



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

INTERACCIÓN DEL VIENTO SOLAR CON CUERPOS PLANETARIOS

T E S I S

QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE
MAESTRA EN CIENCIAS DE LA TIERRA

PRESENTA

AMANDA ROMERO AVILA

TUTOR

DRA. XOCHITL G. BLANCO CANO
INSTITUTO DE GEOFÍSICA

MIEMBROS DEL COMITÉ TUTOR:

DR. PRIMOŽ KAJDIČ, INSTITUTO DE GEOFÍSICA
DR. JULIO J. MARTINELL BENITO, INSTITUTO DE CIENCIAS NUCLEARES

CIUDAD DE MÉXICO, ABRIL DE 2019



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.

Interacción del Viento Solar con Cuerpos Planetarios

Amanda Romero Avila

Índice general

| | |
|--|-----------|
| 1. Introducción | 1 |
| 1.1. El viento solar y los choques de proa | 3 |
| 1.2. Ondas e inestabilidades | 9 |
| 1.3. Métodos e instrumentos | 10 |
| 1.3.1. Misiones | 10 |
| 1.3.2. Métodos | 13 |
| 2. Tierra | 15 |
| 2.1. Interacción de la Tierra con el viento solar | 16 |
| 2.1.1. Ondas y eventos transitorios río arriba de la Tierra | 20 |
| 2.2. Análisis de ondas y eventos transitorios en el antechoque terrestre | 30 |
| 3. Mercurio | 40 |
| 3.1. Interacción de Mercurio con el viento solar | 42 |
| 3.1.1. Ondas y eventos río arriba de Mercurio | 45 |
| 3.2. Análisis de ondas y eventos transitorios en el antechoque de Mercurio | 46 |
| 4. Saturno | 55 |
| 4.1. Interacción de Saturno con el viento solar | 55 |
| 4.1.1. Ondas y Eventos transitorios río arriba de Saturno | 59 |
| 4.2. Análisis de ondas en el antechoque de Saturno | 62 |
| 5. Marte | 68 |
| 5.1. Interacción de la Marte con el viento solar | 68 |
| 5.1.1. Ondas río arriba de Marte | 71 |
| 5.2. Análisis de ondas río arriba de Marte | 74 |
| 6. Discusión y Conclusiones | 80 |
| 6.1. El choque de proa | 80 |
| 6.2. Ondas ULF y eventos transitorios | 81 |
| 6.2.1. Ondas de 30 segundos | 82 |
| 6.2.2. Ondas de 3 segundos | 84 |
| 6.2.3. Ondas de 1 Hz | 85 |

| | |
|--|-----------|
| 6.2.4. Eventos transitorios | 86 |
| 6.3. Magnetosferas inducidas | 87 |
| 7. Conclusiones | 88 |

Resumen

Cuando el flujo del viento solar se encuentra con una magnetosfera planetaria se forma un choque de proa río arriba del planeta, conocido como choque de proa, donde la energía del viento solar se disipa. Río abajo de un choque de proa se encuentra la región de la magnetofunda y río arriba de éste se puede formar un antechoque. Así, la región de interacción de un planeta con el viento solar está formada por la magnetosfera, la magnetofunda, el choque de proa y el antechoque. Algunos de los procesos que ocurren y forman las regiones de interacción del viento solar con la Tierra, Mercurio y Saturno son los mismos, o son similares, por lo que es de esperarse que existan muchas similitudes entre estas regiones de interacción. Sin embargo, existen también muchas diferencias, como el tamaño magnetosférico, la distancia heliocéntrica, o la intensidad y orientación del campo magnético interplanetario en la órbita de cada uno.

En este trabajo se realiza una caracterización de las regiones de interacción de los planetas con el viento solar basado en las características de las estructuras río arriba, especialmente ondas de frecuencia ultra baja (ULF, del inglés *Ultra Low Frequency*), del choque de proa de cada uno de éstos, considerando que los mecanismos de generación son los análogos en todos los planetas pero tomando en cuenta los valores de los parámetros propios de cada sistema. Los planetas estudiados son la Tierra, Mercurio, Saturno y Marte, que por su falta de campo magnético tiene una región de interacción particular que sirve como punto de comparación para este trabajo.

Se presentan diferentes casos de estudio de las ondas ULF en los antechoques de la Tierra, Mercurio, Saturno y Marte, y en algunos casos también se presentan eventos transitorios. Para todos los eventos se utilizó un análisis de varianza mínima y un espectro de potencias, con los cuales se pudo determinar la polarización, frecuencia y dirección de propagación de las ondas. Se encontró que ondas de diferentes frecuencias pueden estar superpuestas en un mismo intervalo; a menor distancia heliocéntrica las ondas de un mismo tipo presentan una mayor frecuencia; y que la interacción está dominada por los parámetros del viento solar río arriba de cada planeta.

Abstract

When the solar wind flow encounters a planetary magnetosphere a shock, known as bowshock, is formed upstream the planet, where the energy of the solar wind is dissipated. Downstream of a bowshock, a region called the magnetosheath is found, and upstream of the bowshock a foreshock can form. The interaction region of a planet with the solar wind is formed by its magnetosphere, the magnetosheath, the bowshock and the foreshock. Some of the processes that occur and form the interaction region of the solar wind with the Earth, Mercury and Saturn are the same, or they are similar, for which similarities between them should be expected. Nevertheless, there are also many differences, like the size of the magnetosphere, the heliocentric distance or the intensity and orientation of the interplanetary magnetic field at each planet's orbit.

In this work a characterisation of the interaction regions of the planets with the solar wind is conducted. It is based on the characteristics of structures, specially Ultra Low Frequency (ULF) waves, upstream of each bowshock, considering that some of the generating mechanisms are analogue in every planet, but taking the values of the relevant parameters at each system. The studied planets were the Earth, Mercury, Saturn, and Mars, which for its lack of magnetic field has a particular interaction region which works as a point of comparison for this work.

Different case studies of the ULF waves in the foreshocks of the Earth, Mercury and Saturn are presented. In some cases transient events case studies are also included. For all of the studied events a minimum variance analysis and a power spectrum were utilized, which allowed to determine polarization, frequency and direction of propagation of the waves. It was found that waves of different frequencies can be overlapped in a same interval. It was also found that with growing heliocentric distance waves of the same type have a smaller frequency; and that the interaction is dominated by the upstream parameters of the solar wind.

1. Introducción

La interacción del viento solar con los campos magnéticos planetarios genera cavidades magnéticas llamadas magnetosferas planetarias, las cuales impiden la entrada de la mayoría de las partículas solares a cada planeta. Por la naturaleza del viento solar, delante de la magnetosfera se forma una onda de choque, llamada choque de proa, en donde la energía del viento solar se disipa (Sulaiman et al., 2016), y éste es desacelerado, comprimido y desviado alrededor de la magnetosfera. Todos los choques de proa en el medio interplanetario son choques no colisionales, por lo que la disipación de energía ocurre por procesos distintos al de las colisiones entre partículas, siendo la reflexión de partículas el proceso más común de disipación de energía.

Dependiendo del ángulo entre el campo magnético interplanetario (IMF, del inglés *Interplanetary Magnetic Field*) y la normal río arriba del choque, por la reflexión de partículas en el choque, éstas pueden alcanzar largas distancias río arriba, que junto con las partículas incidentes del viento solar forman una región conocida como el antechoque. La interacción de estas partículas en el antechoque genera inestabilidades en el plasma, que resultan en la formación de ondas de frecuencia ultra baja (ULF del inglés *Ultra Low Frequency*). Las ondas ULF también pueden interactuar con las mismas partículas y generar estructuras transitorias río arriba del choque de proa. Río abajo del choque de proa, en la región conocida como magnetofunda, también pueden existir ondas y estructuras transitorias.

Todo lo anterior, magnetosfera, magnetofunda, y antechoque, forman la región de interacción entre un planeta con campo magnético y el viento solar. Cada región de interacción, más específicamente el antechoque, está poblado por diferentes distribuciones de iones y de ondas ULF, y en ciertos casos, por eventos transitorios como cavitones, cavidades, o anomalías de flujo caliente espontáneas (SHFA, del inglés *Spontaneous Hot Flow Anomalies*)

Aunque existen similitudes entre las regiones de interacción del viento solar con la Tierra, Mercurio y Saturno, existen también muchas diferencias. Por ejemplo, los tamaños de las magnetosferas de cada planeta son muy diferentes, el número de Mach es diferente para cada choque, así como el ángulo del campo magnético interplanetario a la altura de cada uno de ellos. En este trabajo también se considera la interacción del viento solar con Venus y Marte, que aunque no tienen una

magnetosfera intrínseca, tienen una inducida generada por la interacción del viento solar con su ionosfera. Esta región de interacción comparte similitudes con las anteriormente señaladas. Por lo anterior, es de esperarse que aunque los procesos que ocurren en las regiones de interacción del viento solar con Mercurio, Venus, Marte, Tierra y Saturno con similares o incluso los mismos, dadas las diferentes características de cada una de estas regiones, las estructuras generadas, así como los mecanismos asociados a la interacción sean diferentes.

Las observaciones terrestres son claves para el estudio general de los procesos que ocurren en los anteoques planetarios. Para conocer cómo cambian estos procesos en diferentes escenarios es necesario realizar observaciones *in situ* de otros planetas. Es importante estudiar las regiones de interacción del viento solar con planetas diferentes a la Tierra para poder ampliar el conocimiento sobre los choques no colisionales y de la física de los anteoques y magnetofundas, ya que la fuerza de un choque de proa varía con la distancia heliocéntrica, además de que el tamaño del choque de proa es diferente para cada planeta (Le et al., 2013).

En las tablas 1.1 y 1.2 se resumen y comparan los parámetros de los planetas estudiados en este trabajo.

Tabla 1.1: Parámetros planetarios y del viento solar en órbita de cada planeta estudiado. R_P se refiere al radio planetario; r a la distancia heliocéntrica; n a la densidad del viento solar; B a la intensidad del campo magnético interplanetario; Ψ al ángulo de la espiral de Parker; y M_A al número de Mach alfvénico.

| | R_P (km) | r (UA) | n (cm^{-3}) | B (nT) | Ψ | M_A |
|----------|------------|----------|--------------------------|----------|--------|-------|
| Tierra | 6371 | 1 | 10 | 6 | 45 ° | 2-8 |
| Mercurio | 2440 | 0.387 | 70 | 30 | 21 ° | <2 |
| Venus | 6052 | 0.72 | 14 | 14 | 36 ° | 3-5 |
| Marte | 3390 | 1.52 | 5 | 3 | 56 ° | 8-10 |
| Saturno | 60268 | 9.58 | 0.1 | 0.05 | 84 ° | 10-14 |

Tabla 1.2: Parámetros magnéticos de cada planeta estudiado. i se refiere a la inclinación del eje de rotación; i_M a la inclinación del eje del dipolo magnético; μ al momento dipolar magnético; R_B a la distancia del centro del planeta al punto subsolar del choque de proa; y R_M a la distancia del centro del planeta al punto subsolar de la magnetopausa.

| | i | i_M | μ (nT m ³) | R_B | R_M |
|----------|---------|---------|----------------------------|---------------|---------------|
| Tierra | 23.55 ° | +11.7 ° | 8×10^{22} | $\sim 13R_T$ | $\sim 9.5R_T$ |
| Mercurio | 0 ° | +11.0 ° | 2.6×10^{12} | $\sim 1.9R_M$ | $\sim 1.4R_M$ |
| Venus | 3.39 ° | | | $\sim 1.5R_V$ | |
| Marte | 26 ° | | $\leq 2 \times 10^{20}$ | $\sim 1.6R_M$ | $\sim 1.2R_V$ |
| Saturno | 26.7 ° | +0.0 ° | 4.6×10^{27} | $\sim 30R_S$ | $\sim 20R_S$ |

1.1. El viento solar y los choques de proa

Más del 99 % de la materia en el universo se encuentra en estado de plasma. Un plasma es un gas ionizado en donde se encuentran principalmente partículas cargadas, iones y electrones, y muy pocas partículas neutras. Un plasma es, en conjunto, cuasi-neutro; sin embargo, las partículas cargadas son suficientes para que el comportamiento del mismo esté dominado por interacciones electromagnéticas entre éstas.

Los plasmas que forman el medio estelar, interestelar e interplanetario, así como las atmósferas, ionosferas y magnetosferas planetarias, son conocidos como plasmas espaciales. Un ejemplo de éstos es el viento solar, que tiene una alta conductividad y por tanto, el campo magnético solar está “congelado” al mismo y es arrastrado junto con el viento solar a través del medio interplanetario.

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 $5 \times 10^{13} cm^{-3}$. El campo magnético en la superficie de la corona se estima del orden de 10 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 (IMF del inglés *Interplanetary Magnetic Field*).

Los hoyos coronales destacan entre sus alrededores por ser regiones con baja actividad magnética del Sol donde la temperatura es del orden de $\sim 10^5 K$ (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)(Cranmer, 2002). Durante el mínimo de un ciclo solar existen hoyos coronales de gran extensión en los polos norte y sur solares. 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 fuente de energía por la cual el viento solar es acelerado 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: p.e. 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. Cerca de las órbitas planetarias el viento solar no es un flujo estacionario, sino que el flujo es constante solamente en periodos cortos de tiempo.

En la región donde se origina el viento solar, i.e., 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”. Además, existen dos tipos de viento solar, el rápido y el lento. 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 $750km/s$ y hasta $\sim 1000km/s$. El viento solar proveniente de regiones de campo semi cerrado es el viento solar lento, que tiene velocidades promedio menores, de más o menos $350km/s$. En promedio, la velocidad del viento solar es de $400km/s$, la existencia de un viento solar rápido y uno lento hace que las variaciones en la velocidad del mismo puedan ser muy grandes (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 1.1 y 1.2, que son valores promedio medidos a la altura de cada uno de

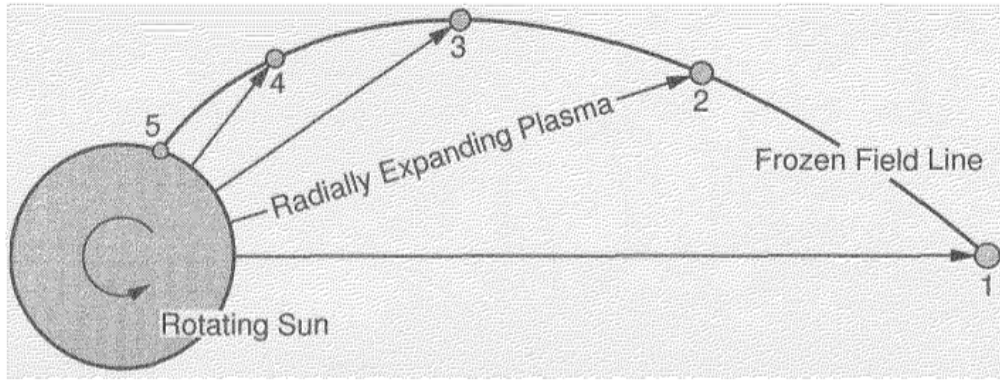


Figura 1.1: Esquema de la espiral de Arquímedes. Tomada de Baumjohann y Treumann (1997)

los planetas estudiados en este trabajo.

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: $\beta = \frac{8\pi nkT}{B^2}$ en unidades gaussianas. Cuando $\beta \approx 1$ 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, 1984).

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 resulta en 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 $\omega = 2.7 \times 10^6 \text{ rad/s}$. 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 tiempo dado. 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).

El proceso antes descrito forma con las líneas de campo magnético interplanetario una espiral, llamada espiral de Arquímedes, o espiral de Parker (Figura 1.1), cuya ecuación es:

$$r - R = -\frac{u}{\omega}(\phi - \phi_0), \quad (1.1)$$

en donde ϕ es el ángulo azimutal y ϕ_0 es el ángulo inicial cuando $r = R$, es decir

cuando la distancia heliocéntrica r es igual al radio del Sol R .

Las componentes de campo magnético para este caso son:

$$B_r(r) = B_0 \frac{R^2}{r^2}, \quad (1.2)$$

$$B_\phi(r) = B_0 \left(\frac{\omega R R}{u r} \right). \quad (1.3)$$

A la altura de la Tierra se tiene que $\omega r = 405 \text{ km/s}$ aproximadamente. Si se considera una velocidad del viento solar de 400 km/s , 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° , lo que coincide con el promedio de las observaciones. El ángulo de Parker promedio para cada planeta puede ser consultado en la tabla 1.1.

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 (i.e., Fobos).

Este trabajo está enfocado en los primeros dos tipos de interacción. El campo magnético intrínseco de los planetas magnetizados, y la ionosfera de los no magnetizados, actúan 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 o ionosfera del planeta y por tanto lo rodea.

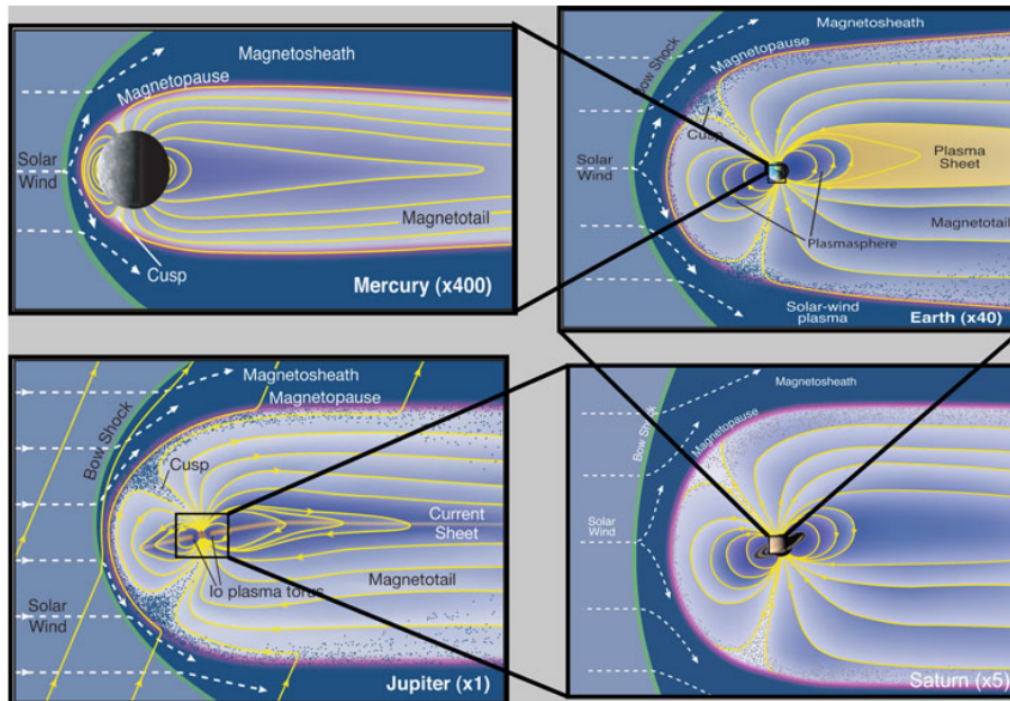


Figura 1.2: Esquemas a escala de las magnetosferas de Mercurio, Tierra, Júpiter y Saturno. Tomada de Bagenal (2013).

