



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA  
DE MÉXICO**

---

---

**FACULTAD DE CIENCIAS**

**ESTRUCTURAS TRANSITORIAS EN EL  
ANTECHOQUE TERRESTRE**

**T E S I S**

**QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:**

**LICENCIADA EN CIENCIAS DE LA  
TIERRA**

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

**AMANDA ROMERO AVILA**



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

**2016**

**CIUDAD UNIVERSITARIA, CDMX**



Universidad Nacional  
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

**Biblioteca Central**



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

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

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

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

## Hoja de datos del jurado

1. Datos del alumno  
Romero  
Avila  
Amanda  
55 54 04 82  
Universidad Nacional Autónoma de México  
Facultad de Ciencias  
Ciencias de la Tierra  
309216304
2. Datos del tutor  
Dra.  
Blanco  
Cano  
Xochitl Guillermina
3. Datos del sinodal 1  
Dr.  
Martinell  
Benito  
Julio Javier
4. Datos del sinodal 2  
Dr.  
Velázquez  
Brito  
Pablo Fabián
5. Datos del sinodal 3  
Dr.  
Ramírez  
Vélez  
Julio César
6. Datos del sinodal 4  
Dr.  
Rodríguez  
Martínez  
Mario
7. Datos del trabajo escrito  
Estructuras transitorias en el  
antechoque terrestre  
87 p.  
2016

# Agradecimientos

Quiero agradecer a mi mamá. Por siempre estar para mí, por animarme siempre que todo se me hace difícil y se me complica la vida. Por escucharme, por ser mi compañera, mi consejera y mi ejemplo de que cuando se quiere, se puede.

A mi papá por ser un ejemplo de dedicación y de compromiso con lo que se hace. Por ser mi guía académico y de vida, por tantísima ayuda y motivación durante toda la carrera. También gracias a Rosario, por toda la ayuda y por decirme que siempre que existan preguntas abiertas, valdrá la pena responderlas. Ustedes fueron un grandísimo apoyo en estos cuatro años.

Gracias a Andrés, por ser el mejor hermano en el mundo, por siempre estar orgulloso de mí y siempre estar presente, por más lejos que estemos. Y a Viquito, por ser el hermanito más bonito y siempre hacerme reír.

Agradezco mucho a mis amigos CT, a los de toda la vida, a mis amigos espaciales: Miguel, Paty, Alexia y Fátima; y especialmente a mis amigos del hoyo: Maf, Mariana, Montse, Lay, Héctor, Andy y Yeya. Ustedes pusieron las risas, la diversión y los mejores momentos en esta etapa. Gracias por compartir los éxitos y siempre estar en lo difícil. Sin ustedes la tierrología no habría sido lo mismo.

Gracias también a Ivan, por hacer especiales los últimos años de licenciatura. Por echarme porras, por escucharme, por acompañarme siempre y por tanto cariño.

Especiales gracias a mi asesora, Xochitl Blanco, por hacer posible este trabajo y guiarme en el camino. Gracias por tanta paciencia, apoyo y dedicación.

También gracias a Diana Rojas, a Luis Preisser y a Primož Kajdič por las clases de SPEDAS y CLweb, su ayuda fue fundamental en este trabajo.

Y sobre todo, muchísimas gracias a la profesora Guadalupe Cordero, porque sus clases me hicieron saber que estaba en el lugar correcto.

Este trabajo es para todos ustedes.

# Resumen

El choque de proa terrestre se forma por la interacción entre el viento solar y la magnetosfera terrestre, y su comportamiento está definido, entre otros factores, por el ángulo entre la normal del choque y la dirección del campo magnético del plasma río arriba del choque ( $\theta_{Bn}$ ). Si  $\theta_{Bn} < 45^\circ$ , frente al choque se forma una región de transición extendida, conocida como antechoque. En esta región interactúan ondas y partículas modificando la estructura del plasma. Los mecanismos de interacción entre ondas y partículas pueden generar estructuras transitorias en el antechoque. Entre estas estructuras se encuentran los cavitones, las cavidades, las anomalías de flujo caliente (HFA por sus siglas en inglés) y las anomalías de flujo caliente espontáneas (SHFA por sus siglas en inglés).

En este trabajo está organizado por capítulos en el siguiente orden: el Sol, el viento solar, el choque de proa terrestre, los eventos transitorios y por último, los estudios de caso. Los primeros cuatro capítulos son descriptivos y el último capítulo consiste en el estudio de caso de ocho estructuras transitorias a partir de observaciones hechas por la misión espacial THEMIS durante los años 2007, 2008 y 2009. Seis de ellas en el antechoque terrestre (dos cavitones, dos cavidades y dos SHFA), y dos jets en la magnetosfera terrestre. Aunque los jets no ocurren en el antechoque terrestre, sí son estructuras transitorias y por eso fueron incluidos en este trabajo. También se presenta el análisis de un evento multinave, con dos posibles escenarios. Todos los análisis fueron hechos a partir de las firmas de campo magnético, densidad, velocidad, velocidad térmica y de las distribuciones de iones, medidas por las naves THEMIS.

Se encontró que los eventos transitorios del antechoque elegidos tuvieron, en su mayoría, tamaños del orden de 1-2 radios terrestres, a excepción de una cavidad. Tanto los cavitones, formados por la interacción entre ondas, como las SHFA, formadas por la interacción entre ondas y partículas, tuvieron periodos y longitudes de onda del orden de las longitudes de onda y los periodos de las ondas presentes en el antechoque. Los tamaños de los jets de la magnetosfera también coinciden con los tamaños de las ondulaciones en el choque de proa. Adicionalmente, se sugieren dos métodos para estimar el tamaño de los eventos transitorios: uno para mediciones hechas con una sola nave y otro para mediciones multinave.

# Abstract

The Earth's bow shock is formed because of the interaction between the solar wind and the Earth's magnetosphere, and its behavior is defined, among other factors, by the angle between the shock's normal and the plasma's magnetic field direction upstream the bow shock ( $\theta_{Bn}$ ). If  $\theta_{Bn} < 45^\circ$ , before the bow shock an extended transition region, known as foreshock, is formed. Waves and particles in this region interact, modifying the structure of the plasma. Interaction mechanisms between waves and particles can generate transitory structures in the foreshock. Some of these structures are cavitons, cavities, hot flow anomalies (HFA) and spontaneous hot flow anomalies (SHFA).

The chapter organization in this work is as follows: the Sun, the solar wind, the Earth's bow shock, transitory events and case studies. The first four are descriptive chapters and the last one is about the case studies. A case study was made for eight transitory structures from observations made by THEMIS mission during the years 2007, 2008 and 2009. Six of them were made in the Earth's foreshock (two cavitons, two cavities, and two SHFA), and two jets in the Earth's magnetosheath. Magnetosheath jets don't occur in the foreshock, but they are transitory structures, therefore they were included in this work. A multi spacecraft analysis of an event is also included, with two possible scenarios. Every analysis made in this work was made from the magnetic field, density, velocity, thermal velocity and ion distribution signatures made from THEMIS spacecrafts.

It was found that the chosen foreshock transitory events had, mostly all of them, sizes about 1-2 Earth radii, except for one cavity. Both cavitons, which are formed by wave interactions, and both SHFA, formed by the interaction between waves and particles, had periods and wavelengths similar to the periods and wavelengths of the waves present in the foreshock. Magnetosheath jet's also had sizes similar to the bow shock's rippling sizes. Additionally, two methods for estimating event's sizes are proposed: one for single spacecraft measurements, and another one for multi spacecraft measurements.

# Índice general

<b>1. El Sol</b>	<b>6</b>
1.1. Estructura y Composición del Sol . . . . .	7
1.2. Reacciones Termonucleares . . . . .	10
1.3. Campo magnético . . . . .	11
<b>2. El viento solar</b>	<b>12</b>
2.1. Plasmas . . . . .	12
2.2. Formación del Viento Solar en la Corona Solar . . . . .	17
2.3. Dinámica y Parámetros del Viento Solar . . . . .	21
2.3.1. El Campo Magnético Congelado al Viento Solar . . . . .	22
2.4. Interacción del Viento Solar con cuerpos Planetarios . . . . .	24
2.4.1. Interacción con la Tierra . . . . .	25
<b>3. El Choque de Proa Terrestre</b>	<b>28</b>
3.1. Choque cuasi perpendicular . . . . .	29
3.2. Choque cuasi paralelo . . . . .	30
3.3. El antechoque terrestre . . . . .	31
<b>4. Eventos transitorios en el antechoque y la magnetofunda terrestres</b>	<b>36</b>
4.1. Cavitones . . . . .	37
4.2. Cavidades . . . . .	41
4.3. HFAs . . . . .	43
4.4. SHFAs . . . . .	44
4.5. Jets . . . . .	48

<i>ÍNDICE GENERAL</i>	5
<b>5. Estudios de Caso</b>	<b>51</b>
5.1. Cavitones . . . . .	56
5.2. Cavidades . . . . .	59
5.3. SHFAs . . . . .	63
5.4. Jets . . . . .	66
5.5. Evento multinave . . . . .	70
<b>6. Discusión y Conclusiones</b>	<b>83</b>



# Capítulo 1

## El Sol

El Sol es la estrella del sistema solar, dentro del cual se encuentra la Tierra. Es la mayor fuente de energía electromagnética de todo el sistema solar y por tanto, mantiene la vida en nuestro planeta. Tiene una edad aproximada de 4600 millones de años y se estima que está más o menos a la mitad de su ciclo de vida, antes de que los procesos energéticos que ocurren en su interior se detengan y éste se convierta en una estrella gigante roja.

El Sol es una estrella mediana de tipo G de la secuencia principal, también denominadas enanas amarillas. El término secuencia principal se utiliza para la región en el diagrama Hertzsprung-Russell en la que se encuentran la mayor parte de las estrellas (ver LeBlanc, 2011), y se refiere a que en el centro del Sol ocurren reacciones, llamadas de fusión nuclear, en donde el hidrógeno del núcleo solar es transformado a helio. Durante estas reacciones la masa se transforma en energía, siendo éstas la fuente de toda la energía emitida por el Sol, suficiente para mantener el brillo del mismo por aproximadamente 5000 millones de años más.

En el Sol, tanto en su interior como en su superficie, ocurren diversos fenómenos de diferentes escalas. Es por esto que para simplificar su estudio, se divide al Sol en diferentes regiones que se estudian separadamente. En esta sección se hablará brevemente de cómo está formado el Sol y de procesos que ocurren en su superficie.

## 1.1. Estructura y Composición del Sol

La forma del Sol es prácticamente esférica. Se encuentra en equilibrio hidrostático por un balance entre la presión en su interior debida a las reacciones termonucleares que ocurren en el interior y la atracción gravitacional debida a que es un cuerpo masivo. De forma análoga a la Tierra, el Sol presenta una estructura interna en capas divididas según los procesos físicos que ocurren dentro de cada una de éstas. Las capas del interior solar están clasificadas, de adentro hacia afuera, como núcleo, zona radiativa, zona convectiva, fotosfera, cromosfera y corona. A continuación se hará una descripción breve de cada una de éstas regiones.



Figura 1.1: Esquema de las capas del Sol y las estructuras visibles en su superficie. Tomada y adaptada de Kelvin Song, 2012.

- **Núcleo:** es la región más interna del Sol y donde se llevan a cabo las reacciones termonucleares (de las cuales se hablará más adelante) que producen toda la energía emitida por el Sol y que tarda del orden de diez millones de años en llegar hasta la superficie solar (Stix, 2002). El núcleo va desde el centro del Sol hasta aproximadamente  $1/5$  del radio total del mismo y su temperatura aproximada es

de 15 millones de grados kelvin.

- Zona Radiativa: es la capa siguiente al núcleo y va desde donde éste termina hasta aproximadamente  $7/10$  del radio total. En esta zona la energía es transferida por radiación térmica (de ahí su nombre) y la temperatura disminuye con la distancia al núcleo hasta 2 millones de kelvin.
- Zona Convectiva: se extiende desde la zona radiativa hasta casi la superficie solar. Entre la zona radiativa y la zona convectiva existe una discontinuidad llamada *tacoclina*. En esta capa la energía es transferida al exterior del Sol mediante corrientes de convección y la temperatura es de hasta 5 700 grados kelvin en la superficie. Un efecto de la convección en esta zona es la *granulación*, que se encuentra en el espectro visible en la superficie solar.
- Fotosfera: Es la parte visible de la superficie solar. Debajo de esta capa, el Sol es opaco a la luz visible, y por encima de la misma, la luz visible se propaga hacia el medio interplanetario. Esto hace que la parte superior de la fotosfera tenga una temperatura menor que la parte inferior. En esta región son visibles las manchas solares, regiones activas que son evidencia de la actividad fotosférica, de las cuales también se hablará más adelante.
- Cromosfera: es una capa exterior a la fotosfera, pero es transparente a la luz visible.
- Corona: es considerada la atmósfera solar. Tiene una temperatura de millones de kelvin, que dista mucho de la temperatura de las capas anteriores (fotosfera y cromosfera), de miles de kelvin. Las causas de la tan alta temperatura en la corona solar son aún desconocidas. Como la temperatura coronal es tan alta, en esta región, la fuerza gravitacional del Sol no es suficiente para mantener el material de la corona cerca y éste escapa en forma de viento solar. Éste último es un flujo continuo de partículas cargadas resultado de la expansión continua de la corona. Como la fotosfera es la zona más brillante del Sol, observar la corona a simple vista es solo posible utilizando instrumentos que eclipsen al Sol o durante un eclipse solar, y puede verse un “halo” tenue que representa el material atrapado de la corona solar.

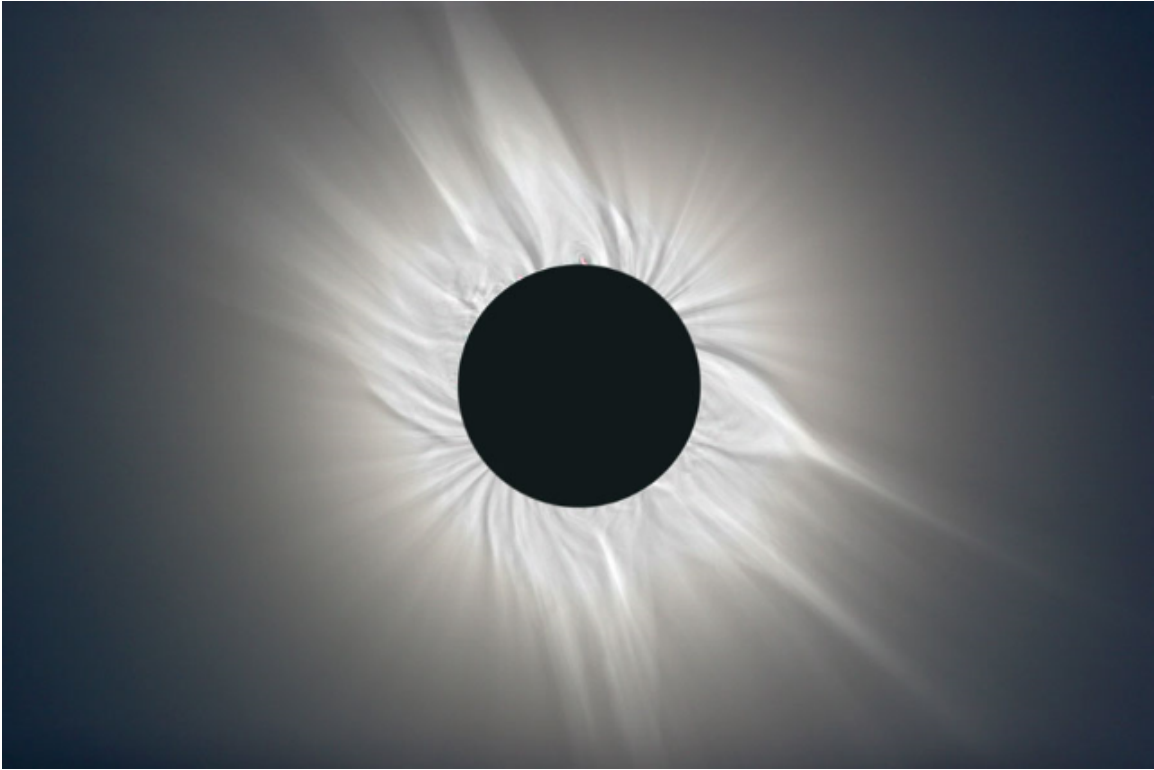


Figura 1.2: Imagen de la corona solar conformada por treinta y tres fotografías superpuestas y editadas de un eclipse solar ocurrido en marzo del 2006. De Koen Van Gorp, 2009.

El Sol está compuesto por hidrógeno en un 81 %, helio en un 18 % y el 1 % restante formado principalmente por oxígeno, carbono, neon y hierro. Esta es la composición global, pues la composición en cada capa, varía un poco en las proporciones de cada elemento. Por ejemplo, en la fotosfera las proporciones de hidrógeno, helio y otros elementos es de 74.9 %, 23.8 % y 1.3 %, respectivamente. En cambio en el núcleo el helio tiene una abundancia aproximada del 60 %.

La tabla 1.1 muestra algunos valores y parámetros relevantes del Sol:

Distancia media a la Tierra	149 597 870 700 m
Diámetro	1 392 000 000 m
Masa	$1.9891 \times 10^{30}$ kg
Temperatura efectiva de la superficie	5778 K
Temperatura máxima de la corona	2 000 000 K
Temperatura del núcleo	13 600 000 K
Periodo de rotación en el ecuador	27d 6h 36min
Periodo de rotación en los polos	34d 9h 36min

Tabla 1.1: Datos del Sol

## 1.2. Reacciones Termonucleares

Las reacciones que ocurren en el núcleo del Sol se dan de forma natural debido a que la fuerza gravitacional del Sol está concentrada en esta región y por tanto, la temperatura es lo suficientemente alta como para que se lleven a cabo estas reacciones (LeBlanc, 2011). Como el hidrógeno es el elemento más abundante en el Sol, las interacciones entre protones ocurren fácilmente y resultan en núcleos de helio.

El mecanismo más común de formación de  $^4\text{He}$  es la cadena protón-protón o cadena PP, en donde dos protones de hidrógeno forman un deuterón  $^2\text{H}$ , liberando un neutrino y un positrón, que al encontrarse con un electrón se desintegran y emiten fotones gamma. Después otro protón se une al deuterón, formando así un isótopo de  $^3\text{He}$  y liberando energía en forma de un fotón gamma. Por último, dos isótopos  $^3\text{He}$  se unen y forman un núcleo de  $^4\text{He}$  y dos protones de hidrógeno. La serie de reacciones anterior es conocida como cadena PPI. Una vez generado un  $^3\text{He}$ , se fusiona con un  $^4\text{He}$  para formar un  $^7\text{Be}$  y liberando un fotón gamma. El  $^7\text{Be}$  después atrapa un electrón y forma un  $^7\text{Li}$ , que al interaccionar con un H resulta en dos núcleos de  $^4\text{He}$ , correspondiente a la cadena PPII. En la figura 1.3 se esquematizan las cadenas PPI, PPII y PPIII, las cuales están mejor explicadas en LeBlanc (2011).

La energía liberada durante las reacciones PPI es de 26.76 MeV por reacción (Cordero et al., 2013) y es transportada hacia capas más altas mediante los rayos gamma en forma de fotones.

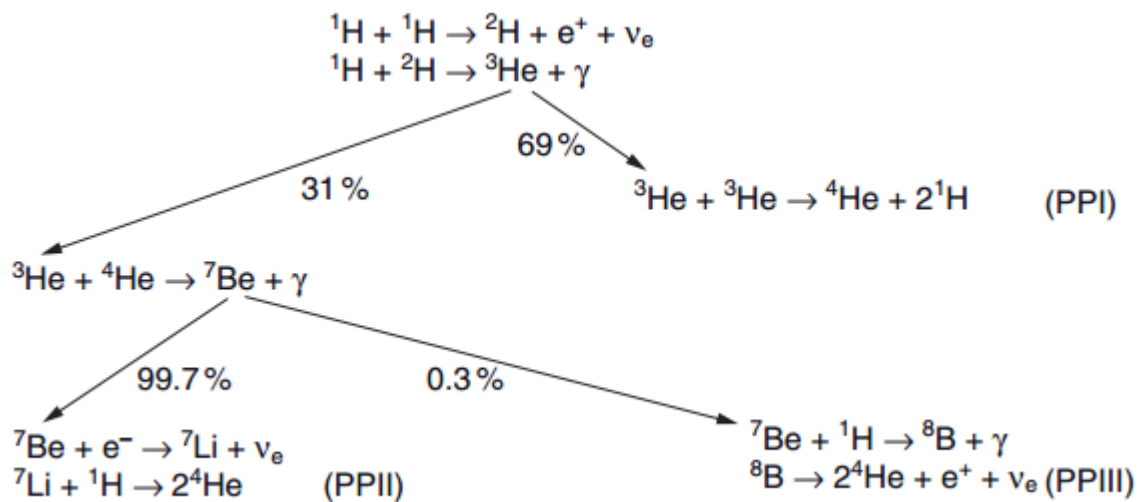


Figura 1.3: Esquema de las Cadenas PPI, PPII y PPIII. Tomada de LeBlanc (2011).

### 1.3. Campo magnético

Se piensa que el campo magnético del Sol es generado dentro del mismo, específicamente en la base de la zona convectiva, en donde por la convección de la misma, tiene lugar un proceso de dinamo (Cordero et al., 2013). Una consecuencia visible de este proceso de dinamo es que el campo magnético global cambia de forma cíclica entre una configuración dipolar y una multipolar aproximadamente cada 5.5 años.

El Sol no rota como un cuerpo rígido, sino que el plasma rota más rápido en latitudes bajas que en los polos. Este proceso es conocido como rotación diferencial y en el periodo de 5.5 años modifica la configuración del campo magnético solar de aproximadamente dipolar a una configuración magnética multipolar más compleja. Este es el ciclo de actividad magnética solar, que tiene una duración de 11 años, durante los cuales la polaridad del campo magnético se invierte, y un máximo de actividad cuando la configuración es multipolar y compleja; así como un mínimo cuando la configuración es dipolar.

Las manchas solares son regiones con temperatura más baja e intensidad magnética mucho más alta que sus alrededores. Son evidencias de la actividad magnética del Sol y son visibles en la fotosfera. Dado que las manchas solares son un reflejo de la actividad magnética del Sol, es de esperarse que en un máximo del ciclo solar puedan verse más manchas solares y en diferentes latitudes; a diferencia de lo observable en un mínimo del ciclo solar, en donde la cantidad visible de manchas solares es menor y éstas sólo se encuentran en latitudes bajas.

# Capítulo 2

## El viento solar

El viento solar es un flujo continuo de partículas energéticas resultado de la expansión de la corona solar hacia el medio interplanetario. La corona solar, que es donde se origina el viento solar, es la capa más externa o la atmósfera del Sol y tiene una temperatura de  $1.6 \times 10^6$  K y una densidad aproximada de  $5 \times 10^{13} \text{cm}^{-3}$ . El campo magnético en la superficie de la corona se estima del orden de  $10^{-2} \text{T}$  o 100 Ga, el cual disminuye radialmente con la distancia (Baumjohann y Treumann, 1997). La dinámica del viento solar está en gran parte definida por este campo magnético. Si el campo magnético está cerrado, es decir que los extremos de sus líneas de campo apuntan al Sol, la atmósfera solar está atrapada. En cambio, en las regiones donde las líneas de campo magnético están localmente abiertas, el plasma de la atmósfera solar fluye hacia afuera. Estas regiones, llamadas hoyos coronales, son las fuentes del viento solar rápido (Baumjohann y Treumann, 1997).

El flujo del viento solar abarca todo el sistema solar y por tanto, todos los cuerpos de éste están inmersos en el viento solar. Lleva consigo el campo magnético del sol por todo el espacio interplanetario, formando así el campo magnético interplanetario (CMI). Como el viento solar es un plasma, se explicará brevemente qué es un plasma, para después describir cómo se forma el viento solar, su interacción con otros cuerpos y sus parámetros.

### 2.1. Plasmas

Un plasma es un gas ionizado en el cual los átomos se han dissociado en iones y electrones pero cuya carga global es cuasineutra y que muestra un comportamiento colectivo

(Chen, 1985). Como las partículas de un plasma están cargadas, al moverse éstas, pueden generar regiones con concentraciones de cargas positivas o negativas, lo que a su vez puede generar campos eléctricos, corrientes y por tanto, campos magnéticos y los campos generados pueden influenciar los movimientos de otras partículas, es decir, los elementos de un plasma ejercen fuerzas unos sobre otros aún a grandes distancias. El comportamiento colectivo de un plasma consiste en que el movimiento de las partículas del mismo dependen tanto de condiciones locales del plasma como de condiciones del mismo en regiones lejanas (Chen, 1985).

Una característica fundamental del comportamiento de los plasmas es la capacidad de apantallamiento a potenciales aplicados. El potencial eléctrico de una partícula aislada con carga  $q$ , en este caso un ion es  $\phi = q/4\pi\epsilon_0 r$ . Sin embargo, al estar el ión en un gas con iones y electrones, los electrones estarán atraídos hacia éste y la distribución de los mismos modifica el potencial del ion, reduciéndolo a grandes distancias (Kivelson y Russell, 1995). El potencial apantallado del ion es  $\phi = qe^{-r/\lambda_D}/4\pi\epsilon_0 r$ , en donde  $r$  es la distancia al ion, o a la partícula cargada, y  $\lambda_D = (\epsilon_0 k_B T / ne^2)^{1/2}$  es la longitud de Debye, donde  $T$  es la temperatura y  $k_B$  es la constante de Boltzmann. Esta longitud indica la escala espacial en la cual una partícula cargada de un plasma tiene influencia sobre sus alrededores. Por la ecuación de la longitud de Debye puede verse que ésta es inversamente proporcional a la densidad del plasma y directamente proporcional a la temperatura del mismo.

Si las dimensiones de un plasma son mucho mayores que la longitud de Debye, las concentraciones de carga locales tienen un apantallamiento corto comparado con la magnitud total del plasma, así el plasma como un todo se mantiene libre de potenciales o campos eléctricos grandes (Chen, 1985) y la carga total se mantiene cuasineutra. La cuasineutralidad de un plasma consiste en que pueda considerarse que  $n_i \simeq n_e \simeq n$ , es decir, que la densidad de iones sea aproximadamente igual a la de electrones y estas dos aproximadamente iguales a la densidad total del plasma. Así, un criterio del plasma es que  $\lambda_D \ll L$ , en donde  $L$  es la dimensión del plasma, tal que permita mantener el carácter cuasineutro.

Otro criterio del plasma consiste en que el número de partículas dentro de una esfera de Debye sea muy grande:  $N_D \gg 1$ , en donde  $N_D = n \frac{4}{3} \pi \lambda_D^3$  es el número de Debye, o el número de partículas dentro de la esfera de Debye. El tercer criterio de un plasma tiene que ver con las colisiones dentro de éste. La frecuencia de las colisiones



entre las partículas de un plasma tiene que ser lo suficientemente baja para que la dinámica de éste sea controlada por fuerzas electromagnéticas y no hidrodinámicas. Si  $w$  es la frecuencia típica de oscilaciones en un plasma y  $\tau$  es el tiempo promedio entre las colisiones entre las partículas, se requiere que  $w\tau > 1$  para que un gas se comporte como un plasma y no como un gas neutro (Chen, 1985).

El estudio de los plasmas se realiza mediante tres aproximaciones: la de partículas, la magnetohidrodinámica o MHD y la teoría cinética. La primera es útil para casos en las que las trayectorias de una sola partícula deben ser tomadas en cuenta y los efectos colectivos no son tan importantes y se basa en comprender cómo partículas individuales se comportan en campos eléctricos y magnéticos. Este primer enfoque considera la dinámica de una sola partícula en campos magnéticos y eléctricos que no se ven afectados por las partículas cargadas dentro. Los casos más sencillos son para campos magnéticos y eléctricos uniformes. Para un campo eléctrico nulo, la ecuación que describe el movimiento de ciclotrón de una partícula de masa  $m$  con carga  $q$  y velocidad  $u$  en un campo magnético  $B$  es:

$$m \frac{dv}{dt} = q(v \times B), \quad (2.1)$$

con una frecuencia de ciclotrón definida como

$$\omega_c \equiv \frac{qB}{m}, \quad (2.2)$$

y un radio de Larmor, que es el radio de la trayectoria circular por la cual se desplaza la partícula, definido como

$$r_L \equiv \frac{v}{\omega_c} = \frac{mv}{qB}. \quad (2.3)$$

A partir de la ecuación (2.1) se estudia el movimiento de partículas cargadas en diferentes casos. Por ejemplo, para un campo eléctrico finito  $E$ , la ecuación de movimiento de la partícula es:

$$m \frac{dv}{dt} = q(E + v \times B). \quad (2.4)$$

Con estas ecuaciones se analizan las derivas que puede sufrir el centro de giro de una partícula inmersa en un campo magnético y uno eléctrico con diferentes condiciones,

como un campo gravitacional adicional, un campo magnético o eléctrico no uniforme, o campos que varían en el tiempo.

