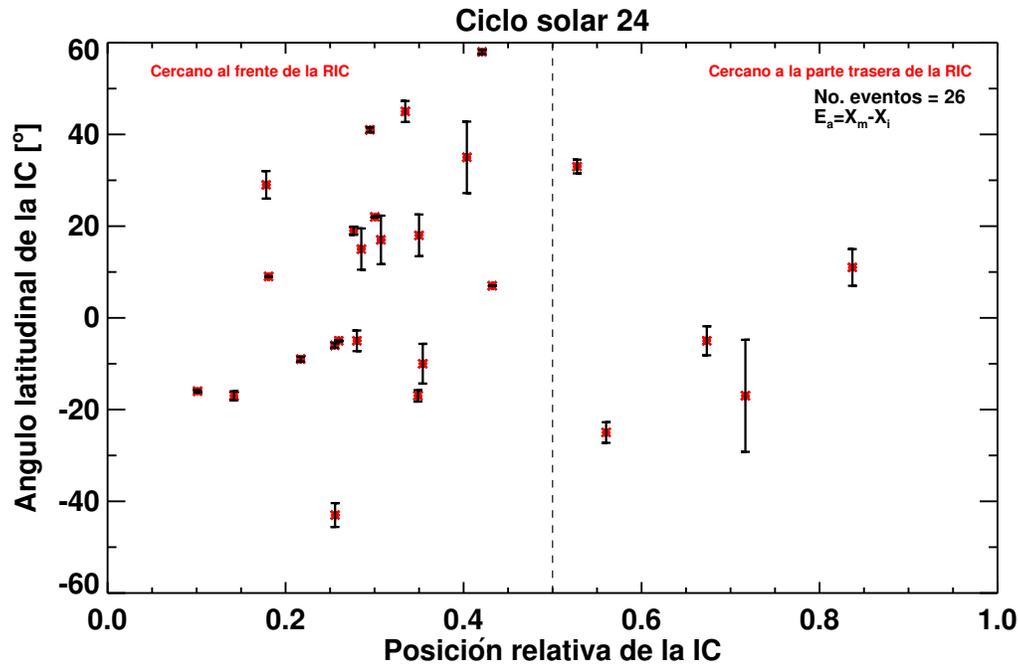


Figura A.1: Distribución de la inclinación latitudinal de la IC en función de la posición relativa de la IC registrada durante el año 2018. Las barras verticales indican el margen de error absoluto de cada medida.

el grado de aproximación de nuestras medidas. Notemos que los ángulos obtenidos fueron poco dispersos. Cabe resaltar que en 10 RICs,  $E_a$  se encontró en el rango  $-1 < E_a < 1$  indicando que nuestras medidas fueron muy cuidadosas. Es importante mencionar que en algunos casos la incertidumbre es alta, esto se debe a que en la ventana de tiempo analizada los datos de la velocidad variaban considerablemente. Notamos que en ambas figuras los datos graficados son muy similares tanto el ángulo latitudinal como el margen de error, sin embargo, para nuestro estudio reportamos el ángulo  $\theta$  que en algunos casos coincide con el valor medio y para el cual la ventana de tiempo analizada variaba lo menos posible.

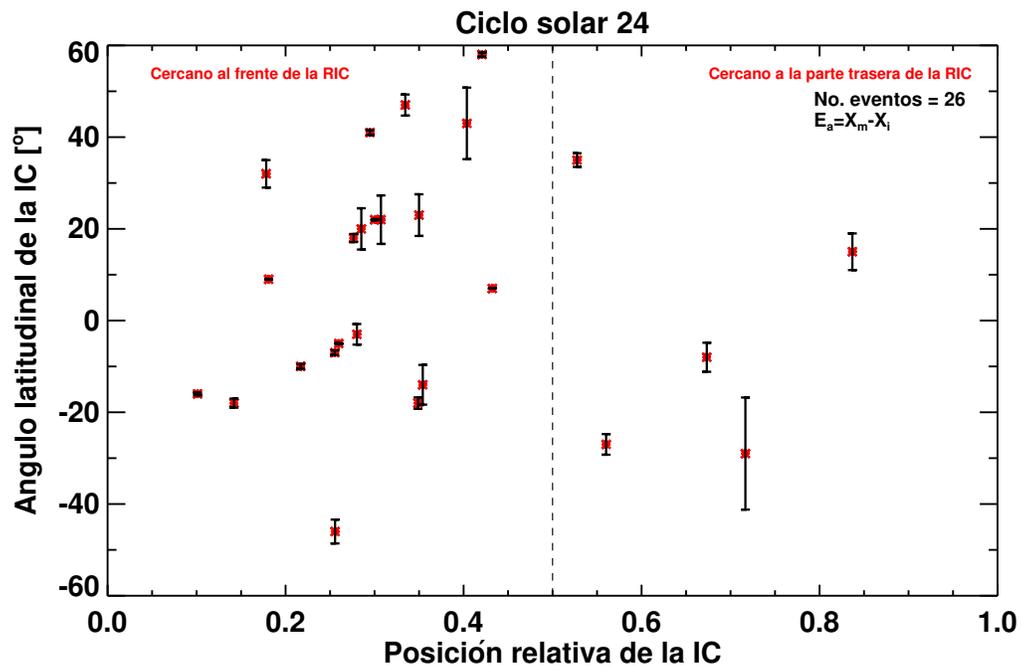


Figura A.2: Distribución de la inclinación latitudinal de la IC en función de la posición relativa de la IC registrada durante el ciclo solar 24. En esta gráfica se muestra el ángulo latitudinal promedio  $\theta_m$  de cada muestra. Las barras verticales indican el margen de error absoluto de cada  $\theta_m$ .