Mercurio, la Tierra y Saturno, tienen 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 planetario, 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 (Kivelson y Russell, 1995). La presión de la magnetosfera se equilibra con la del viento solar; así cuando la presión dinámica del viento solar aumenta, el tamaño de la magnetosfera disminuye, y viceversa. (Kivelson y Russell, 1995). En la figura 1.2 se muestra un esquema (Bagenal, 2013) de las magnetosferas de Mercurio, la Tierra, Saturno y Júpiter, aunque éste último no se incluye en este trabajo. Aunque la forma de las magnetosferas es análoga en los cuatro casos, el tamaño de éstas cambia considerablemente tanto por el tamaño del planeta, la presión dinámica del viento solar, y principalmente por la intensidad del campo magnético intrínseco de cada planeta.

Río arriba de la magnetofunda planetaria una onda de choque se forma, como su nombre lo dice, por el choque entre el viento solar, que es un flujo supermagnetosónico (es decir, un flujo magnetizado con una velocidad superior a la velocidad del sonido en el mismo), con el campo magnético terrestre, deformando este último y dándole una forma alargada. En el choque, el plasma cambia de supermagnetosónico a submagnetosónico (es decir, un flujo magnetizado con una velocidad inferior a la velocidad del sonido en el mismo). Esta región río abajo del choque de proa es conocida como magnetofunda que es la región entre la magnetopausa y la onda de choque, en donde el plasma del viento solar ya ha

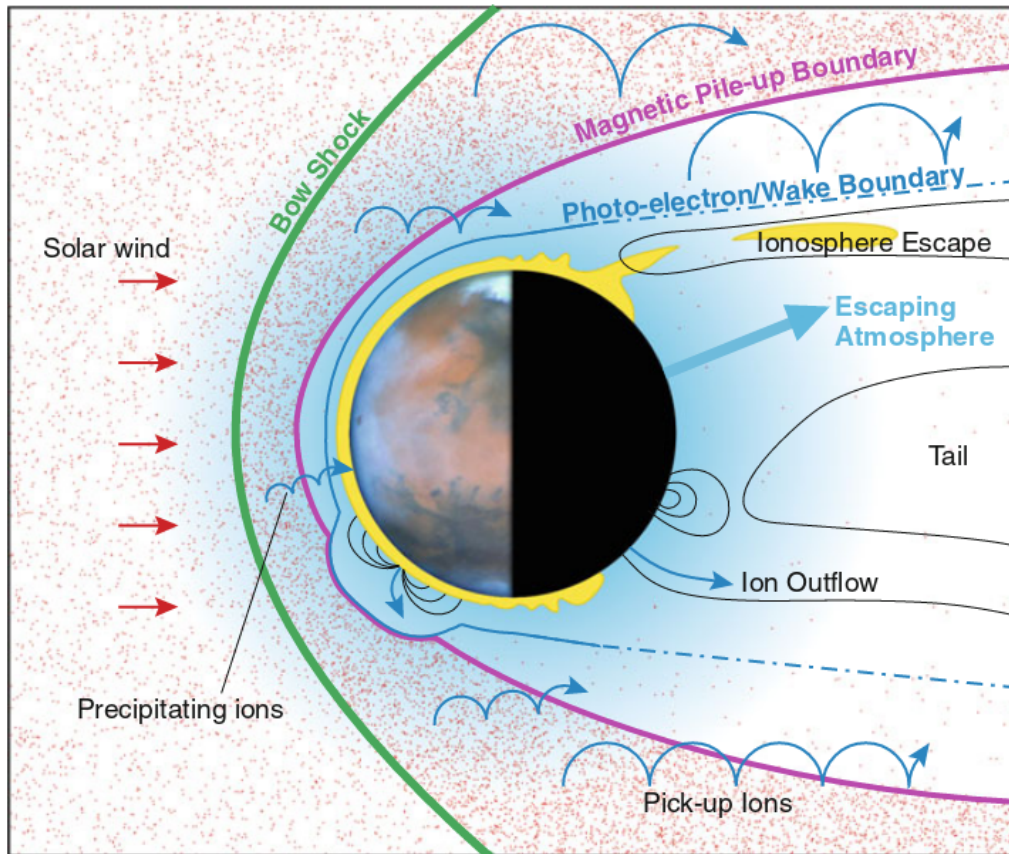


Figura 1.3: Interacción del viento solar con la atmósfera, ionosfera y remanentes magnéticos corticales de Marte. Tomada de Bagenal (2013).

sidio desacelerado y desviado.

En el caso de los planetas no magnetizados, como lo son Venus y Marte, el choque de proa se forma río arriba de la ionosfera, y al igual que en los planetas magnetizados existe una magnetofunda y una ionopausa; pero existe también una capa adicional entre estas dos, llamada capa de apilamiento (en inglés *Magnetic Pile-up Boundary*). Esta capa, antes llamada planetopausa, es una frontera del plasma que marca el inicio de la región en donde se apila el campo magnético (Trotignon et al., 1996), y es, de alguna forma, análoga a la magnetopausa de la magnetosfera inducida que se genera por este apilamiento. En la figura 1.3 se muestra un esquema de la magnetosfera inducida y ionosfera de Marte (Bagenal, 2013). En la figura están esquematizados los iones que han sido asimilados por el viento solar por procesos de asimilación de masa *Pick up ions*, los cuales juegan un papel importante en la interacción con el viento solar y son una característica propia de las regiones de interacción de planetas no magnetizados.

El comportamiento de un choque está definido en parte por el ángulo entre la normal del choque y la dirección del campo magnético del plasma río arriba (θ_{Bn}). El choque puede ser cuasi-paralelo ($\theta_{Bn} < 45^\circ$) o cuasi-perpendicular ($\theta_{Bn} > 45^\circ$). En un choque cuasi-paralelo una fracción de las partículas incidentes es reflejada

y existe un antechoque en donde la interacción entre el viento solar y los iones reflejados genera ondas electromagnéticas (Blanco-Cano, 2010). El campo magnético interplanetario a la altura de Mercurio es predominantemente radial, a la altura de la Tierra tiene en promedio un ángulo de 45° , y en Saturno es prácticamente transversal, y el choque es casi siempre cuasi-perpendicular del lado día. Por lo anterior, es de esperarse que aunque en todos los planetas estudiados se forme un antechoque, éste tendrá una ubicación diferente en cada planeta: en Mercurio el antechoque estará cerca de la nariz del choque de proa, mientras que en Saturno estará hacia los flancos de éste.

1.2. Ondas e inestabilidades

Aunque en el choque de proa la reflexión de partículas es tanto de iones como de electrones, los iones determinan, en su mayor parte, la dinámica de los choques no colisionales por portar la mayor masa, y por tanto, la mayor parte de la energía en el plasma. Al rebotar las partículas en el choque de proa se forman tanto un antechoque de electrones como uno de iones, siendo este último más complejo y relevante para este trabajo.

Las partículas reflejadas en el choque interactúan con las partículas incidentes del viento solar, y esto provoca que el plasma se vuelva inestable a ciertos modos de ondas. En el antechoque terrestre existe una asociación entre las ondas ULF y las poblaciones de iones presentes. Los iones rebotados generan inestabilidades cinéticas en el plasma, generando así ondas (Hoppe et al., 1981; Gary, 1993). Una vez formadas las ondas, éstas se propagan y pueden sufrir cambios en sus trayectorias. Dependiendo de estos cambios pueden ser o no amortiguadas, y por tanto crecer y mantenerse, o debilitarse (Rojas, 2016).

Los modos de las ondas del antechoque se originan a partir de la interacción entre las partículas del plasma del viento solar y de las partículas rebotadas en el choque. También existen interacciones onda-partícula, que pueden modificar las funciones de distribución, por lo que la dinámica de ondas y partículas en el antechoque es muy compleja (Rojas, 2016). Sumado a lo anterior, los diferentes tipos de ondas del antechoque tienen una dependencia con la geometría del choque de proa, que es determinada por el ángulo θ_{Bn} . Al menos para el caso terrestre, del cual se hablará más detalladamente en los siguientes capítulos, se ha podido establecer (Eastwood et al., 2005) cómo están asociadas las poblaciones de ondas ULF a cada población de iones.

Los estudios de las poblaciones de ondas han sido realizados principalmente en el antechoque terrestre, pero es de esperarse que los mecanismos de formación de ondas ULF sean los mismos en los antechoques de otros planetas. Sin embargo, en Marte existe otro proceso de formación de ondas asociado a la ionización de las partículas

de su exosfera, que se extiende más allá del choque de proa marciano (Dubinin y Fraenz, 2016). Los procesos de asimilación de masa río arriba del choque de proa de Marte producen iones que al interactuar vía inestabilidades resonantes con el viento solar generan un nuevo tipo de ondas, llamadas ondas protón-ciclotrón, que están caracterizadas por tener una frecuencia similar a la frecuencia de giro local de los protones. Más adelante se hablará de las ondas ULF y protón-ciclotrón río arriba de cada planeta estudiado en este trabajo con más detalles particulares. En el último capítulo de este trabajo se presenta una tabla (visible en la figura 6.1) que resume la información sobre las ondas ULF río arriba de cada uno de los planetas estudiados.

1.3. Métodos e instrumentos

En este trabajo se presenta el análisis de ondas ULF, y en algunos casos de eventos transitorios, río arriba de la Tierra, Mercurio, Saturno, y Marte. Para el análisis de cada caso de estudio se presenta una serie de tiempo, un análisis de varianza mínima (MVA, del inglés *Minimum Variance Analysis*) junto con hodogramas de las ondas, y un espectro de potencias. Los métodos mencionado se explican con detalle en las próximas secciones. Los datos de campo magnético y de plasma para la Tierra, Mercurio, Saturno, y Marte fueron obtenidos de las misiones MMS, MESSENGER, Cassini, y MAVEN, respectivamente. A continuación se presenta una breve descripción de las misiones e instrumentos utilizados, y de los métodos de análisis.

1.3.1. Misiones

MMS

La misión MMS (*Magnetospheric MultiScale*) de la NASA consiste en cuatro naves idénticas, diseñadas para estudiar la magnetosfera terrestre y obtener información sobre la física de los procesos de reconexión magnética, aceleración de partículas y de turbulencia en plasmas astrofísicos cerca de nuestro planeta. Las cuatro naves viajan en una formación tetraédrica con once instrumentos idénticos a bordo cada una.

La órbita de las cuatro naves está dividida en dos fases. Durante la fase 1 la órbita de las naves fue principalmente del lado día de la magnetosfera, en latitudes medias. Durante esta trayectoria las naves atravesaron el choque de proa varias veces hacia la región río arriba de éste, y es el tiempo en el cual los datos para este trabajo fueron obtenidos.

Los datos de campo magnético y de plasma utilizados en este trabajo fueron obtenidos por los instrumentos FGM (*FluxGate Magnetometer*, y DIS (*Dual Ion Sensors*), respectivamente. El FGM forma parte del conjunto de instrumentos *Fields*

Suite, formado por seis instrumentos diseñados para medir campos eléctricos y magnéticos. Los datos de campo magnético obtenidos tienen una resolución de 16 mediciones por segundo. el DIS es un sensor del instrumento *Fast Plasma Investigation*, que forma parte del conjunto *Hot Plasma Composition Analyzer Suite*, diseñados para medir flujos de iones y electrones y las propiedades del plasma. Los datos de plasma utilizados en este trabajo tienen una resolución de trece mediciones por minuto.¹

Los datos de la misión MMS utilizados en este trabajo se presentan en coordenadas GSE. El sistema coordinado GSE (del inglés *Geocentric Solar Ecliptic*) tiene como centro la Tierra. El eje X es una línea en dirección al Sol, el eje Z apunta hacia el norte de la eclíptica, y el eje Y completa el sistema de la mano derecha tangente a la órbita. El sistema coordinado GSE está fijo con respecto a la línea Sol-Tierra.

MESSENGER

La misión MESSENGER Messenger (*MErcury Surface, Space ENvironment, GEOchemistry, and Ranging* de la NASA fue la primera en colocarse en órbita alrededor de Mercurio. Fue lanzada el 3 de agosto de 2004 y entró en órbita con Mercurio el 18 de Marzo de 2011. Originalmente esta misión duraría un año, pero funcionó por casi cuatro años hasta que la NASA decidió dar por terminado el proyecto e hizo colisionar a MESSENGER con Mercurio el 30 de abril de 2015. El objetivo de esta misión fue crear un mapa global de Mercurio, un modelo tridimensional de la magnetosfera y estudiar los elementos volátiles presentes en los cráteres de la superficie.

MESSENGER llevaba a bordo 9 instrumentos diseñados para medir altitud, partículas, composición del plasma, y campo magnético. Este último fue medido con el instrumento *MAG*, diseñado para medir el campo magnético alrededor de Mercurio y determinar la fuerza y posición promedio del campo. Los datos utilizados en este trabajo fueron obtenidos de este instrumento y la resolución de los mismos es de veinte mediciones por segundo.²

Los datos de la misión MESSENGER utilizados para este trabajo se presentan en coordenadas RTN (Radial-Tangencial-Normal). En este sistema coordinado la componente radial, R , es una línea del Sol a la nave; la componente tangencial, T , es paralela al plano solar ecuatorial y perpendicular a la componente R ; y la componente normal, N , completa de acuerdo a la convención el sistema de la mano derecha.

¹Para obtener más información sobre la misión MMS visitar el portal en línea de la misma: <https://mms.gsfc.nasa.gov/index.html>.

²Para obtener más información sobre la misión MESSENGER visitar el portal en línea de la misma: <http://messenger.jhuapl.edu/>.

Cassini

La misión Cassini, oficialmente llamada Cassini-Huygens, fue una colaboración de la NASA, la agencia espacial europea, y la agencia espacial italiana, diseñada para estudiar al planeta Saturno, su ambiente y su sistema, incluyendo sus anillos y satélites. La nave fue lanzada en octubre de 1997, llegó a Saturno en julio de 2004, y concluyó en septiembre de 2017.

La nave llevaba a bordo doce instrumentos, entre ellos radares, espectrómetros y un magnetómetro. Este último fue diseñado para medir el campo magnético planetario y las interacciones dinámicas en el ambiente planetario. Estaba compuesto por dos sensores para medir el campo magnético de forma escalar y vectorial. Los datos utilizados en este trabajo fueron obtenidos de este instrumento y tienen una resolución de ocho mediciones por segundo.³

Los datos reportados de la misión Cassini se presentan en coordenadas KSO (del inglés *Kronocentric Solar Orbital*), en el cual el centro del sistema es Saturno, la dirección X apunta de Saturno al Sol, la dirección Z es paralela al plano orbital de Saturno con la dirección normal hacia arriba, y la dirección Y completa el sistema de la mano derecha tangente a la órbita.

MAVEN

La misión MAVEN (*Mars Atmosphere and Volatile EvolutioN*) fue desarrollada y lanzada en octubre de 2013 por la NASA para estudiar la atmósfera y ionosfera marcianas desde su órbita, y su interacción con el Sol y el viento solar. Más específicamente para entender cómo a través del paso del tiempo su atmósfera y agua superficial se fueron perdiendo, pues se piensa que en algún momento éstas fueron abundantes.

La nave lleva a bordo un conjunto de ocho instrumentos, entre éstos MAG, para medir campo magnético y SWIA (*Solar Wind Ion Analyzer*), que fueron de los cuales se obtuvieron los datos de campo magnético y de plasma utilizados en este trabajo. Las mediciones de campo magnético del instrumento MAG tienen una resolución de 32 mediciones por segundo, y las del SWIA, de una medición cada cuatro segundos.⁴

Los datos reportados de la misión MAVEN se presentan en coordenadas MSO (del inglés *Mars-centered Solar Orbital*), en el cual el centro del sistema es Marte, la dirección X apunta de Marte al Sol, la dirección Y es antiparalela a la velocidad orbital de Marte, y la dirección Z completa el sistema de la mano derecha.

³Para obtener más información sobre la misión Cassini visitar el portal en línea de la agencia espacial europea de la misión: <http://sci.esa.int/cassini-huygens/>.

⁴Para obtener más información sobre la misión MAVEN visitar el portal en línea de la misma: https://www.nasa.gov/mission_pages/maven/overview/index.html.

1.3.2. Métodos

Análisis de Varianza Mínima

El propósito principal del MVA es obtener una estimación de la dirección normal a un frente de onda a partir de datos de una sola nave. Gracias a la alta resolución de los magnetómetros de las naves se pueden obtener muchas mediciones del vector de campo magnético en un intervalo. La técnica de varianza mínima identifica la dirección en la cual $\vec{B} \cdot \hat{n}$ tiene una varianza mínima (Sonnerup y Scheible, 1998).

Si una onda es circular o elípticamente polarizada, las mediciones de una sola nave son suficientes para determinar, con una ambigüedad de 180° , la dirección de propagación pues la dirección de propagación es a lo largo de la dirección en la cual las variaciones en el campo magnético debidas a la onda son mínimas. Si existe una superposición de ondas con varias direcciones, la variación en el campo magnético será un elipsoide cuyo eje menor o dirección de mínima varianza representa una dirección de propagación promedio (Hoppe et al., 1981).

Para encontrar la dirección de varianza mínima se calcula la varianza y varianza cruzada durante el periodo de interés y se resuelve el problema de eigenvalores para encontrar los eigenvectores que corresponden con el eje principal del elipsoide de varianza, mientras que los eigenvalores corresponden a las variaciones a lo largo de este eje (Sonnerup y Cahill, 1967).

La representación de hodograma magnético es una curva en el espacio construida dibujando vectores con las direcciones del campo en el orden medido. Usualmente se muestran las proyecciones de éste en un plano tangencial o lateral al frente de onda. (Sonnerup y Scheible, 1998). En este trabajo se presenta, para cada caso de estudio, un hodograma lateral, con el cual se puede determinar si la onda tiene una polarización circular y su orientación; y uno tangencial, en el cual se pueden ver las fluctuaciones magnéticas a lo largo de la dirección de propagación de la onda.

Espectro de Potencias

El espectro de potencia de una serie de tiempo describe la distribución de potencia en los componentes de frecuencia que componen esa señal. De acuerdo con el análisis de Fourier, cualquier señal física puede descomponerse en una serie de frecuencias discretas, o un espectro de frecuencias en un rango continuo. La densidad espectral de potencia es una función de una variable de frecuencia asociada con una serie de tiempo que tiene unidades de potencia por frecuencia. Este análisis es útil para determinar en cuántas y cuáles componentes de frecuencia está compuesta una señal.