El enfoque MHD estudia el comportamiento colectivo, en donde se desprecia el comportamiento de las partículas individuales y todo el plasma se trata como un fluido con velocidad  $u$  que contiene cargas eléctricas. Se basa en la teoría de fluidos pero considera las interacciones electromagnéticas de un plasma y es útil para describir la mayoría de los fenómenos observados en los plasmas. Las ecuaciones básicas en este enfoque son la ecuación de momento y la ecuación de continuidad. La ecuación de momento, análoga a la ecuación (2.4) pero en este caso para un fluido, considera además la densidad  $n$  del fluido y la presión  $p$  dentro del mismo:

$$mn \left[ \frac{du}{dt} + (u \cdot \nabla)u \right] = qn(E + u \times B) - \nabla p. \quad (2.5)$$

La ecuación de continuidad se basa en la conservación de la materia y requiere que el número total de partículas en un volumen dado pueda cambiar únicamente si existe un flujo neto de partículas a través de una superficie que limita a ese volumen (Chen, 1985), y está dada por:

$$\frac{\partial n}{\partial t} + \nabla \cdot (nu) = 0. \quad (2.6)$$

Este enfoque estudia el movimiento de todo el fluido, a diferencia del anterior que estudia el de una sola partícula, y sus derivas dentro de diferentes campos magnéticos.

Aunque los enfoques anteriores son útiles para estudiar ciertos fenómenos visibles en un plasma, hay ciertos fenómenos para los cuales la teoría de fluidos no es suficiente para explicarlos. Para estos últimos se utiliza una función de distribución de velocidades  $f(v)$  en un plasma, y esta aproximación es la llamada teoría cinética. En esta aproximación los plasmas son considerados como sistemas de muchas partículas que interaccionan, cada una con una posición y velocidad dependientes del tiempo dentro de un espacio fase (Baumjohann y Treumann, 1997). Así, la densidad de una partícula  $i$  puede definirse como una función dependiente de la posición, la velocidad y el tiempo como:

$$F_i(r, v, t) = \delta(r - r_i(t))\delta(v - v_i(t)). \quad (2.7)$$

Por lo tanto la función de densidad exacta para todo el plasma es la suma de las densidades de cada partícula. De igual forma, la ecuación de momento del plasma es

similar a la del enfoque MHD, pero en este caso los campos eléctrico y magnético son resultado de la suma de los campos de cada partícula. Así, la ecuación de momento para cada partícula, con los campos eléctrico y magnético microscópicos marcados con el subíndice  $m$  es la siguiente:

$$\frac{d}{dt}v_i(t) = \frac{q}{m} [E_m(r_i(t), t) + v_i(t) \times B_m(x_i(t), t)]. \quad (2.8)$$

Se puede definir una densidad promedio del espacio fase  $\langle F(r, v, t) \rangle = f(r, v, t)$ , y expresar la densidad exacta del espacio fase como la suma del promedio más una fluctuación  $\delta F$ , que representa la desviación de la densidad exacta respecto del promedio:

$$F(r, v, t) = f(r, v, t) + \delta F(r, v, t). \quad (2.9)$$

El promedio de todas las fluctuaciones debe ser igual a cero, es decir,  $\langle \delta F \rangle = 0$ . Así la ecuación que describe el estado del plasma en el espacio fase para todo tiempo  $t$  en ausencia de colisiones, llamada ecuación de Vlasov es:

$$\frac{\partial f}{\partial t} + v \cdot \nabla_r f + \frac{q}{m} (E_m + v \times B_m) \cdot \nabla_v f = 0. \quad (2.10)$$

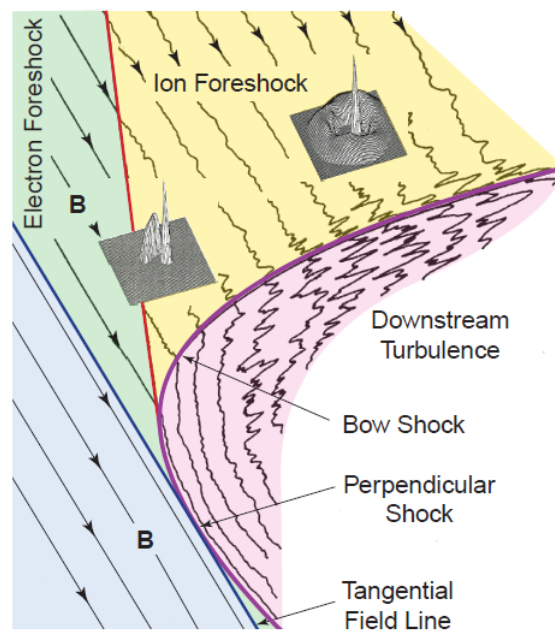


Figura 2.1: Vista esquemática del sistema choque-antechoque. Tomada de Eastwood et al., 2005

Más del 99 % de la materia del universo se encuentra en estado de plasma. Los medios interestelares, intergalácticos e interplanetarios están formados por plasmas. En la región cercana a la Tierra, toda la materia a partir de 100 km de altitud es considerada un plasma (Baumjohann y Treumann, 1997), ejemplos de estos plasmas son el viento solar, la magnetosfera y la ionosfera terrestres, y son llamados plasmas geofísicos. En este trabajo los plasmas geofísicos de interés son el viento solar, la magnetosfera y la magnetofunda, de los cuales se hablará más adelante. En la figura 2.1 se muestra un esquema de como está conformado el ambiente cercano a la Tierra, en donde se pueden ver las regiones del viento solar, el antechoque de iones y el de electrones (de los cuales se hablará más adelante) y la magnetofunda.

## 2.2. Formación del Viento Solar en la Corona Solar

Como ya se mencionó antes, los hoyos coronales son regiones de la corona solar en donde las líneas de campo magnético están abiertas localmente y éste se extiende hacia el medio interplanetario. Estas regiones destacan entre sus alrededores por ser regiones con baja actividad magnética del Sol donde la temperatura es del orden de  $\sim 10^5\text{K}$  (Cranmer, 2002). En latitudes bajas, los hoyos coronales muestran temperaturas y densidades menores que en otras regiones. A mayores latitudes la densidad permanece baja pero el equilibrio térmico entre las componentes del plasma se pierde de forma  $T_e < T_p < T_i$  (los subíndices e,p,i corresponden a electrones, protones y iones pesados, respectivamente). Durante un ciclo solar, en el mínimo de éste, existen hoyos coronales en los polos norte y sur solares y se extienden en una fracción grande del volumen de la heliosfera. Durante fases del ciclo solar que no son un mínimo pueden verse hoyos coronales más pequeños pero en todas las latitudes solares. (Cranmer, 2002).

Aunque se sabe que la energía que calienta la corona y acelera el viento solar se origina en procesos convectivos debajo de la fotosfera, los procesos que transportan esta energía a la corona y la transforman a energía cinética, térmica y magnética son aún desconocidos y existen varios mecanismos propuestos para explicar estos procesos: turbulencia, reconexión magnética, aceleración por ondas de Alfvén (Woolsey, 2016).

Las primeras predicciones teóricas del viento solar surgieron de considerar que el plasma de la corona solar se encuentra en estado de equilibrio y sujeto al campo gravitacional del Sol. Parker fue quien desarrolló en 1958 la teoría del viento solar como un flujo supersónico proveniente del Sol.

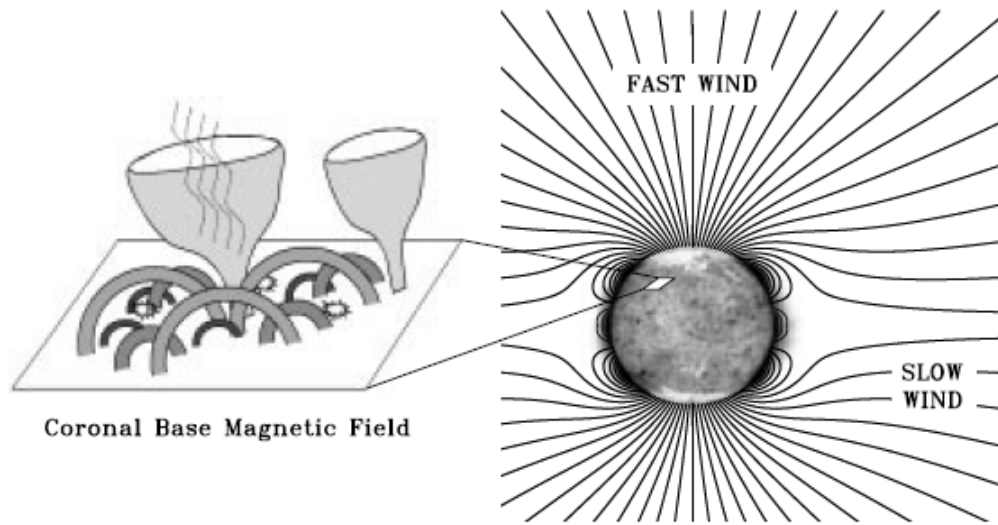


Figura 2.2: Vista esquemática del campo magnético solar en un mínimo del ciclo Solar. Se muestra una distribución aleatoria de regiones de campo cerrado y regiones de campo abierto, lo que da lugar a líneas de campo ordenadas en la corona extendida. Tomada de Cranmer (2002).

Para encontrar este estado de equilibrio en forma simplificada, se parte de las ecuaciones de momento y de continuidad de la teoría de fluidos, y de una serie de suposiciones: que el plasma es estacionario, que existe simetría esférica, que la velocidad del flujo y el gradiente de presión son radiales en dirección contraria al Sol y se desprecia la fuerza magnética (Kivelson y Russell, 1995). Así, se obtienen las ecuaciones de continuidad y momento en coordenadas esféricas siguientes:

Ecuación de continuidad, en donde  $r$  es la distancia al Sol y  $u$  la velocidad del flujo,

$$\frac{1}{r^2} \frac{d}{dr} \rho u r^2 = 0. \quad (2.11)$$

Ecuación de Momento incluyendo la fuerza de gravedad, siendo  $G$  la constante de gravitación universal y  $M_s$  la masa del Sol.

$$\rho u \frac{du}{dr} = -\frac{dp}{dr} - \rho \frac{GM_s}{r^2}. \quad (2.12)$$

Si se asume que la corona se encuentra en equilibrio hidrostático, es decir que  $u(r) = 0$ , la ecuación de continuidad se satisface y la ecuación de momento se reduce a una ecuación de balance entre la presión y la fuerza de gravedad en una atmósfera estática:

$$\frac{dp}{dr} = -\rho \frac{GM_s}{R^2}. \quad (2.13)$$

Considerando la ecuación de gas ideal  $p = 2n_e K_b T$ , y suponiendo que la temperatura de los electrones y los protones es la misma y que  $m = m_e + m_p$ , la densidad puede escribirse como  $\rho = m \frac{p}{2k_b T}$ , que al sustituirla en la ecuación (2.13) se obtiene la ecuación para una atmósfera isotérmica y estática:

$$\frac{1}{p} \frac{dp}{dr} = -\frac{GM_s m}{2k_b T} \frac{1}{r^2}, \quad (2.14)$$

cuya solución es

$$p(r) = p_0 e^{\left[ \frac{GM_s m}{2k_b T} \left( \frac{1}{r} - \frac{1}{R} \right) \right]}, \quad (2.15)$$

en donde  $p_0$  es la presión a una altura  $R$ , que es la base de la atmósfera. La ecuación (2.15) es sólo válida a distancias cortas, pues a distancias muy grandes la atmósfera solar “termina” e interactúa con el medio interestelar. El modelo anterior no representa un equilibrio en el límite de la atmósfera solar, en donde ésta interactúa con el medio interestelar, pues la presión del gas en el medio interestelar es mucho menor que la de la atmósfera solar y no puede haber un equilibrio estático. Para solucionar este problema puede considerarse un flujo  $I$  que pasa por la superficie de una esfera de radio  $r$  constante para todo  $r$ :

$$I = 4\pi r^2 \rho u. \quad (2.16)$$

Con esta solución, la ecuación de continuidad (2.11) se satisface.

Para un mayor desarrollo de esta ecuación se utiliza la ecuación de gas ideal y se sustituye en la ecuación (2.12). Con esto se llega a:

$$u \frac{du}{dr} = -\frac{2k_b T}{m} \frac{1}{n} \frac{dn}{dr} - \frac{GM_s}{r^2}. \quad (2.17)$$

Despejando la ecuación (2.16) y recordando que  $\rho = nm$ , diferenciándola respecto de  $r$  y sustituyendo el resultado en la ecuación (2.17) se obtiene la ecuación para una atmósfera que se expande isotérmicamente:

$$u \frac{du}{dr} = \frac{4k_B T}{mr} + \frac{2k_B T}{m} \frac{1}{u} \frac{du}{dr} - \frac{GM_s}{r^2}, \quad (2.18)$$

que puede escribirse como

$$\left(u^2 - \frac{2k_B T}{m}\right) \frac{1}{u} \frac{du}{dr} = \frac{4k_B T}{mr} - \frac{GM_S}{r^2}. \quad (2.19)$$

Para analizar la última ecuación se requiere que el término  $\frac{GM_S}{r^2}$  sea mayor que el término  $\frac{4k_B T}{mr}$ , para que la atmósfera se encuentre atrapada gravitacionalmente. Para radios pequeños, el lado derecho de la ecuación (2.19) es negativo. En cambio, si el radio aumenta, el término gravitacional decrece más rápido que el término de la temperatura y el lado derecho de la ecuación se mantiene positivo. La solución que permite que la velocidad siga aumentando con la distancia predice que en algún punto la velocidad del flujo será más alta que la del sonido; es decir, el flujo se vuelve supersónico. La variación de la densidad en función de la distancia es  $\rho(r) = \frac{1}{4\pi r^2 u(r)}$ , en donde es visible que la densidad, y por tanto la presión, disminuyen conforme la distancia crece. Únicamente con esta solución hay equilibrio entre las dos fronteras: entre la corona baja a alta presión y el medio interestelar a muy baja presión. Este equilibrio no es estático, sino que implica un flujo de material o una expansión de la atmósfera solar.

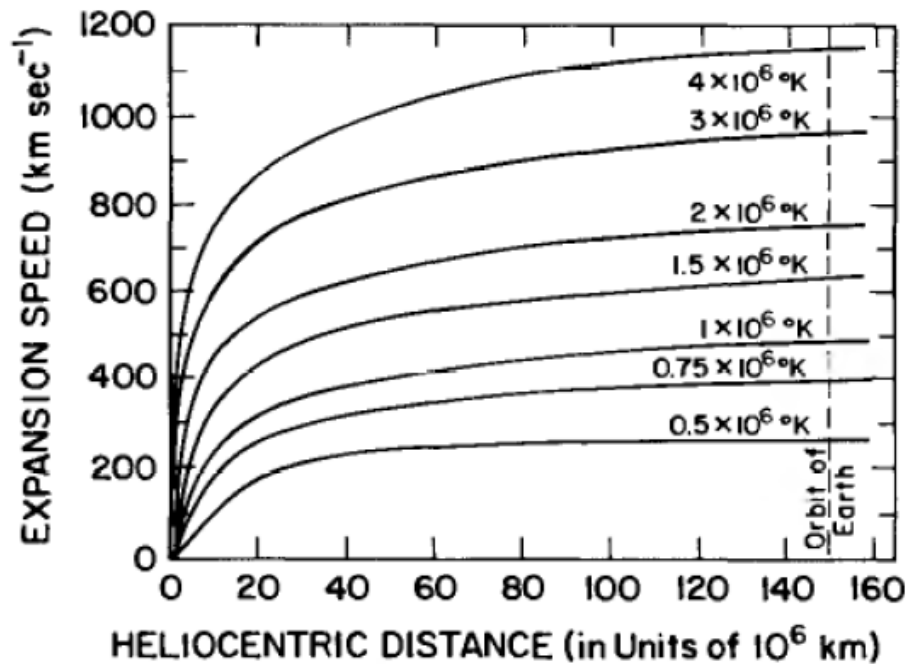


Figura 2.3: Diferentes velocidades de expansión de una corona isotérmica como función de la distancia para diferentes temperaturas en una estrella con masa solar. De Kivelson y Russel (1995).

Con base en el análisis anterior, Parker pudo predecir que el medio interplanetario estaba permeado por un viento solar de partículas con velocidades supersónicas. (Cordeiro et al., 2013). En la Figura 2.3 se muestra una gráfica de la velocidad del plasma como función de la distancia radial (en unidades de  $10^6$ km) para diferentes temperaturas de una corona isotérmica.

### 2.3. Dinámica y Parámetros del Viento Solar

La solución para la expansión de la atmósfera solar de la sección anterior es una buena primera aproximación. Sin embargo, cerca de la Tierra el viento solar no es un flujo estacionario, sino que el flujo es constante solamente en periodos cortos de tiempo. Las tablas a continuación (de Kivelson y Russel, 1995) muestran parámetros del viento solar a 1UA:

Densidad de protones	$6.6 \text{ cm}^{-3}$
Densidad de electrones	$7.1 \text{ cm}^{-3}$
Densidad de $\text{He}^{2+}$	$0.25 \text{ cm}^{-3}$
Velocidad radial del flujo	$450 \text{ km s}^{-1}$
Temperatura de protones	$1.2 \times 10^5 \text{ K}$
Temperatura de electrones	$1.4 \times 10^5 \text{ K}$
Campo magnético	$7 \times 10^{-9} \text{ T}$

Tabla 2.1 Parámetros observables del viento solar a 1 UA.

	Densidad de Flujo	Flujo a través de una esfera de $r=1\text{UA}$
Protones	$3.0 \times 10^8 \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$	$8.4 \times 10^{35} \text{ s}^{-1}$
Masa	$15.8 \times 10^{-16} \text{ g cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$	$1.6 \times 10^{12} \text{ g s}^{-1}$
Momento radial	$2.6 \times 10^{-9} \text{ Pa}$	$7.3 \times 10^{14} \text{ N}$
Energía cinética	$0.6 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$	$1.7 \times 10^{27} \text{ erg s}^{-1}$
Energía térmica	$0.02 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$	$0.05 \times 10^{27} \text{ erg s}^{-1}$
Energía magnética	$0.01 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$	$0.025 \times 10^{27} \text{ erg s}^{-1}$
Flujo magnético radial	$5 \times 10^{-9} \text{ T}$	$1.4 \times 10^{15} \text{ Wb}$

Tabla 2.2: Flujos y densidades de flujo del viento solar a 1 UA.



Presión del gas	30 pPa
Velocidad del sonido	60 km s <sup>-1</sup>
Presión magnética	19 pPa
Velocidad de Alfvén	40 km s <sup>-1</sup>
Girorradio de protones	80 km
Tiempo de colisión protón-protón	4 × 10 <sup>6</sup> s
Tiempo de colisión electrón-electrón	3 × 10 <sup>5</sup> s
Tiempo para que el viento solar fluya de la corona a 1UA	3.5 × 10 <sup>5</sup> s ≈ 4días

Tabla 2.3: Propiedades derivadas del viento solar a 1 UA

En la región donde se origina el viento solar, la parte baja de la corona solar, hay diferentes estructuras con grandes variaciones en densidad, temperatura y campo magnético. Como ya se mencionó, existen regiones de líneas de campo magnético abiertas y regiones de líneas cerradas. En las regiones de campo abierto, como son los hoyos coronales, el viento es acelerado a grandes velocidades. Éste es el llamado viento solar rápido, que alcanza velocidades de alrededor de 750 km s<sup>-1</sup> y hasta más de 1000 km s<sup>-1</sup>. El viento solar proveniente de regiones de campo semi cerrado es el viento solar lento, que tiene velocidades promedio menores, de más o menos 350 km s<sup>-1</sup> (Ver figura 2.2). Aunque en promedio la velocidad del viento solar es de 400 km s<sup>-1</sup>, la existencia de un viento solar rápido y uno lento hace que las variaciones en la velocidad del mismo puedan ser muy grandes, desde valores menores de 300 km s<sup>-1</sup> hasta más de 1000 km s<sup>-1</sup> (Cranmer, 2002).

Dadas las grandes fluctuaciones en la velocidad del viento solar, así como en otros parámetros, es difícil hablar de un viento solar promedio para todo el medio interplanetario. Es por eso que se toman como referencia los valores mostrados en las tablas anteriores, que son valores promedio medidos a la altura de la Tierra, es decir a 1UA.

### 2.3.1. El Campo Magnético Congelado al Viento Solar

El material de la Corona Solar, que se encuentra altamente ionizado, está lleno de campos magnéticos de diferentes magnitudes y dada la alta conductividad del plasma ocurre un “congelamiento” del campo magnético al plasma. El parámetro beta de un plasma se define como la razón entre la presión del gas y la presión magnética del mismo. Se expresa como:  $\beta = \frac{8\pi p}{B^2}$  en unidades gaussianas. Cuando  $\beta \sim 1$ , existe un balance entre las presiones; si  $\beta \gg 1$  el plasma lleva consigo al campo magnético (como es el caso del viento solar); y al revés, si  $\beta \ll 1$ , se dice que es el campo magnético

quien lleva consigo al plasma. Lo anterior es consistente con el teorema de Alfvén, que establece que “En un plasma perfectamente conductor, las ondas de campo magnético se comportan como si ellas se movieran con el plasma. Como si estuvieran congeladas a éste” (Chen, 1985).

En el viento solar la presión del gas es mucho mayor que la presión magnética, por lo que el flujo del plasma arrastra con él las líneas de campo magnético solar. Esto sugiere un viento solar compuesto por un flujo de partículas con un campo magnético que se aleja del Sol. La atmósfera solar rota con un periodo de más o menos 25.4 días, o una velocidad angular aproximada de  $\omega = 2.7 \times 10^6 \text{ rad} \cdot \text{s}^{-1}$ . Si se pudiera observar un punto fijo de la atmósfera solar, de donde sale el viento solar, podría verse cómo sale un pequeño chorro de plasma arrastrando consigo las líneas de campo magnético en un instante. Un instante después se vería lo mismo, pero en una dirección angular distinta, pues la atmósfera solar ya habrá rotado. El proceso anterior se repite indefinidamente, resultando en una espiral del campo magnético del viento solar en el medio interplanetario, dado que todos los chorros provenientes de una misma región del Sol son continuos (Russell et al., 2016).

La espiral anterior es llamada espiral de Arquímedes, cuya ecuación es:

$$r - R = -\frac{u}{\omega}(\phi - \phi_0). \quad (2.20)$$

en donde  $\phi$  es el ángulo azimutal y  $\phi_0$  es el ángulo inicial cuando  $r=R$ .

Las componentes de campo magnético para este caso son

$$B_r(r) = B_0 \frac{R^2}{r^2}, \quad (2.21)$$

$$B_\phi(r) = B_0 \left( \frac{\omega R R}{u r} \right). \quad (2.22)$$

A la altura de la Tierra se tiene que  $\omega r = 405 \text{ km s}^{-1}$  aproximadamente. Si se considera una velocidad del viento solar de  $400 \text{ km s}^{-1}$ , el ángulo entre el campo magnético y una línea recta del Sol a un observador a 1 UA, conocido como ángulo de regadera de jardín, tendría que ser de unos  $45^\circ$ , lo que coincide con el promedio de las observaciones.

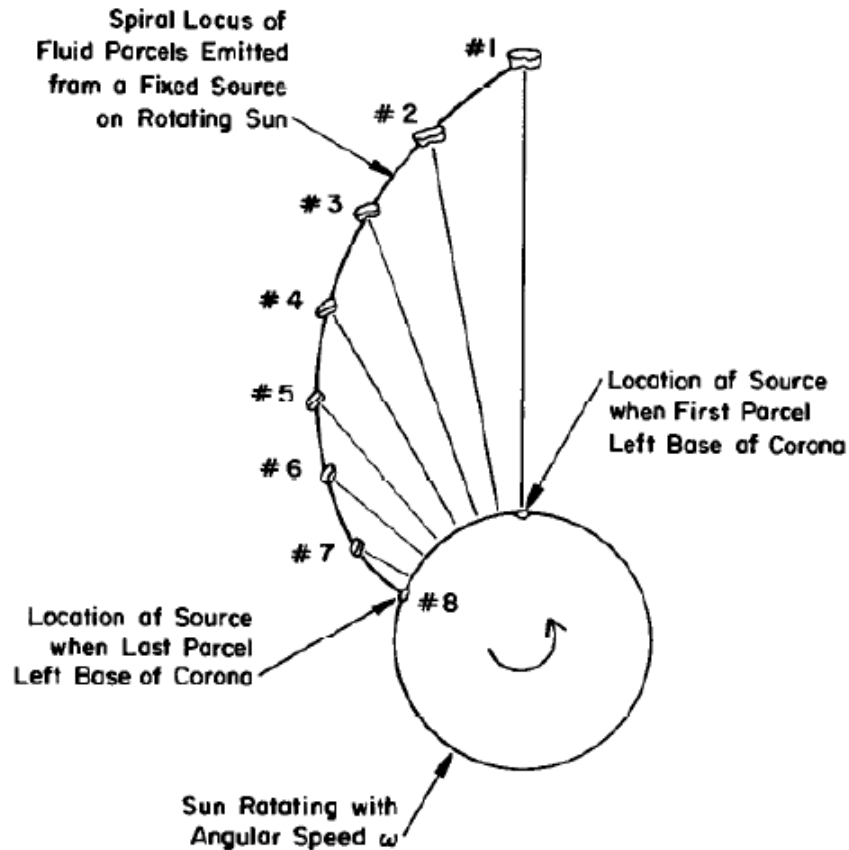


Figura 2.4: Esquema de la espiral de Arquímedes. Puede verse el punto de donde salen el primer y el último chorro de plasma del Sol que está rotando. Todo el plasma emitido de un mismo punto de la superficie solar va formando una espiral conforme se aleja del Sol y éste va rotando. Tomada de Baumjohann y Treumann (1997)

## 2.4. Interacción del Viento Solar con cuerpos Planetarios

Al propagarse por el medio interplanetario, el viento solar se encuentra con los diferentes cuerpos del Sistema Solar. Si el cuerpo con el que se encuentra es un objeto no conductor, absorberá las partículas que inciden sobre él, como es el caso de la Luna. Si el obstáculo es, en cambio, un conductor con su propio campo magnético, la interacción entre el viento solar y el cuerpo origina una cavidad conocida como magnetosfera, y por el carácter supersónico del viento solar, delante de la magnetosfera se forma una onda de choque que desvía el material alrededor de la magnetosfera (Rojas, 2015).

La interacción del viento solar con los diferentes cuerpos del Sistema Solar depende de las características del objeto con el cual se encuentra: distancia al Sol a la que ocurre la interacción, el tamaño del cuerpo, y la presencia de atmósfera, ionosfera o magnetosfera. A partir de las características de diferentes cuerpos planetarios del Sistema Solar, existen diferentes tipos de interacciones del viento solar con los mismos (Kivelson y Russell, 1995):

- Interacción tipo terrestre: con objetos que poseen un campo magnético. En este tipo están la Tierra, Mercurio, Júpiter, Saturno, Urano y Neptuno.
- Interacción tipo Venus: el viento solar interactúa con la ionosfera del cuerpo. Venus, Marte, Titán y Tritón presentan este tipo de interacción.
- Interacción tipo cometa: ocurre con cuerpos cuya atmósfera es neutra.
- Interacción tipo lunar: con cuerpos sin campo magnético ni atmósfera, como la Luna, los asteroides y algunos satélites naturales.

Dado que este trabajo está enfocado en eventos asociados a la región del antechoque terrestre (del cual se hablará más adelante), de entre todos los cuerpos planetarios, únicamente se hablará a detalle de la interacción del viento solar con la Tierra.

### 2.4.1. Interacción con la Tierra

Dado que la Tierra posee un campo magnético propio, éste actúa como un obstáculo para el viento solar cuando éste se propaga por el medio interplanetario. Esto impide que el viento solar pueda penetrar al campo magnético de la Tierra y por tanto lo rodea.

La Tierra tiene un campo magnético, a primera aproximación dipolar, que actúa como un obstáculo para el plasma del viento solar. La presión dinámica del viento solar presiona al campo magnético terrestre, y lo confina formando una cavidad, llamada la magnetosfera, con una nariz de frente al Sol y una cola que se extiende en dirección opuesta al Sol (Kivelson y Russell, 1995). El plasma contenido en la magnetosfera se equilibra con el plasma del viento solar; así cuando la presión dinámica del viento solar

aumenta, el tamaño de la magnetosfera disminuye, y viceversa. (Kivelson y Russell, 1995). La estructura general de la región de interacción entre el viento solar y la Tierra puede observarse en la Figura 2.5, en donde se distinguen la onda de choque o choque de proa, la magnetofunda y la magnetopausa. La onda de choque se forma, como su nombre lo dice, por el choque entre el viento solar, que es un flujo supermagnetosónico, con el campo magnético terrestre, deformando este último y dándole una forma alargada. Después del choque el plasma cambia de supermagnetosónico a submagnetosónico dentro de la magnetofunda, que es la región entre la magnetopausa y la onda de choque.

La posición de la magnetopausa puede determinarse por medio de un balance entre las presiones magnéticas, dinámicas y del gas del viento solar y de la magnetosfera terrestre. Este balance de presiones está dado por:

$$(\rho u^2)_{\text{vientosolar}} = \left( \frac{B^2}{8\pi} \right)_{\text{magnetosfera}} = \frac{\left[ B_0 \left( \frac{R_T}{d} \right)^3 \right]^2}{8\pi}. \quad (2.23)$$

La ecuación anterior es conocida como la ecuación de Chapman-Ferraro. Despejando la distancia  $d$  desde la Tierra y sustituyendo con valores observados se obtiene:

$$r = \left( \frac{B_0^2}{8\pi\rho u^2} \right)^{1/6} (2^{1/3})R_T = 9.5R_T. \quad (2.24)$$

El  $2^{1/3}$  es un factor de ajuste de la expresión en el cual se considera la hoja de corriente interplanetaria del viento solar (Cordero et al., 2013). El resultado anterior se acerca a las observaciones promedio de la distancia de la Tierra a la magnetopausa en el lado día. Esta distancia puede variar dependiendo de la actividad solar. En la ecuación (2.24) se considera una velocidad de 450 km/s. Sin embargo, para vientos solares rápidos la presión dinámica del viento solar aumenta y la distancia de la magnetopausa puede disminuir hasta 6.5 radios terrestres. En cambio, para vientos solares lentos la distancia puede aumentar hasta aproximadamente 14 radios terrestres.

El viento solar da a la magnetosfera terrestre una forma lateral alargada, que del lado día se extiende en promedio 9.5 radios terrestres, y más de 200 radios terrestres del lado noche (Cordero et al., 2013), lo que se conoce como magnetocola. En el choque de proa el viento solar se desvía hacia los costados de la magnetosfera, en donde sufre una desaceleración, y otra parte logra infiltrarse a la magnetosfera por la magnetocola.

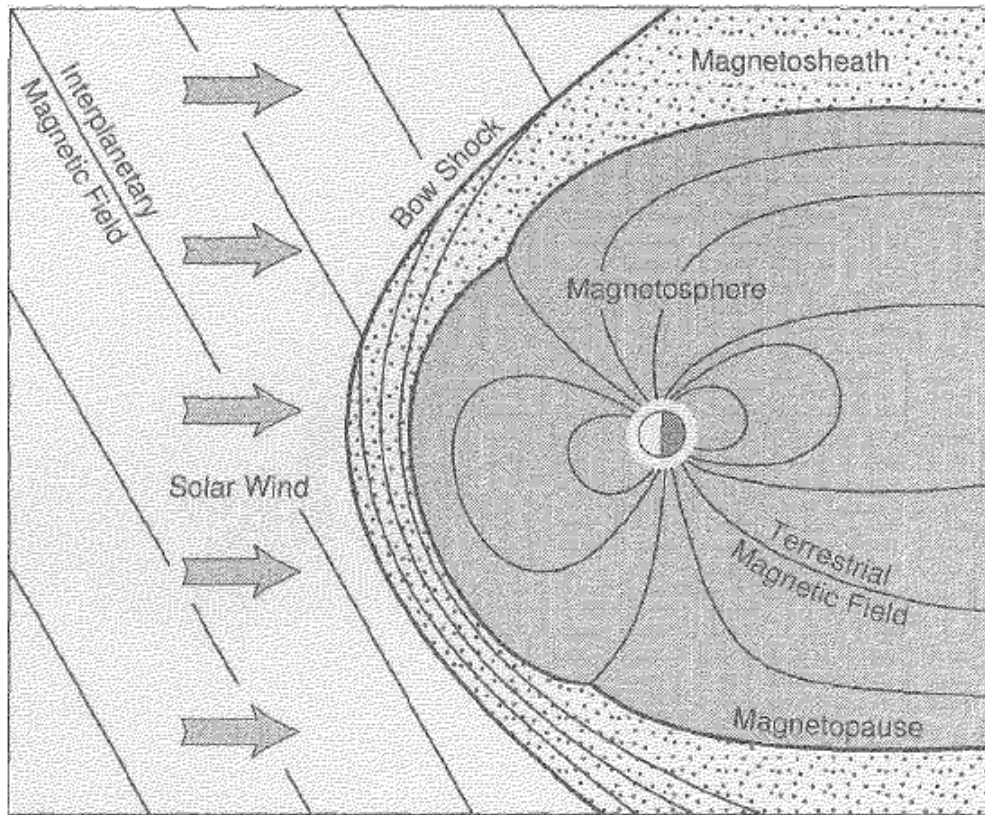


Figura 2.5: Ambiente Sol-Tierra. Tomada de Baumjohann & Treumann (1997).

El choque de proa, del cual se hablará detalladamente en la siguiente sección, se ubica entre los 13 y 14 radios terrestres y tiene un grosor de entre 10 km y un radio terrestre, lo que permite que la energía cinética del viento solar se convierta en energía térmica. Entre el choque de proa y la magnetosfera se encuentra la magnetofunda, en donde se forma un plasma turbulento que fluye alrededor de la magnetosfera. En esta región el campo magnético interplanetario es arrastrado y tiende a alinearse tangencialmente con la magnetopausa (Russell et al., 2016).

# Capítulo 3

## El Choque de Proa Terrestre

Una onda de choque, o simplemente choque, es un salto discontinuo en la densidad, temperatura, velocidad y campo magnético de un plasma súper magnetosónico que ocurre cuando éste encuentra un gran obstáculo. Como se mencionó anteriormente, cuando este obstáculo es un cuerpo planetario con un campo magnético como la Tierra, el choque por su forma, análoga a la forma de la curva generada en el agua frente a la proa de un barco en movimiento, es conocido como choque de proa, formado por la interacción entre el viento solar y la magnetosfera terrestre, en donde el plasma del viento solar es desviado y desacelerado antes de encontrarse con la magnetosfera del planeta (Blanco-Cano, 2010). En este choque se generan partículas muy energéticas y la presión dinámica es convertida en energía térmica y cinética. El choque terrestre es un choque no colisional, es decir, un plasma en donde las colisiones entre las partículas son despreciables.

Un choque es una estructura en donde ocurren procesos físicamente irreversibles que modifican al plasma. La región anterior al choque, conocida como río arriba, es en donde se encuentra el plasma original o no modificado, es un flujo supersónico con baja entropía y los valores de densidad, campo magnético y temperatura son pequeños en comparación con los de la región río abajo, o la región posterior al choque, en donde el plasma ya ha sido modificado y el flujo es subsónico y de alta entropía, así como con valores de campo magnético, densidad y temperatura mayores.

El número de Mach de un plasma es la razón entre la velocidad del choque y la velocidad magnetosónica del plasma y mide qué tan fuerte es un choque. Cuando un choque tiene un número de Mach y una  $\beta$  bajos, se dice que son choques laminares,

debido a su estructura ordenada. Estos choques pueden alcanzar un estado estacionario únicamente por la resistividad eléctrica. Si el número de Mach rebasa cierto valor crítico, el choque se vuelve un choque super crítico (como es el caso del choque terrestre) y otros procesos de disipación, además de la resistividad eléctrica, son necesarios (Blanco-Cano, 2010).

El comportamiento de un choque está definido por el número de Mach, la beta del plasma y del ángulo entre la normal del choque y la dirección del campo magnético del plasma río arriba ( $\theta_{Bn}$ ). Este último ángulo controla el comportamiento de las partículas incidentes en el choque (Blanco-Cano, 2010). El choque de proa terrestre es un choque supercrítico, con un número de Mach entre 6 y 12 a una unidad astronómica (UA) que es la distancia promedio entre el Sol y la Tierra, o  $1.5 \times 10^{11}$  metros. La beta del plasma va de 0.1 a 1, y dependiendo de  $\theta_{Bn}$  el choque puede ser cuasi paralelo ( $\theta_{Bn} < 45^\circ$ ) o cuasi perpendicular ( $\theta_{Bn} > 45^\circ$ ). El choque cuasi perpendicular se caracteriza por tener un cambio bien definido entre el plasma río arriba y el plasma río abajo. En cambio, el choque cuasi paralelo tiene una estructura más complicada y permite que los iones del choque puedan escapar, generando así un antechoque, una región magnéticamente conectada al choque, poblada de electrones, iones y ondas (e.g. Blanco-Cano, 2010).

### 3.1. Choque cuasi perpendicular

En la ausencia de colisiones en un choque, el calentamiento de iones involucra la reflexión de una fracción de los iones incidentes (Blanco-Cano, 2010). Si el choque es cuasi perpendicular ( $\theta_{Bn} > 39^\circ$ ) los iones reflejados, por su movimiento giratorio, regresan al choque con una ganancia de energía generada por el campo eléctrico convectivo del Sol tal que pueden cruzar el choque y entrar a la magnetofunda con un mayor giro-radio y una mayor temperatura perpendicular (Blanco-Cano, 2010). El choque cuasi perpendicular es no estacionario.

El movimiento giratorio de los iones resulta en un “pie” (o “foot” en inglés) en donde la magnitud del campo magnético aumenta ligeramente antes de la rampa del choque. Después de éste hay un “overshoot”, con un máximo local del campo magnético debido al punto de regreso de los iones giratorios inicialmente transmitidos. (Blanco-Cano, 2010). Éstas dos características del choque cuasi perpendicular son visibles en el tercer panel de la figura 3.1.



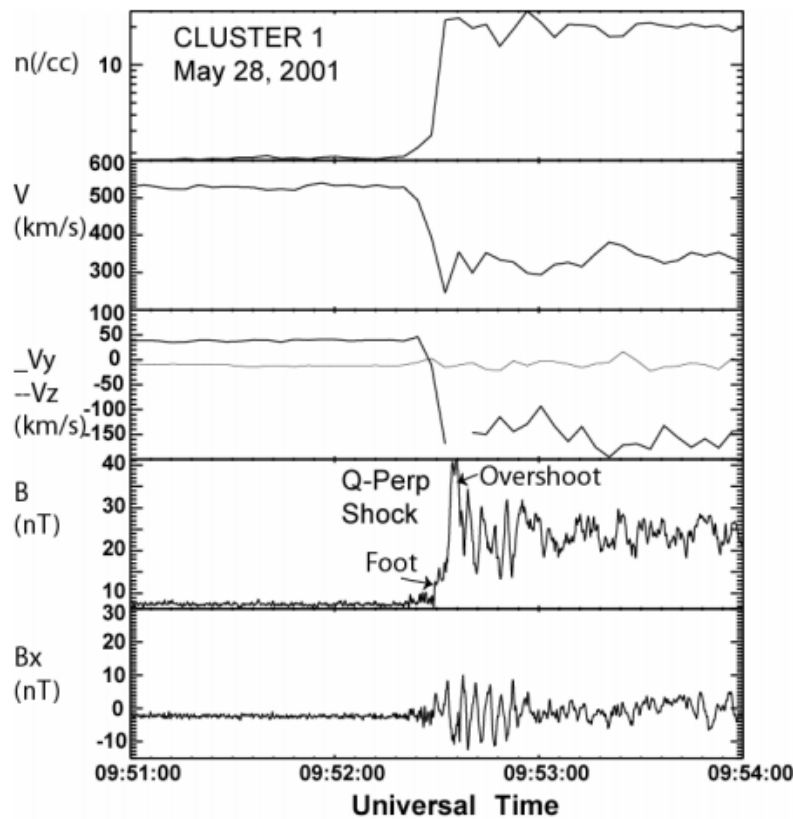


Figura 3.1: Valores de plasma y campo magnético a través de un choque cuasi perpendicular observadas por la nave Cluster 1. De Blanco-Cano (2010).

## 3.2. Choque cuasi paralelo

En el choque cuasiparalelo, en cambio, los iones reflejados pueden “escapar” a la región río arriba, formando así una región de transición de choque extendida. A diferencia del caso anterior, el choque cuasiparalelo es muy irregular tanto en el espacio como en el tiempo y existe un antechoque en donde la interacción entre el viento solar y los iones reflejados genera ondas electromagnéticas (Blanco-Cano, 2010). En este tipo de choques, la velocidad del centro guía de los iones reflejados está en dirección río arriba, por lo que estas partículas no pueden regresar al choque y no contribuyen a la termalización de iones río abajo.

Aunque las partículas rebotadas en el choque cuasiparalelo son iones y electrones, los iones determinan la mayor parte de la estructura y dinámica de los choques sin colisiones por portar la mayoría de la masa y energía en el plasma (e.g. Rojas, 2015).

Los electrones por ser más ligeros son llevados más lejos río arriba, a diferencia de los iones que no llegan tan lejos, por lo que existe un antechoque de electrones y otro de iones (ver figuras 2.1 y 3.5).

En la figura 3.2 se muestran las firmas de densidad, velocidad y campo magnético de un choque cuasi paralelo, observado por Cluster 1 y reportado por Blanco-Cano (2010).

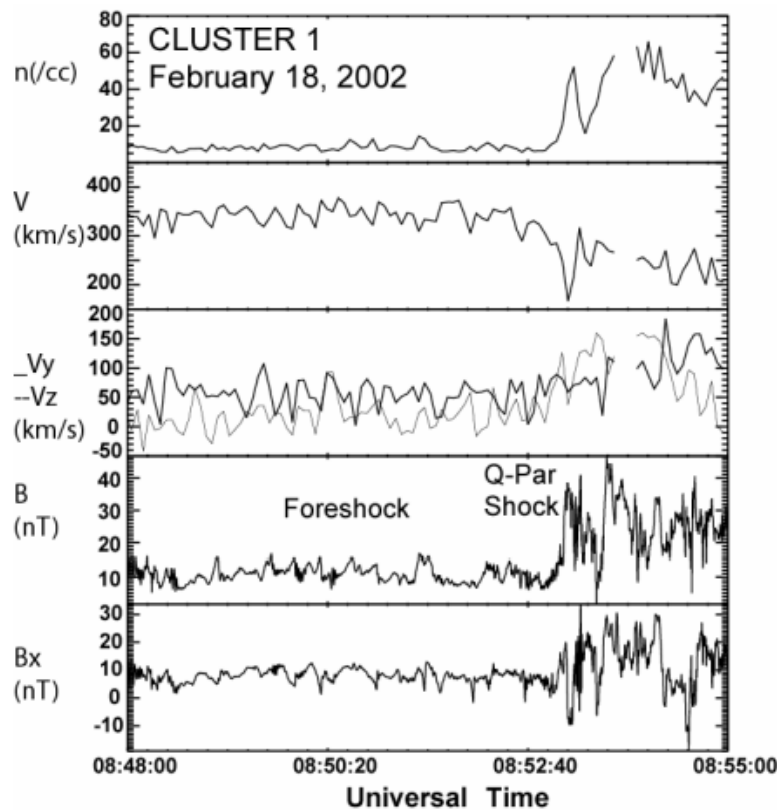


Figura 3.2: Valores de plasma y campo magnético a través de un choque cuasi paralelo observadas por la nave Cluster 1. De Blanco-Cano (2010).

### 3.3. El antechoque terrestre

El antechoque de electrones es una banda angosta y casi siempre limitada por una línea tangente al campo y contiene electrones que han sido reflejados especularmente en el choque o calentados en la rampa de éste. Algunos electrones pueden tener velocidades suficientemente grandes como para escapar río arriba alcanzando la región del viento solar no perturbado. Las interacciones entre los electrones incidentes y los reflejados provocan inestabilidades en el plasma a ciertos modos y ondas. Las ondas predominantes

son ondas de Langmuir y ondas híbridas superiores (Rojas, 2015). Al formarse las ondas los electrones se desaceleran y son dispersados formando así una distribución isotrópica.

El antechoque de iones es más complejo. La misma interacción entre los iones incidentes y los rebotados provoca también inestabilidades en el plasma y ondas generadas por las inestabilidades del haz de iones (Rojas, 2015). La distribución de iones y las ondas asociadas a estos en el antechoque determinan los fenómenos cinéticos que tienen efectos en las propiedades macroscópicas del plasma, por lo que es útil hacer una descripción de las mismas.(Rojas, 2015):

- Iones alineados al campo (IAC): son los iones reflejados más los iones que han alcanzado escapar de la magnetofunda, un proceso conocido en inglés como *leakage*. Tienen una distribución fría y se propagan a lo largo de las líneas de campo magnético, por lo que su velocidad de bulto se encuentra alineada a la dirección del CMI. Las distribuciones de IAC tienen una temperatura anisotrópica. El haz de IAC tiene una forma elíptica donde el eje mayor es perpendicular al campo, por lo que la temperatura perpendicular supera a la paralela. Los iones alineados al campo se originan principalmente por dos mecanismos. Una parte resulta de la reflexión del viento solar en el choque cuasi perpendicular, que posteriormente es acelerada río arriba por el campo eléctrico interplanetario. La otra parte corresponde a iones calientes que han escapado de la magnetofunda. Sus energías típicas son del orden de keV y típicamente inferiores a 10 keV. Se encuentran en regiones donde  $40^\circ < \theta_{Bn} < 70^\circ$  en una región con un espesor del orden de 0.4 radios terrestres en la orilla del antechoque de iones. Su densidad es de aproximadamente 1 % de la densidad del viento solar y su temperatura paralela es de 10 veces la del viento solar, por lo que son más calientes.
- Iones intermedios: se identifican como haces de IAC más calientes o de distribuciones que muestran una firma de iones giratorios. Se observan río abajo de la región de IAC.
- Iones giratorios: se observan cerca de la frontera del antechoque de iones, río abajo de donde se encuentran los IAC. Los mecanismos propuestos más aceptados para explicar el origen de estos iones son el de reflexión especular y el atrapamiento de fase.

- Iones difusos: conforman la región río arriba del choque cuasi paralelo. Proviene de poblaciones de iones reflejados especularmente que al alejarse del choque se isotropizaron y evolucionaron a una distribución difusa.

Las distribuciones de iones tienen diferentes orígenes y evoluciones en el antechoque. Los IAC muy energéticos son producidos en la orilla río arriba del antechoque por la aceleración de deriva que sufre una porción del viento solar. Los IAC menos energéticos son producidos por reflexión del viento solar y por el escape del mismo proveniente de la magnetofunda. Al alejarse estos haces del choque, generan ondas de baja frecuencia, que primero atrapan a los haces de iones para formar distribuciones de iones giratorios de racimo y luego dispersan angularmente las distribuciones para formar poblaciones de iones intermedios. Los iones difusos son resultado de la evolución de iones reflejados especularmente en la región cuasi paralela del choque.

Además de las poblaciones de iones río arriba del choque, se han detectado ondas de gran amplitud y baja frecuencia en regiones donde el antechoque se encuentra conectado magnéticamente con el choque de proa. No solo se han estudiado las distribuciones de partículas y la presencia de ondas en el antechoque; sino que existe una asociación entre estas dos. Los modos de las ondas presentes en el antechoque se originan a partir de la interacción entre las partículas del plasma isotrópico del viento solar y/o las partículas energéticas rebotadas en el choque. También las interacciones entre ondas y partículas modifican las funciones de distribución de las partículas que existen ahí. La dinámica de ondas y partículas en el antechoque es muy compleja. Como ya se ha hecho una descripción de las distribuciones de iones, se hará también una de las ondas en el antechoque terrestre. Adicionalmente, en la figura 3.4 se muestra un esquema de los tipos de ondas en el antechoque terrestre, publicada por Le y Russell en 1994.

- Ondas de 1 Hz: se observan cerca del choque cuasi perpendicular y sus frecuencias típicas están un rango de 0.5 a 4 Hz, más altas que las de otros tipos de ondas (shocklets, ondas sinusoidales). Son ondas de amplitud pequeña,  $\frac{\delta B}{B} \sim 0.2$  y se propagan entre  $20^\circ$  y  $40^\circ$  de la dirección del campo magnético. Su polarización depende de la dirección de propagación relativa a la dirección de propagación del viento solar, pero se piensa que naturalmente tienen polarización derecha. Se

desconoce el origen de estas ondas pero es probable es que se originen por los electrones rebotados en el choque.

- Ondas de 3 s: se propagan casi en la misma dirección del campo magnético con periodos de 3 segundos y con altas betas ( $>1$ ). Tienen amplitud variable y son circularmente polarizadas con orientación derecha en el sistema de la nave y son arrastradas río abajo por el viento solar. Las ondas que se encuentran en un estado de evolución intermedio río arriba en la región cuasi perpendicular del choque se asocian a IAC y iones intermedios, mientras que las ondas más evolucionadas en la porción cuasi paralela se asocian a iones difusos.
- Ondas de 30 s: estas ondas tienen una longitud de onda del orden de un radio terrestre, tienen periodos de 30 segundos y pueden o no ser compresivas. Son generalmente ondas sinusoidales y suelen encontrarse en regiones con poblaciones de IAC y iones giratorios de tipo racimo.
- Shocklets: éstos son ondas asociadas a distribuciones de iones difusos. Pueden poseer polarización izquierda o derecha en el marco de referencia de la nave y sus frecuencias son menores a la de ciclotrón. Suelen observarse en el interior del antechoque. Son fluctuaciones de gran amplitud que se propagan de forma oblicua al campo y suelen estar acompañadas de trenes de ondas de alta frecuencia.

Aunque en el choque existe una gran variedad de ondas, las que poseen frecuencias ultra bajas (FUB), de 10 Hz o menores, son muy importantes. Como los diferentes tipos de ondas tienen una dependencia de la geometría del choque, se ha podido establecer que ciertas poblaciones de iones están asociadas a ciertos tipos de ondas: las distribuciones de IAC no están asociadas con ondas FUB, las poblaciones de iones difusos están asociadas con los shocklets y los paquetes de onda discretos, y las distribuciones girotrópicas e intermedias se asocian a ondas de 30s. Las ondas FUB se observan comúnmente en la región oblicua ( $25^\circ < \theta_{Bn} < 50^\circ$ ) y cuasi paralela del choque ( $\theta_{Bn} < 35^\circ$ ) donde no se observan IAC. Sin embargo, es común que los IAC tengan asociadas ondas tipo whistler con frecuencias típicas de 1 Hz. En esta región también existen SLAMS (Short Large Amplitude Magnetic Structures, en inglés), incrementos localizados en la intensidad del campo magnético río arriba (Eastwood et al., 2005). Así como los iones

y los electrones ocupan ciertas regiones del antechoque, hay una región ocupada por las ondas FUB, teniéndose así un antechoque de electrones y uno de iones, en donde se encuentran las ondas FUB.

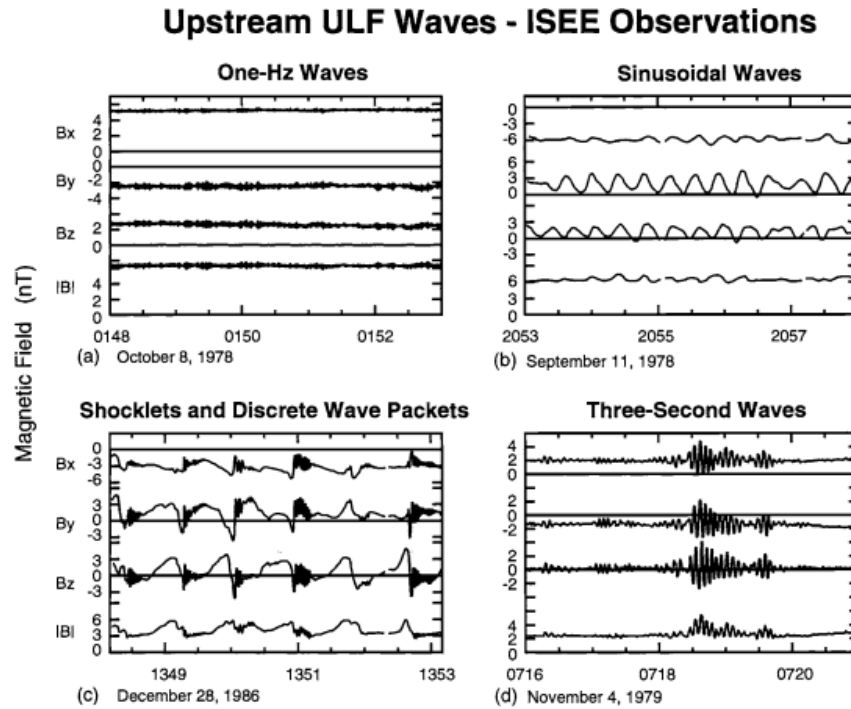


Figura 3.4: Observaciones de diferentes tipos de ondas FUB en el antechoque terrestre. (a) Ondas de 1 Hz. (b) Ondas sinusoidales. (c) Shocklets. (d) Ondas de tres segundos. De Le y Russell (1994).

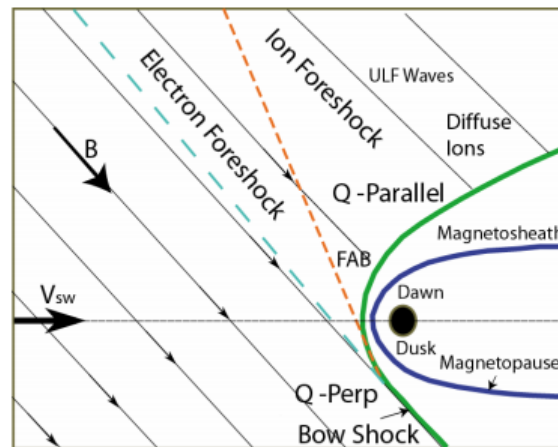


Figura 3.5: El choque de proa y el antechoque terrestres. Se muestra la ubicación de los choques cuasi paralelo y cuasi perpendiculares, los antechoques de iones y de electrones y las distribuciones de iones alineados al campo y iones difusos, así como las ondas FUB. De Blanco-Cano (2010).

# Capítulo 4

## Eventos transitorios en el antechoque y la magnetofunda terrestres

El antechoque terrestre es una región donde coexisten e interaccionan ondas y partículas y la dinámica es muy compleja. Los mecanismos de interacción a pequeña escala (fenómenos de tipo cinético) entre ondas y partículas modifican la estructura macroscópica del plasma, haciéndose visibles fenómenos de gran escala desde el punto de vista MHD. Sin embargo, también los fenómenos de gran escala causan cambios en la estructura microscópica del plasma originando mecanismos de respuesta puramente cinéticos que se manifiestan mediante ondas o variaciones en el campo y en la densidad del plasma, formando así distintas estructuras transitorias magnéticas asociadas al antechoque (Rojas, 2015). Entre estas estructuras de origen cinético existen cavitones, cavidades, anomalías de flujo caliente (HFA, por sus siglas en inglés), anomalías de flujo caliente espontáneas (SHFA, por sus siglas en inglés), chorros rápidos o jets (ocurren en la magnetofunda) y fronteras compresivas del antechoque (FCA). Estas estructuras magnéticas pueden modificar al viento solar antes de que éste se encuentre con el choque terrestre (Blanco-Cano et al., 2011).

Así como para estudiar el sistema del choque y el antechoque terrestres es necesario conocer las distribuciones de ondas y partículas dentro del mismo, para estudiar estas estructuras magnéticas también es necesario conocer las poblaciones de ondas y partículas en las zonas cercanas a éstas.

En este capítulo se hará una descripción de las características y mecanismos de formación de los cavitones, las cavidades, las HFA, las SHFA y los Jets, así como

resultados de simulaciones y observaciones de los mismos. Posteriormente, en el capítulo 5 se presentará el análisis de diferentes estudios de caso de estos eventos.

## 4.1. Cavitones

Los cavitones están caracterizados por depresiones mayores al 40 % del valor promedio de la magnitud del campo magnético y densidad de sus alrededores. Están siempre inmersos en un mar de ondas FUB, a diferencia de las cavidades que son estructuras aisladas (Blanco-Cano et al., 2011), que se pueden formar en el viento solar prístino (Kajdič et al., 2011) y de las cuales se hablará más adelante. Los cavitones pueden ser acarreados por el viento solar a través del choque, en donde sus propiedades pueden cambiar y producir pulsos de densidad en la magnetofunda, que pueden causar ondas en la magnetopausa (Blanco-Cano et al., 2011). Los cavitones tienen interiores altamente estructurados y se mueven en dirección al Sol en el marco del viento solar.

Los cavitones tienen formas irregulares y son visibles únicamente río abajo del límite del antechoque de iones y de la frontera de ondas FUB. Se generan por la interacción entre ondas circularmente polarizadas que se propagan en el antechoque y ondas linealmente polarizadas y compresivas que se propagan a ángulos grandes respecto de la dirección del campo magnético interplanetario (Kajdič et al., 2011).