Para una señal dada, o en este caso una serie de tiempo, con el espectro de potencias puede obtenerse gráficamente la porción de la potencia de la señal, en energía por unidad de tiempo, por intervalos de frecuencia. La forma más común de

generar un espectro de potencia es mediante el uso de una transformada de Fourier discreta, pero también se pueden usar otras técnicas como el método de máxima entropía (Press et al., 1992). En este trabajo el análisis de espectro de potencias es realizado de la primera forma.

2. Tierra

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). La presión magnética de la magnetosfera se equilibra con la presión dinámica 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 2.1 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 formando una cavidad magnética, llamada magnetosfera. Por el choque el plasma se vuelve submagnetosónico dentro de la magnetofunda, que es la región entre la magnetopausa y el choque de proa. 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:

$$\rho u_{VS}^2 = \left(\frac{B^2}{8\pi} \right)_{Mag} = \frac{\left[B_0 \left(\frac{R_T}{d} \right)^3 \right]^2}{8\pi}. \quad (2.1)$$

La ecuación anterior es conocida como la ecuación de Chapman-Ferraro. De la anterior se obtiene, a partir de valores observados, que la distancia a la Tierra es de 9.5 RT:

$$r = \left(\frac{B_0^2}{8\pi\rho u^2} \right)^{1/6} (2^{1/3})R_T = 9.5R_T. \quad (2.2)$$

El resultado anterior coincide con los valores promedio de las las observaciones del lado día. Esta distancia puede variar dependiendo de la actividad solar. En las ecuaciones anteriores se considera una velocidad de 450 km/s, que es una velocidad media del viento solar. Sin embargo, si el viento solar es rápido la presión dinámica del viento solar aumenta y la distancia de la magnetopausa puede disminuir hasta 6.5 radios terrestres. En cambio, tratándose de viento solar lento esta distancia

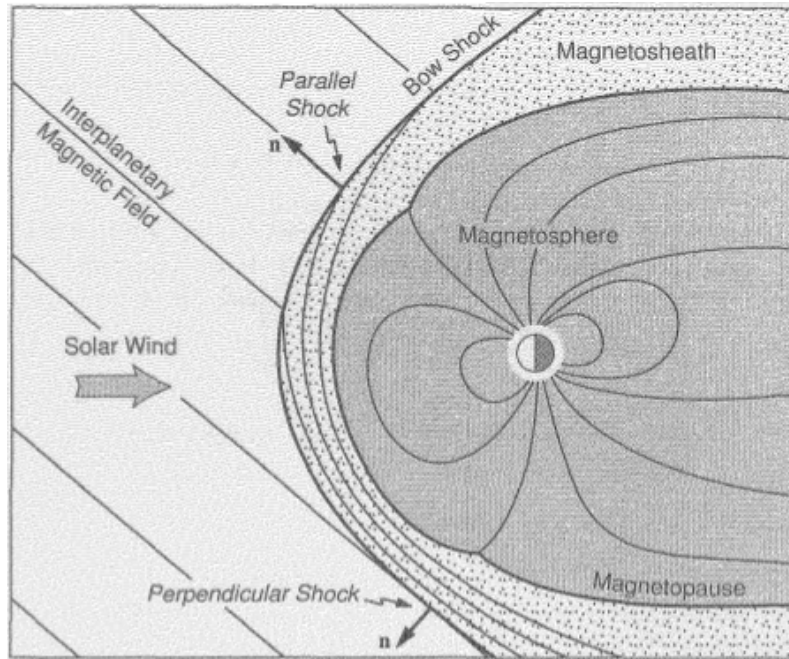


Figura 2.1: Ambiente Sol-Tierra. Tomada de Baumjohann y Treumann (1997).

puede aumentar hasta aproximadamente 14 radios terrestres. El viento solar da a la magnetosfera terrestre una forma lateral alargada hacia el lado noche, y que del lado día se extiende en promedio 9.5 radios terrestres, y más de 200 radios terrestres del lado noche (Kivelson y Russell, 1995), lo que se conoce como magnetocola. En el choque de proa el viento solar es desacelerado y se desvía hacia los costados de la magnetosfera, en donde una porción de este plasma desacelerado logra infiltrarse a la magnetosfera por la magnetocola.

Como ya se mencionó, las magnetosferas planetarias son un obstáculo para el viento solar que se propaga desde el Sol. Todos los choques de proa en el sistema solar son choques no colisionales, por lo que la disipación de energía ocurre por procesos distintos a las colisiones entre partículas, por ejemplo la reflexión de partículas en el choque.

2.1. Interacción de la Tierra con el viento solar

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

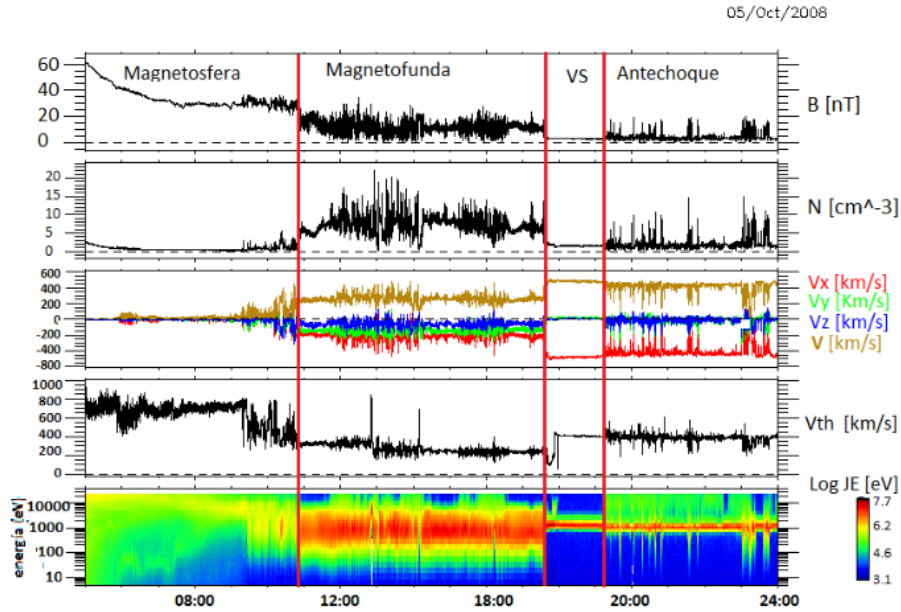


Figura 2.2: Serie de tiempo de los parámetros del plasma en las regiones de la magnetosfera, magnetofunda, viento solar y antechoque terrestres. Las líneas rojas marcan, de izquierda a derecha, la magnetopausa, el choque de proa, y la frontera entre el viento solar y el antechoque terrestre. De arriba a abajo los paneles corresponden a campo magnético, densidad, velocidad, velocidad térmica, y espectrograma de iones. De Romero Avila (2016).

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, conocida como magnetofunda, anterior a la magnetopausa. En la figura 2.2 se muestra una serie de tiempo (Romero Avila, 2016) de las regiones del viento solar, el antechoque (del cual se hablará más adelante), el choque de proa, la magnetofunda y la magnetosfera terrestre, observadas con la misión THEMIS.

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 β 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 súper 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 (θ_{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 súper crítico, 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 1.5×10^{11} metros. La beta del plasma del choque va de 0.1 a 1, y dependiendo de θ_{Bn} 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). 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 radio de giro y una mayor temperatura perpendicular (Blanco-Cano, 2010).

En el perfil de campo magnético de un choque cuasi-perpendicular (figura 2.3 se puede observar que 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, y en un *overshoot* después de ésta, el cuál muestra un máximo local del campo magnético debido al punto de regreso de los iones giratorios inicialmente transmitidos (Blanco-Cano, 2010). En el choque cuasi-paralelo, 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 cuasi-paralelo 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 cuasi-paralelo 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).

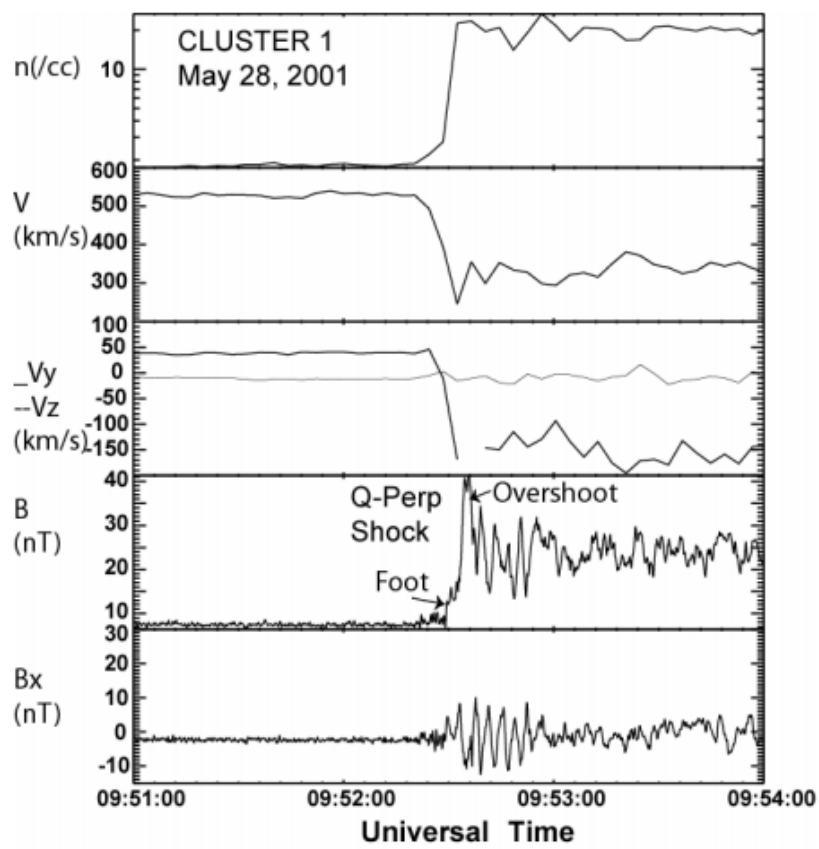


Figura 2.3: Serie de tiempo de parámetros de plasma y campo magnético de un choque cuasi-perpendicular. La señalización Q-Perp Shock se refiere al choque cuasi-perpendicular. De Blanco-Cano (2010).

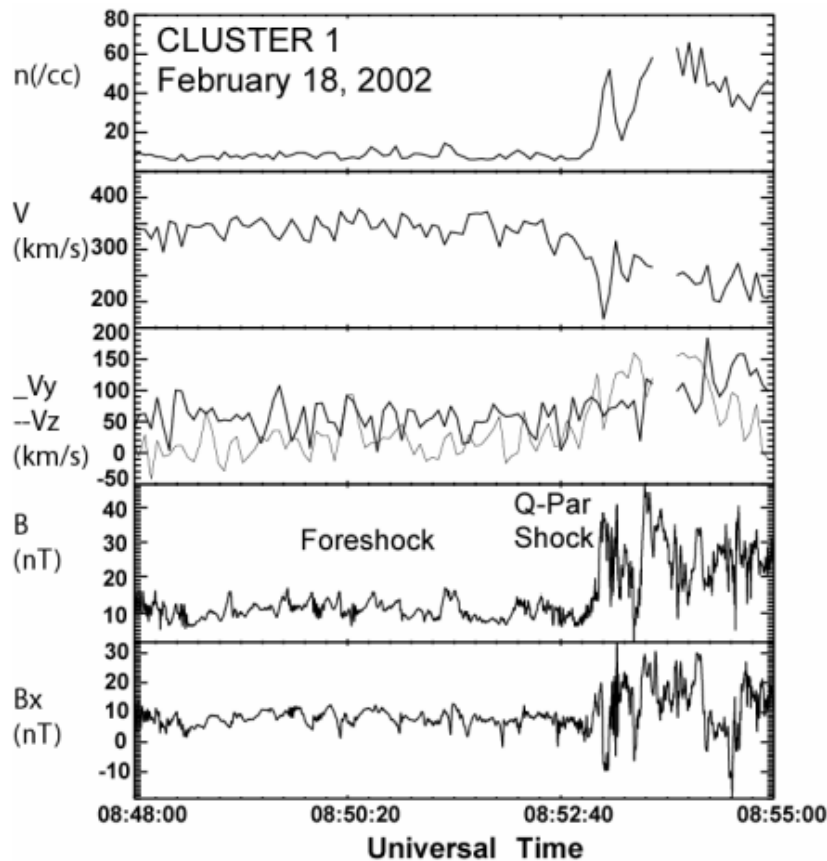


Figura 2.4: Serie de tiempo de parámetros de plasma y campo magnético de un choque cuasi-paralelo. La señalización Q-Par Shock se refiere al choque cuasi-paralelo. De Blanco-Cano (2010).

Los electrones por ser más ligeros son llevados río arriba más allá que los iones, que son más pesados, por lo que existe un antechoque de electrones y otro de iones. En la figura 2.4 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).

2.1.1. Ondas y eventos transitorios río arriba de la Tierra

El antechoque de electrones es una banda 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. La formación de inestabilidades es la forma de redistribuir energía acumulada en un estado no equilibrado. Las fuentes de energía libre, como gradientes de energía, masa o momento, o inhomogeneidades en el plasma, y en menor escala las deformaciones en las funciones de distribuciones de partículas dan lugar a estas inestabilidades,

que pueden evolucionar en ciertos modos de ondas. Las ondas predominantes en el antechoque de electrones son ondas de Langmuir y ondas híbridas superiores. Al formarse las ondas los electrones se desaceleran y son dispersados formando así una distribución isotrópica (Rojas, 2015).

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 promedio se encuentra alineada a la dirección del CMI. Las distribuciones de IAC tienen una temperatura anisotrópica (primer panel de la figura 2.5. 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 $\sim 1keV$ y típicamente $< 10keV$. 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 (segundo panel de la figura 2.5. 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, es decir, que sus distribuciones de velocidades ocupan todo el espacio de velocidades, y evolucionaron a una distribución difusa (tercer panel de la figura 2.5.

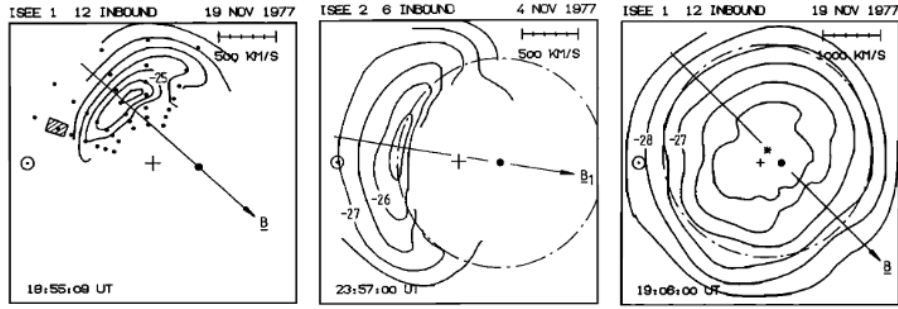


Figura 2.5: Isocontornos de densidad de distribuciones de iones alineados al campo (izquierda), intermedios (en medio) y difusos (derecha), realizados a partir de mediciones de ISEE 1 y 2. Adaptada de Paschmann (1981).

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 (Rojas, 2015; Le y Russell, 1994). Adicionalmente, en la figura 2.6 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 en 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, $\delta B/B \sim 0.2$ y se propagan entre 20° y 40° de la dirección del campo magnético. Su polarización observada depende de la dirección de propagación relativa a la dirección de propagación del viento solar, pero se piensa que naturalmente

tienen polarización derecha en el marco de referencia del plasma.

- Ondas de 3 segundos: se propagan casi en la misma dirección del campo magnético con periodos de 3 segundos y son vistas en regiones 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 iones intermedios, mientras que las ondas más evolucionadas en la porción cuasi-paralela se asocian a iones difusos.
- Ondas de 30 segundos: tienen una longitud de onda del orden de un radio terrestre, 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 antechoque existe una gran variedad de ondas, las que poseen frecuencias ultra bajas (ULF, del inglés *Ultra Low Frequency*), 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 ULF, 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 poco compresivas, mientras que las ondas de este tipo más compresivas están asociadas a iones difusos. Las ondas ULF se observan comúnmente río arriba de 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), estructuras magnéticas con 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 ULF, teniéndose así un antechoque de electrones y uno de iones, en donde se encuentran las ondas ULF. En la figura 2.7 se muestra un esquema de la localización de las poblaciones de iones y las ondas ULF en el antechoque terrestre.

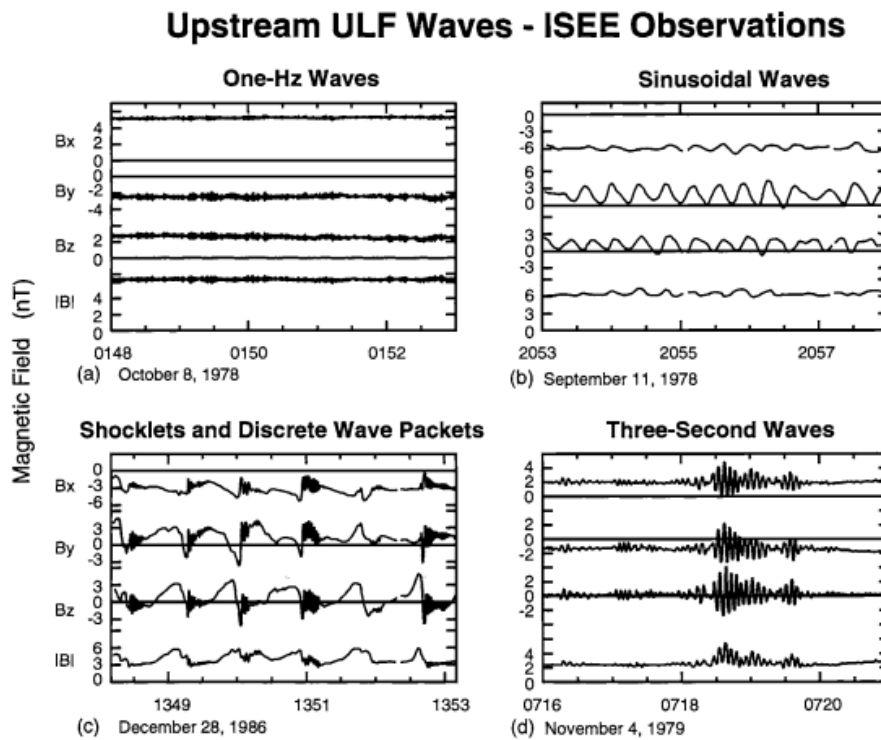


Figura 2.6: Observaciones de diferentes tipos de ondas ULF en el antechoque terrestre: (a) ondas de 1 Hz, (b) ondas sinusoidales, (c) shocklets, y (d) ondas de tres segundos. De Le y Russell (1994).