Las simulaciones híbridas consisten en simulaciones numéricas en donde los electrones son considerados como un fluido sin masa, utilizando la aproximación MHD, y los iones son tratados utilizando la teoría cinética. Dado que los efectos cinéticos tienen un papel importante en los procesos de disipación en el antechoque, las simulaciones híbridas permiten el estudio de la interacción entre el viento solar y la magnetosfera como un sistema acoplado, considerando la escala macroscópica del plasma y las escalas temporales y espaciales de los iones. Mediante las simulaciones híbridas se pueden estudiar efectos que con la MHD no podrían estudiarse, dadas las interacciones cinéticas entre las partículas del plasma y los campos electromagnéticos (Blanco-Cano et al., 2011). Resultados de estas simulaciones (Blanco-Cano et al., 2011), sugieren que los cavitones se originan por la interacción no lineal de las ondas sinusoidales no compresivas que se propagan paralelamente al campo magnético interplanetario y las ondas magnetosónicas rápidas, oblicuas y polarizadas (FLO por sus siglas en inglés). Estas ondas se propagan casi perpendicularmente una de otra, y al interactuar estas ondas pierden cohesión y sus frentes se “fusionan”, dando lugar a la formación de cavitones.



La presencia de las ondas no compresivas y las ondas FLO puede explicarse mediante las inestabilidades generadas por los iones que viajan en sentido contrario del viento solar (backstreaming). Las diferentes distribuciones de haces de iones pueden generar las dos ondas necesarias para la formación de cavitones y las ondas oblicuas o perpendiculares están asociadas a distribuciones de iones giratorios. La contribución de cada inestabilidad al espectro de ondas depende de qué tan disperso está cada haz de iones, así como de su velocidad de deriva (Blanco-Cano et al., 2011).

Como ya se mencionó, una estructura es considerada un cavitón cuando tanto el campo magnético como la densidad presentan depresiones simultáneas en al menos el 40 % respecto a los valores de sus alrededores y en la mayoría de los casos presentan una “orilla” con aumentos en estos valores. Su duración aproximada es de 30 segundos (Blanco-Cano et al., 2011), la cual se define como el intervalo durante el cual los valores de campo magnético y densidad son menores al promedio de sus alrededores, y están rodeados de ondas FUB compresivas y poblaciones de iones supra termales (Kajdič et al., 2011).

Los cavitones son acarreados por el viento solar a través del choque de proa, donde sus propiedades pueden cambiar y conducir a grandes pulsos de densidad en la magnetofunda, que a su vez pueden producir ondas en la superficie de la magnetopausa (Blanco-Cano et al., 2011). El estudio de cavitones se realiza mediante mediciones *in situ* del plasma del antechoque y mediante simulaciones híbridas.

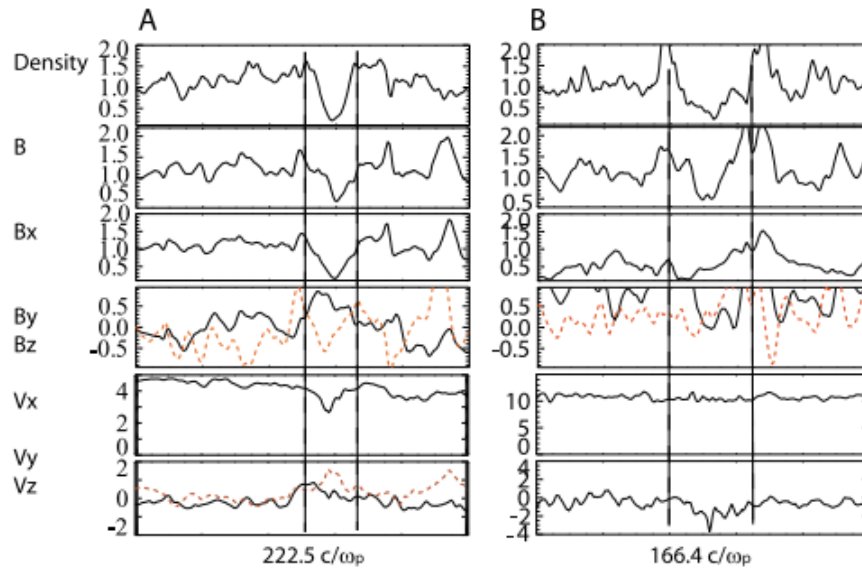


Figura 4.1: Cavitones A y B resultado de simulaciones híbridas. En los páneles se grafican, de arriba a abajo, densidad, B (campo magnético total), Bx, By y Bz (línea punteada), Vx, Vy y Vz (línea punteada). de Blanco-Cano et al. (2011)

La figura 4.1 muestra un cavitón resultado de la simulación hecha por Blanco-Cano et al. (2011), para un campo magnético interplanetario radial (A) y para uno oblicuo con  $\vartheta_{Bv}=40^\circ$  (B) al choque. El cavitón A muestra decrementos en densidad e intensidad del campo magnético del 50 % respecto de los valores promedio y aumentos de hasta 50 % en las orillas, con una extensión de extremo a extremo de  $\Delta r \sim 39c/\omega_p$ . El cavitón B muestra decrementos similares en densidad y en la intensidad del campo magnético, pero no hay decremento en Vx, que en el cavitón A es de un 40 %. En este cavitón los aumentos en el campo magnético total y la densidad en las orillas del mismo son de hasta un 100 % sobre los valores en sus alrededores y su extensión es de  $\Delta r \sim 43.4c/\omega_p$ .

Las firmas de A y B muestran que los cavitones están inmersos en regiones con fluctuaciones compresivas y poblaciones de iones difusos.

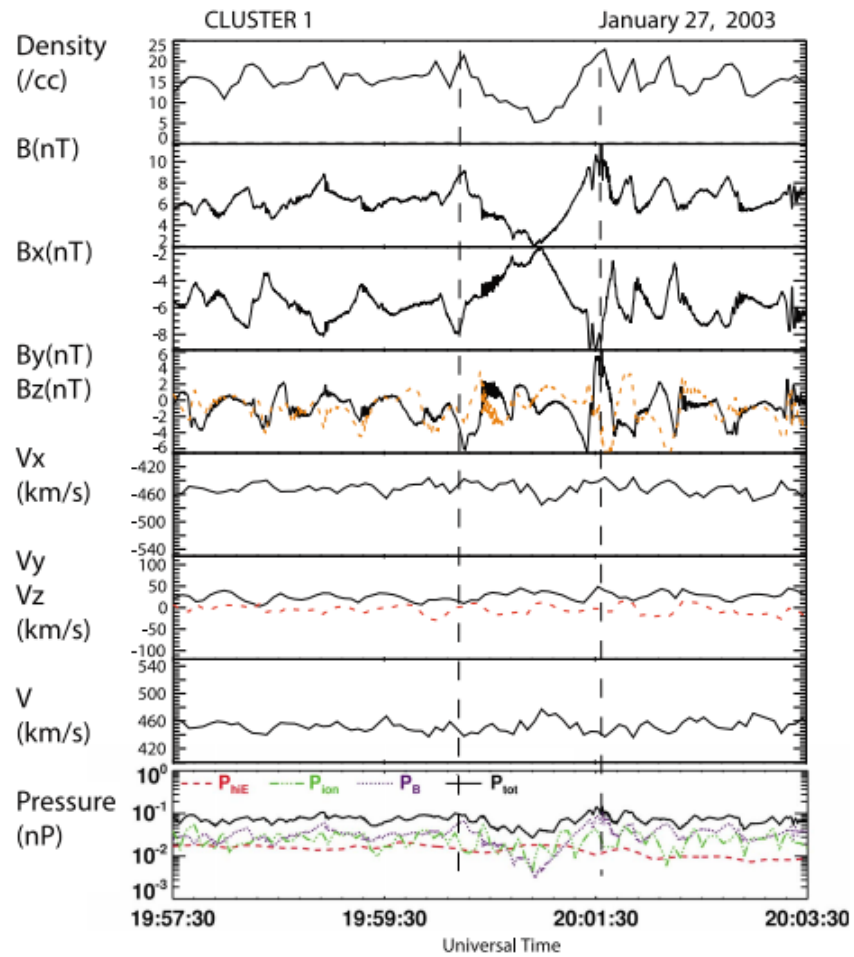


Figura 4.2: Perfiles de densidad, campo magnético y velocidad (magnitud y componentes) y presión de un caviton observado el 27 de enero de 2003 por Cluster . De Blanco-Cano et al. (2011)

Además de las simulaciones híbridas, las mediciones *in situ* también permiten estudiar cavitones. Estas últimas son llevadas a cabo por naves espaciales que miden distintos parámetros del plasma en las regiones del viento solar, el antechoque y la magnetofunda. El cavitón de la figura 4.2 fue medido por la nave Cluster el 27 de enero de 2003 y reportado también por Blanco-Cano et al. (2011). Durante este evento la configuración del campo magnético interplanetario era casi radial con  $\theta_{Bv} = 15^\circ$ . La duración del cavitón es de aproximadamente 27 segundos con depresiones de densidad y campo magnético total de un 65% debajo de los valores promedio. Puede verse que en sus extremos hay un ligero aumento tanto en densidad como en campo magnético y que el cavitón está rodeado de ondas FUB.

Los resultados de las simulaciones híbridas y las observaciones de Blanco-Cano et

al. (2011) mostraron, en ambos casos, depresiones simultaneas en densidad y campo magnético así como que los cavitones se propagan en dirección al Sol en el marco de referencia del plasma (Blanco-Cano et al., 2011).

## 4.2. Cavidades

Las cavidades son similares a los cavitones y se caracterizan también por decrementos en los valores de densidad y campo magnético.

Estas estructuras, a diferencia de los cavitones, pueden encontrarse tanto en el antechoque como en el viento solar prístino, es decir el viento solar que no ha sido procesado por el choque, y la actividad de las ondas FUB en sus alrededores es baja y las ondas son poco compresivas. Son más fáciles de identificar en regiones “tranquilas” que en regiones con altas poblaciones de ondas FUB (Kajdič et al., 2011).

El mecanismo propuesto para su formación es que una parcela aislada de líneas de campo magnético se conecta con las regiones cuasi paralelas del choque terrestre. Esto permite que los iones energéticos fluyan río arriba en dirección contraria al flujo del viento solar (Billingham et al., 2008), aumentando la presión de la parcela hasta exceder la presión de alrededor, conduciendo a la expansión local del plasma y a la formación de una cavidad (Kajdič et al., 2011). Una evidencia que refuerza este mecanismo es que dentro de las cavidades los flujos de iones se desplazan en dirección contraria al viento solar y su contribución a la presión total (presión del plasma + presión del campo magnético) aumentan significativamente. La presión de estos iones domina los centros de las cavidades, sin embargo, en las orillas la contribución que domina es la del campo magnético. Las cavidades están limitadas en sus extremos con valores altos de presión total y en sus centros los valores de presión son bajos.

Aunque dentro de estas estructuras el viento solar casi no se calienta ni se desvía, existe una población de iones supratérmicos adicional a los iones del viento solar. Las cavidades, al igual que las HFAs tienen un impacto en la dinámica de la magnetosfera terrestre: las perturbaciones en densidad y campo magnético correlacionadas, debidas a la interacción entre el viento solar y el choque de proa, pueden generar compresiones en la magnetosfera (Billingham et al., 2008).

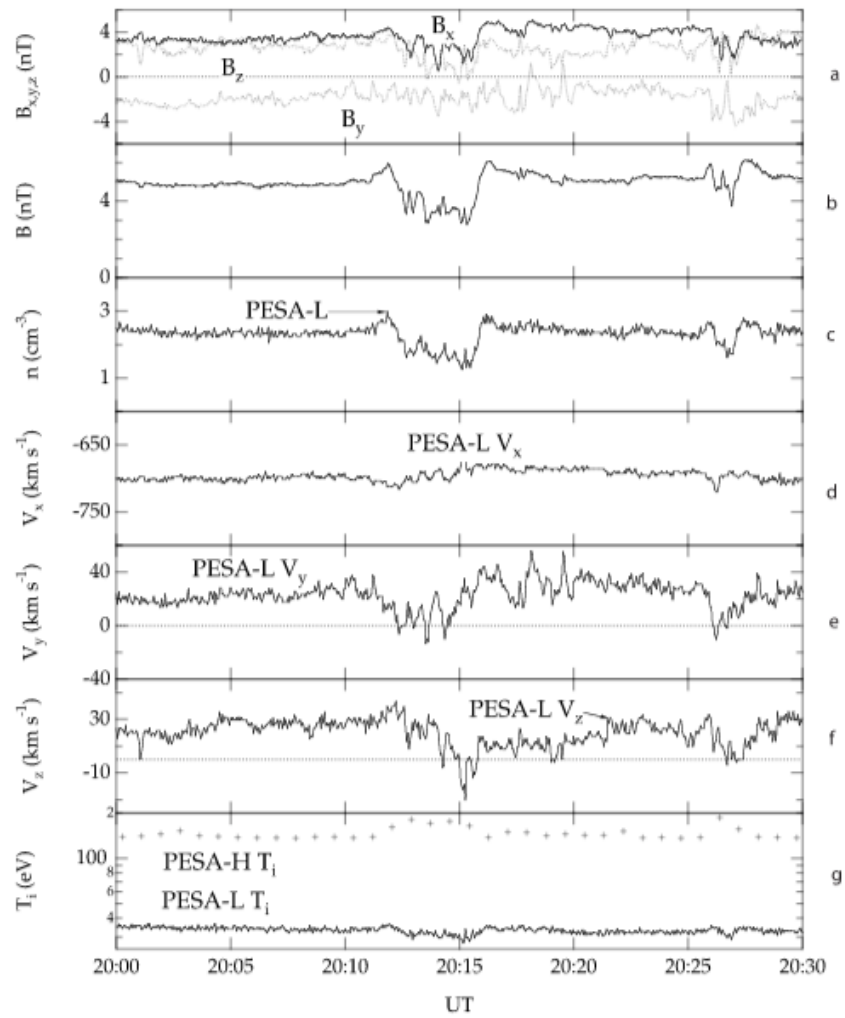


Figura 4.3: Cavity del 19 de abril de 1996 observada por WIND reportada por Sibeck et al. (2002).

En los paneles se grafica campo magnético por componentes en GSE, intensidad total del campo magnético, densidad de iones, coordenadas  $x$ ,  $y$  y  $z$  de la velocidad del viento solar y temperatura, de arriba a abajo.

Las cavidades pueden confundirse con cavitones y con fronteras compresivas del antechoque (FCA). La duración de las cavidades es en promedio mayor que la de los cavitones, pues las cavidades tienen una duración aproximada de un minuto, a diferencia de los cavitones que usualmente duran alrededor de 30 segundos. Además, las cavidades pueden distinguirse de los cavitones por su lugar de formación ya que éstas pueden observarse en todas las regiones río arriba y no sólo en el antechoque. Identificar la región en donde ocurre el evento también ayuda a distinguir entre cavidades y FCAs, pues en una FCA el plasma antes y después del evento mostrará características diferentes; unas asociadas al antechoque y las otras asociadas al viento solar pristino (Kajdič et al.,

2011).

Se asume que las cavidades tengan una forma alargada que se extiende lejos del choque de proa, siguiendo las líneas de campo magnético. Sin embargo, la información obtenida de las observaciones aún no es suficiente para determinar la forma global de estas estructuras.

La figura 4.3 muestra una cavidad ocurrida el 19 de abril de 1996 reportada por Sibeck et al. (2002). Esta cavidad tuvo depresiones tanto en intensidad de campo magnético como en densidad mayores al 60 % de los valores promedio y una larga duración de poco menos de 5 minutos.

### 4.3. HFAs

Las HFAs (por sus siglas en inglés Hot Flow Anomalies) son eventos que se observan cerca del choque y se caracterizan por plasmas del viento solar muy calientes y muy desviados de la dirección Sol-Tierra (Zhang et al., 2013). Tienen una duración aproximada de unos cuantos minutos y tamaños de unos pocos radios terrestres. Están asociadas con la interacción de discontinuidades interplanetarias con el choque de proa. Cuando una discontinuidad se conecta con el choque de proa y los campos eléctricos apuntan a la discontinuidad, los iones reflejados por el choque son atrapados cerca de esa discontinuidad. La energía cinética del haz de viento solar original y la del haz reflejado es convertida a energía térmica y el plasma caliente se expande en el medio que lo rodea, conduciendo a bajos valores de densidad y campo magnético con compresiones en ambos lados.

Las HFAs están caracterizadas por aumentos en los valores de campo magnético y densidad al principio y al final de cada evento, con decrementos de los mismos y una distribución suprathermal en el centro, lo que está también asociado con un aumento de temperatura y flujo de viento solar desviado (Omidi et al., 2013). También pueden generar choques en sus orillas y tener un impacto significativo en la interacción viento solar-magnetosfera-ionosfera (Zhang et al., 2013).

En la figura 4.4 se muestran los perfiles de campo magnético y velocidad de una HFA observada por Cluster 1 el 2 de abril de 2002, reportada por Eastwood et al. (2005).

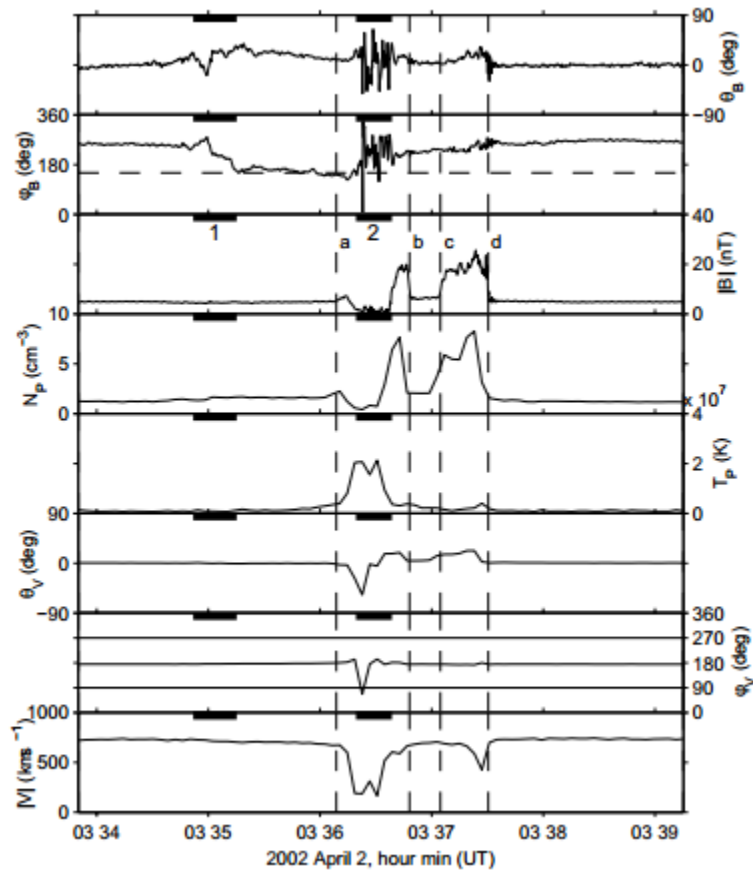


Figura 4.4: HFA observada por Cluster 1 reportada por Eastwood et al. en 2005. Los paneles muestran, de arriba a abajo, ángulo de elevación del campo magnético, ángulo de longitud en GSE, magnitud del campo magnético, densidad de protones, temperatura de protones, ángulo de elevación de la velocidad, ángulo de longitud de la velocidad y magnitud de la velocidad.

#### 4.4. SHFAs

A diferencia del caso anterior, las SHFAs (Spontaneous Hot Flow Anomalies) son espontáneas, como su nombre lo dice, y pueden formarse sin la presencia de discontinuidades, pero sus firmas características en campo magnético, densidad y temperatura son iguales a las de las HFAs. Por no necesitar de una discontinuidad, la formación de SHFAs debería ser un proceso común en la región cuasi paralela del choque de proa (Zhang et al., 2013).

Antes de que se forme completamente una SHFA, existe una proto-SHFA (figura 4.6), caracterizada por valores altos de densidad y campo magnético limitando una región de valores bajos, y por la presencia de dos poblaciones de iones: un haz de viento

solar y un haz de iones reflejados por el choque. Sin embargo, en la proto-SHFA las distribuciones de iones antes, durante y después del evento son muy similares entre sí, y durante una SHFA sí es visible un cambio en la distribución de iones (Zhang et al., 2013).

Un posible mecanismo de formación de SHFA es la convección de los cavitones del antechoque por el viento solar hacia el choque de proa. Así, es posible que por su interacción con el choque de proa, un cavitón evolucione a una SHFA, con aumentos en densidad y campo magnético en la región de afuera y disminuciones de los mismos más marcadas dentro del evento. Para ángulos medianos y pequeños del campo magnético interplanetario, cuando el antechoque se encuentra río arriba del lado día de la magnetosfera, los cavitones son acarreados por el viento solar hacia el choque de proa, formándose así una SHFA en el choque cuasi paralelo por la interacción de los iones rebotados del antechoque con el cavitón acarreado (Omidi et al., 2013).

Al igual que con los cavitones, el estudio de SHFAs puede llevarse a cabo con simulaciones híbridas y con observaciones. En la figura 4.5 se muestra una SHFA resultado de simulaciones hechas por Omidi et al. (2013). Pueden verse aumentos en la densidad y el campo magnético hasta 3 veces mayores que los valores del viento solar, seguidos por decrementos muy marcados en los mismos valores junto con desaceleración y desviación del plasma y un incremento en la temperatura de los iones. Aún habiendo un aumento en la temperatura, la presión total en el centro de la región de baja densidad es menor a la del viento solar. Además, la densidad y el campo magnético aumentan casi 5 veces más que el valor del viento solar antes de regresar a los mismos valores que éste. El perfil de este evento es igual al de una HFA, pero dada la ausencia de una discontinuidad en el viento solar durante la simulación, la estructura es considerada una SHFA.



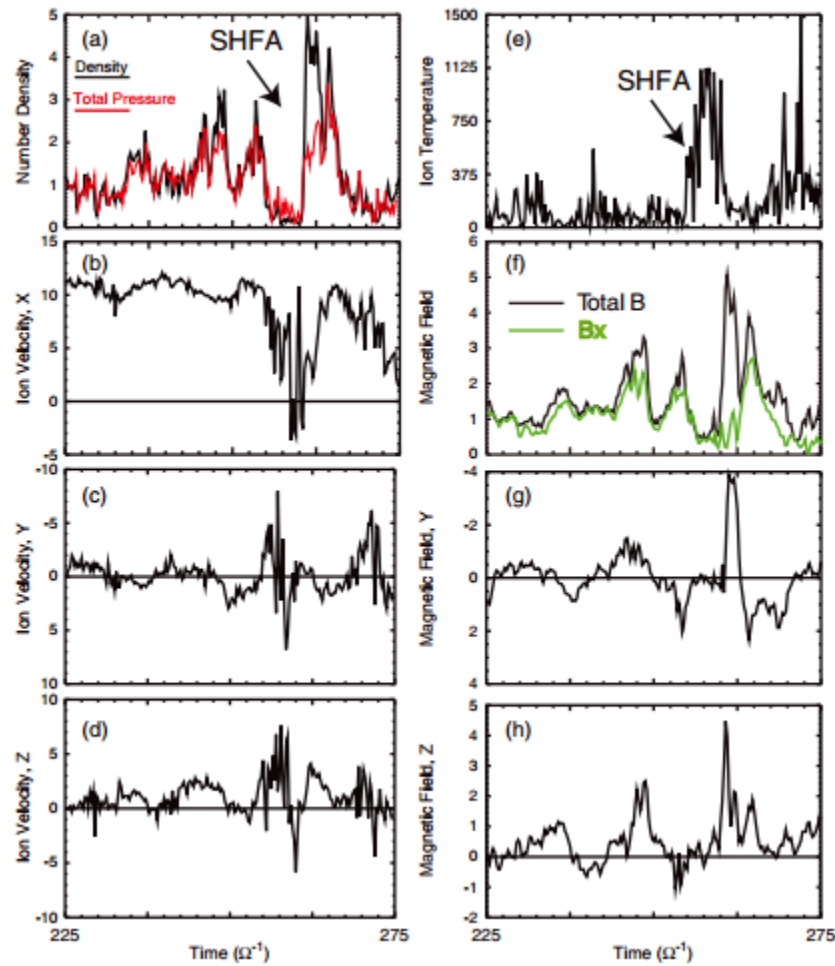


Figura 4.5: Serie de tiempo de datos de densidad, velocidad por componentes, campo magnético y temperatura de iones que muestran una SHFA. De Omidi et al. (2013)

En las figuras 4.6 y 4.7 se muestra la evolución de una proto SHFA y una SHFA respectivamente, correspondientes al mismo evento, reportado por Zhang et al. (2013). Si un evento es visto por más de una nave, la comparación de los perfiles obtenidos por éstas permite conocer la evolución temporal del evento. En la figura 4.6 se muestran los perfiles del plasma de una proto SHFA vista por las naves THEMIS B, C y D. Los perfiles de densidad y campo magnético en estas observaciones son similares a los de un cavitón, lo que es consistente con el mecanismo de formación propuesto, por lo que se considera que el evento visto como proto SHFA es un cavitón. En la figura 4.7 se muestra una SHFA correspondiente al mismo evento que la proto SHFA de la figura 4.6. Esta estructura fue observada río arriba y dentro del antechoque por THEMIS A, con  $\theta_{Bn}=26^\circ$ . El evento está marcado por las líneas continuas en la figura, y dentro

## CAPÍTULO 4. EVENTOS TRANSITORIOS EN EL ANTECHOQUE Y LA MAGNETOFUNDA TERRESTRE

de las líneas punteadas puede verse cómo el viento solar es desviado en el panel d, y en los paneles e y f puede verse cómo el viento solar, especialmente los iones, es calentado. Durante el evento los valores de densidad y campo magnético disminuyen, con compresiones en los extremos. Al igual que en los resultados de la simulación, el perfil del evento corresponde con el de una HFA, pero dada la ausencia de una discontinuidad se ve que las HFAs pueden ocurrir espontáneamente en choques cuasi paralelos, siendo este evento una SHFA.

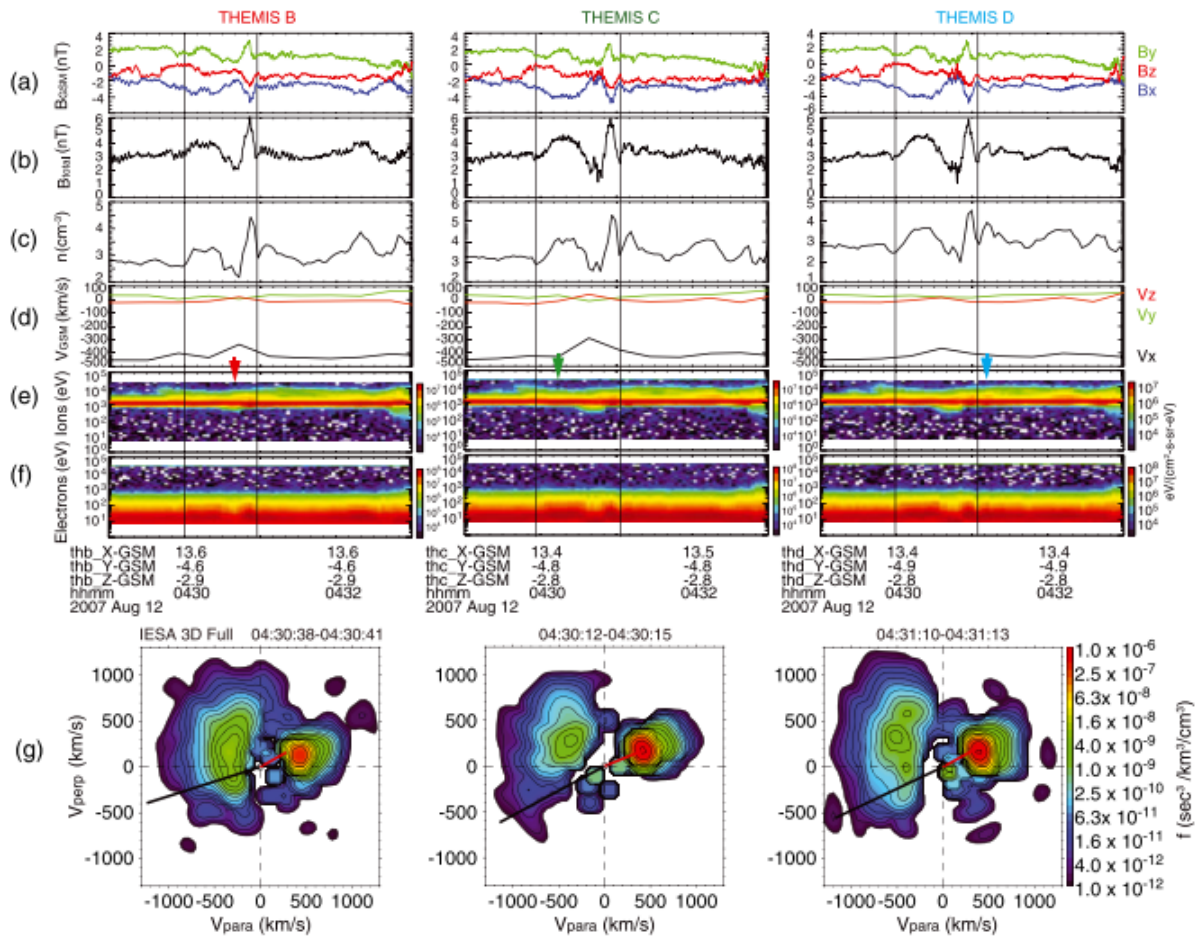


Figura 4.6: Observaciones de THEMIS C B, C y D de una proto SHFA río arriba del choque de proa.

Los paneles de arriba a abajo son componentes del campo magnético, magnitud del campo magnético, densidad del plasma de iones, componentes del flujo del plasma, espectrograma de iones y espectrograma de electrones. En los tres cuadros de abajo se muestra la distribución de iones dentro y fuera de la proto SHFA. De Zhang et al. (2013).

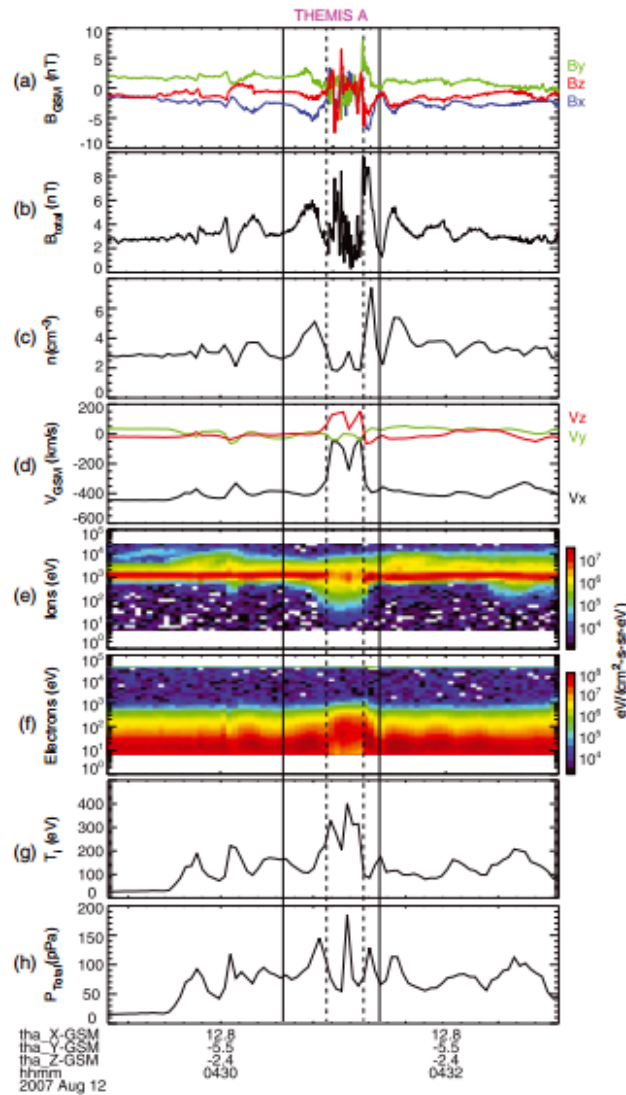


Figura 4.7: SHFA observada por THEMIS A río arriba. Los paneles a al f son los mismos que los de la figura 4.6. En el panel g se grafica la temperatura de iones y en el h la presión total del plasma.

Las líneas continuas marcan el principio y el final del evento. De Zhang et al. (2013).

## 4.5. Jets

Los chorros rápidos o jets son flujos de plasma locales de alta velocidad en la magnetofunda, formados por ondulaciones en el choque de proa asociadas a un campo magnético interplanetario radial (Hietala et al., 2012). Dentro de la magnetofunda, del lado día, la presión dinámica del plasma es mucho más baja que en la región del viento solar prístino. Sin embargo, pueden ocurrir aumentos transitorios en la presión dinámica de

la magnetofunda, que cuando están dirigidos a la magnetopausa, tienen un fuerte efecto en el sistema magnetopausa-magnetosfera-ionosfera (Plaschke et al., 2013). Río arriba estos aumentos pueden ocurrir por fluctuaciones en la presión dinámica del viento solar; pero río abajo otros mecanismos son necesarios, los cuales pueden resultar en aumentos globales o locales en la presión dinámica, pueden estar relacionados con las condiciones y variaciones del viento solar río arriba y pueden actuar en el antechoque, el choque de proa y dentro de la misma magnetofunda. (Plaschke et al., 2013).

Un mecanismo para la formación de los chorros rápidos sugiere que el frente del choque cuasi paralelo es constantemente reformado por fluctuaciones en el antechoque, lo cual puede tener como resultado un choque cuya superficie es dispereja y ondulada, este proceso es conocido como rippling en inglés, y cada ondulación tiene una longitud de uno a tres radios terrestres (Hietala et al., 2012). Como consecuencia de esto los chorros rápidos se forman cuando el plasma del viento solar atraviesa regiones del choque onduladas, en donde el plasma sufre una desaceleración menor que la desaceleración promedio que sufre el resto del plasma.

La importancia de los chorros rápidos es su posible interacción con la magnetopausa. Un criterio de selección para identificarlos es que durante su ocurrencia presenten un aumento en la velocidad en dirección contraria al Sol, o una componente x negativa en coordenadas GSE (Plaschke et al., 2013). Estos aumentos afectan a la magnetopausa aumentando la presión localmente y produciendo ondulaciones en la misma. Otro criterio de selección (Plaschke et al., 2013) es un aumento en la presión dinámica en la componente x del plasma, definida como  $P_{dx} = \rho v_x^2$ , de más del 50 % del valor promedio de la presión dinámica del viento solar, cumpliéndose la relación  $P_{dxMagnetofunda} > 0.5P_{dVientoSolar}$ .

Los Jets de la magnetofunda pueden conectar estructuras de sus regiones fuente con la magnetopausa. Mediante éstos existe una correlación de largo alcance entre los procesos en el choque de proa y en la magnetopausa, que posiblemente permite que las ondas y estructuras del antechoque afecten a la magnetosfera intera. Los jets son un elemento clave en el acoplamiento de procesos río arriba de la magnetopausa con el sistema magnetosfera-ionosfera (Plaschke et al., 2013).

En la figura 4.8 se muestra un jet reportado por Paschke et al. (2013) del 2 de julio de 2008. En ésta el evento es visible por un aumento en la velocidad, especialmente en la componente x de la misma, en el segundo panel, y un aumento en la presión

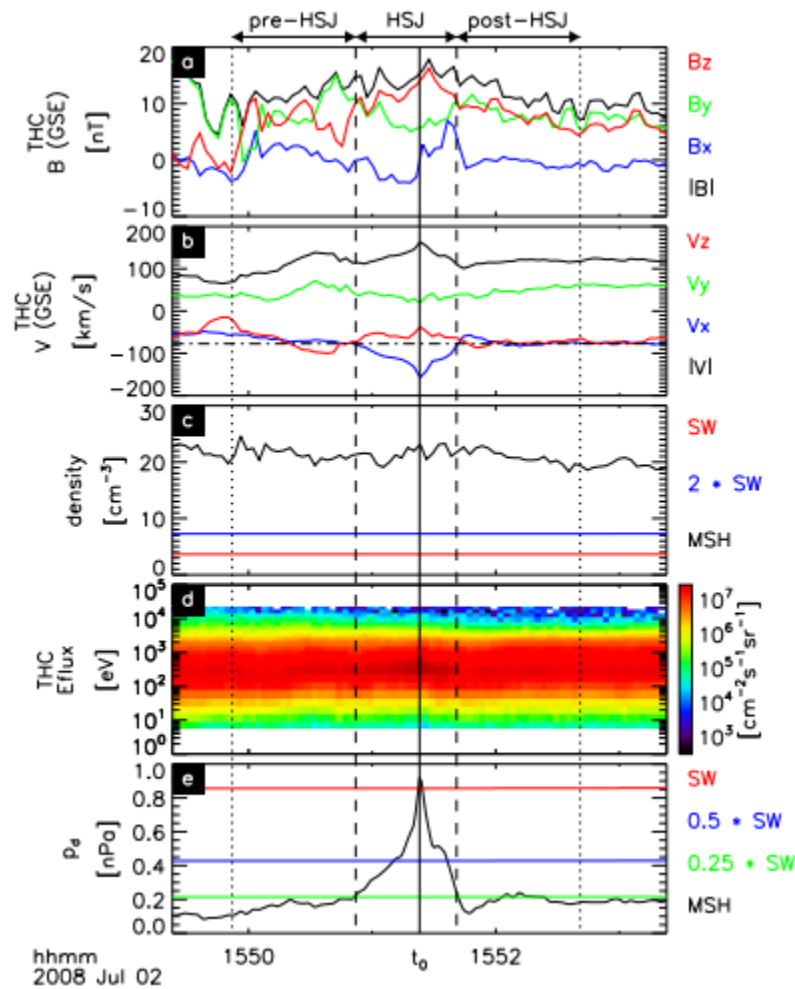


Figura 4.8: Jet observado por THEMIS C el 2 de julio de 2008. Los p anes de arriba a abajo corresponden a campo magnético, velocidad de iones, densidad de iones, espectrograma de energía y presión dinámica. De Plaschke et al. (2013).

dinámica, en el quinto panel. Puede verse que otros parámetros del viento solar no tienen un cambio tan drástico como la velocidad y la presión, pues las variaciones en otros parámetros tienen muy poca influencia en la ocurrencia de Jets, a diferencia de otros eventos transitorios del antechoque.

Como los jets pueden producir distorsiones locales en la magnetopausa, éstas pueden conducir a ondas superficiales o internas en la magnetosfera y aumentos en el flujo ionosférico (Hietala y Plaschke, 2013). Sin embargo, los efectos de los jets en la magnetosfera y la ionosfera son aún poco conocidos y el estudio de sus efectos en la Tierra está a un pendiente (Plaschke et al., 2013).

# Capítulo 5

## Estudios de Caso

Para realizar los estudios de caso en este trabajo se utilizaron mediciones *in situ* hechas por THEMIS (Time History of Events and Macroscale Interactions during Substorms), que es una misión espacial diseñada para responder preguntas relacionadas con la naturaleza de las inestabilidades de las subtormentas que liberan de forma abrupta y explosiva energía solar almacenada en la magnetofunda terrestre. En este trabajo se utilizaron las mediciones de THEMIS correspondientes a las regiones del viento solar, el anteochoque y la magnetofunda terrestres para estudiar la región de interacción entre el viento solar y la magnetosfera.

Para cumplir estos objetivos, la misión THEMIS cuenta con cinco naves idénticamente conformadas en órbitas determinadas, cuyos apogeos se alinean una vez cada cuatro días, en conjunto con un arreglo de observatorios terrestres en Canadá y Estados Unidos<sup>1</sup>.

Las cinco naves espaciales (A, B, C, D y E) llevan a bordo instrumentos de medición del plasma y campos para estudiar las propiedades del entorno geomagnético. Estos instrumentos son EFI (Electric Field Instruments), FGM (FluxGate Magnetometers), SCM (Search Coil Magnetometers), ESA (Electrostatic Analyzers) y SST (Solid State Telescopes). Los casos estudiados en este trabajo fueron hechos con datos obtenidos del FGM y el ESA de las cinco naves y graficados utilizando el software SPEDAS (Space Physics Environment Data Analysis Software) basado en el lenguaje de programación IDL y CLWeb, el cual es un software en línea.

---

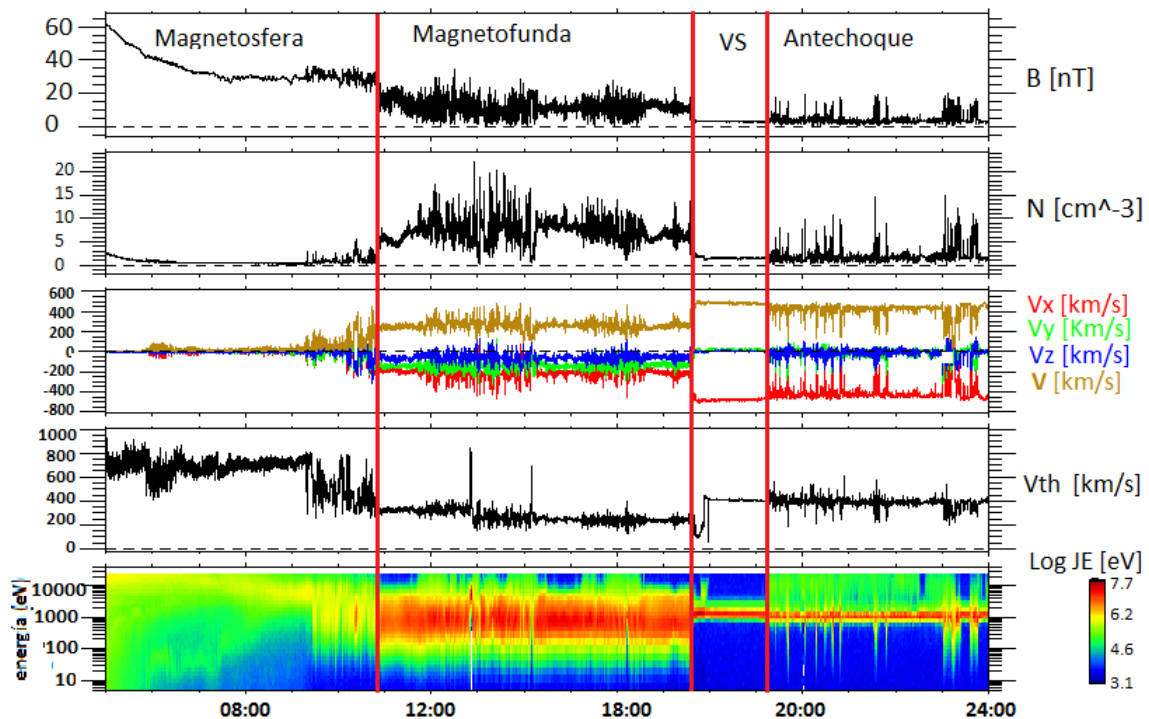
<sup>1</sup>Para más información sobre la misión THEMIS visitar el portal en línea de la misma en <http://themis.igpp.ucla.edu/>.

El FGM, FluxGate Magnetometer, mide el campo magnético de fondo y sus fluctuaciones de baja frecuencia (de hasta 64 Hz) en el espacio cercano a la Tierra. Está diseñado para estudiar reconfiguraciones abruptas de la magnetosfera durante el comienzo de las subtormentas. Los modos disponibles para este instrumento son FGE (engineering), FGH (High resolution, o alta resolución), FGL (Low resolution o baja resolución y FGS (Spin-Resolution o Resolución de espín) de tres segundos. Los datos utilizados para los gráficos de este trabajo fueron obtenidos en FGS para campo magnético total y campo magnético por componentes.

Los Analizadores Electrostáticos, ESA (iESA para iones y eEsa para electrones) miden los flujos de energía (con intervalos de pocos eV a 30 keV para electrones y de 6 a 25 keV para iones) y momentos (densidad, velocidad, presión y temperatura). El instrumento consiste en dos analizadores con campos de visión de  $180^\circ$  por  $6^\circ$  que barren  $4\pi$  estereorradianes en un periodo de espín de 3 segundos. Las partículas son detectadas por unas placas detectoras cuyas energías, ángulos y tiempos de resolución dependen del modo del instrumento. Los modos disponibles son FULL, con resolución angular alta y resolución temporal baja (minutos); REDUCED, con resolución angular degradada y resolución temporal alta (3 segundos); y BURST, con resolución alta en ambos casos, pero sólo para ráfagas cortas. Los datos obtenidos para las figuras de este trabajo están en modo REDUCED y son solo para iones, en densidad, velocidad térmica y flujo de energía. Todos los datos obtenidos, tanto los del FGM y los del ESA son en coordenadas GSE. Además, todos los datos obtenidos del FGM (campo magnético total y campo magnético por componentes) están en resolución FGS, resolución de espín, pues no existen datos disponibles en línea para los eventos elegidos en resoluciones más altas.

Para elegir los casos a estudiar se seleccionaron días en los que las naves se encontrarán especialmente en el anteochoque y la magnetofunda. En la figura 5.1 se pueden ver los perfiles de campo magnético, densidad, velocidad y velocidad térmica de los iones del plasma, así como un espectrograma de los mismos, a lo largo de uno de los días estudiados. Corresponde al 5 de octubre de 2008, de las 05:00:00 a las 24:00:00 y los datos fueron obtenidos por THEMIS C. En la figura están divididas con líneas rojas las diferentes regiones por las que pasó la nave durante el día. De izquierda a derecha las regiones son la magnetosfera, la magnetofunda, el viento solar prístino y el anteochoque.

05/Oct/2008



Produced by CLWeb

Figura 5.1: Perfiles de diferentes parámetros del plasma el 5 de octubre de 2008, de las 05:00:00 a las 24:00:00 en donde son visibles las diferentes regiones, divididas por líneas rojas, por las cuales atravesó THEMIS C. De derecha a izquierda las regiones son magnetosfera, magnetofunda, viento solar y antechoque. En los paneles, de arriba a abajo, se grafica campo magnético total, densidad, velocidad por componentes y total, velocidad térmica y espectrograma de iones.

La magnetosfera se caracteriza por tener un alto campo magnético y una distribución caliente con pocos iones. Aunque la transición entre magnetosfera y magnetofunda es muy visible no hay un cambio tan marcado como en el choque entre el viento solar y la magnetofunda, sin embargo, ya en la magnetofunda el campo magnético es menor, de decenas de nanoTeslas y la distribución de iones (visible en el último panel como un haz grueso) es caliente en comparación con las regiones del antechoque y del viento solar. En el viento solar los valores de densidad y campo magnético son muy bajos y en la velocidad predomina la componente x de la misma. El haz de iones correspondiente al viento solar es muy delgado pues su distribución no es tan caliente, a diferencia del haz de iones en el antechoque, en donde se puede ver el haz principal correspondiente al viento solar, pero también un haz adicional de la población menos densa con iones supertérmicos del antechoque. En esta última region los valores de campo magnético



y densidad son bajos, un poco mayores que en el viento solar pero menores que en la magnetofunda. Además, puede observarse que en el antechoque existen perturbaciones en el campo magnético, la densidad y la velocidad, que no existen en el viento solar pristino.

Una vez identificados los días en los que las naves atravesaron las diferentes regiones, se analizaron los intervalos de tiempo durante los cuales las naves atravesaron el antechoque en busca de eventos transitorios. Se vieron los perfiles de los parámetros graficados en la figura 5.1 en intervalos de 20 minutos. Lo mismo se hizo para buscar jets en la magnetofunda para un día de 2008. Las siguientes tablas contienen los diferentes eventos encontrados durante los días de estudio. En total se encontraron 31 cavitones, tres de ellos vistos por más de una nave; 6 cavidades; 4 SHFAs, una de ellas vista por más de una nave, y 8 jets. De todos los eventos encontrados se eligieron dos cavitones, dos cavidades, dos SHFAs y dos jets para utilizarlos como casos de estudio, aunque se grafican cinco jets en la figura 5.10.

Fecha	Hora (UTC)	Nave	Fecha	Hora (UTC)	Nave
05/08/07	14:16:00	A	26/09/08	15:42:00	C
07/08/07	06:53:00	A	02/10/08	14:53:00	C
09/08/07	15:29:00	A	03/10/08	17:58:00	B
09/08/07	19:59:00	A	03/10/08	19:27:00	B
12/08/07	04:39:00	A	03/10/08	19:53:00	C
02/09/07	05:17:00	A	03/10/08	20:24:00	C
01/07/08	02:08:00	C	03/10/08	20:57:00	B
14/07/08	05:09:00	B	03/10/08	21:24:00	B, C
25/07/08	02:34:00	C	03/10/08	21:51:00	B
05/09/08	19:46:00	B	03/10/08	22:52:00	B, C
08/09/08	20:26:00	C	04/10/08	10:52:00	C
08/09/08	20:34:00	C	06/10/08	07:39:00	C
09/09/08	19:30:00	B, C	06/10/08	10:43:00	C
09/09/08	19:35:00	C	06/10/08	10:52:00	C
16/09/08	02:00:00	C	11/10/08	20:53:00	C
16/09/08	02:18:00	C			

Tabla 5.1: Cavitones encontrados en los días de estudio. En la tabla se indica la fecha, la hora aproximada en tiempo universal en la que ocurrieron y la o las naves (THEMIS A, B o C) con las que fue visto cada cavitón. Los cavitones elegidos como casos de estudio fueron el del 3 de octubre de 2008 visto por THEMIS C a las 21:51:00 y el del 9 de septiembre de 2008 correspondiente a las 19:30:00 visto por THEMIS C.

Fecha	Hora (UTC)	Nave
14/07/08	04:28:00	B
14/07/08	05:44:00	B
03/10/08	18:44:00	B
03/10/08	19:07:00	C
05/10/08	23:56:00	C
06/10/08	07:31:00	C

Tabla 5.2: Cavidades encontradas en los días de estudio. Como caso de estudio se eligieron las cavidades del 5 de octubre de 2008 vista por THEMIS C y la del 14 de julio de 2008 a las 05:44:00 vista por THEMIS B.

Fecha	Hora (UTC)	Nave
02/09/07	05:06:00	A, B, C
14/07/07	03:25:00	B
14/07/07	04:29:00	B
04/10/08	10:44:00	C

Tabla 5.3: SHFAs encontradas en los días de estudio. Las SHFAs elegidas como casos de estudio fue la del 14 de julio de 2007 a las 03:25:00 vista por THEMIS B y la del 4 de octubre de 2008 a las 10:44:00 vista por THEMIS C.

Fecha	Hora (UTC)	Nave
14/07/08	00:09:00	B
14/07/08	01:40:40	B
14/07/08	01:41:30	B
14/07/08	01:43:40	B
14/07/08	01:45:20	B
14/07/08	01:45:55	B
14/07/08	02:39:00	B
14/07/08	10:28:00	C

Tabla 5.4: Jets encontrados en los días de estudio. La búsqueda de Jets solo fue hecha para el 14 de julio de 2008 con THEMIS B y C. Los jets elegidos como casos de estudio fueron el que ocurrió a la 01:41:00 y el que ocurrió a las 02:39:00.

En las tablas 5.1, 5.2, 5.3 y 5.4 pueden verse las horas en las que ocurrieron los eventos. Los eventos elegidos como casos de estudio serán descritos con mayor detalle más adelante y por tanto, se especificará con mayor precisión la hora a la que ocurrieron. En las tablas 5.1 y 5.3, correspondientes a los cavitones y SHFAs respectivamente, se

pueden ver casos correspondientes al mismo evento visto por más de una nave. Que un evento pueda ser visto por más de una nave puede ser útil para estudiar su evolución en el tiempo y su estructura. En este trabajo, además de los casos de estudio mencionados previamente, se eligió un evento multinave ocurrido el 9 de agosto de 2007. En la tabla 5.5 se indica la hora en la que cada nave detectó el evento, así como la estructura que fue identificada por cada nave y la longitud de la estructura que registró cada nave.

Nave	Hora (UTC)	Estructura	Longitud
B	15:20:29	Cavitón	42.6 km
C	15:20:35	Cavitón	48.5 km
E	15:20:35.5	Cavitón	49.31
D	15:20:37	Cavitón	47.53
A	15:20:51	SHFA/ Cavitón	23.7 km

Tabla 5.5: Horas en las que fue visto el evento multinave del 09/08/07 y la estructura observada por cada nave.

A continuación se describirán en detalle los eventos elegidos como casos de estudio.

## 5.1. Cavitones

El primer cavitón elegido corresponde al 3 de octubre del 2008 y se muestra en la figura 5.2. En esta gráfica puede verse, aproximadamente a las 21:51:30, que comienza el cavitón y termina a las 21:51:50, con un decrecimiento marcado tanto en campo magnético como en densidad. El decrecimiento de campo magnético es grande, de más o menos un 80 % y en la densidad de un 50 % y se ven también valores más altos de ambos en las orillas del cavitón. Durante el cavitón el flujo de partículas disminuye, esto es debido a que la densidad del plasma disminuye durante el evento, y por tanto, el flujo de partículas también lo hace. En este caso se graficó el flujo en lugar de la velocidad pues hay momentos en los que ciertas mediciones no están disponibles.

El evento en la figura 5.2 (al igual que todos los eventos graficados en este trabajo) se encuentra acotado por dos líneas rojas, las cuales marcan su inicio y su fin. Puede identificarse, especialmente antes del evento, cómo éste ocurre en la región del antechoque, en el que existe una población de iones supertérmicos, visible en el último panel; y la presencia de ondas compresivas dentro de éste, las cuales son necesarias para la formación de este tipo de estructuras. Estas ondas tienen una amplitud de  $\frac{\delta B}{B} \sim 0.5$ , un periodo aproximado de 45 segundos, para las cuales se ha reportado una longitud

de onda del orden de un radio terrestre (e.g. Rojas, 2015). El cavitón de la figura 5.2 fue detectado por THEMIS C y tiene una duración aproximada de 20 segundos.

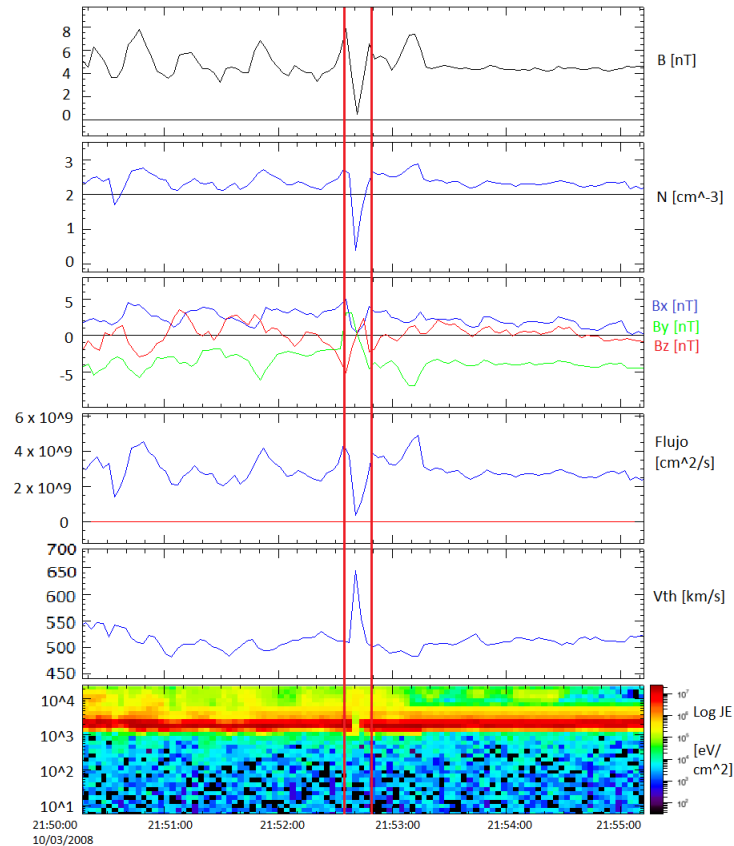


Figura 5.2: Cavitón del 3 de octubre del 2008 visto por THEMIS C. La gráfica va de las 21:50:00 a las 21:55:00 en GSE, y el cavitón ocurrió aproximadamente a las 21:51:30 y hasta las 21:51:50. En los paneles se grafica, de arriba a abajo, campo magnético, densidad, campo magnético por componentes, flujo, velocidad térmica y espectrograma de partículas.

Para conocer características como la forma, el tamaño o la velocidad de una estructura es necesario que ésta haya sido observada por más de una nave y conocer las posiciones y las velocidades registradas por cada una de ellas. Aunque no se cuenta con esta información, si se multiplican la velocidad del plasma y la duración del evento registradas por la nave que lo observó, se puede obtener una aproximación del tamaño de cada estructura. Utilizando este método se estimaron los tamaños de todos los estudios de caso presentados en este trabajo. Para el cavitón de la figura 5.2 se estimó una

longitud de 9673 km o 1.52 Radios terrestres.

El segundo cavitón, mostrado en la figura 5.3, ocurrió el 9 de septiembre de 2008 y también fue visto por THEMIS C. Durante el evento el decrecimiento tanto en campo magnético como en densidad es de aproximadamente un 90 %. En este caso sí pudo graficarse la velocidad por componentes del plasma, la cual muestra una desviación del plasma durante el evento.