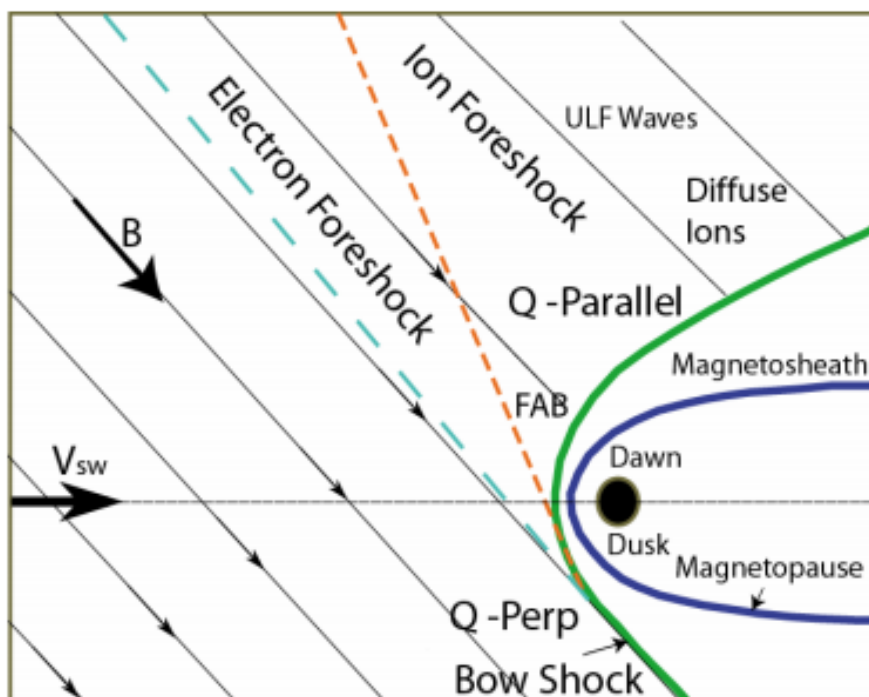


Figura 2.7: El choque de proa y el antechoque terrestres. Las regiones cuasi-paralela y cuasi-perpendicular están indicadas, así como el antechoque de electrones, el de iones, y la región de iones difusos y ondas ULF en este último. Las fronteras de cada región también están indicadas. De Blanco-cano (2010).

El anteochoque 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 anteochoque (Rojas, 2015). Entre estas estructuras de origen cinético existen cavitones, cavidades, anomalías de flujo caliente (HFA, en inglés *Hot Flow Anomaly*), anomalías de flujo caliente espontáneas (SHFA, del inglés *Spontaneous Hot Flow Anomaly*), chorros rápidos o jets (ocurren en la magnetofunda) y fronteras compresivas del anteochoque (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 anteochoque 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.

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 ULF, 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 anteochoque de iones y de la frontera de ondas ULF. Se generan por la interacción entre ondas circularmente polarizadas que se propagan en el anteochoque 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 anteochoque, 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 linealmente polarizadas (FLO, del inglés *Fast Linearly polarized Oblique*). 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 fronteras 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 ULF 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.

La figura 2.8 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 $\theta_{Bv} = 40^\circ$ (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 $4r \sim 39c/\omega_p$. El cavitón B muestra decrementos similares en densidad y en la intensidad del campo magnético, pero no hay decremento en V_x , 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

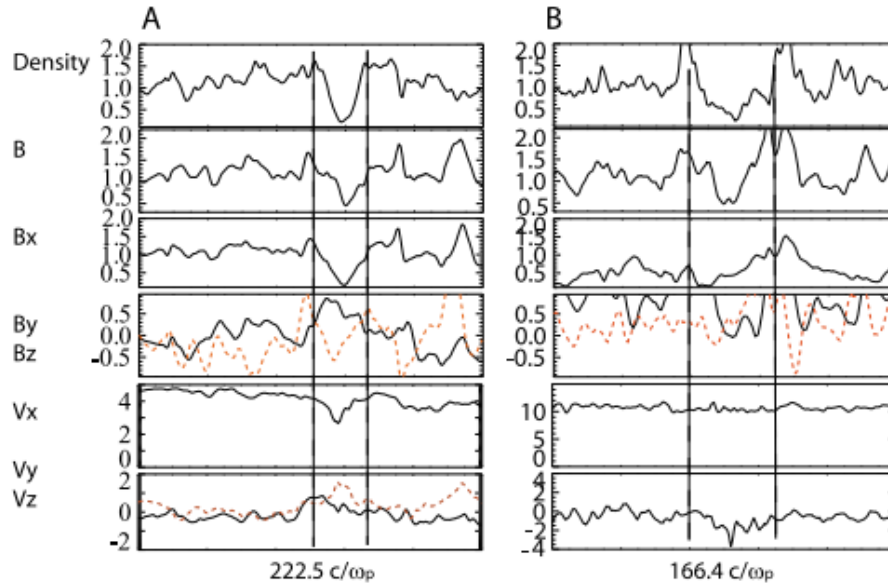


Figura 2.8: Series de tiempo de cavitones obtenidos mediante simulaciones híbridas. De Blanco-cano et al., (2011).

alrededores y su extensión es de $4r \sim 43.4c/\omega_p$. Las firmas de A y B muestran que los cavitones están inmersos en regiones con fluctuaciones compresivas y poblaciones de iones difusos.

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 2.9 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 ULF.

Los resultados de las simulaciones híbridas y las observaciones de Blanco-Cano et al. (2011) mostraron, en ambos casos, depresiones simultáneas 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).

Eventos transitorios río abajo del choque de proa: *Jets* de la magnetofunda

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

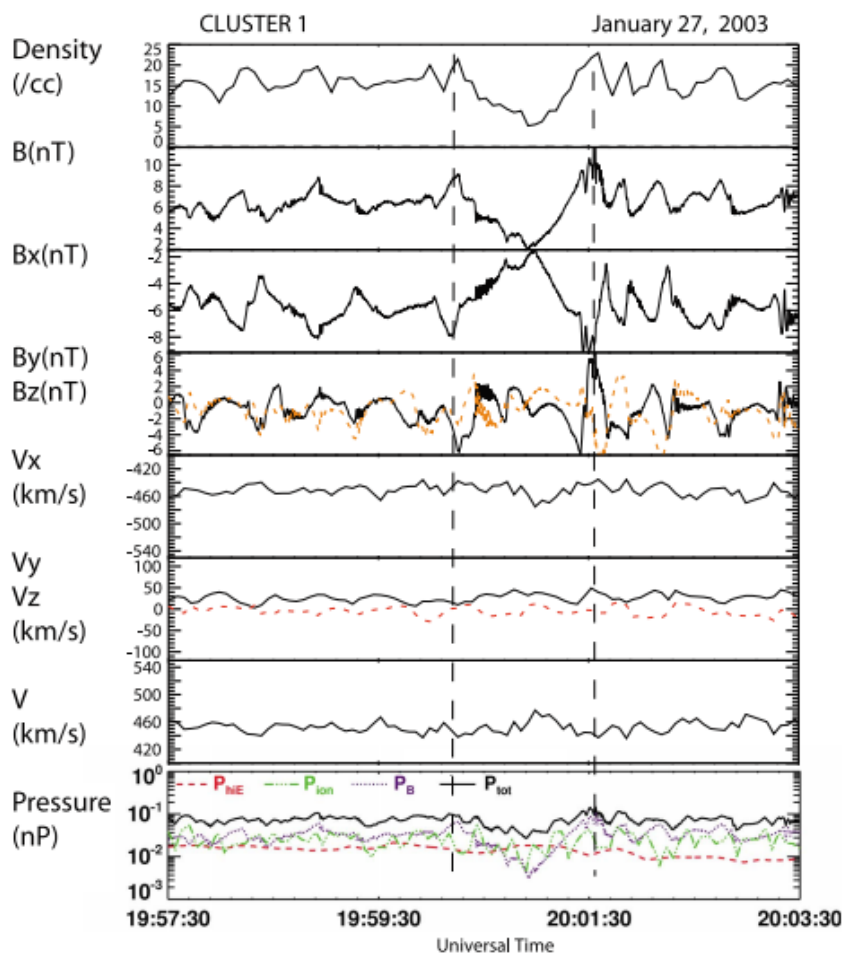


Figura 2.9: Serie de tiempo de un cavitón observado por la misión CLUSTER. De Blanco-Cano et al., (2011).

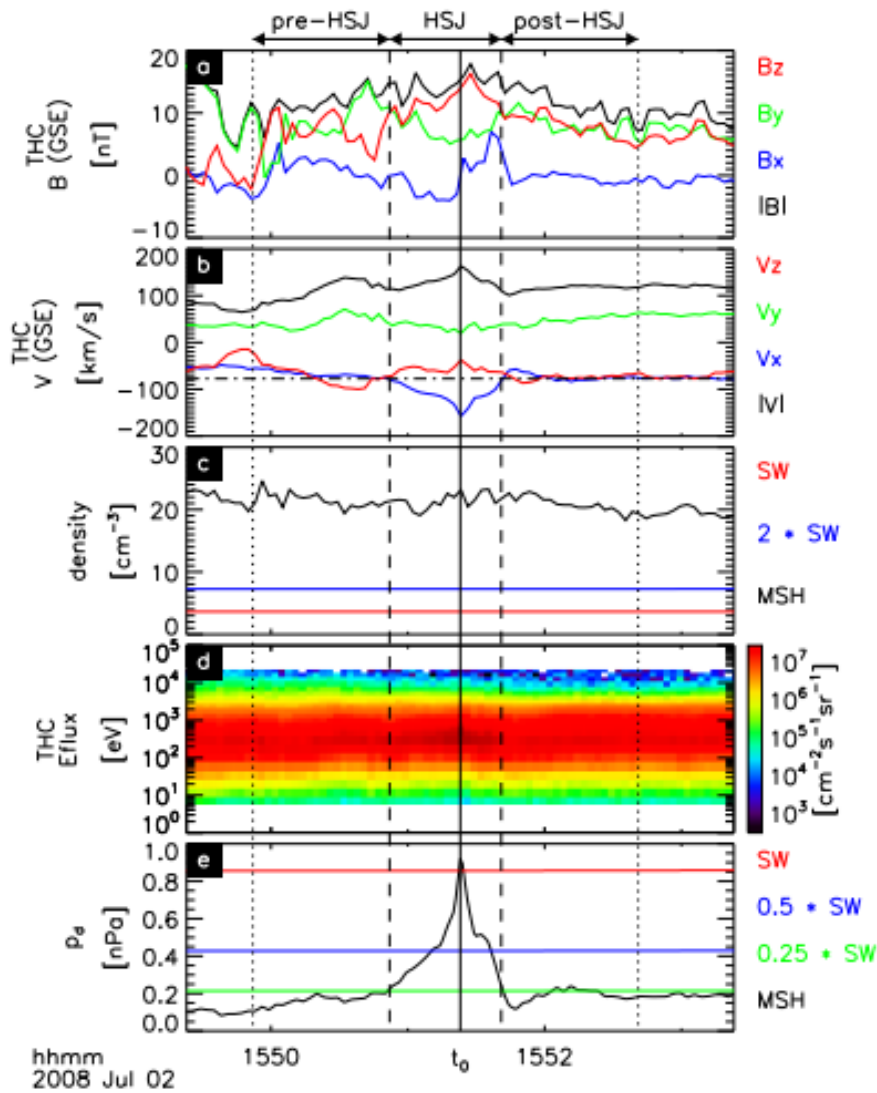


Figura 2.10: Serie de tiempo de un Jet observado por la misi3n THEMIS. De Plaschke et al. (2013).

m3s baja que en la regi3n del viento solar pr3stino. Sin embargo, pueden ocurrir aumentos transitorios en la presi3n din3mica de la magnetofunda, que cuando est3n dirigidos a la magnetopausa, tienen un fuerte efecto en el sistema magnetopausa-magnetosfera-ionosfera (Plaschke et al., 2013). R3o arriba estos aumentos pueden ocurrir por fluctuaciones en la presi3n din3mica del viento solar; pero r3o abajo otros mecanismos son necesarios, los cuales pueden resultar en aumentos globales o locales en la presi3n din3mica, pueden estar relacionados con las condiciones y variaciones del viento solar r3o arriba y pueden actuar en el anteochoque, el choque de proa y dentro de la misma magnetofunda (Plaschke et al., 2013).

Un mecanismo para la formaci3n de los chorros r3pidos sugiere que el frente del choque cuasi-paralelo es constantemente reformado por Fluctuaciones en el anteochoque, lo cual puede tener como resultado un choque cuya superficie es dispareja y ondulada, este proceso es conocido como *rippling* en ingl3s, 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 $P_{dynX} = \rho v_x^2$, de más del 50 % del valor promedio de la presión dinámica del viento solar, cumpliéndose la relación $P_{dynX Magnetofunda} > 0.5 P_{dynVientoSolar}$.

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 interna. 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 2.10 se muestra un *jet* reportado por Plaschke 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 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 todavía pendiente (Plaschke et al., 2013).

2.2. Análisis de ondas y eventos transitorios en el antechoque terrestre

En esta sección se presentarán casos de estudio de ondas ULF en el antechoque terrestre realizados a partir de observaciones de la misión MMS (Magnetospheric Multiscale) y de eventos transitorios, uno en el antechoque y otro en la magnetofunda terrestre. En todos los intervalos analizados se presenta una serie de tiempo en una figura y en otra los resultados del análisis de varianza mínima (MVA, del inglés

minimun variance analysis) junto con hodogramas y un espectro de potencias.

Ondas de 3 segundos con ondas de 1 Hz superpuestas

La figura 2.11 corresponde a la serie de tiempo de 6 de diciembre de 2015. La anterior se presenta para el campo magnético, los parámetros del plasma y los espectros de energía y de ángulo de paso. En el espectro de energía se puede visualizar un haz de partículas correspondiente al viento solar y un grupo de iones intermedios, correspondientes al antechoque. En este intervalo, y como puede verse en el espectro de potencias de la figura 2.12, existen ondas de dos frecuencias diferentes superpuestas, de 3 segundos y superpuestas a éstas, whistlers de 1 Hz. La razón entre los eigenvalores de máxima e intermedia varianza, obtenidos mediante el MVA indican qué tan circular es la polarización de una onda. Si λ_i/λ_j es cercano a 1, la onda tiene una polarización circular, y entre más grande es este valor la polarización se vuelve más elíptica. Los resultados del MVA, realizado junto con el espectro de potencias para un intervalo de un minuto marcado en la serie de tiempo, indican que las ondas son muy circulares, con $\lambda_i/\lambda_j = 1.21$, lo cual también es visible en el primer hodograma, en donde se aprecia la circularidad, especialmente de las ondas de 3 segundos, además del sentido de ésta que es opuesto para las ondas e tres segundos y para las ondas de 1 Hz. Las ondas en este intervalo son ligeramente compresivas, con un $\delta B_{Max}/B \sim 0.6$, y su ángulo de propagación respecto al viento solar es de $\theta_{Bk} \sim 9.43^\circ$.

Ondas de 10 segundos

Las figuras 2.13 y 2.14, análogas a las anteriores, corresponden a la serie de tiempo y al MVA de un intervalo de ondas de 10 segundos. En la figura 2.13, antes del intervalo con las ondas antes mencionadas, el cual está marcado entre líneas, se encuentra la región de la magnetofunda y el choque de proa aproximadamente a la 01:03:30. En la región del antechoque, en donde se encuentran las ondas estudiadas, existe una población de iones intermedios, ligeramente difusos, visible en el espectro de energía.

Estas ondas con frecuencias de 0.8Hz, son ligeramente más compresivas que las anteriores, con un $\delta B_{Max}/B \sim 0.85$ de hasta 20 nT, visible en su estructura ligeramente empinada. Su ángulo de propagación también es ligeramente mayor, θ_{Bk} de $\theta_{Bk} \sim 22.31^\circ$. Aunque para este caso se tiene que $\lambda_i/\lambda_j = 1.33$, en los hodogramas no es visible que estas ondas tengan una polarización circular.

Ondas de 30 segundos

Por último, las figuras 2.15 y 2.16 muestran la serie de tiempo y el MVA y espectro de potencias de ondas de 30 segundos. Aunque en las ondas de las figuras

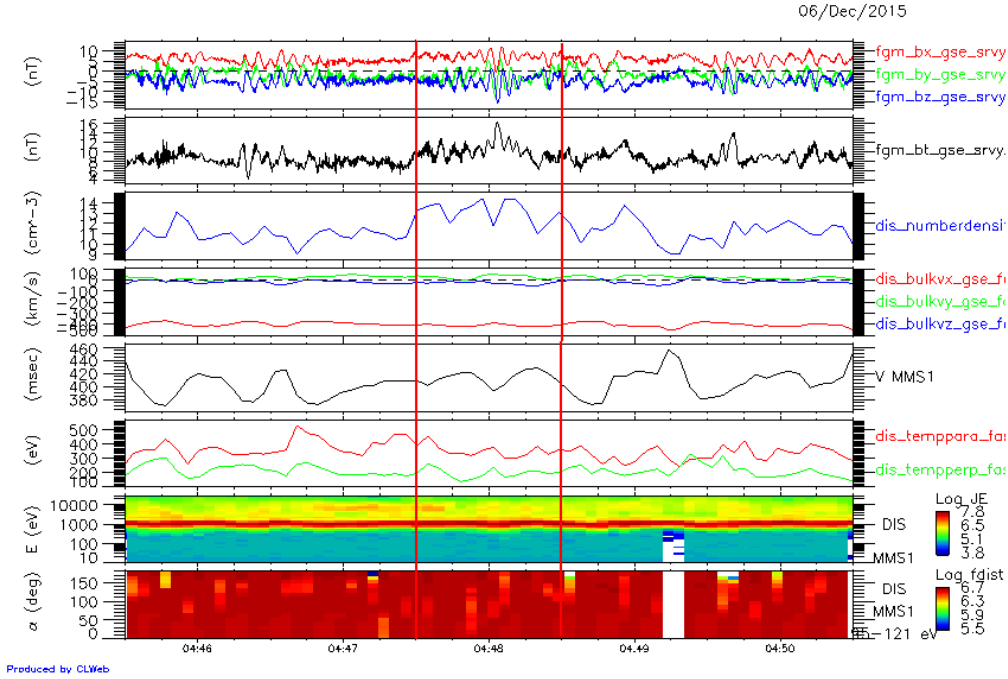


Figura 2.11: Serie de tiempo del 6 de diciembre de 2015 de las 04:45:30 a las 04:50:30 correspondiente a ondas de 3 segundos con whistlers de 1 Hz superpuestos. Los paneles de arriba a abajo son de campo magnético por componentes, campo magnético total, densidad, velocidad por componentes, velocidad total, temperatura paralela y perpendicular, espectrograma de iones, y espectrograma de ángulo de paso.