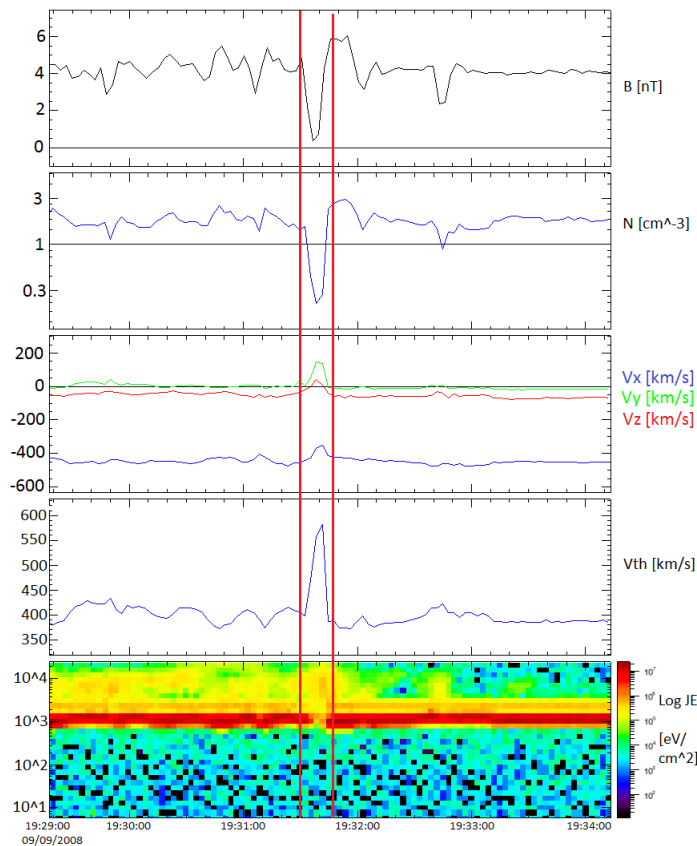


Figura 5.3: Cavitón del 9 de septiembre del 2008 visto por THEMIS C. La gráfica va de las 19:29:00 a las 19:34:00 en GSE, y el cavitón ocurrió aproximadamente a las 19:30:30 y hasta las 19:30:48. En los paneles se grafica, de arriba a abajo, campo magnético, densidad, velocidad por componentes, velocidad térmica y espectrograma de partículas.

La desviación del plasma vista en la figura 5.3 puede explicar el aumento en la velocidad térmica visible en la misma, pues por esta desviación pudo haberse medido únicamente la población de iones supertérmicos sin considerar la población de iones

correspondiente al viento solar. Esta puede ser también la explicación para el aumento en la velocidad térmica en el cavitón de la figura 5.2, aunque en este caso no se haya podido graficar la velocidad del plasma por componentes.

Al igual que en el cavitón de la figura 5.2, puede verse, del lado izquierdo de la figura, cómo el evento ocurrió dentro del antechoque y que está rodeado de ondas compresivas, cuya amplitud es de  $\frac{\delta B}{B} \sim 0.4$  y su periodo de 30 segundos. La duración de éste es de 18 segundos y su se estimó de 7100 km, o bien 1.11 Radios terrestres.

En ambos ejemplos puede verse la presencia de ondas alrededor de donde ocurrieron los eventos, así como una disminución tanto en campo magnético como en densidad y un aumento en la velocidad térmica. También es visible la población de iones super térmicos en el antechoque. Ambos eventos tuvieron una duración aproximada de 20 segundos, que es similar a lo reportado por Blanco-Cano et al. (2011), que son 30 segundos. Los tamaños aproximados de los eventos son 1.52 y 1.11 radios terrestres, lo cual es consistente con los tamaños reportados por Blanco-Cano et al. (2011) y Kajdič et al. (2011), de 1-2 Radios terrestres. Las ondas que rodearon ambos cavitones tienen firmas similares a las ondas compresivas de 30 segundos.

## 5.2. Cavidades

En la Figura 5.4 se muestra una cavidad ocurrida el 14 de julio de 2008 a las 04:28:32, vista por THEMIS B. La duración y longitud aproximadas de este evento son 20 segundos y 11806 km o 1.85 Radios terrestres, un poco mayor a los tamaños de los cavitones antes mostrados. En este ejemplo pueden verse valores ligeramente más altos que el promedio en las orillas de la cavidad, conocidos como hombros, y decrecimientos en el centro de la misma. Con respecto al hombro izquierdo el decrecimiento en campo magnético es de un 87 % y en densidad de un 99 %; mientras que con respecto al hombro derecho el decrecimiento es de un 90 % y 85 % en campo magnético y densidad, respectivamente. No hay estructuras alrededor de la cavidad pues ésta está rodeada únicamente del viento solar prístino.

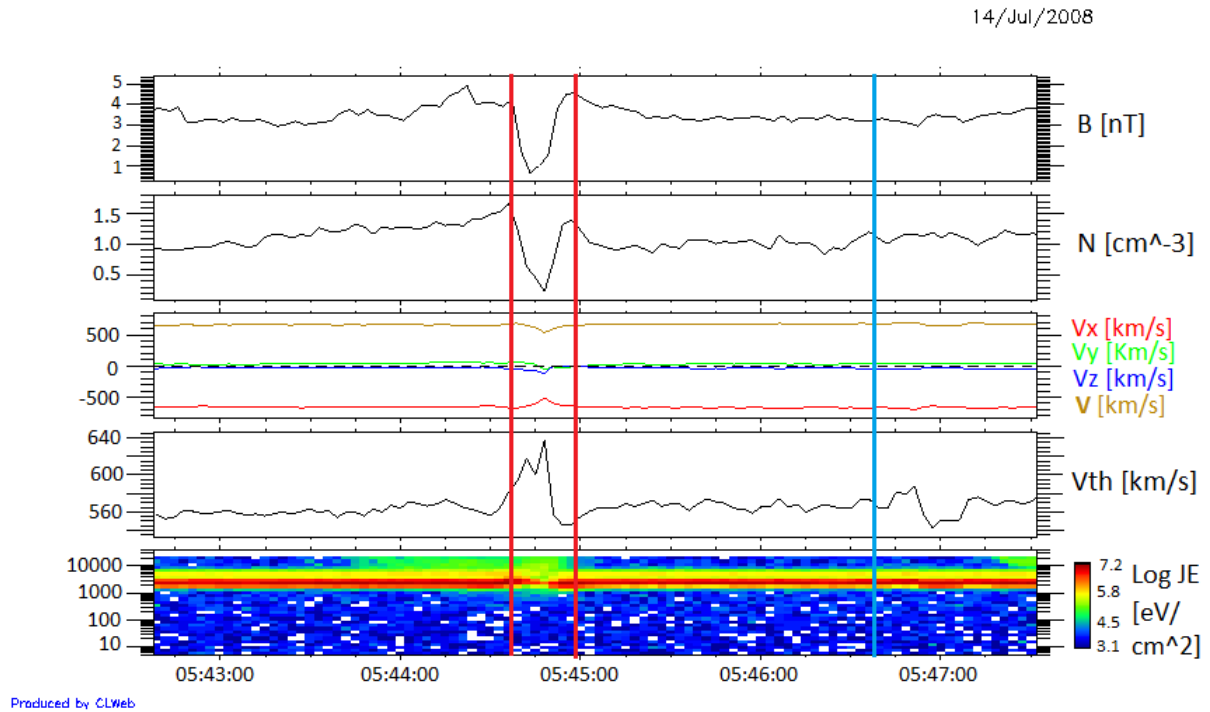


Figura 5.4: Cavity ocurrida el 14 de julio de 2008, con datos obtenidos por THEMIS B. La gráfica va de las 05:42:30 a las 05:47:30 y la cavity ocurrió de las 05:44:35 a las 05:44:55, aproximadamente. La información que se grafica en los paneles es la misma que en la figura 5.1.

La línea azul en la figura 5.4 indica la hora en la cual se obtuvo la distribución de iones correspondiente a la figura 5.5. En ésta puede verse el haz de iones correspondiente al viento solar, junto con una población pequeña de iones reflejados adicionales al haz del viento solar, los cuales tienen una densidad menor a la del haz del viento solar, por lo que no se pueden ver en el espectrograma de la figura 5.5. Los datos para las distribuciones de iones no están disponibles para todos los tiempos. En varios ejemplos no se incluyen distribuciones de iones pues no había datos disponibles para ningún tiempo dentro del intervalo correspondiente a cada ejemplo. En los ejemplos que sí se incluyen las distribuciones de iones se muestra la única distribución disponible dentro de cada intervalo.

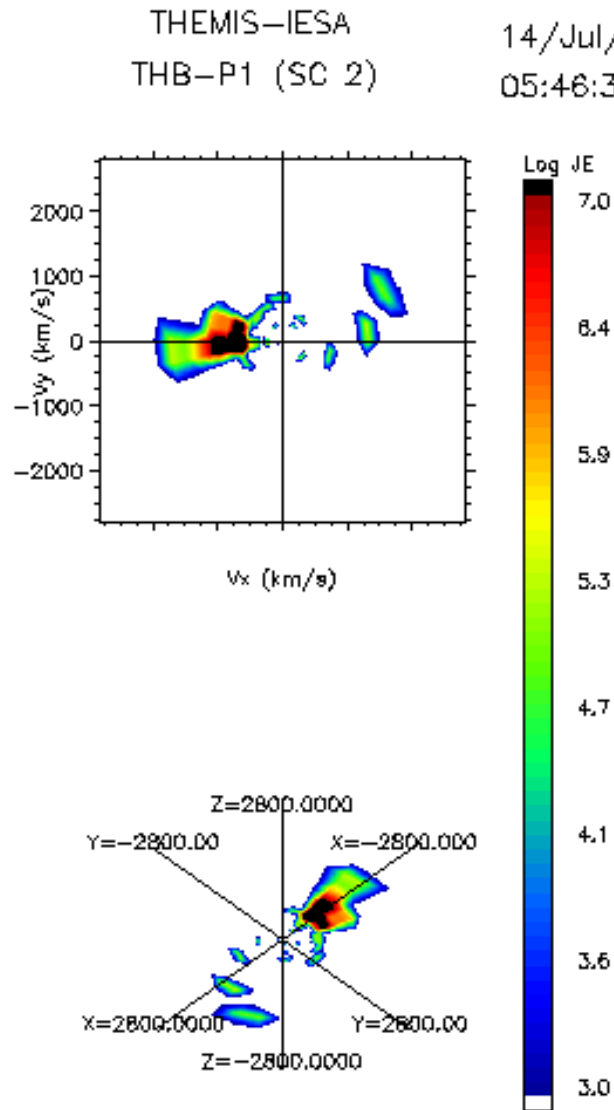


Figura 5.5: Distribuciones de partículas medidas por THEMIS B el 14 de julio de 2008 a las 05:46:38.

En la figura superior los ejes  $x$  y  $y$  corresponden a las velocidades de bulto en  $x$  y  $y$ . En la figura inferior se muestra la distribución de iones en los ejes  $x$ ,  $y$ , y  $z$ .

La segunda cavidad, correspondiente a la Figura 5.6 ocurrió el 5 de octubre del 2008 a las 23:56 aproximadamente, con una duración de poco más de un minuto, que es alrededor de tres veces la duración de los dos cavitones seleccionados, y una longitud de 30380 km, que corresponden a 4.77 Radios terrestres. Los decrecimientos, tanto en campo magnético como en densidad son de un 50 % y el flujo de partículas disminuye un poco durante el evento también.



En el tercer panel se puede ver cómo las componentes  $x$  y  $z$  del campo magnético cambian su dirección al inicio del evento, lo cual es también consistente con el mecanismo de formación, pues al conectarse una parcela aislada de líneas de campo magnético con el antechoque terrestre, los iones energéticos fluyen río arriba en dirección contraria al viento solar. En la velocidad térmica no hay un cambio significativo y en el espectrograma del último panel es visible una población de iones adicional al viento solar.

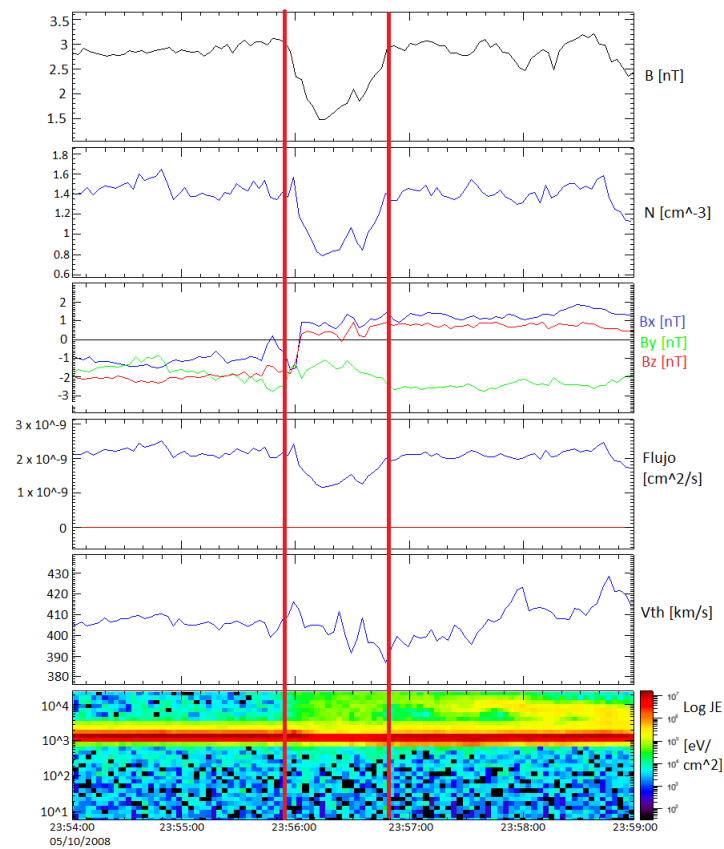


Figura 5.6: Cavity ocurrida el 5 de octubre de 2008, con datos obtenidos por THEMIS C. La gráfica va de las 23:54:00 a las 23:59:00 y la cavity ocurrió de las 23:55:50 a las 23:57:00, aproximadamente.

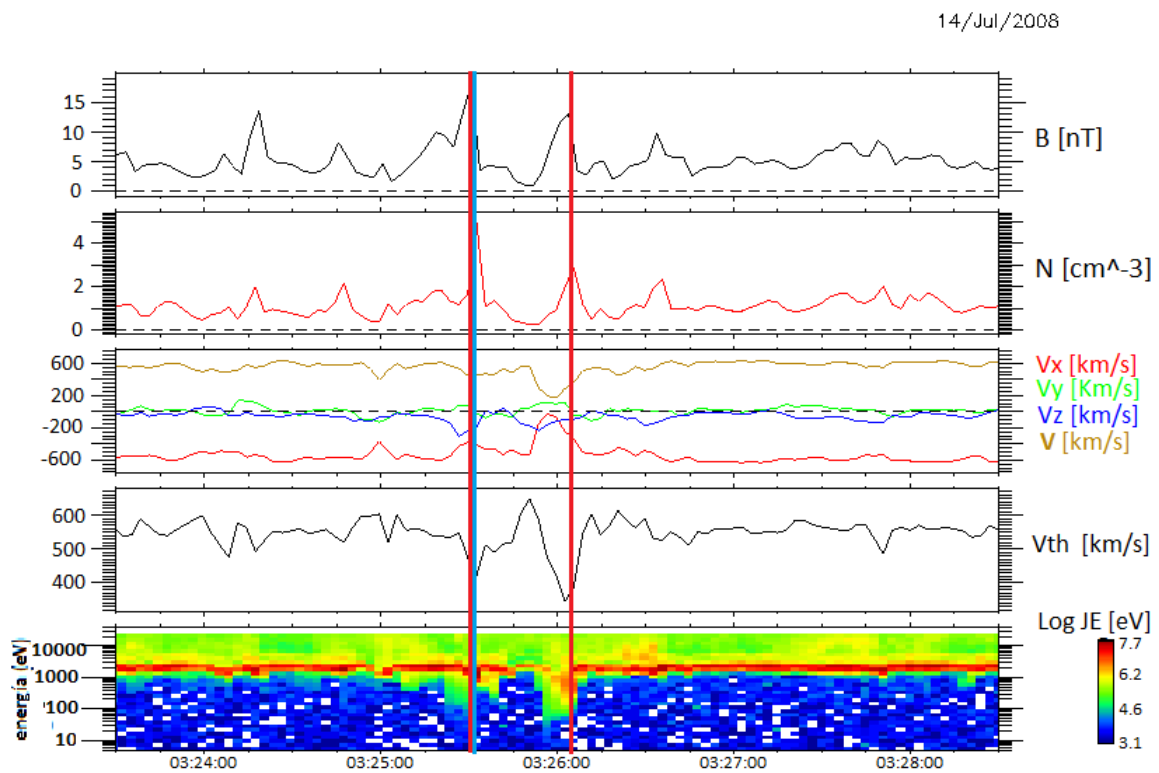
La información que se grafica en los paneles es la misma que en la figura 5.2.

Como ya se mencionó, las cavidades pueden formarse en el viento solar prístino. Ambos ejemplos cumplen con lo anterior. El ejemplo de la figura 5.6 puede ser consistente con el mecanismo de formación propuesto por Billingham et al. (2008) (ver sección 4.2),

pues antes de la cavidad puede verse una región del viento solar y después del evento la región se parece más al antechoque, con fluctuaciones en el campo magnético que no se ven del lado izquierdo.

Cerca de ambas cavidades pueden verse poblaciones de iones super térmicos adicionales al viento solar. Aunque las duraciones de las dos cavidades, 20 y 60 segundos, son similares a lo reportado (especialmente la segunda), únicamente el tamaño de la primera, de 1.85 Radios terrestres, coincide con lo reportado por Kajdič et al. (2011), que reporta tamaños de 1-2 radios terrestres y duraciones del orden de un minuto. La segunda cavidad tiene un tamaño mucho mayor, de 4.77 Radios terrestres.

### 5.3. SHFAs



Produced by CLWeb

Figura 5.7: SHFA del 14 de julio de 2008 vista por THEMIS B. La gráfica va de las 03:23:30 a las 03:28:30 y el evento ocurrió de las 03:25:30 a las 03:26:15. Los paneles son los mismos que en la figura 5.4.

La anomalía de flujo caliente espontánea o SHFA elegida como caso de estudio ocurrió el 14 de julio de 2008 y se muestra en la figura 5.7. Puede verse cómo inicia y termina con valores muy altos tanto en campo magnético como en densidad, y valores bajos en la velocidad térmica. En el centro del evento es al revés, los valores de densidad y campo magnético son bajos mientras que la velocidad térmica aumenta bastante, correspondiendo a un calentamiento del plasma. En el espectrograma de iones puede verse cómo el haz de iones cambia durante el evento, durante éste el haz es más grueso y por tanto, más caliente, poblado de iones super térmicos. La duración aproximada del evento es de 45 segundos y su longitud de 1.17 Radios terrestres o 74589 km.

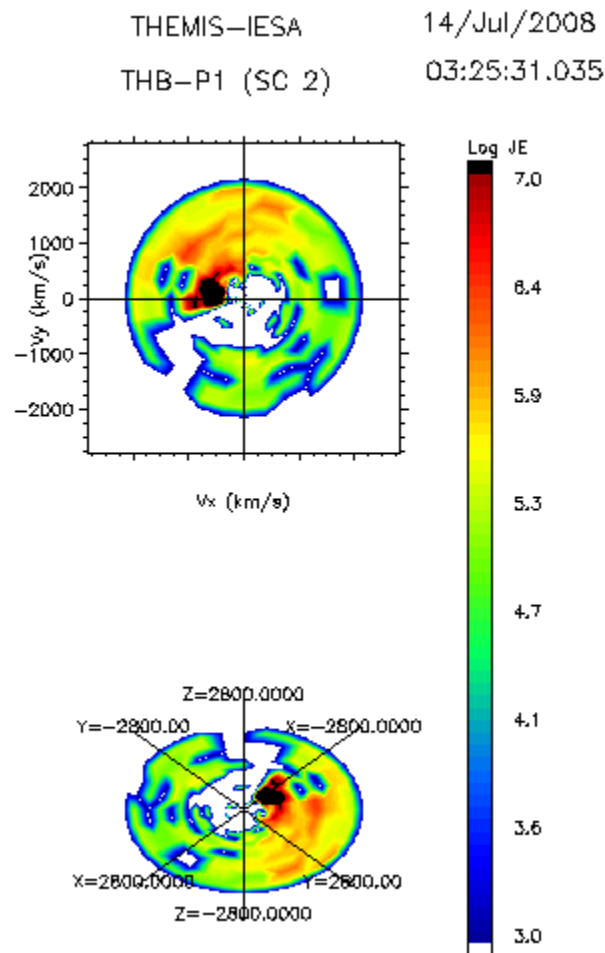
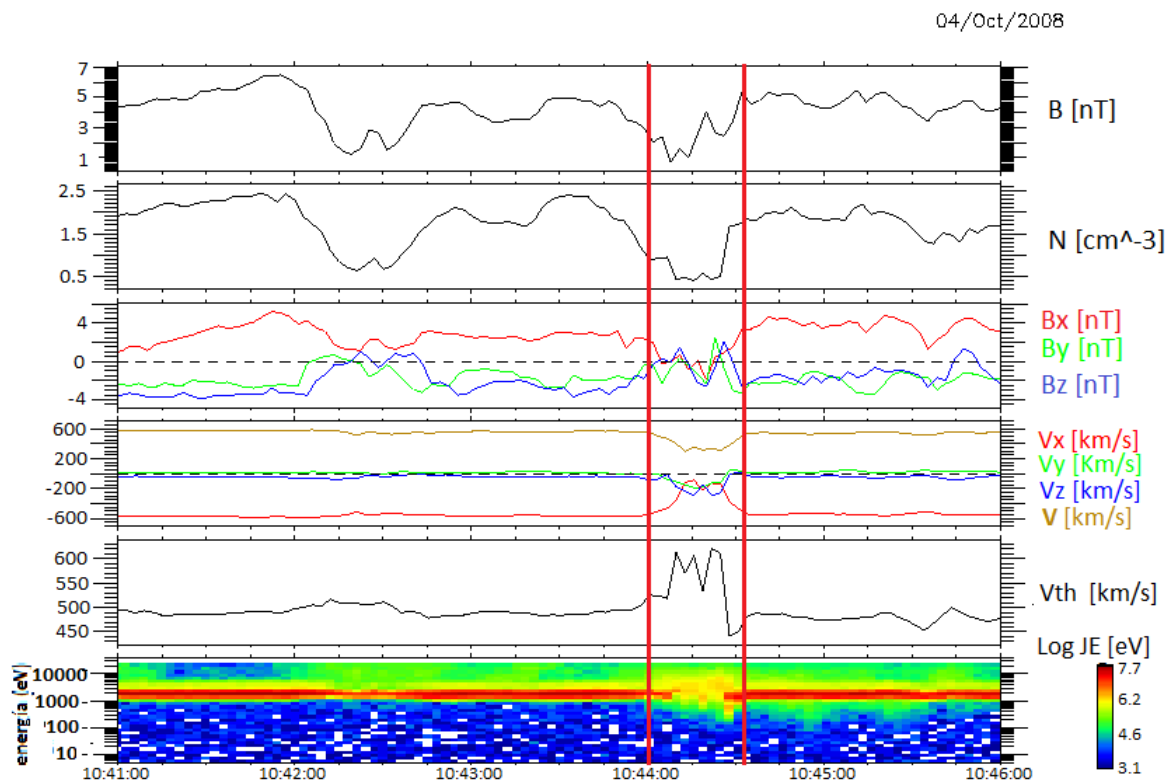


Figura 5.8: Distribución de partículas medidas por THEMIS B el 14 de julio de 2008 a las 03:25:31.

En la figura 5.8 se muestra una distribución de iones cercana al inicio de la SHFA, marcada con una línea azul en la figura 5.7. La distribución de iones visible en la figura

5.8 muestra una población de iones difusos ocupando casi todo el espacio de velocidades.

En la figura 5.9 se grafica una SHFA del 4 de octubre de 2008. Aunque al principio del evento no es tan marcado el cambio, al final del mismo pueden verse valores muy altos tanto en campo magnético como en densidad, y valores bajos en la velocidad térmica. Al igual que en el ejemplo anterior, en el centro del evento los valores de densidad y campo magnético son bajos mientras que los de la velocidad térmica son muy altos, correspondiendo a un calentamiento del plasma. Al igual que con la SHFA anterior, en el espectrograma de iones puede verse cómo el haz de iones durante el evento es más caliente. La longitud de este evento es de 8372 km o bien, 1.31 Radios terrestres y su duración aproximada de 30 segundos.



Produced by CLWeb

Figura 5.9: SHFA del 4 de octubre de 2008 vista por THEMIS C. La gráfica va de las 10:41:00 a las 10:46:00 y el evento ocurrió de las 10:43:59 a las 10:44:33. Los paneles son los mismos que en la figura 5.4.

Ambas SHFAs tuvieron tamaños aproximados de 1.17 y 1.31 Radios terrestres y duraciones de 45 y 30 segundos. Tanto los tamaños como las duraciones de ambos ejemplos coinciden con los tamaños y duraciones reportados por Omidi et al. (2013),

del orden de un radio terrestre y duraciones menores a un minuto. Los tamaños de ambas SHFAs son del orden de un radio terrestre, al igual que los cavitones reportados en las secciones anteriores (figuras 5.2 y 5.3), lo cual es consistente con el mecanismo propuesto por Omidi et al. (2013) (ver sección 4.4), según el cual las SHFA se forman por la interacción de un cavitón con el choque de proa. También puede verse, en comparación con los cavitones y cavidades antes mencionados, que el haz de iones es mucho más caliente durante las SHFAs.

Por último, aunque alrededor de las dos SHFAs se observan fluctuaciones magneto-sónicas en las que el campo magnético y la densidad están en fase, no alcanzan a distinguirse ondas bien definidas, ya que éstas se encuentran muy cerca del choque y han evolucionado de su forma original. Sin embargo, cerca de la SHFA de la figura 5.7 existen estructuras muy compresivas, lo cual es consistente con que las SHFAs ocurren cerca del choque de proa.

## 5.4. Jets

Todos los chorros rápidos o jets registrados en este trabajo fueron vistos por THEMIS B el 14 de julio de 2008 y se muestran en las figuras 5.10 y 5.12. Así como lo marcan los criterios de selección antes mencionados, los jets fueron identificados por mostrar un aumento en la velocidad en dirección contraria al Sol, visible en la velocidad total y en la componente  $x$  de la misma; así como un aumento en la presión dinámica del plasma al mismo tiempo que los cambios en la velocidad del plasma, el cual según el criterio de selección establecido por Plaschke et al. (2013), debe cumplir con la relación  $P_{dxMagnetofunda} > 0.5P_{dVientoSolar}$ .

Las distribuciones de iones permiten ver que los eventos de las figuras 5.10 y 5.12 ocurrieron en la región de la magnetofunda, a diferencia de los cavitones, cavidades y SHFAs antes descritos, que ocurrieron en el antechoque. En ambas figuras los otros parámetros graficados, como el campo magnético y la densidad, no cambian significativamente con respecto a sus alrededores durante los eventos.

En la figura 5.10 se muestran cinco jets registrados en un intervalo de diez minutos. Los eventos están marcados entre líneas moradas, a excepción del número 2, que está marcado entre líneas rojas por ser el que tuvo un mayor aumento en la presión dinámica con respecto al valor promedio de la presión dinámica del viento solar, cumpliendo una

relación  $P_{dxMagnetofunda} > 1.04P_{dVientoSolar}$  y con una duración de 75 segundos, siendo también el de mayor duración y el único analizado a detalle de los cinco eventos de la figura 5.10. Para este jet se estimó una longitud de 2.32 Radios terrestres, correspondientes a 14805 km. Los jets 1, 3, 4 y 5 tienen longitudes estimadas de 0.93, 2.01, 1.08 y 1.23 Radios terrestres, respectivamente.