2.11 y 2.13, existe una similitud entre las series de tiempo de las ondas en el campo magnético y las fluctuaciones en densidad, en las ondas de 30 segundos de la figura 2.15 existe una correspondencia entre estos parámetros, indicando que las ondas de 30 segundos presentan fluctuaciones tanto en campo magnético como en densidad. La población de iones asociada a estas ondas es una población difusa. Estas ondas son casi sinusoidales, y aunque también hay una señal de mayor frecuencia superpuesta, no es tan fuerte. Son ondas compresivas con $\delta B_{Max}/B \sim 0.5$ del orden de 5 nT, y un ángulo de propagación $\theta_{Bk} = 28.49^\circ$. Como puede verse en los hodogramas, son ondas con una polarización medianamente circular y plana, con $\lambda_i/\lambda_j = 1.41$ y $\lambda_j/\lambda_k = 5.45$, respectivamente.

Aunque en este trabajo se presenta únicamente un ejemplo de ondas de 1 Hz, de 3 segundos, de 10 segundos y de 30 segundos, en total fueron analizados 10 intervalos con ondas en el anteochoque terrestre, en los cuales las ondas de 30 segundos fueron las más comúnmente encontradas, seguidas por las de 3 segundos. Las ondas de 3 segundos, 10 segundos y 1 Hz tienen en general polarización circular o ligeramente elíptica, mientras que en las ondas de 30 segundos no siempre es visible una polarización. En general, las ondas ULF tuvieron ángulos de propagación pequeños ($< 30^\circ$), mientras que mayores ángulos de propagación están asociados a eventos observados más cerca del choque de proa. De las ondas analizadas, las ondas de 10 segundos son las más compresivas.

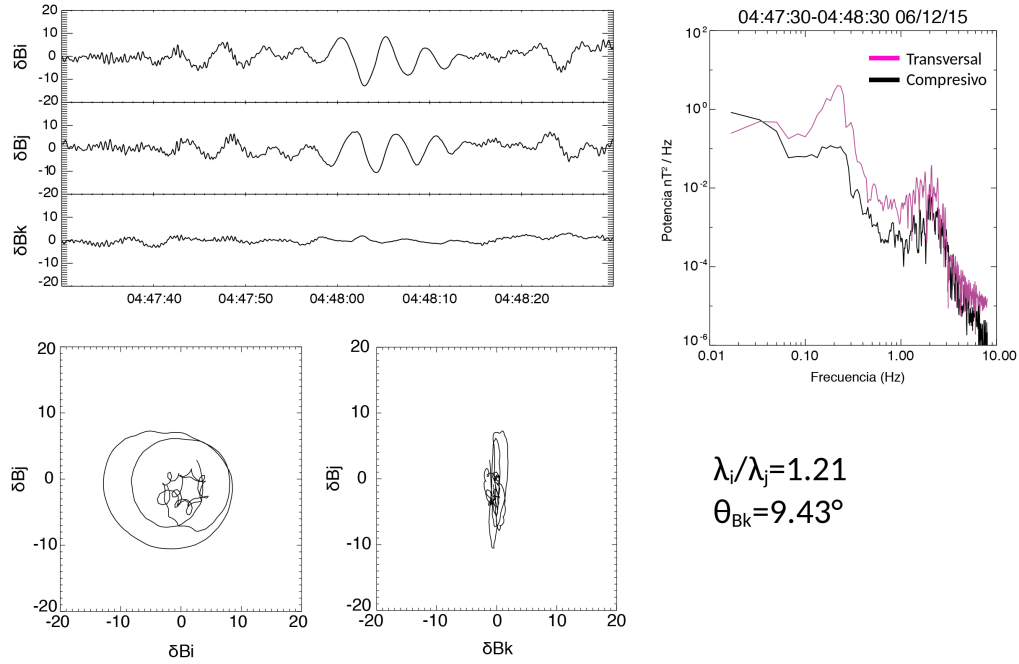


Figura 2.12: Series de tiempo de los resultados del MVA (arriba izquierda), hodogramas del eigenvalor de varianza máxima contra el de varianza intermedia (abajo izquierda) y de varianza mínima contra varianza intermedia (abajo derecha), y espectro de potencias (derecha) del intervalo marcado con líneas rojas en la figura 2.11.

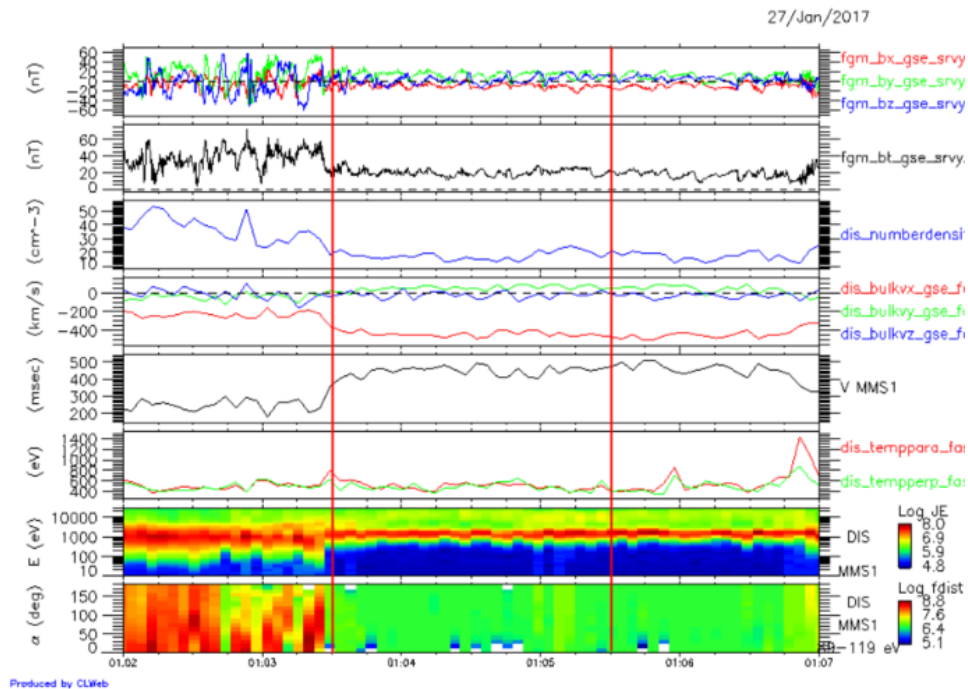


Figura 2.13: Serie de tiempo del 27 de enero de 2017 de la 01:02:00 a la 01:00:07 correspondiente a ondas de 10 segundos. Los paneles tienen el mismo formato que en la figura 2.11.

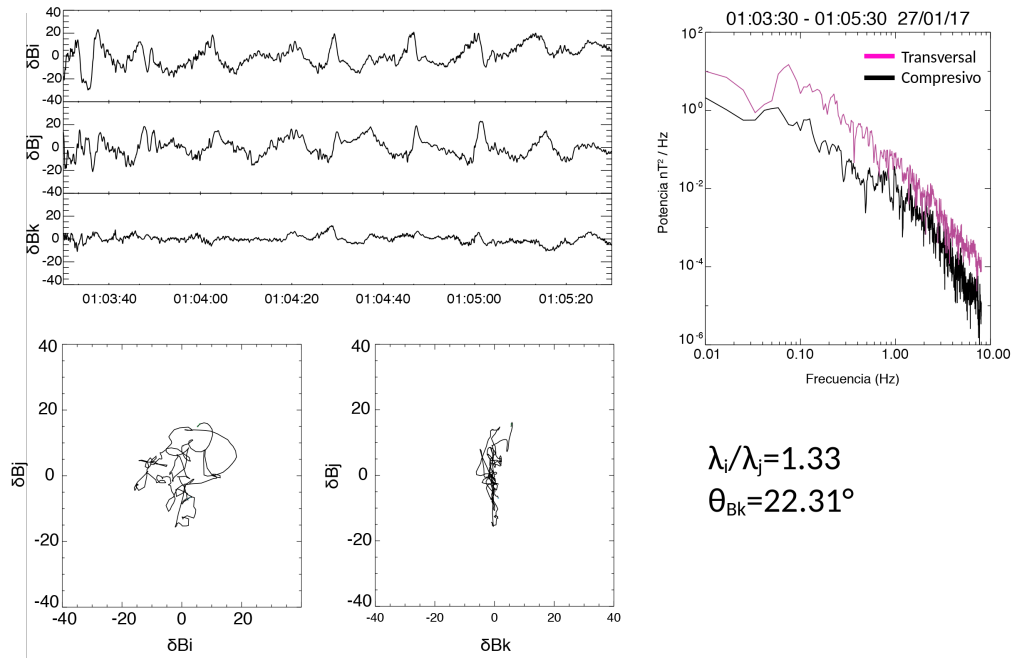


Figura 2.14: Series de tiempo de los resultados del MVA (arriba izquierda), hodogramas del eigenvalor de varianza máxima contra el de varianza intermedia (abajo izquierda) y de varianza mínima contra varianza intermedia (abajo derecha), y espectro de potencias (derecha) del intervalo marcado con líneas rojas en la figura 2.13.

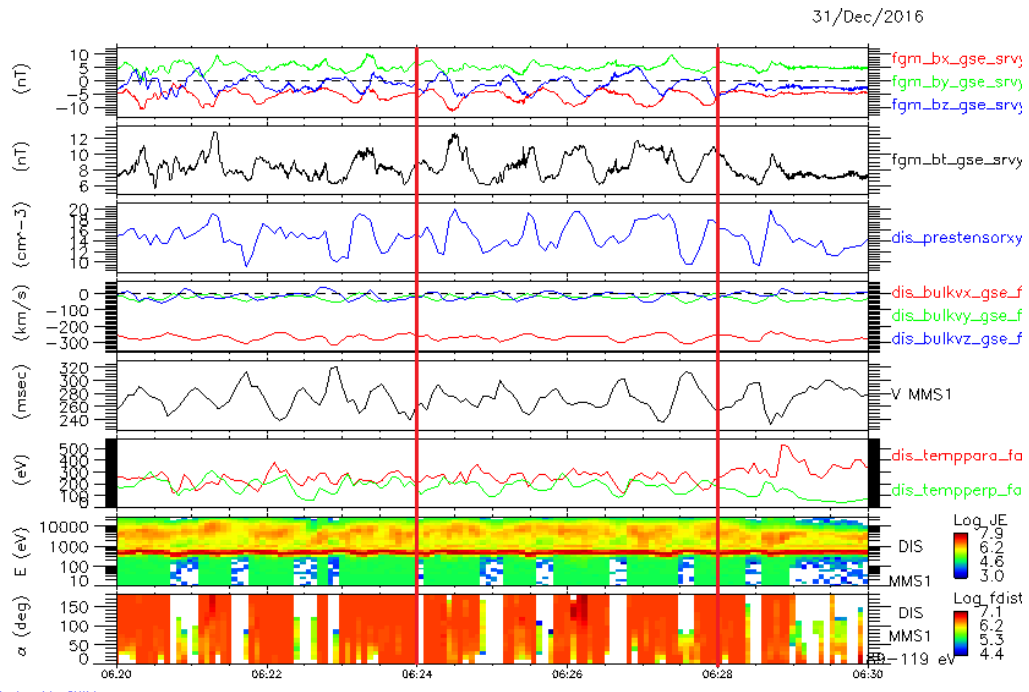


Figura 2.15: Serie de tiempo del 31 de diciembre de 2016 de las 06:20:00 a las 06:30:00 correspondiente a ondas de 30 segundos con whistlers de 1 Hz superpuestos. Los paneles son los mismos que en las figuras 2.11 y 2.13.

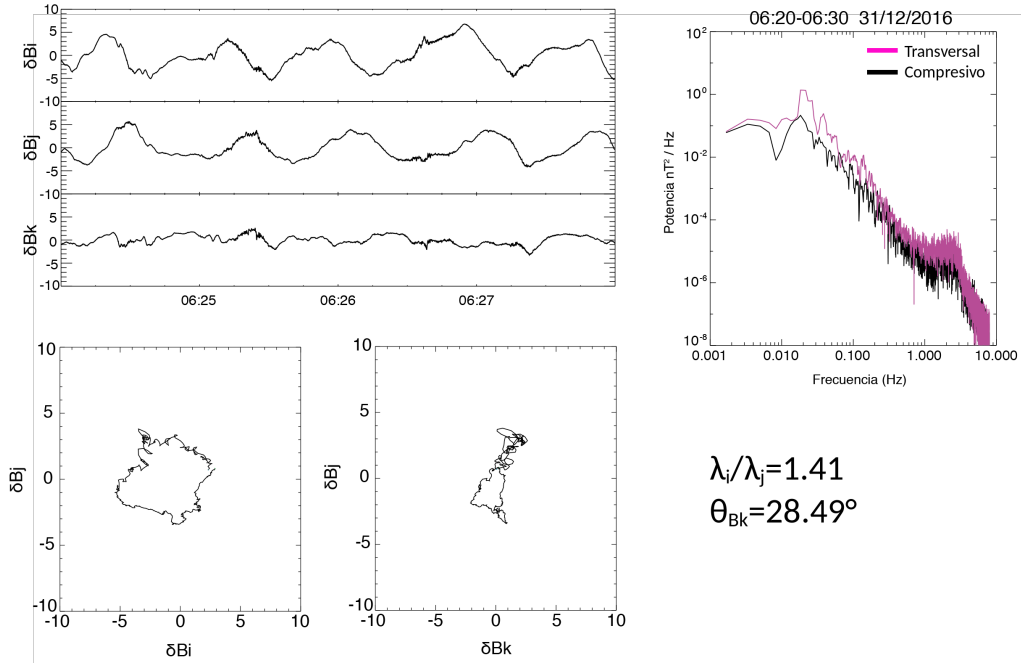


Figura 2.16: Serie de tiempo de los resultados del MVA (arriba izquierda), hodogramas del eigenvalor de varianza máxima contra el de varianza intermedia (abajo izquierda) y de varianza mínima contra varianza intermedia (abajo derecha), y espectro de potencias (derecha) del intervalo marcado con líneas rojas en la figura 2.15.

A continuación se hará una descripción de los dos eventos transitorios analizados a partir de las mediciones de MMS, un cavitón y un *jet* y un breve análisis de las ondas ULF y las distribuciones de partículas dentro y cerca de éste último.

Cavitón del antechoque

El primer evento es un cavitón del 18 de enero de 2017. Su serie de tiempo se presenta en la figura 2.17. En éste la caída tanto en campo magnético como en densidad es de aproximadamente un 50% con respecto al valor promedio de los mismos. El tamaño calculado para este cavitón es de 1.01 Radios terrestres y su duración de más o ~ 30 segundos. En el espectrograma de iones (penúltimo panel de la figura 2.17) se puede ver que la población de iones es isotrópica antes y durante el cavitón, indicando que aunque existe una caída en campo magnético y densidad, las poblaciones de iones no cambian energéticamente.

El cavitón de la figura 2.17 está rodeado por ondas ULF de 30 segundos compresivas, con $\delta B_{Max}/B \sim 0.6nT$; pero existen también fluctuaciones de mayor frecuencia tanto en las ondas que rodean al cavitón como dentro de éste. En la figura 2.18 se muestran los resultados del MVA y el espectro de potencias para las ondas en un intervalo de un minuto antes del cavitón y también para las ondas dentro de éste. En las ondas de 30 segundos no hay una polarización tan visible como en las ondas fluctuaciones de 1 Hz, que los hodogramas muestran muy circulares. El ángulo de propagación de estas ondas con respecto al campo magnético ambiente, fue de

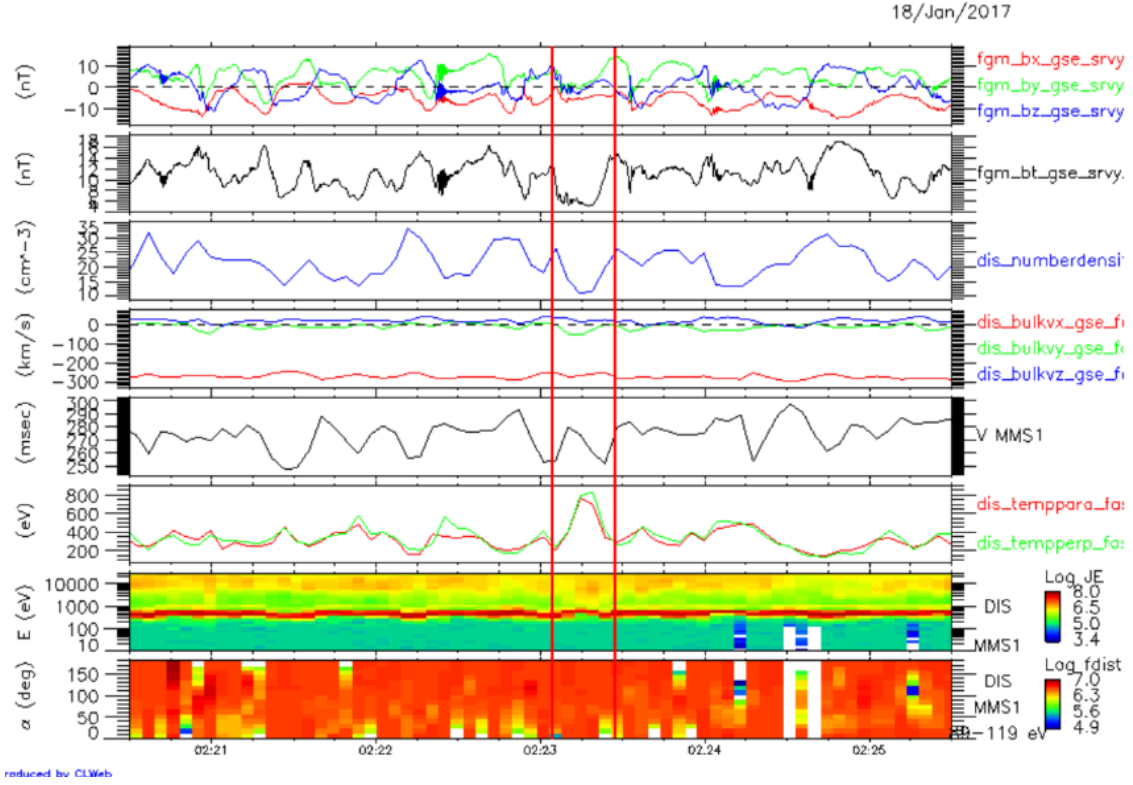


Figura 2.17: Serie de tiempo del 18 de enero de 2017 de las 02:20:30 a las 02:25:30 correspondiente a un cavitón marcado entre líneas rojas. Los paneles son los mismos que en la figura 2.11.

$\theta_{Bk} = 21.83^\circ$. El ángulo de propagación aumenta mucho durante el cavitón, hasta $\theta_{Bk} = 41.28^\circ$, correspondiendo a una desviación en el plasma durante el evento.

Jet de la magnetofunda

El siguiente evento corresponde a un *jet* de la magnetofunda terrestre, del 1 de enero de 2016. En la figura 2.19 se presenta la serie de tiempo del plasma antes, durante y después del *jet*, y debajo de ésta las distribuciones de partículas a diferentes tiempos. El *jet* está marcado entre líneas rojas y cada línea punteada corresponde al tiempo de cada una de las distribuciones. Este evento fue seleccionado bajo el criterio de Karlsson et al. (2012) y el de Archer y Horbury (2013), cumpliendo con $N_{Jet} > 1.5N_{promedio}$ y $P_{DynJet} > 2P_{DynPromedio}$, y tuvo una duración aproximada de 45 segundos.

El espectrograma de partículas (penúltimo panel de la serie de tiempo) muestra una población de iones de alta densidad, asociada a la magnetofunda. Durante el *jet*, una porción de las partículas alcanzan energías más altas y después del evento se puede ver que el haz de iones es ligeramente menos denso. Lo anterior también es visible en las distribuciones de partículas que acompañan a la serie de tiempo, donde la distribución de partículas evoluciona de un estado difuso antes del evento, a uno menos difuso y con menores velocidades durante el *jet*, y finalmente a una distribución poco difusa y con velocidad positiva en la dirección x . Durante el *jet*

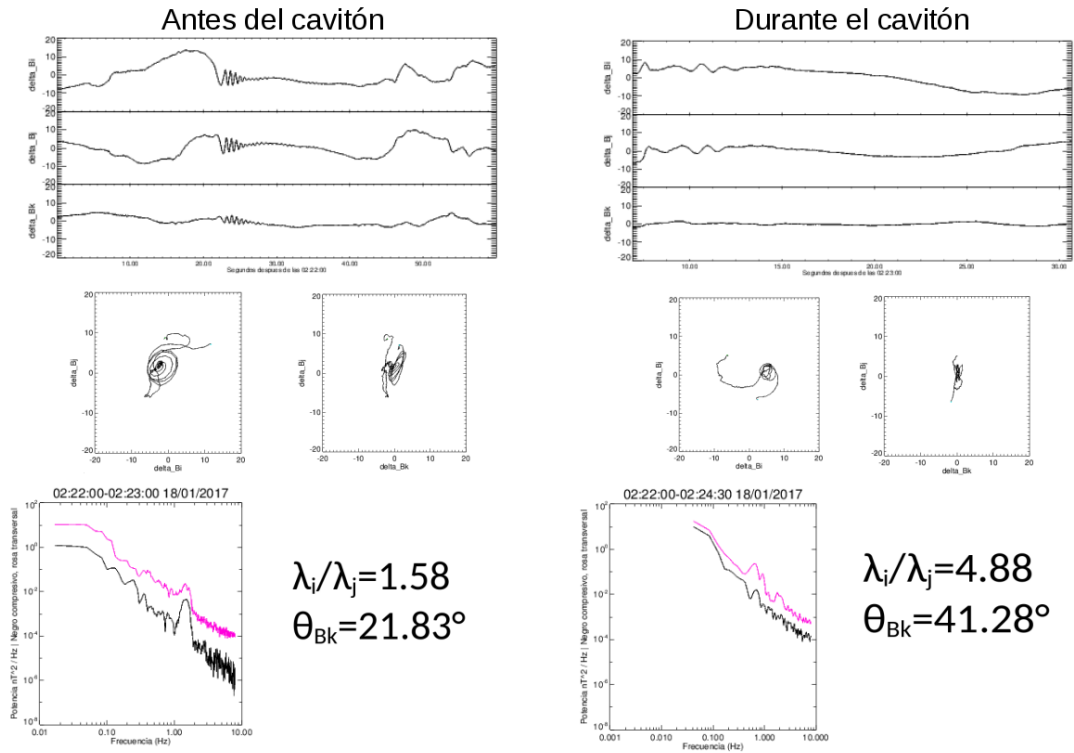


Figura 2.18: Serie de tiempo del MVA, hodogramas (análogos a los de la figura 2.12, y espectros de potencias de las ondas antes (izquierda) y durante (derecha) el cavitón de la figura 2.17.

puede observarse una rotación en el campo magnético, la cual también es visible en el ángulo de paso (último panel de la serie de tiempo), en el cual las partículas cambian de una propagación cuasi-paralela a una anti paralela al campo magnético.

Al igual que en el cavitón de las figuras 2.17 y 2.18, en la figura 2.20 se muestra el MVA y el espectro de potencias para las ondas un minuto antes del *jet* y durante éste. Por ser un evento río abajo del choque de proa las ondas que rodean al *jet* son poco definidas, pero tienen una frecuencia aproximada de 30 segundos, la cual no cambia durante el evento. Tampoco existe una polarización circular visible ni antes ni durante el *jet* y la dirección de propagación cambia de $\theta_{Bk} = 30.37^\circ$ a $\theta_{Bk} = 35.23^\circ$ antes y durante el evento, respectivamente.

Ambos eventos presentaron duraciones y tamaños consistentes con los reportes previos de este tipo de estructuras. Los cavitones se forman por interacción onda-onda (Rojas, 2016), sin embargo, el hecho de que las fluctuaciones de mayor frecuencia persistan incluso dentro de éstos indica que la interacción de ondas que genera este tipo de estructuras es entre ondas de amplitudes y periodos similares a los de los cavitones y que las fluctuaciones de mayor frecuencia pueden entrar a los cavitones.

El estudio y análisis de ondas y eventos transitorios en el antechoque y la magnetofunda terrestres son útiles para el estudio de las regiones de interacción de otros planetas con el viento solar, pues al existir mucha más información, tanto

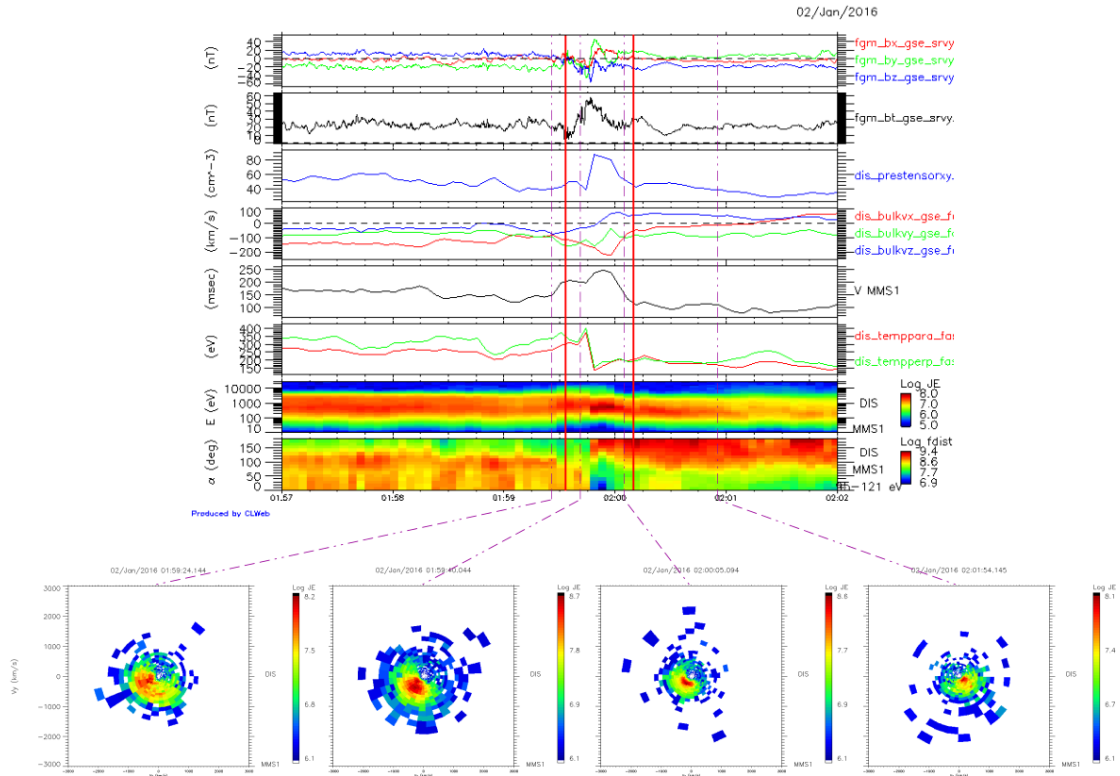


Figura 2.19: Serie de tiempo del 02 de enero de 2016 de la 01:57:00 a las 02:02:00 correspondiente a un jet marcado entre líneas rojas (arriba). Los paneles tienen el mismo formato que en la figura 2.11. Las líneas punteadas marcan la hora de las distribuciones de partículas (abajo). El eje x de las distribuciones corresponde a V_x y el y a V_y . Ambos ejes van de -3000 a 3000.

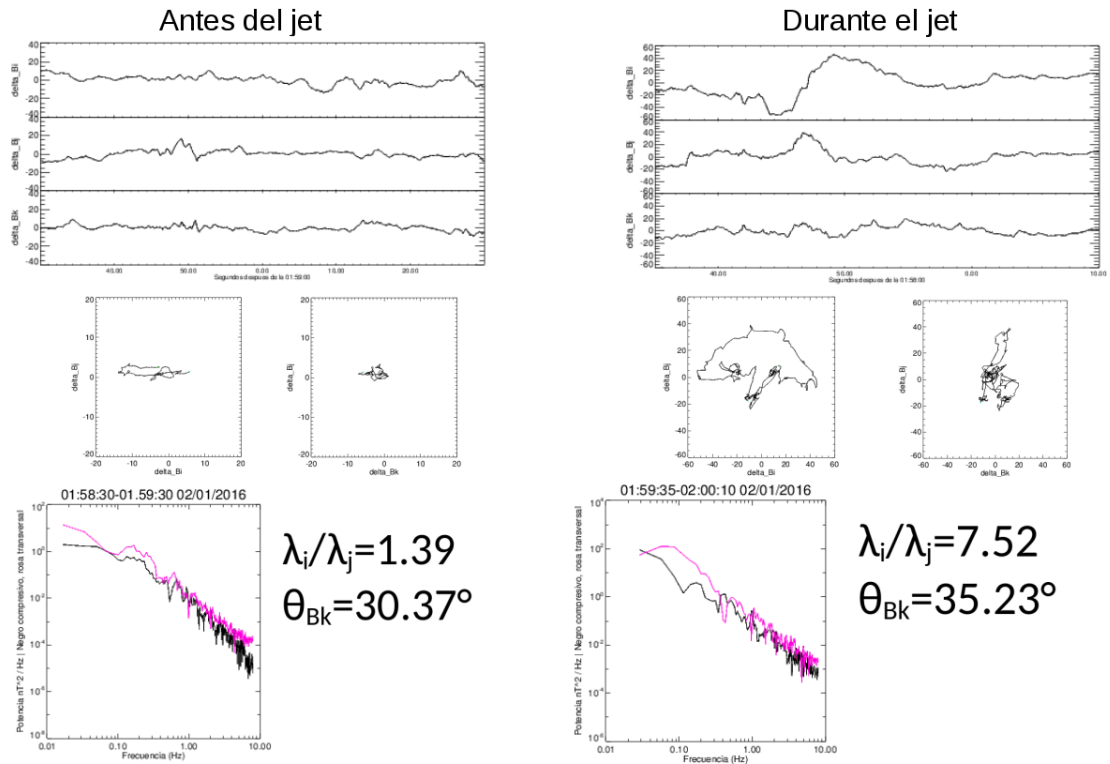


Figura 2.20: Serie de tiempo del MVA, hodogramas (análogos a los de la figura 8), y espectros de potencias de las ondas antes (izquierda) y durante (derecha) el jet de la figura 2.19.

reportada como disponible para análisis, del antechoque terrestre, este sistema sirve como referencia y punto de comparación para el estudio de ondas y eventos transitorios análogos en otros planetas.

3. Mercurio

Mercurio es el planeta más pequeño del sistema solar con un radio medio de 2440 km. Tiene un periodo de rotación de 59 días y un periodo orbital de 88 días. Su órbita es elíptica con una excentricidad de 0.206 y una inclinación de 7° respecto de la eclíptica. A diferencia de la Tierra, el eje de rotación de Mercurio está alineado con la normal de su plano orbital, por lo que en Mercurio no existen estaciones asociadas a su inclinación y éstas únicamente se deben a los cambios en la distancia heliocéntrica por la excentricidad de su órbita.

La densidad promedio de Mercurio es de 5.4 g cm^{-3} , la cual implica, para su tamaño, que su interior debe ser en gran parte metálico, estimado en 70% Hierro-Níquel y 30% Silicatos (Russell y Luhmann, 1997). Dado que no existen mediciones del interior de Mercurio, éstas se infieren principalmente por relaciones entre la masa y el tamaño del mismo. Dada la alta densidad de Mercurio, el núcleo debería ocupar una fracción mayor del interior que en el caso de la Tierra; y dado que Mercurio es más pequeño, por su enfriamiento más rápido, su núcleo interno sólido debería tener una fracción del radio planetario mayor que en la Tierra, quedando así el núcleo líquido reducido a una capa delgada. Por lo anterior se esperaría que el dinamo responsable del campo magnético de Mercurio difiera mucho del terrestre (Russell y Luhmann, 1997).

Aunque es débil, Mercurio tiene una atmósfera de origen interno, lo que podría indicar actividad tectónica en su interior. Sumado a la atmósfera de origen interno, existe un campo magnético suficientemente fuerte como para deberse a magnetización remanente, por lo que se atribuye a un interior planetario activo. El campo magnético de Mercurio fue medido por primera vez por la misión Mariner 10, que sobrevoló tres veces por Mercurio entre 1974 y 1975. El primer y el tercer acercamiento ocurrieron del lado noche. Durante el primer sobrevuelo el acercamiento fue de 723 km a la superficie del planeta, midiendo un campo magnético de aproximadamente 100 nT. Durante el tercer sobrevuelo el acercamiento de Mariner 10 a la superficie de Mercurio fue de 327 km y la intensidad máxima del campo magnético de Mercurio fue de 400 nT. Las características del campo magnético medido por Mariner 10 se asemejaron a las de una mini-magnetosfera (Russell, 1992), en la cual el viento solar es desviado alrededor de un campo magnético dipolar deformado.

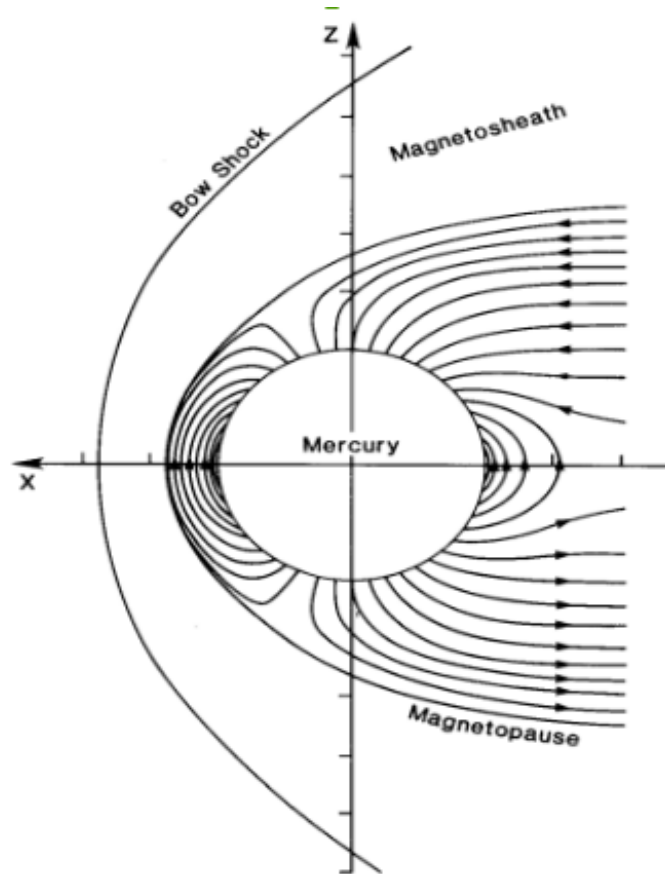


Figura 3.1: Primer esquema de la magnetosfera de Mercurio realizado por Russell (1992) a partir de las primeras mediciones de Mariner 10.

Estas primeras observaciones confirmaron el origen interno del campo magnético. Al no existir una atmósfera significativa, el campo magnético medido no puede deberse a la interacción del viento solar con la ionosfera planetaria, y debe tener un origen interno.

Sumado a lo anterior, la intensidad del campo magnético y el tamaño de la magnetosfera entonces medida correspondieron a una magnetosfera que no puede ser inducida, sino intrínseca. Las mediciones de Mariner 10 indicaron que, al igual que en la Tierra, existe un choque de proa delante de la cavidad magnetosférica, y una cola extendida del lado noche de Mercurio. Aunque actualmente existen más mediciones y modelos magnetosféricos de Mercurio, a partir de los datos obtenidos por Mariner 10, varios autores (i.e. Russell y Luhmann, 1997) intentaron modelar la magnetosfera de Mercurio. En la Figura 3.1 se muestra un modelo temprano de la misma (Russell, 1992). Este modelo temprano es muy simple debido a que Mariner 10 únicamente sobrevoló dos veces por el lado noche.

A partir de estas primeras mediciones se determinó que el campo magnético de Mercurio es principalmente dipolar. Su momento dipolar es de 190-195 nT R_M^3 , donde R_M es el radio de Mercurio y el eje del dipolo tiene una inclinación respecto del eje de rotación de aproximadamente 10° (Slavin et al., 2004) y al igual que en el

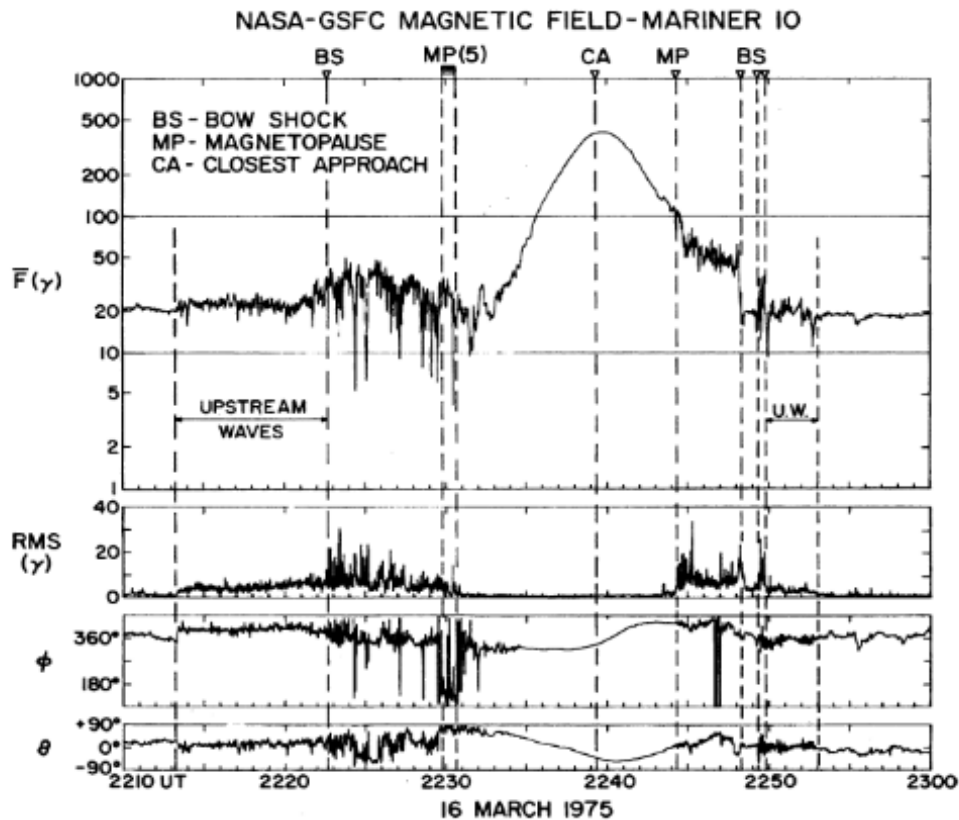


Figura 3.2: Observaciones de campo magnético en Mercurio realizadas por Mariner 10 durante su tercer sobrevuelo. De Slavin et al. (2004).

caso de la Tierra, los polos magnéticos están invertidos respecto de los geográficos.