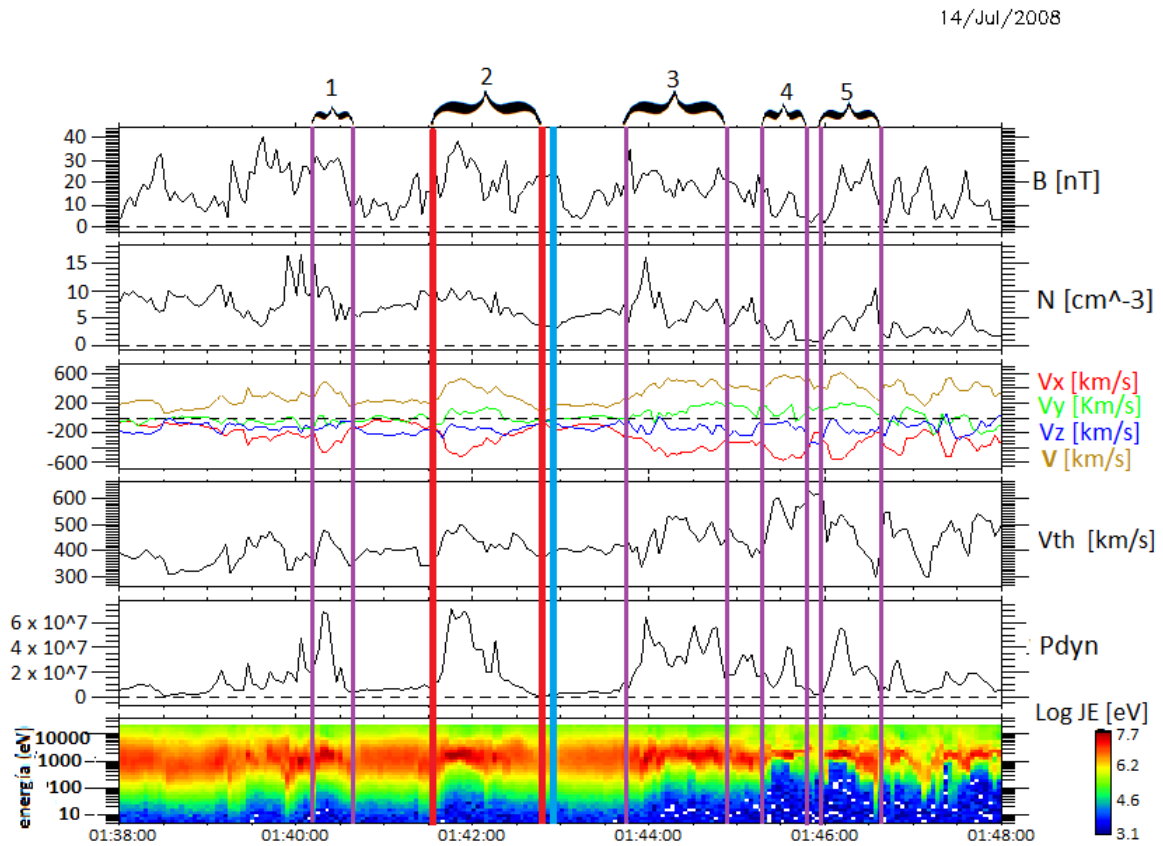


Figura 5.10: Chorros rápidos o Jets ocurridos el 14 de julio de 2008 entre la 01:38:00 a la 01:48:00 vistos por THEMIS B. En los paneles se grafica de arriba a abajo campo magnético, densidad, velocidad total y por componentes, velocidad térmica, presión dinámica y distribución de iones.

En la figura 5.11 se muestra la distribución de iones correspondiente a la 01:42:53, marcada con una línea azul en la figura 5.10. La población de esta figura corresponde a iones calientes y energéticos, correspondientes a la magnetofunda.

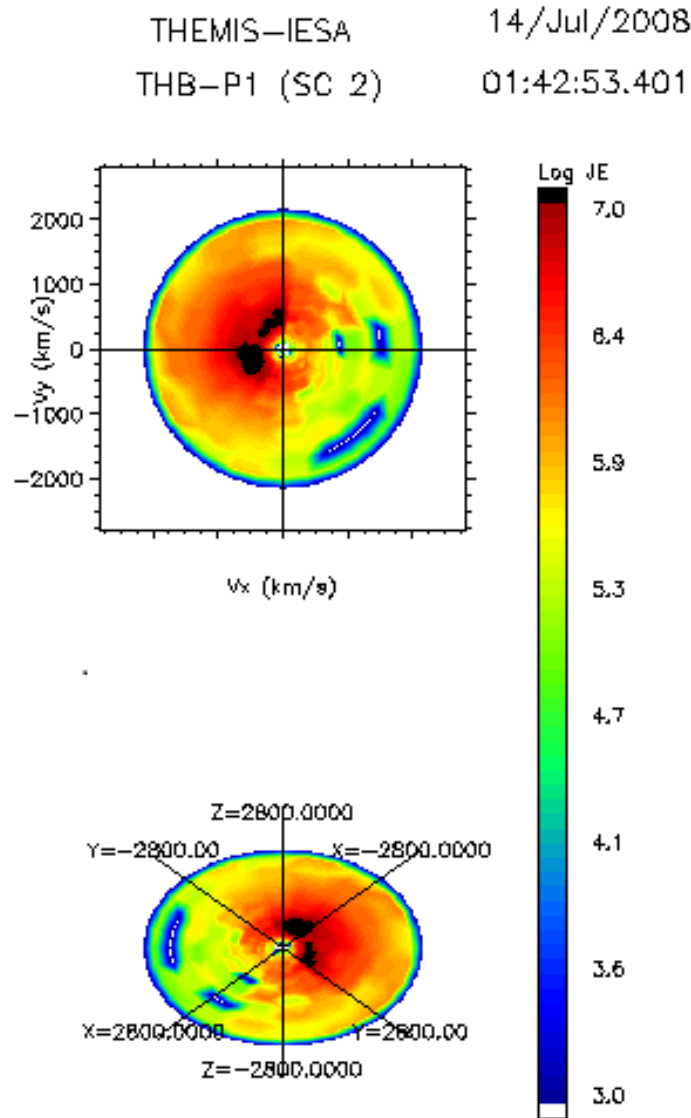
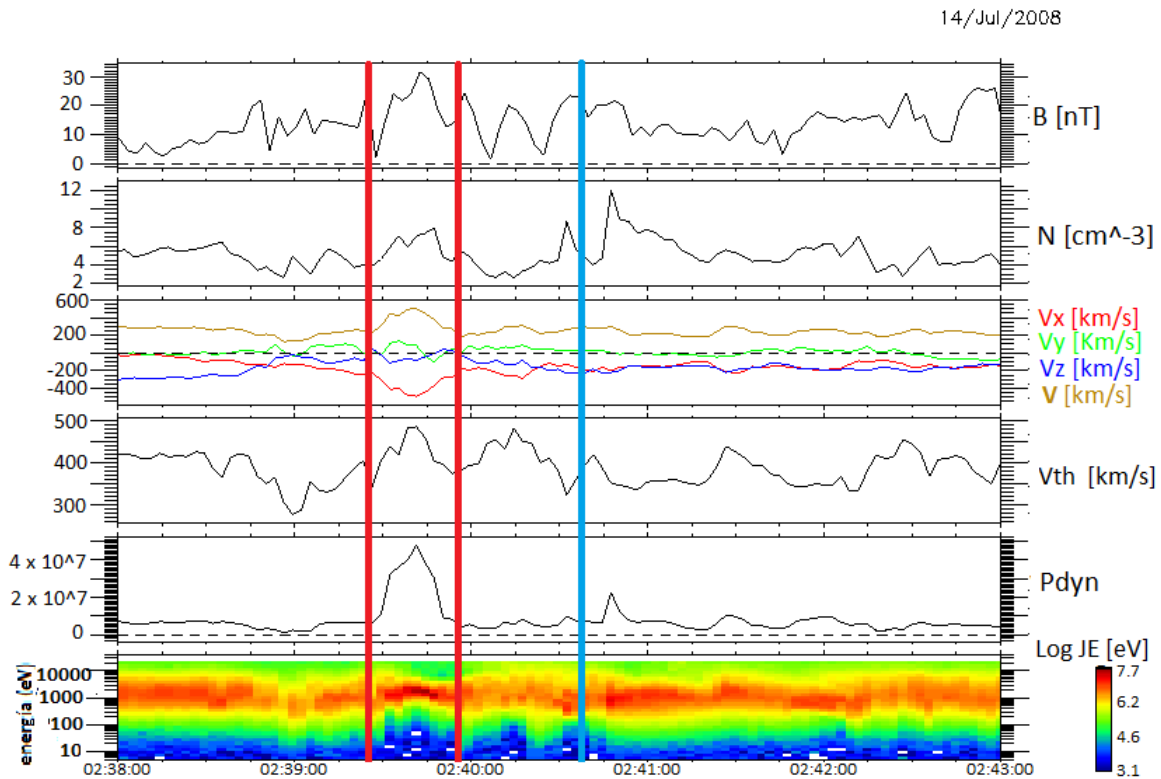


Figura 5.11: Distribución de partículas medidas por THEMIS B el 14 de julio de 2008 a la 01:42:53.

El jet registrado en la figura 5.12 tuvo una duración de 30 segundos, una longitud de 10090.8 km o 1.58 Radios terrestres y cumplió con la relación  $P_{dxMagnetofunda} > 0.73P_{dVientoSolar}$ . Su inicio y fin están marcados con las líneas rojas. En la figura 5.13 se muestra la distribución de iones correspondiente a las 02:40:37. La hora correspondiente a esta distribución de iones está marcada con una línea azul en la figura 5.12. Al igual que la distribución de iones de la figura 5.11, la distribución de la figura 5.13 muestra una población caliente de iones energéticos asociados a la región de la magnetofunda.

Ambas distribuciones de iones ocupan prácticamente todo el espacio de velocidades.



Produced by CLWeb

Figura 5.12: Chorro rápido o Jet ocurrido el 14 de julio de 2008 de las 02:39:25 a las 02:39:55 visto por THEMIS B. La gráfica va de las 02:38:00 a las 02:43:00 y los parámetros que se grafican son los mismos que en el ejemplo anterior (Figura 5.10)

Los tamaños de los jets 1, 2, 3, 4 y 5 de la figura 5.10 y el jet de la figura 5.12 son de 0.93, 2.32, 2.01, 1.08, 1.23 y 1.58 Radios terrestres, respectivamente. Plaschke et al. (2013) reporta tamaños para los jets de 1 a 10 Radios terrestres, y los ejemplos cumplen con lo reportado. Además, el tamaño de estos eventos es consistente con el mecanismo de formación propuesto por Hietala et al. (2013), pues es similar al tamaño de las ondulaciones en el choque de proa, i.e. de 1 a 3 radios terrestres.

En las figuras 5.10 y 5.12, especialmente en la primera, puede verse que, en general, la magnitud del campo magnético aumenta, o es más alta que en los alrededores, durante los jets. Esta correlación fue reportada por Karlsson et al. (2015).



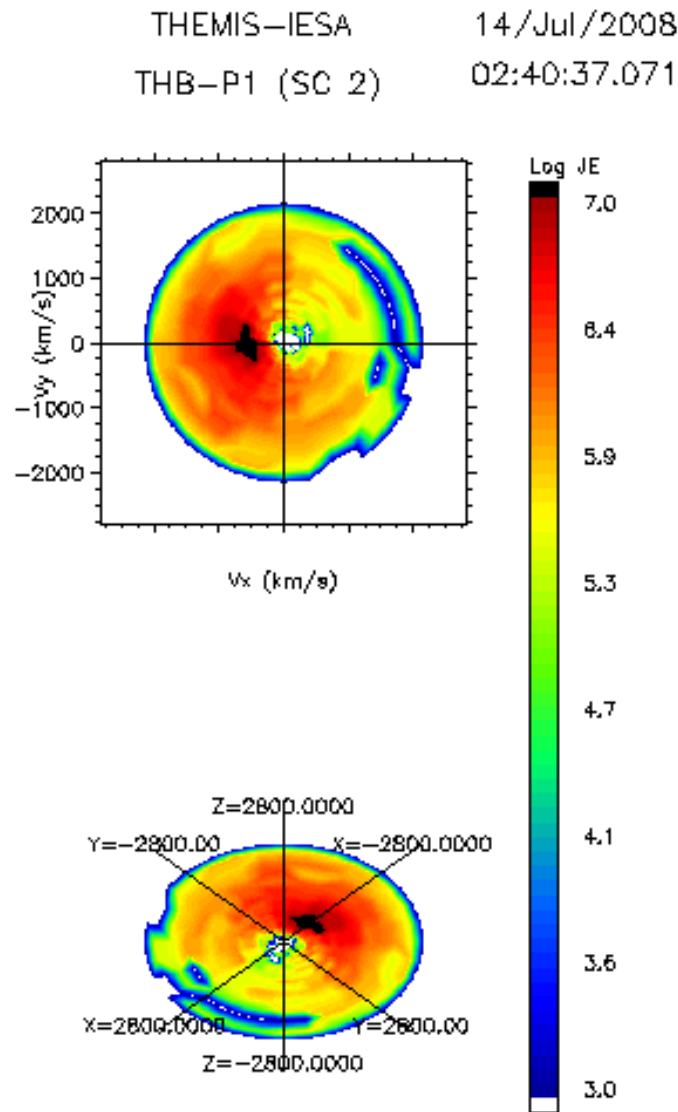


Figura 5.13: Distribución de partículas medidas por THEMIS B el 14 de julio de 2008 a las 02:40:37.

## 5.5. Evento multinave

En este trabajo se identificaron estructuras casi simultáneas por todas las naves THEMIS el 9 de agosto de 2007. En las figuras 5.14, 5.15, 5.16, 5.17 y 5.18 se muestran los perfiles de campo magnético, densidad, velocidad, velocidad térmica y el espectro de iones del evento, medidos por THEMIS B, C, E, D y A, respectivamente. La velocidad del plasma sólo se grafica en la figura 5.18 pues para las otras figuras no hubo

mediciones disponibles de velocidad. Que un evento sea observado por más de una nave puede resultar útil para estudiar características del mismo que no podrían estudiarse con las observaciones de una sola nave: su evolución en el tiempo, su tamaño o su forma. Aunque para el evento de este trabajo no se pudo estudiar su evolución, sí se pudieron identificar dos posibles escenarios, que serán descritos más adelante, y también se pudieron hacer estimaciones del tamaño de la estructura.

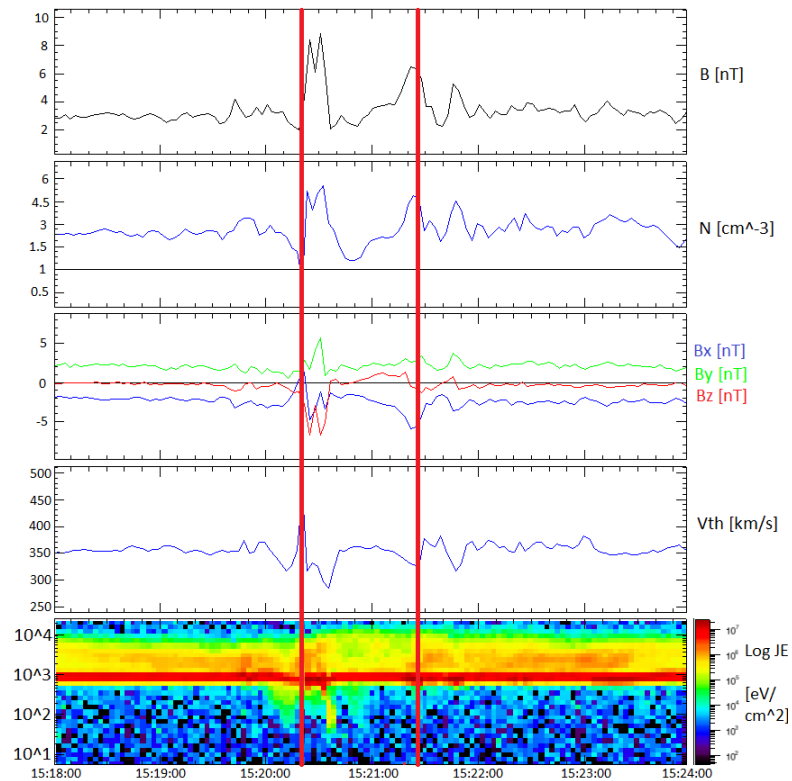


Figura 5.14: Cavitón del 09 de agosto de 2007 visto por THEMIS B. La gráfica va de las 15:18:00 a las 15:24:00 y el evento ocurrió a las 15:20:29. En los paneles se grafica, de arriba a abajo, campo magnético, densidad, velocidad térmica y espectrograma de iones.

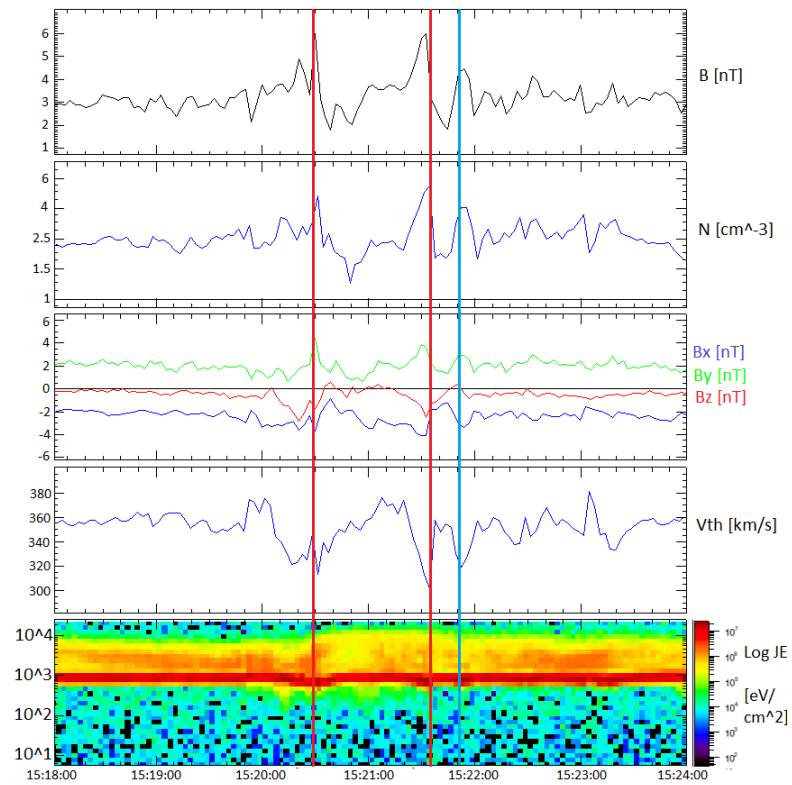


Figura 5.15: Cavitón del 09 de agosto de 2007 visto por THEMIS C. La gráfica va de las 15:18:00 a las 15:24:00 y el evento ocurrió a las 15:20:35. En los paneles se grafica, de arriba a abajo, campo magnético, densidad, velocidad térmica y espectrograma de iones.

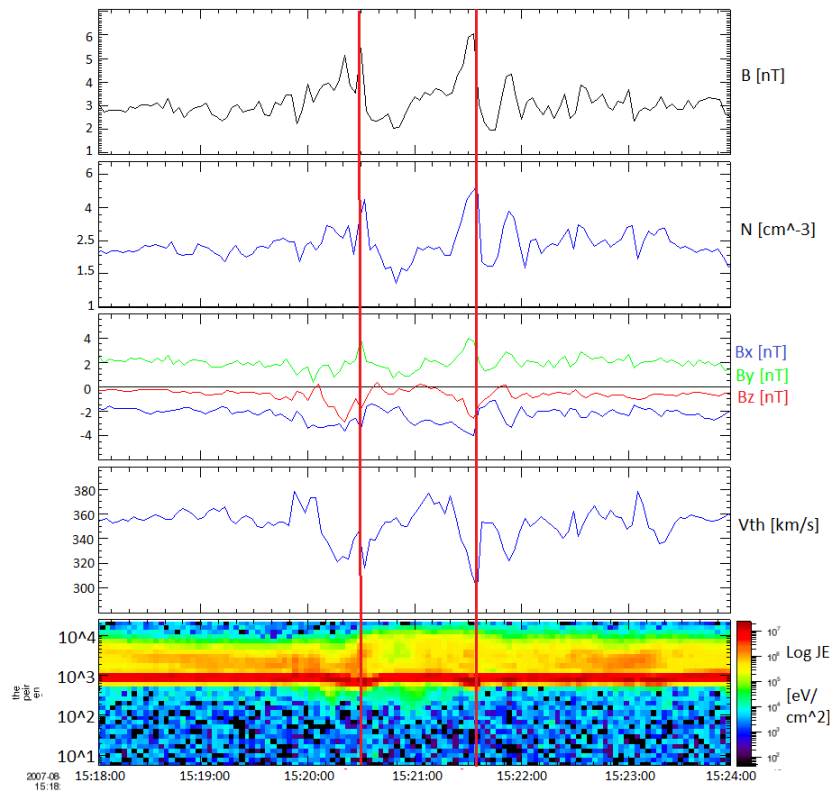


Figura 5.16: Cavitón del 09 de agosto de 2007 visto por THEMIS E. La gráfica va de las 15:18:00 a las 15:24:00 y el evento ocurrió a las 15:20:35.5. En los paneles se grafica, de arriba a abajo, campo magnético, densidad, velocidad térmica y espectrograma de iones.

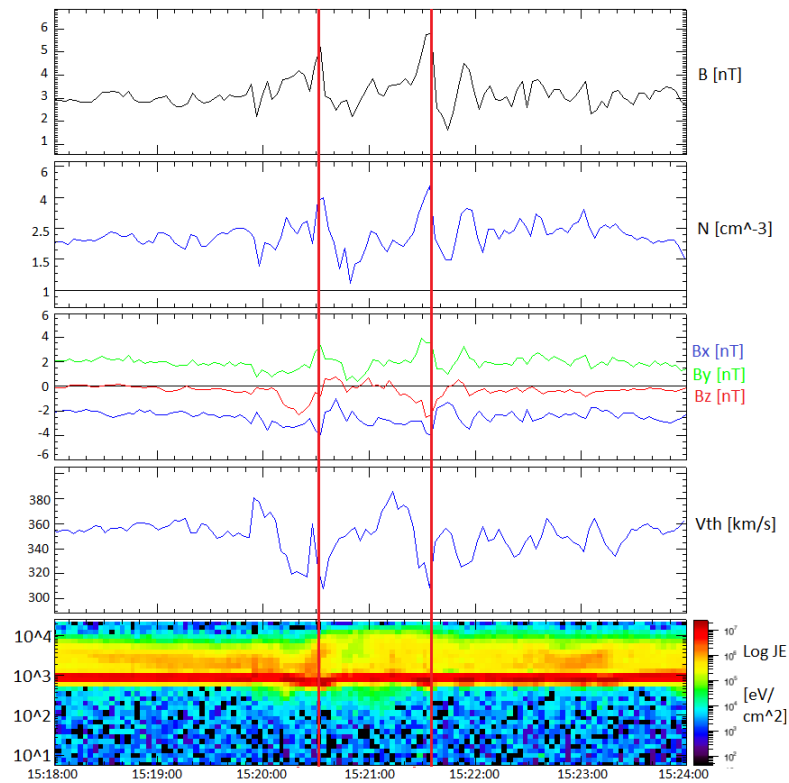


Figura 5.17: Cavitón del 09 de agosto de 2007 visto por THEMIS D. La gráfica va de las 15:18:00 a las 15:24:00 y el evento ocurrió a las 15:20:37. En los paneles se grafica, de arriba a abajo, campo magnético, densidad, velocidad térmica y espectrograma de iones.

La primera nave en registrar una estructura fue THEMIS B. Ésta detectó un cavitón con una duración de 58 segundos. Los perfiles de las mediciones hechas por THEMIS B se muestran en la figura 5.14. Después el evento fue visto casi simultáneamente por THEMIS C y E, las cuales se encontraban muy cerca una de la otra durante el evento, sus mediciones corresponden a las figuras 5.15 y 5.16. THEMIS C registró un cavitón cuya duración fue de 62 segundos. La duración del evento registrada por THEMIS E fue de 62.5 segundos. La última nave en ver el evento como un cavitón fue THEMIS D, que registró una duración de 65 segundos, y cuyos perfiles están graficados en la figura

5.17.

Los perfiles graficados en las figuras 5.14, 5.15, 5.16 y 5.17 son muy similares y en todos ellos la estructura es un cavitón. Las razones entre la velocidad térmica dentro del cavitón y la velocidad térmica promedio vistas por THEMIS B, C, E y D son de 1.06, 1.03, 1.04 y 1.09, respectivamente.

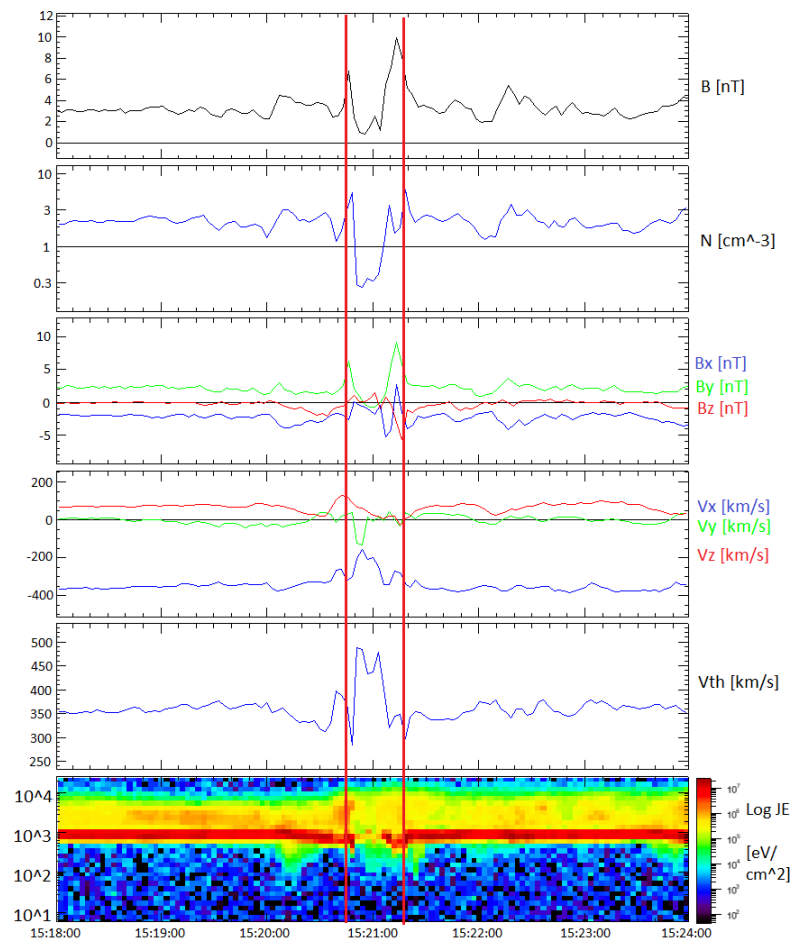


Figura 5.18: SHFA del 09 de agosto de 2007 visto por THEMIS A. La gráfica va de las 15:18:00 a las 15:24:00 y el evento ocurrió a las 15:20:46. En los paneles se grafica, de arriba a abajo, campo magnético, densidad, velocidad por componentes (no disponible), velocidad térmica y espectrograma de iones.

Por último la figura 5.18 muestra una estructura diferente al cavitón de las figuras 5.14 a la 5.17. Esta estructura fue vista por THEMIS A, y su duración es de 28 segun-

dos. En el último panel se puede ver cómo la distribución de los iones durante el evento es más caliente que en los casos anteriores y puede verse también como la velocidad y la velocidad térmica de los iones aumenta cuando la densidad y el campo magnético disminuye; y cómo cuando éstos dos parámetros aumentan, la velocidad térmica disminuye. La razón entre la velocidad térmica dentro de la estructura y la velocidad térmica promedio en las regiones alrededores de esta estructura es de 1.3.

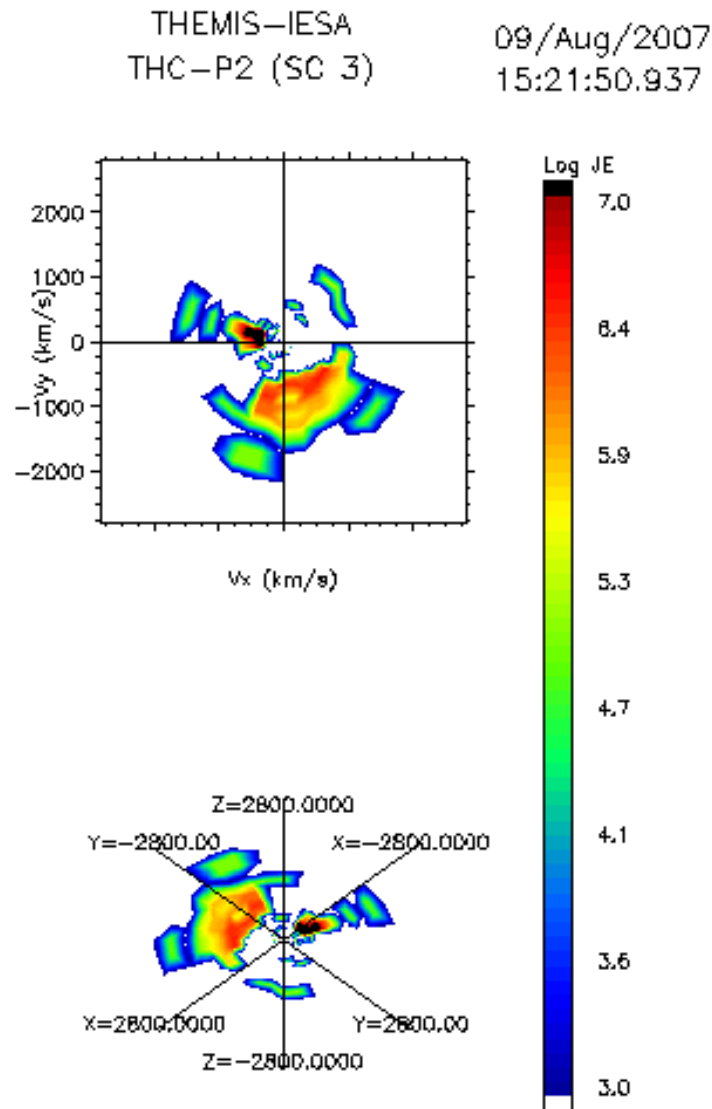


Figura 5.19: Distribución de partículas medidas por THEMIS C el 9 de agosto de 2007 a las 15:21:51.