3.1. Interacción de Mercurio con el viento solar

La magnitud del momento dipolar de Mercurio es lo suficientemente grande como para detener al viento solar por encima de su superficie bajo casi todas las condiciones, pero es débil al punto en que Mercurio ocupa la mayor parte de la magnetosfera delantera (Slavin et al., 2004). En la figura 3.2 se presentan las mediciones de campo magnético realizadas por Mariner 10 en el tercer sobrevuelo a Mercurio. Estas mediciones confirmaron que la magnetosfera de Mercurio era producida por la interacción del viento solar con un campo magnético planetario global.

La interacción del viento solar con el campo magnético de Mercurio genera diferentes estructuras y fronteras que definen la dinámica magnetosférica de Mercurio. En la figura 3.2 pueden verse los perfiles del choque de proa, la magnetofunda y la magnetopausa, así como ondas río arriba del choque de proa identificadas por Mariner 10.

La primera de las fronteras asociadas a la interacción del campo magnético con el viento solar es el choque de proa, a través del cual el viento solar es comprimido

y desviado alrededor de Mercurio. Este choque de proa es una onda de choque magnetosónica en el viento solar que desvía al viento solar alrededor de la cavidad magnetosférica. La forma del choque de proa, así como su distancia a Mercurio pueden cambiar con las variaciones en el viento solar (Winslow et al., 2013).

Cerca de la órbita de Mercurio el campo magnético interplanetario es predominantemente radial, por lo que el choque de proa cerca del punto subsolar es casi siempre cuasi-paralelo. Además, la densidad del viento solar y la intensidad del campo magnético interplanetario son aproximadamente un orden de magnitud y cinco veces mayor que en la Tierra, respectivamente (Winslow et al., 2013). Debido a la excentricidad relativamente alta de su órbita, Mercurio está sujeto a diferentes condiciones del viento solar entre su perihelio y su afelio. Este conjunto de condiciones del viento solar en la órbita de Mercurio hace que su choque de proa, así como otras estructuras, tenga características únicas entre las de otros planetas con campo magnético.

A primera aproximación el número de Mach Alfvénico (M_A) es el principal factor en el viento solar que puede alterar al choque de proa. Por ejemplo, a mayor M_A el choque de proa se encuentra más cerca del planeta, el flujo de plasma alrededor de la magnetopausa aumenta y por tanto, la magnetofunda se adelgaza (Winslow et al., 2013). La distancia del punto subsolar del choque de proa a Mercurio es en promedio $1.95 R_M$. Además, a mayor M_A la nariz del choque de proa se desplaza hacia Mercurio, y el choque de proa es más cerrado y alargado, mientras que a menores M_A éste tiende a ser más ancho (Winslow et al., 2013).

Cerca del Sol la β del plasma (la razón entre presión térmica y presión magnética), y por tanto los M_A típicos son muy bajos (de 4 a 6), por lo que en general el choque de proa de Mercurio es muy débil en comparación con los de otros planetas del sistema solar. Esta debilidad implica un calentamiento menor de partículas en el choque y rampas de choque menos pronunciadas (Sundberg et al., 2013). En la Figura 3.3 se muestra la serie de tiempo de un cruce del choque de proa en la región cuasi-paralela reportada por Le et al. (2013).

La magnetofunda de Mercurio, al igual que la terrestre, está poblada por ondas FUB y tormentas de modo espejo (Raines et al., 2015). Sin embargo, las regiones de baja densidad (Plasma Depletion Layers, PDL sus siglas en inglés), son un fenómeno que aunque ocurre en la Tierra, en Mercurio son un proceso persistente, por lo que siempre se pueden identificar PDL en su magnetofunda. Estas regiones son causadas por la compresión del campo magnético interplanetario en esta región, posterior al choque de proa y antes de encontrarse con la magnetopausa. Son regiones donde la beta del plasma es baja y su grosor, en promedio de 300 km o $0.12R_M$ depende de M_A . A mayor M_A existe una mayor compresión de la magnetofunda y por tanto el grosor de la PDL disminuye. Estas estructuras pueden identificarse río abajo tanto en las regiones cuasi-paralela como cuasi-perpendicular dentro de la magnetofunda

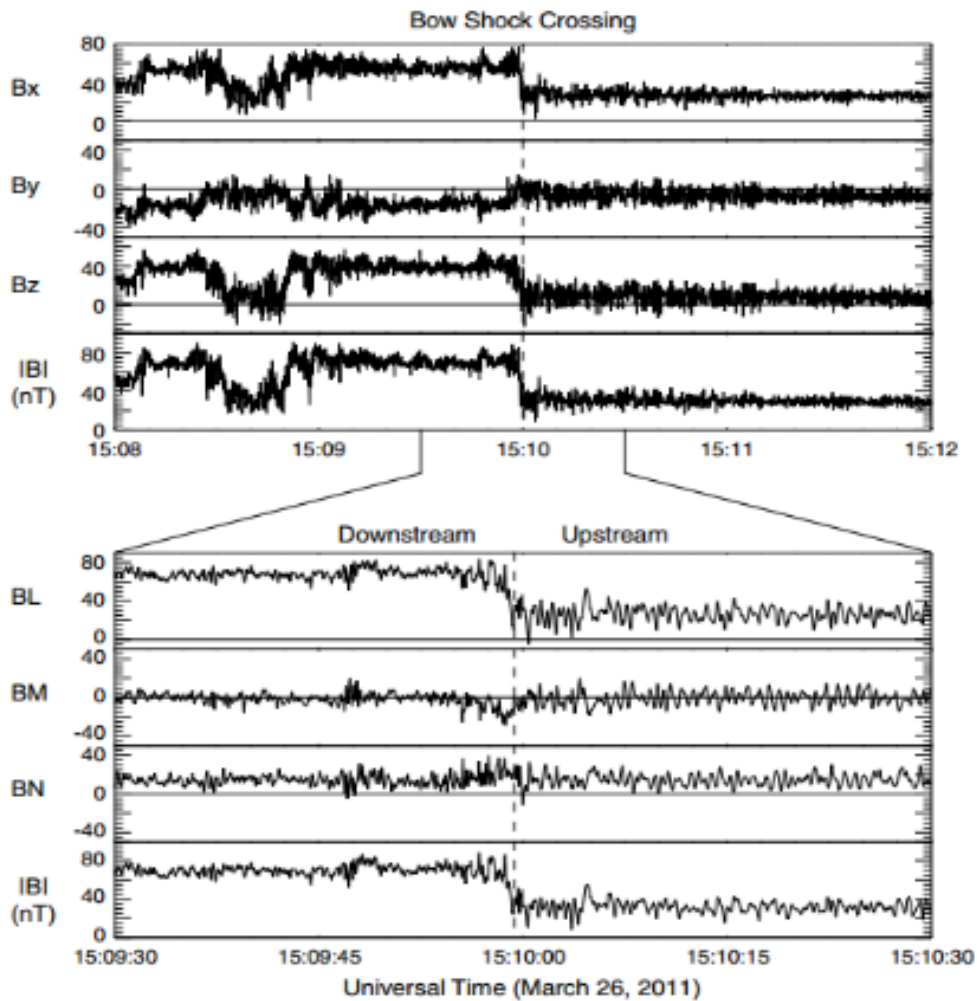


Figura 3.3: Perfil de campo magnético medido por MESSENGER el 26 de marzo de 2011 de un choque cuasi-paralelo de Mercurio. Se identifican regiones río abajo y río arriba y ondas FUB en la región río arriba. De Le et al. (2013).

y ocurren con cualquier orientación del campo magnético interplanetario (Raines et al., 2015), a diferencia del caso Terrestre, en el cual estas estructuras solo son visibles cuando el IMF tiene una componente B_z orientada hacia el norte.

La frontera que separa a la magnetofunda del campo magnético de Mercurio es la magnetopausa, que separa el plasma del viento solar ya chocado y el campo magnético interplanetario del campo magnético de Mercurio. Así como el número de Mach alfvénico es el principal determinante de la forma y posición del choque de proa, la presión dinámica del viento solar ya chocado es el principal factor que determina la forma y la posición de la magnetopausa (Winslow et al., 2013). La posición y la forma de la magnetopausa quedan determinadas por el balance entre la presión dinámica del viento solar chocado de la magnetofunda y la presión magnética de la magnetosfera de Mercurio. Otros factores como las corrientes magnetosféricas, o la reconexión magnética, de los cuales se hablará más adelante, también influyen en menor proporción en la forma y la posición de la magnetopausa.

La magnetopausa se desplaza hacia Mercurio a mayor presión dinámica del viento solar, además de que a dos o tres radios de Mercurio río abajo la magnetopausa se vuelve cilíndrica, sin importar los cambios en la presión dinámica del viento solar. La distancia promedio del punto subsolar de la magnetopausa de Mercurio es $1.45 R_M$. Sin embargo, si la presión dinámica del viento solar así como el número de Mach alfvénico del mismo son lo suficientemente fuertes, la distancia del punto subsolar del choque de proa y/o la de la magnetopausa pueden disminuir. Se ha reportado una distancia de la magnetopausa a la superficie de Mercurio de $0.1 R_M$ (Winslow et al., 2013).

3.1.1. Ondas y eventos río arriba de Mercurio

Dado que a la altura de Mercurio el campo magnético interplanetario es principalmente radial ($\psi \sim 20^\circ$), el choque de proa del lado día es casi siempre cuasi-paralelo (Le et al., 2013). Río arriba de la región cuasi-paralela del choque de proa de Mercurio existe un antechoque generado por la reflexión de partículas, principalmente iones, del viento solar en el choque de proa. Al igual que en el antechoque terrestre, en el antechoque de Mercurio existen ondas de frecuencia ultra baja (ULF). De todas las ondas presentes en el antechoque de Mercurio las más comunes son ondas con frecuencias de $\sim 2\text{Hz}$, análogas a las ondas de 1 Hz terrestres, y ondas de $\sim 0.3\text{ Hz}$ de gran amplitud, similares a las ondas de 30 segundos presentes en el antechoque terrestre. (Le et al., 2013). En la figura 3.3, especialmente en los paneles inferiores se pueden visualizar ondas FUB en el antechoque de Mercurio, identificadas por MESSENGER y reportadas por Le et al. (2013).

Existen reportes (Uritsky et al., 2014) de un tipo de evento transitorio en este antechoque, que son las anomalías de flujo caliente o HFA por sus siglas en inglés (Hot Flow Anomaly). En la figura 3.4 se presenta un ejemplo de las mismas,

reportado por Uritsky et al. (2014). Estos eventos ocurren cuando una discontinuidad rotacional o tangencial del viento solar se conecta con el choque de proa. El plasma dentro de estas estructuras está muy desviado y tiene una temperatura mayor respecto al plasma alrededor, y el campo magnético dentro de estas estructuras tiene tanto aumentos como caídas, lo cual se asocia a la presencia de una hoja de corriente.

Aunque la magnetosfera de Mercurio tiene una forma similar a la terrestre, conformada por las mismas regiones, los parámetros bajo los cuales ocurren procesos similares de interacción son diferentes. En ambos planetas hay ondas ULF en el antechoque, sin embargo, la frecuencia de éstas es mayor en Mercurio, aún tratándose de un mismo tipo de ondas. Los eventos transitorios difieren más, pues es más complicado que se desarrollen estas estructuras en Mercurio, tanto por el tamaño de la región de interacción como por los parámetros del viento solar, a diferencia de en la Tierra.

3.2. Análisis de ondas y eventos transitorios en el antechoque de Mercurio

El análisis de ondas se realizó con datos de la misión MESSENGER en regiones del antechoque cercanas al choque de proa, pues es la región en la que las ondas son más compresivas. Se analizaron tres de estos intervalos, el 14 de enero de 2008, el 26 de marzo de 2011 y el 12 de abril de 2011.

Ondas de 30 segundos con ondas de 1 Hz superpuestas

En la figura 3.5 se presenta la serie de tiempo del campo magnético por componentes y total para el 14 de enero de 2008. La serie de tiempo va de las 19:19:00 a las 19:23:00. El cruce hacia afuera del choque de proa fue aproximadamente a las 19:19:00, por lo que en el primer minuto de la serie de tiempo las ondas tienen una mayor amplitud al ser más compresivas. Las dos líneas rojas en la figura 3.5 marcan el intervalo de tiempo en el cual se realizó un análisis de varianza mínima (MVA, por sus siglas en inglés) y de potencias.

La figura 3.6 muestra el análisis de varianza mínima realizado para el intervalo antes mencionado. En la parte superior se encuentra el campo magnético en el marco de referencia del MVA con componentes de máxima, intermedia y mínima varianza (de arriba a abajo en los paneles). Únicamente para este día se hicieron hodogramas en dos regiones diferentes: uno en la región donde las ondas son más compresivas, correspondientes a ondas de 30 segundos, más cerca del choque de proa; y otro más lejos de éste, pero igualmente dentro de la región del antechoque, con ondas de 1 Hz. Por último, a la derecha se presenta el espectro de potencias realizado para el

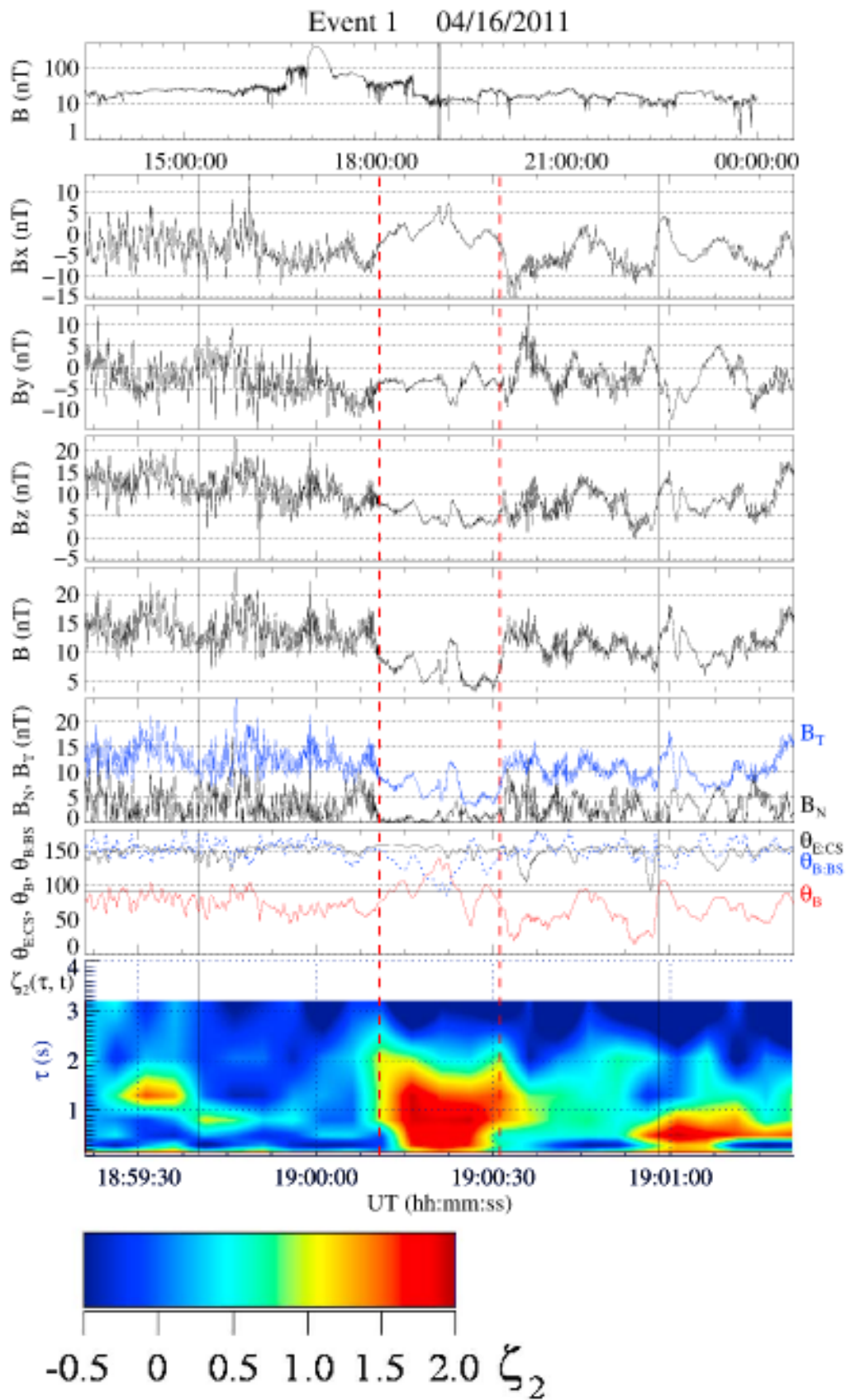


Figura 3.4: HFA en el antechoque de Mercurio. Tomada de Uritsky et al. (2014).