En la figura 5.15 está marcada una línea azul en la hora en la cual se obtuvo la

distribución de iones correspondiente a la figura 5.19. En ésta puede verse una población de iones intermedios correspondientes a la región del anteochoque. Sólo se muestra una distribución de iones para las mediciones de la nave C pues para las otras cuatro naves no hubo distribuciones disponibles cercanas al evento.

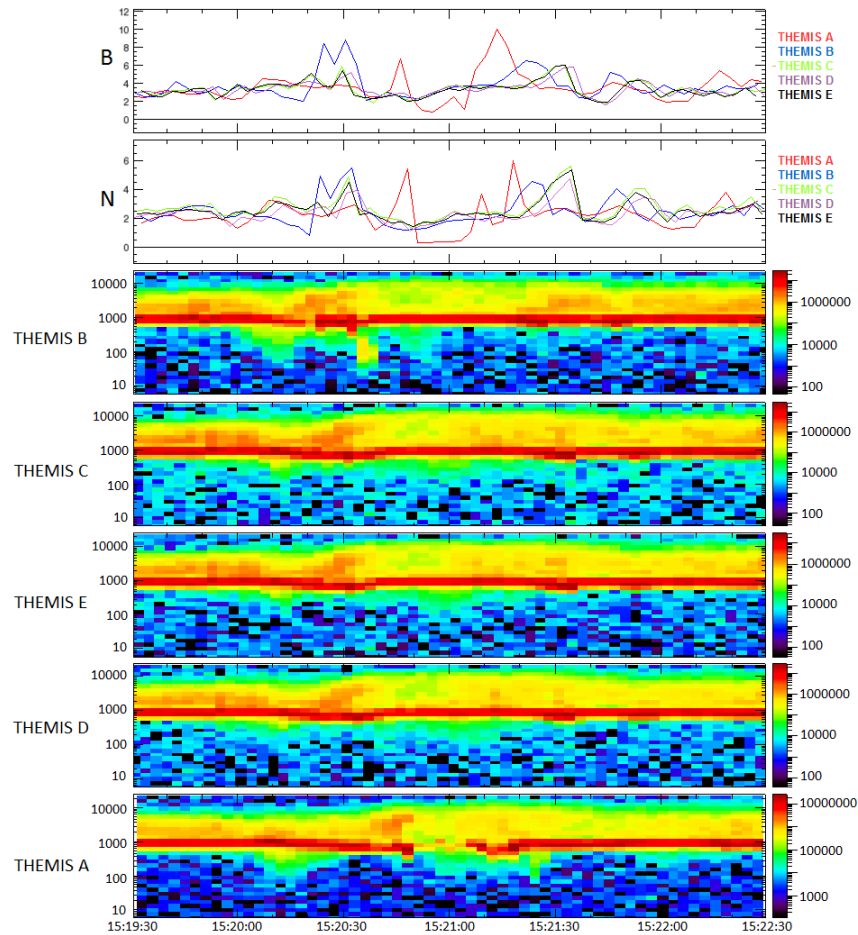


Figura 5.20: Perfiles de campo magnético (primer panel) y densidad (segundo panel) de las cinco naves. Espectrogramas de iones medidos por THEMIS B, THEMIS C, THEMIS E, THEMIS D y THEMIS A (tercer a séptimo panel), acomodados de arriba a abajo según la hora a la que cada nave registró el inicio del evento.

Las naves detectaron el evento en posiciones y horas muy cercanas entre sí, en la figura 5.20 se grafican juntos los perfiles de campo magnético y densidad de todas



las naves, junto con sus espectrogramas, para poder comparar los perfiles. La línea roja en los primeros dos paneles corresponde a los perfiles medidos por THEMIS A. La estructura vista por THEMIS A tuvo una duración mucho menor que el cavitón registrado por las otras naves. También tuvo una depresión más marcada tanto en campo magnético como en densidad, y el espectrograma de iones muestra un haz de iones super térmicos más caliente que los medidos por THEMIS B, C, D y E.

A continuación se ilustra en la figura 5.21 un esquema de las trayectorias de las naves durante varias horas del día 9 de agosto de 2007, junto con su posición durante el evento.

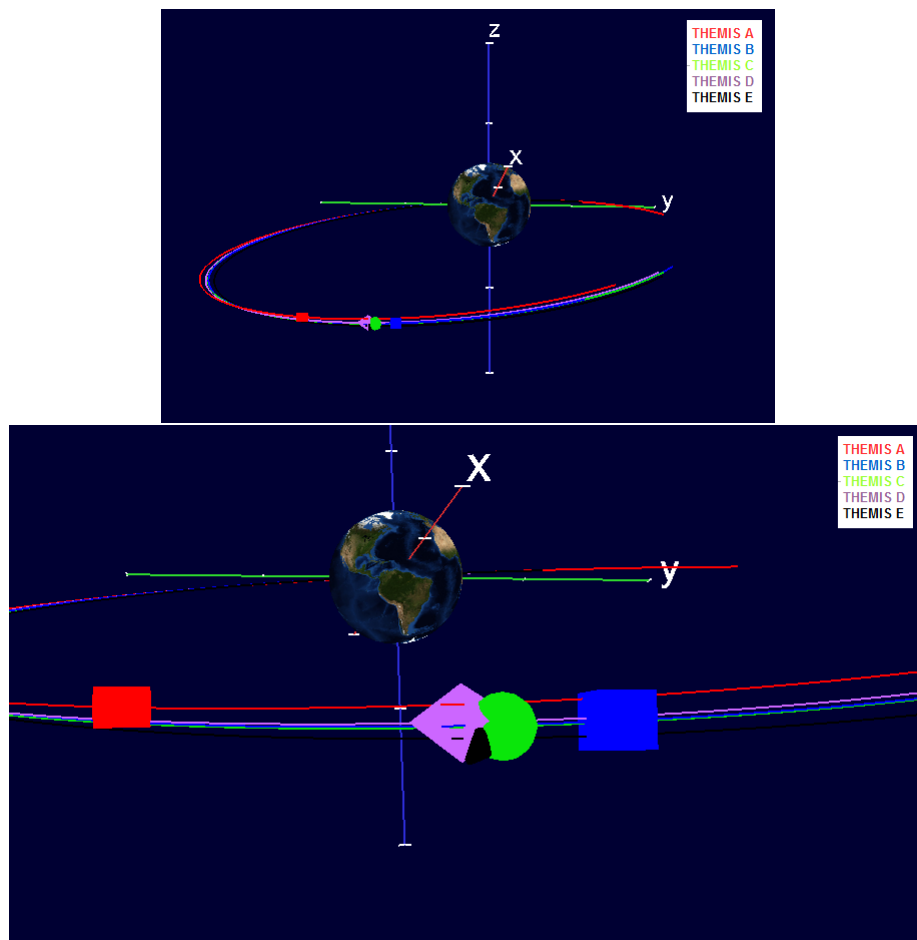


Figura 5.21: Esquemas de las trayectorias de las naves el día del evento junto con la posición de cada una durante el mismo. Los esquemas están realizados en coordenadas GSE y fueron hechos utilizando el software 4D orbit viewer de la NASA.

Puede verse, tanto en la figura 5.20 y 5.21 que todas las naves detectaron el evento simultáneamente y muy cerca una de otra. Dado que los registros de las naves son

al mismo tiempo, no es posible estudiar la evolución en el tiempo de esta estructura. Sin embargo, existen dos posibles escenarios para explicar lo que se registra en las observaciones: que las cinco naves hayan detectado la misma estructura (escenario *A*) o que THEMIS B, C, D y E hayan visto un cavitón y que THEMIS A haya visto una SHFA (escenario *B*). Las figuras 5.22 y 5.23 ilustran los dos posibles escenarios.

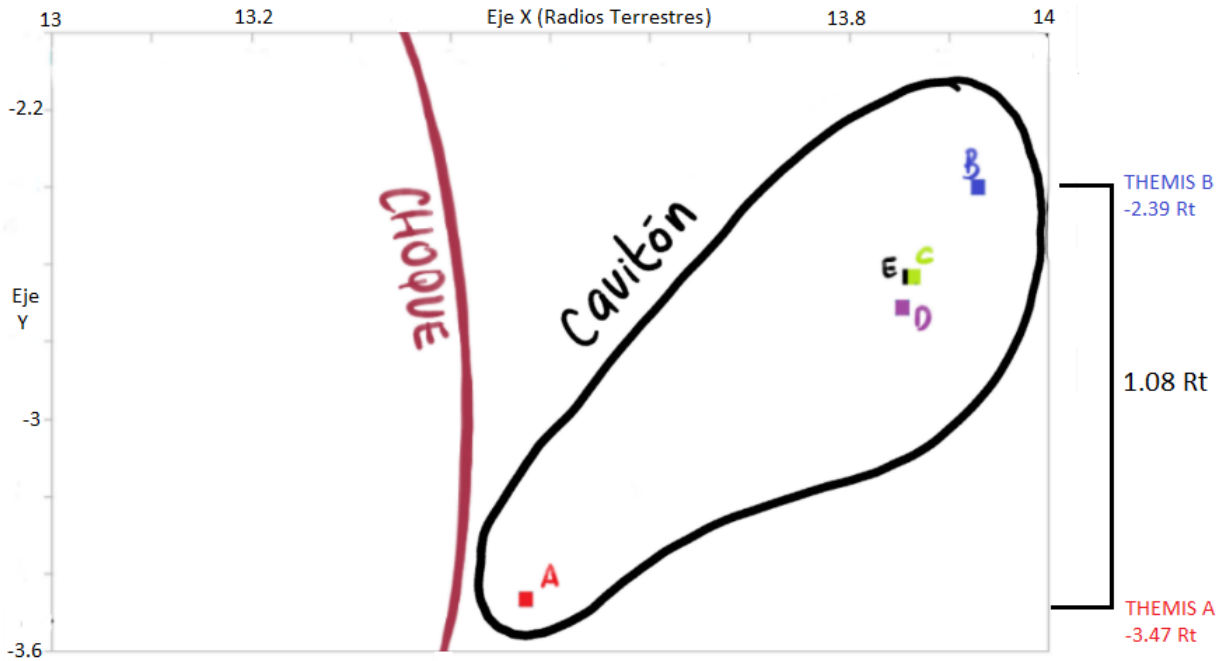


Figura 5.22: Esquema del escenario *A*. Se grafica la posición de las naves en el plano XY y se muestra cómo podría ser la estructura si fue vista por las cinco naves.

La figura 5.22 ejemplifica el escenario *A*, en el cual las cinco naves registraron el evento al mismo tiempo. En este escenario la estructura vista por las cinco naves es un cavitón de forma irregular, por lo que THEMIS A registró un tamaño mucho menor y una distribución más caliente, dado que se encontraba más cerca del choque durante el evento.

En la figura 5.23 se muestra el escenario *B*, en el cual THEMIS B, C, D y E registraron un cavitón y THEMIS A una SHFA, al mismo tiempo.

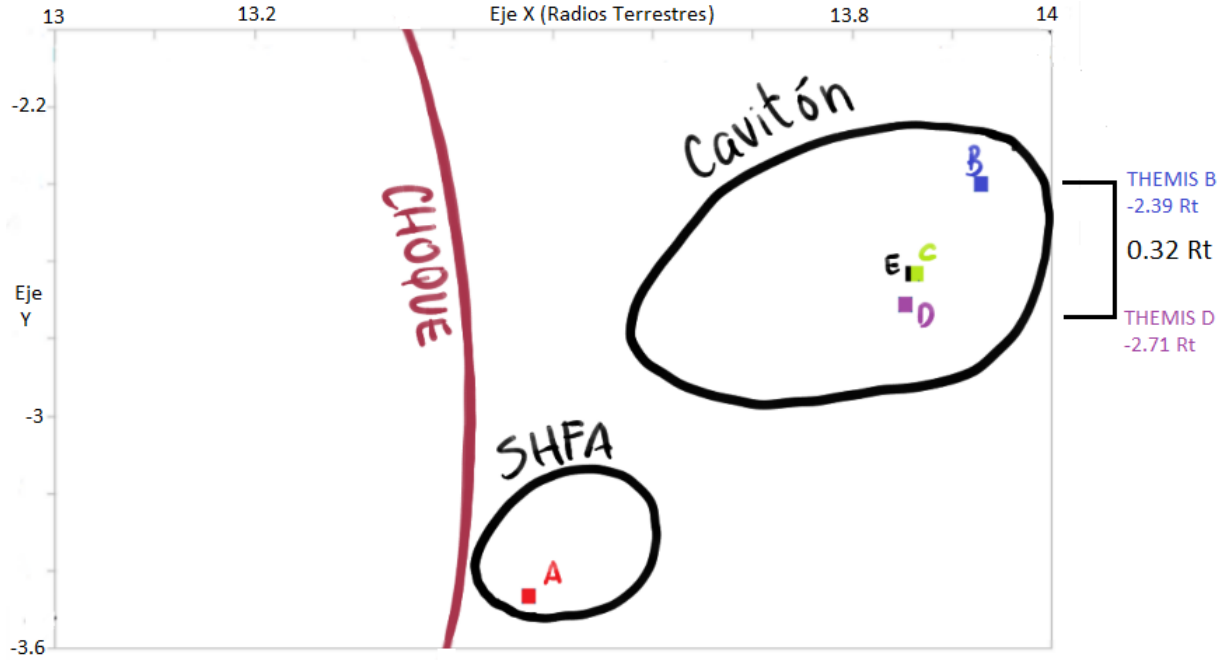


Figura 5.23: Esquema del escenario B. Se grafica la posición de las naves en el plano XY y se muestran el cavitón visto por THEMIS B, C, D y E, y la SHFA vista por THEMIS A.

Las naves viajaban hacia el este, lo que es consistente con las horas en las cuales registraron el evento: fue visto primero por THEMIS B, después casi simultáneamente por THEMIS C y E, seguido por THEMIS D y varios segundos después por THEMIS A. Esto puede ser mejor visto en la figura 5.24, donde se muestra la posición de las cinco naves en donde registraron el evento. Se grafica posición en Y contra posición en X en la gráfica de arriba y posición Z contra X en la gráfica de abajo.

Para conocer las dimensiones de las estructuras es necesario conocer las velocidades registradas por al menos dos naves. Sin embargo solo existen mediciones de velocidad para THEMIS A en ese intervalo de tiempo. Si se calcula la longitud de la estructura como se calculó con todos los eventos anteriores se obtiene una longitud de 6158 km, que son 0.97 Radios terrestres. Esta longitud puede considerarse en la dirección  $x$ , pues la mayor parte de la velocidad del plasma está en la componente  $x$  de la misma.

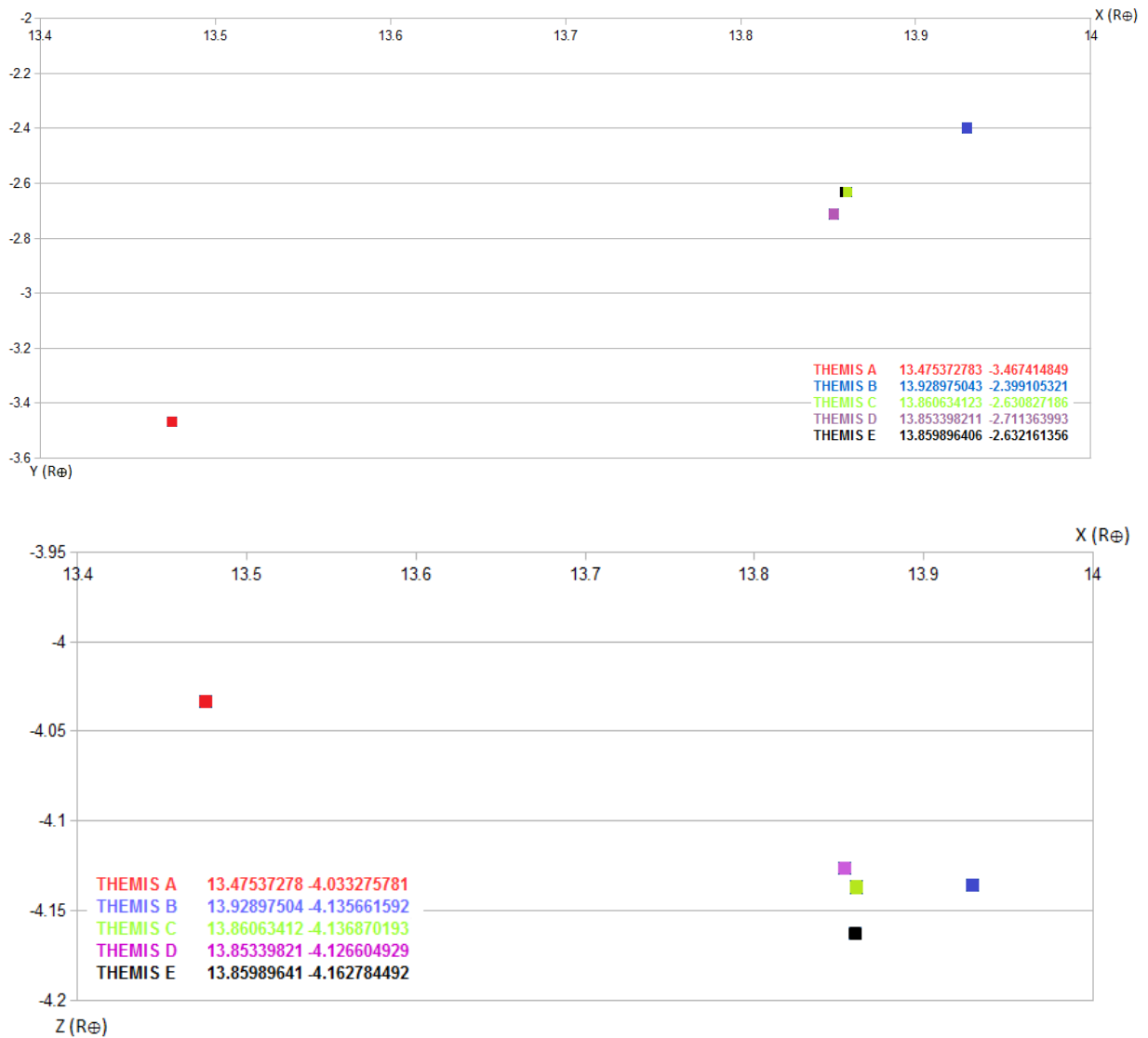


Figura 5.21: Posiciones en los planos XY (arriba) y XZ (abajo) de las cinco naves de THEMIS en donde registraron el evento.

Para el escenario *A*, esta longitud en la dirección *x* sería únicamente para la región del cavitón vista por THEMIS A. La longitud del cavitón del escenario *A* en las direcciones *y* y *z* puede estimarse si se considera que las naves la atravesaron por diferentes puntos. Entonces si se restan los valores máximos y mínimos de las coordenadas *y* y *z* de las naves, se puede estimar una longitud en estas direcciones. En la dirección *y* la nave que vio al evento más “arriba” fue THEMIS B en -2.39 Radios terrestres; la que la vio más “abajo” fue THEMIS A en -3.47 Radios terrestres. Entonces puede concluirse

que en la dirección  $y$  la longitud de la estructura es de al menos 1.08 Radios terrestres, o 6880.68 km. Siguiendo el mismo procedimiento para la dirección  $z$  se obtiene una longitud de al menos 0.14 Radios terrestres, o 891.94 km.

La estimación anterior es útil sólo para el escenario  $A$ . Para el escenario  $B$  se puede obtener la longitud aproximada en la dirección  $x$  de la SHFA vista por THEMIS A, que es de 0.97 Radios terrestres. Sin embargo para conocer las dimensiones en  $y$  y en  $z$ , así como las dimensiones del cavitón visto por THEMIS B, C, D y E, no hay información suficiente que permita estimar el tamaño. Siguiendo el procedimiento utilizado para el escenario anterior se obtienen longitudes muy pequeñas, dada la cercanía de las naves, por lo que se necesitaría más información u otro método para estimar el tamaño de ambas estructuras.

Las duraciones del evento registradas por las cinco naves, tanto en el escenario  $B$  como en el  $A$ , coinciden con las duraciones reportadas en la literatura, al igual que el tamaño del cavitón del escenario  $A$  como el de la SHFA y el cavitón del escenario  $B$ .

# Capítulo 6

## Discusión y Conclusiones

De los primeros ocho eventos analizados (dos cavitones, dos cavidades, dos SHFAS y dos jets) se puede ver que en general cumplen con las características descritas en el capítulo 4. En el caso de los cavitones y las cavidades, los artículos de Kajdič et al. (2011) y Blanco-Cano et al. (2011), reportan tamaños del orden de 1 o 2 radios terrestres. Los dos cavitones (figuras 5.2 y 5.3) y una cavidad (figura 5.4), analizados en este trabajo, tienen tamaños estimados que coinciden con la literatura. Sin embargo, la cavidad de la figura 5.6 tiene un tamaño mucho mayor al que se reporta en la literatura, de casi 5 radios terrestres, lo cual podría indicar que las cavidades llegan a tener tamaños mucho mayores a los que se han reportado anteriormente.

En el artículo de Omidi et al. (2013) se reporta que las SHFAS tienen tamaños del orden de un radio terrestre, y los dos ejemplos de este trabajo coinciden con esto. Lo mismo ocurre con los jets, los cuales Plaschke et al. (2013) reporta con un tamaño de 1 a 10 radios terrestres. Todos los jets aquí reportados coinciden en tamaño con la literatura, además de coincidir también con el tamaño de las ondulaciones (rippling) del choque reportado por Hietala et al. (2012), apoyando así su teoría de formación en la que los jets se forman cuando el viento solar atraviesa estas regiones onduladas pues el plasma sufre una menor desaceleración que el plasma que atraviesa otras regiones no onduladas.

En el caso del evento multinave, las dimensiones estimadas en las direcciones  $x$  e  $y$  coinciden con lo reportado en los artículos mencionados arriba. En la dirección  $z$  el tamaño es mucho menor, sin embargo, Omidi et al. (2013) también reporta que las SHFAs en el plano XZ tienen una forma alargada, y de ser correctas las estimaciones

de las dimensiones de la estructura correspondiente al escenario *A*, coincidirían con lo reportado por Omidi et al. (2013).

Para este trabajo se encontraron 50 eventos transitorios en total, de los cuales se analizaron detalladamente nueve, de los cuales siete (dos cavitones, dos cavidades, dos SHFAS y el evento multinave) ocurrieron cerca o dentro del antechoque terrestre, y dos (los jets) dentro de la magnetofunda.

A excepción de la cavidad de la figura 5.6, los cavitones, cavidades y SHFAs tienen tamaños de entre 1 y 2 Radios terrestres y duraciones de menos de un minuto. Los tamaños de los cavitones y las SHFA coinciden con las longitudes de onda de las ondas del antechoque, especialmente las ondas de 30 segundos, y las duraciones de los eventos son del orden del periodo de este tipo de ondas. Esto es consistente con que éstos eventos transitorios surgen por la interacción entre ondas (los cavitones) y entre ondas y partículas (las SHFA) en el antechoque (e.g. Rojas, 2015).

El estudio realizado en este trabajo permitió observar las características de diferentes eventos transitorios en el antechoque y la magnetofunda terrestres. Los resultados obtenidos reforzaron la información previamente publicada, pero también sugieren nuevas posibilidades como que las cavidades pueden tener tamaños mayores a los esperados. También se sugieren dos nuevos métodos para estimar el tamaño de las estructuras observadas: el utilizado para los eventos vistos por una nave, explicado en la sección 5.1; y el utilizado con el evento multinave de la sección 5.5, a partir de las posiciones de las naves.

Como trabajo a futuro sigue estudiar nuevos eventos transitorios utilizando mediciones de otras naves, como CLUSTER o MMS (Magnetospheric Multiscale). Se buscarán datos de alta resolución para poder estudiar mejor los interiores de estos eventos, así como las ondas que los rodean. Queda pendiente también analizar más eventos multinave que permitan conocer mejor las dimensiones de estas estructuras, así como su evolución en el tiempo. Por último, como trabajo a futuro se buscarán y estudiarán estructuras transitorias asociadas a choques de otros planetas.

# Referencias

- Baumjohann, W., & Treumann, R. A. (1997). Basic space plasma physics. World Scientific.
- Billingham, L., Schwartz, S. J., & Sibeck, D. G. (2008, November). The statistics of foreshock cavities: Results of a Cluster survey. In *Annales geophysicae: atmospheres, hydrospheres and space sciences* (Vol. 26, No. 12, p. 3653).
- Blanco Cano, X. (2010). Bow shocks in the solar wind: Lessons towards understanding interplanetary shocks. In *Twelfth International Solar Wind Conference* (Vol. 1216, No. 1, pp. 459-465). AIP Publishing.
- Blanco Cano, X., Kajdič, P., Omid, N., & Russell, C. T. (2011). Foreshock cavities for different interplanetary magnetic field geometries: Simulations and observations. *Journal of Geophysical Research: Space Physics* (1978–2012), 116(A9).
- Chen, F. F., & von Goeler, S. E. (1985). Introduction to plasma physics and controlled fusion volume 1: Plasma physics. *Physics Today*, 38, 87.
- Cordero Tercero, M. G., Lara Sánchez, A., Maravilla Meza, M. D., Ortega, M., Emma, B., & Valdés Galicia, J. F. (2013). *Introducción a la física espacial*.
- Cranmer, S. R. (2002). Coronal holes and the high-speed solar wind. *Space Science Reviews*, 101(3-4), 229-294.
- Eastwood, J.P., Lucek, E.A., Mazelle, C. et al. *Space Sci Rev* (2005) 118: 41. doi:10.1007/s11214-005-3824-3
- Hietala, H., & Plaschke, F. (2013). On the generation of magnetosheath high-speed jets by bow shock ripples. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 118(11), 7237-7245. ISO 690



- Hietala, H., Partamies, N., Laitinen, T. V., Clausen, L. B. N., Facskó, G., Vaivads, A., ... & Lucek, E. A. (2012). Supermagnetosonic subsolar magnetosheath jets and their effects: from the solar wind to the ionospheric convection.
- Karlsson, T., Kullen, A., Liljeblad, E., Brenning, N., Nilsson, H., Gunell, H., & Hamrin, M. (2015). On the origin of magnetosheath plasmoids and their relation to magnetosheath jets. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 120(9), 7390-7403.
- Kajdič, P., Blanco-Cano, X., Omid, N., & Russell, C. T. (2011). Multi-spacecraft study of foreshock cavitons upstream of the quasi-parallel bow shock. *Planetary and Space Science*, 59(8), 705-714.
- Kivelson, M. G., & Russell, C. T. (1995). *Introduction to space physics*. Cambridge university press.
- Le, G., & Russell, C. T. (1994). The morphology of ULF waves in the Earth's foreshock. *Solar wind sources of magnetospheric ultra-low-frequency waves*, 87-98.
- LeBlanc, F. (2011). *An introduction to stellar astrophysics*. John Wiley & Sons.
- Omid, N., Zhang, H., Sibeck, D., & Turner, D. (2013). Spontaneous hot flow anomalies at quasi-parallel shocks: 2. Hybrid simulations. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 118(1), 173-180.
- Plaschke, F., Hietala, H., & Angelopoulos, V. (2013). Anti-sunward high-speed jets in the subsolar magnetosheath. *Ann. Geophys*, 31(10), 1877-1889.
- Rojas, D. (2015). *Estructuras magnéticas cercanas al choque terrestre*. Tesis doctoral. Universidad Nacional Autónoma de México.
- Russell, C. T., Luhmann J. G. & Strangeway R. J. (2016). *Space Physics. An Introduction*. Cambridge university press.
- Sibeck, D. G., Phan, T. D., Lin, R., Lepping, R. P., & Szabo, A. (2002). Wind observations of foreshock cavities: A case study. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 107(A10).

- Stix, M. (2003). On the time scale of energy transport in the Sun. *Solar Physics*, 212(1), 3-6.
- Woolsey, L. N. (2016). *Magnetic Influences on the Solar Wind* (Ph. D. Dissertation). arXiv preprint arXiv:1605.04318.
- Zhang, H., Sibeck, D. G., Zong, Q. G., Omid, N., Turner, D., & Clausen, L. B. N. (2013). Spontaneous hot flow anomalies at quasi-parallel shocks: 1. Observations. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 118(6), 3357-3363.