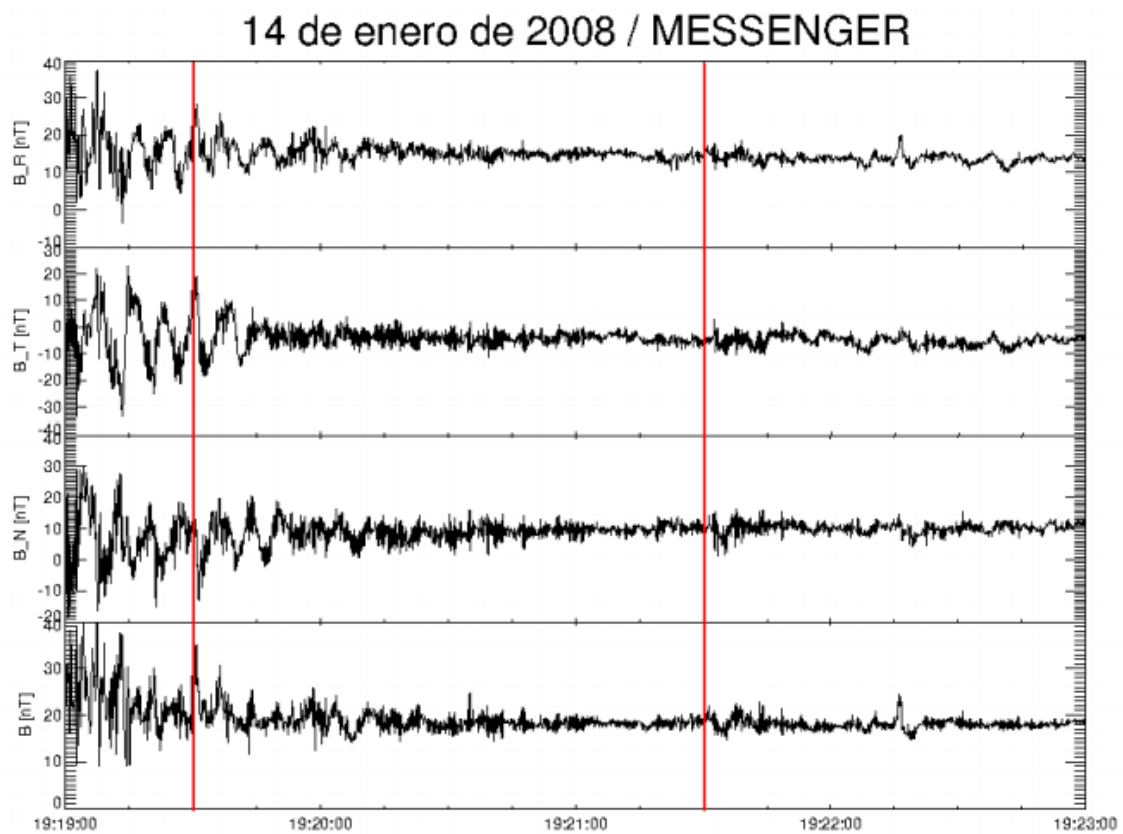


Figura 3.5: Campo magnético medido por MESSENGER en coordenadas RTN. De arriba a abajo: componente radial, componente tangencial, componente normal, e intensidad total del campo magnético. La serie de tiempo va de las 19:19:00 a las 19:23:00 en tiempo universal del 14 de enero de 2008.

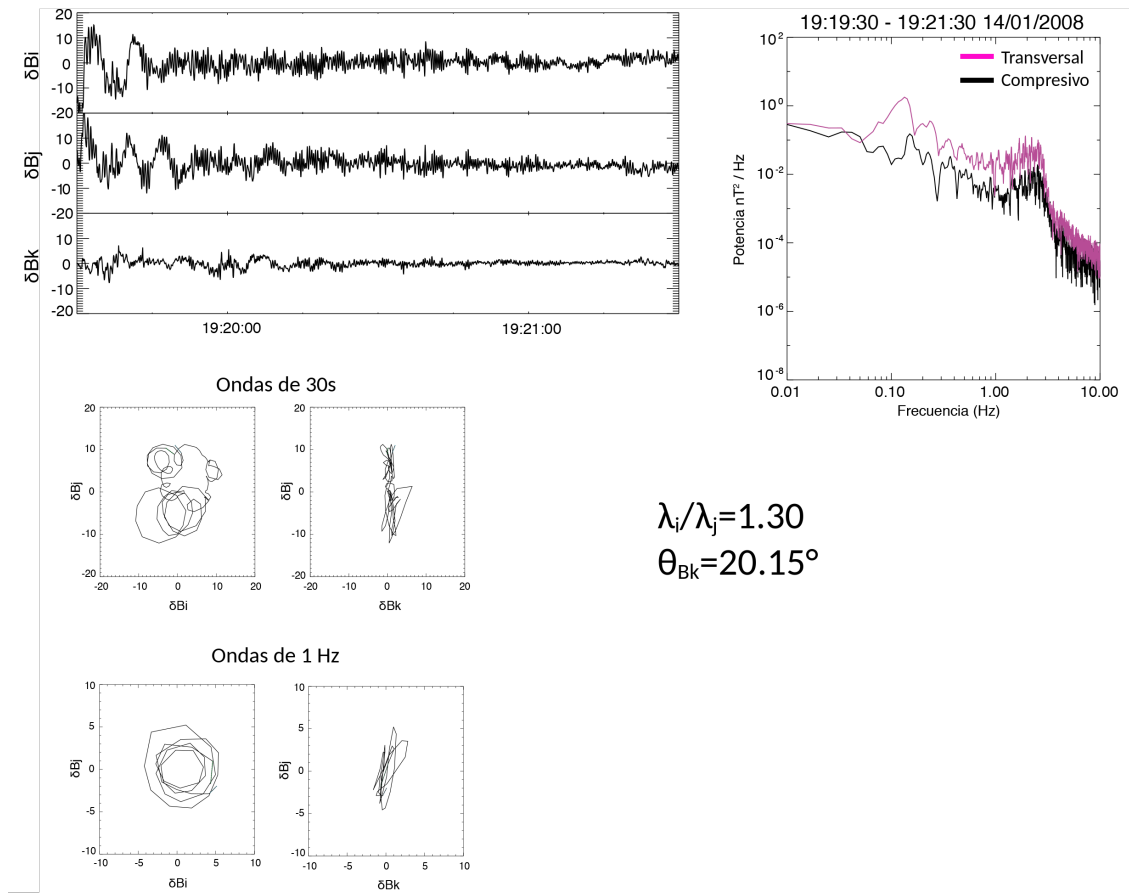


Figura 3.6: Resultados del análisis de varianza mínima (izquierda arriba), hodogramas (izquierda abajo) y espectro de potencias (derecha) del intervalo marcado con líneas rojas en la figura anterior

mismo intervalo que el MVA.

Mediante el análisis realizado para este intervalo de tiempo se obtuvo un ángulo θ_{Bk} de $\sim 20^\circ$, que corresponde al ángulo entre el vector de mínima varianza k y el vector del campo magnético promedio. Se obtuvo $\lambda_i/\lambda_j=1.304$, lo que indica que la onda tiene una polarización aproximadamente circular. Lo anterior es visible especialmente en el segundo hodograma, en donde las ondas son menos compresivas y el hodograma presenta una trayectoria circular.

En el espectro de potencias se presenta la componente transversal de las ondas en rosa, la cual domina sobre la componente compresiva. La componente transversal presenta un pico entre 0.1 y 0.2 Hz, correspondiente a un periodo de 5 a 10 segundos, y otro pico entre 2 y 3 Hz, correspondiendo a las ondas de 1 Hz previamente reportadas. Para las ondas de 0.2 Hz, análogas a las ondas terrestres de 30 segundos, se obtuvo $\delta B_{Max}/B \sim 0.52$ mientras que para las ondas de 1 Hz se obtuvo $\delta B_{Max}/B \sim 0.3$, lo que indica que las ondas de mayor período son más compresivas, lo cual puede deberse a su cercanía al choque de proa.

A continuación se presentan los otros dos casos seleccionados para el análisis. El formato de las figuras 3.7 y 3.9 es el mismo al de la figura 3.5, y el de las figuras 3.8

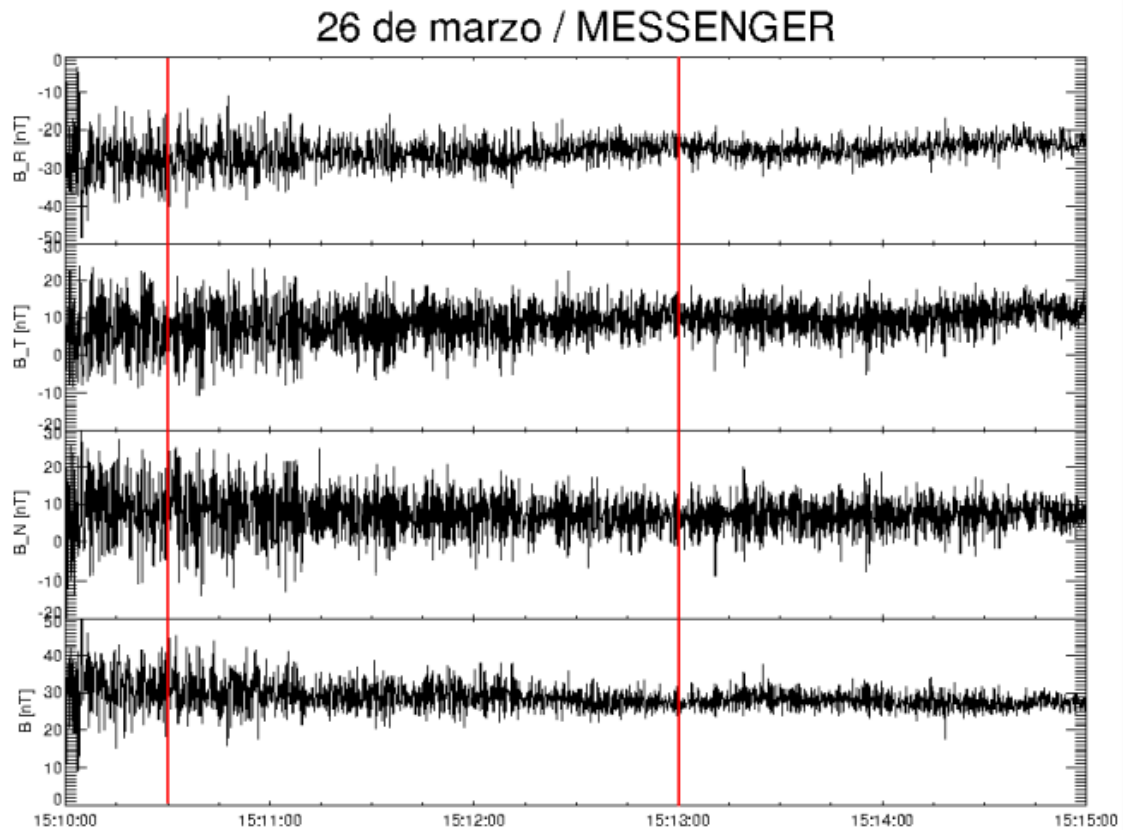


Figura 3.7: Campo magnético medido por MESSENGER en coordenadas RTN. De arriba a abajo: componente radial, componente tangencial, componente normal, e intensidad total del campo magnético. La serie de tiempo va de las 15:10:00 a las 15:15:00 en tiempo universal del 26 de marzo del 2011.

y 3.10 es el mismo al de la figura 3.6, sólo que para los siguientes ejemplos solo se realizaron hodogramas en un intervalo de tiempo.

Ondas de 1 Hz

La figura 3.7 corresponde a la serie de tiempo del 26 de marzo de 2011 de las 15:10:00 a las 15:15:00. El cruce del choque de proa hacia la región río arriba ocurrió cerca de las 15:10:00. La figura 3.8 corresponde al MVA y al espectro de potencias de la región marcada entre líneas rojas de la figura 3.7.

El MVA para este día se realizó de las 15:10:30 a las 15:13:00 y los resultados del mismo, presentes en la figura 3.8, indican un ángulo θ_{Bk} de $\sim 29^\circ$, por lo que la onda se propaga oblicuamente al campo magnético promedio. Este ángulo de propagación es pequeño, lo que corresponde a que la onda es poco compresiva. La polarización de la onda es casi circular pues se obtiene una razón entre los eigenvalores de máxima e intermedia varianza de $\lambda_i/\lambda_j=1.05$, lo cual también es visible en el hodograma izquierdo de la figura.

El espectro de potencias correspondiente al 26 de marzo muestra a la componente transversal predominante en la onda, con un máximo cerca de 1 Hz. La componente

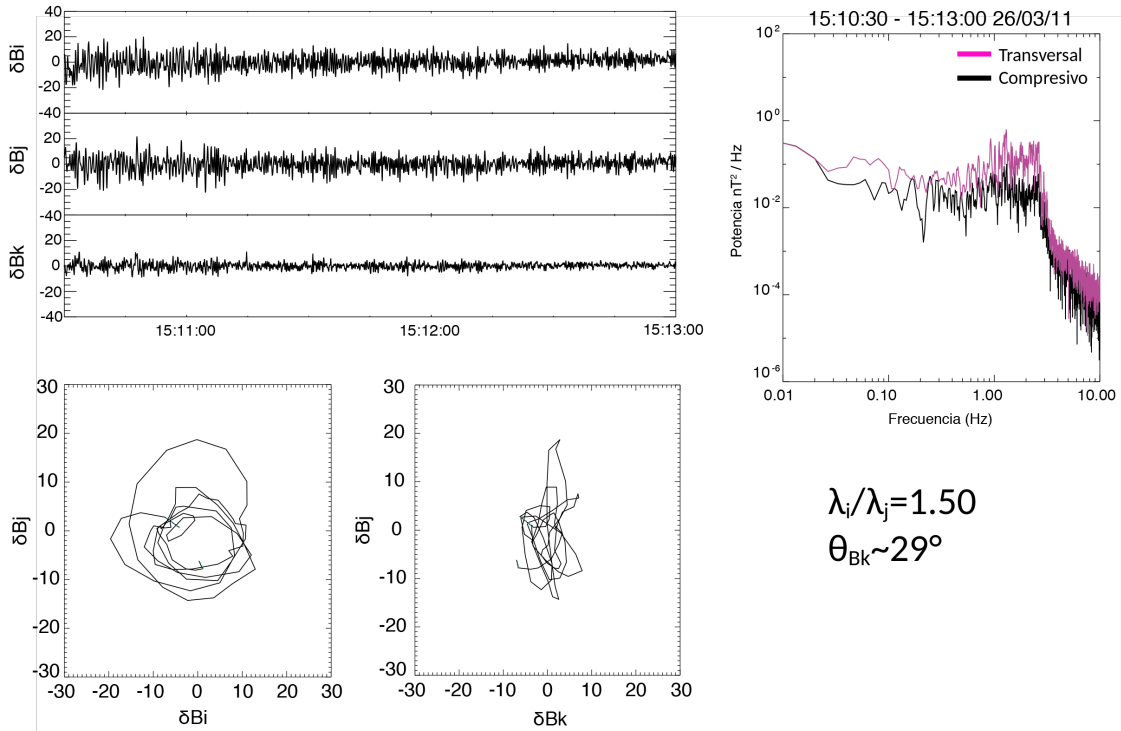


Figura 3.8: Resultados del análisis de varianza mínima (izquierda arriba), hodogramas (izquierda abajo) y espectro de potencias (derecha) del intervalo marcado con líneas rojas en la figura anterior.

compresiva en este caso es similar a la transversal pero con una intensidad menor. Para este intervalo se obtuvo $\delta B_{Max}/B \sim 0.4$, indicando que las ondas son ligeramente compresivas.

Ondas de 1 Hz con ondas de 30 segundos superpuestas

Para terminar con el análisis de ondas en el anteochoque de Mercurio, se presenta el análisis del día 12 de abril del 2011. En la figura 3.9 se presenta la serie de tiempo de este día de las 06:20:00 a las 06:25:00, en donde el cruce del choque de proa ocurrió cerca de las 06:20:00. Las líneas rojas en esta figura marcan el intervalo de tiempo seleccionado para el MVA y el espectro de potencias, presentes en la figura 3.10, que va de las 06:22:00 a las 06:24:00.

En la figura 3.10 se presentan los resultados del MVA de intervalo antes mencionado y el espectro de potencias del mismo. Este análisis indica un ángulo de propagación θ_{Bk} de $\sim 17.3^\circ$, el cual indica una propagación poco oblicua de las ondas con respecto del campo magnético promedio. Estas ondas presentaron una polarización circular derecha con $\lambda_i/\lambda_j=1.04$.

En el espectro de potencias de este día hay un pico en 0.9 Hz y otro en 0.2 Hz. Las frecuencias de las ondas anteriores corresponden a ondas de 1 Hz y a las 3 segundos análogas a las ondas terrestres de 30 segundos, respectivamente. Las ondas de este intervalo son compresivas, con $\delta B_{Max}/B \sim 0.75$, lo cual es de esperarse debido a la cercanía con el choque de proa. Tanto en el evento del 14 de enero de 2008 como en

12 de abril de 2011 / MESSENGER

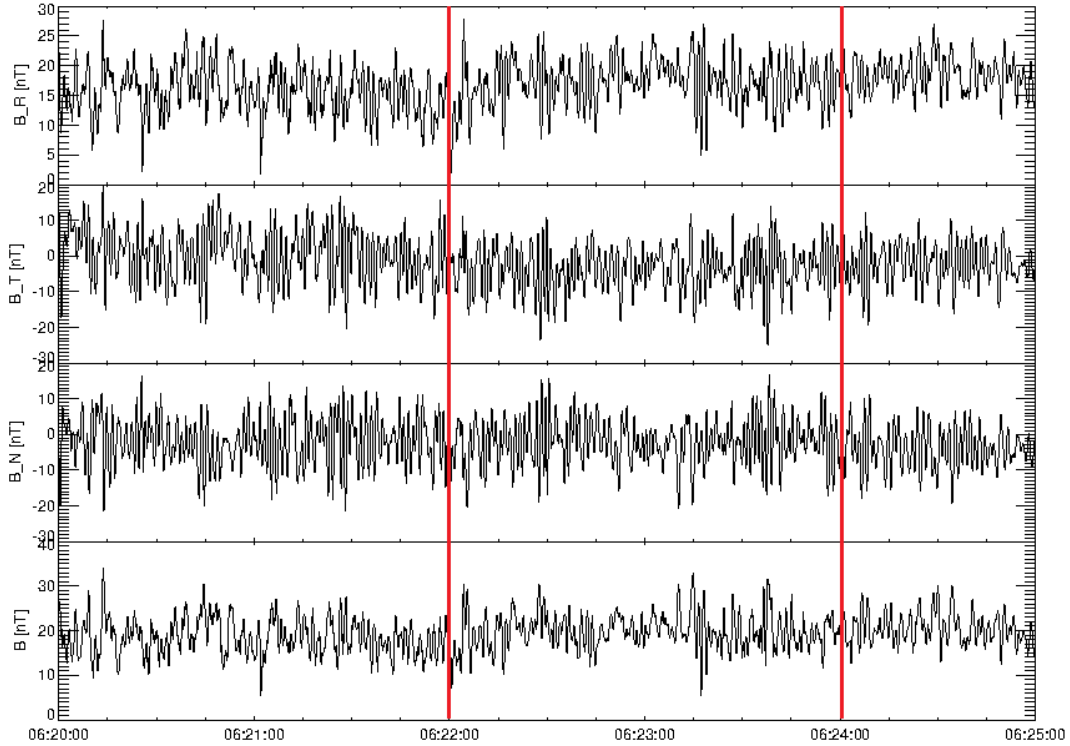


Figura 3.9: Campo magnético medido por MESSENGER en coordenadas RTN. De arriba a abajo: componente radial, componente tangencial, componente normal, e intensidad total del campo magnético. La serie de tiempo va de las 06:20:00 a las 06:25:00 en tiempo universal del 12 de abril del 2011.

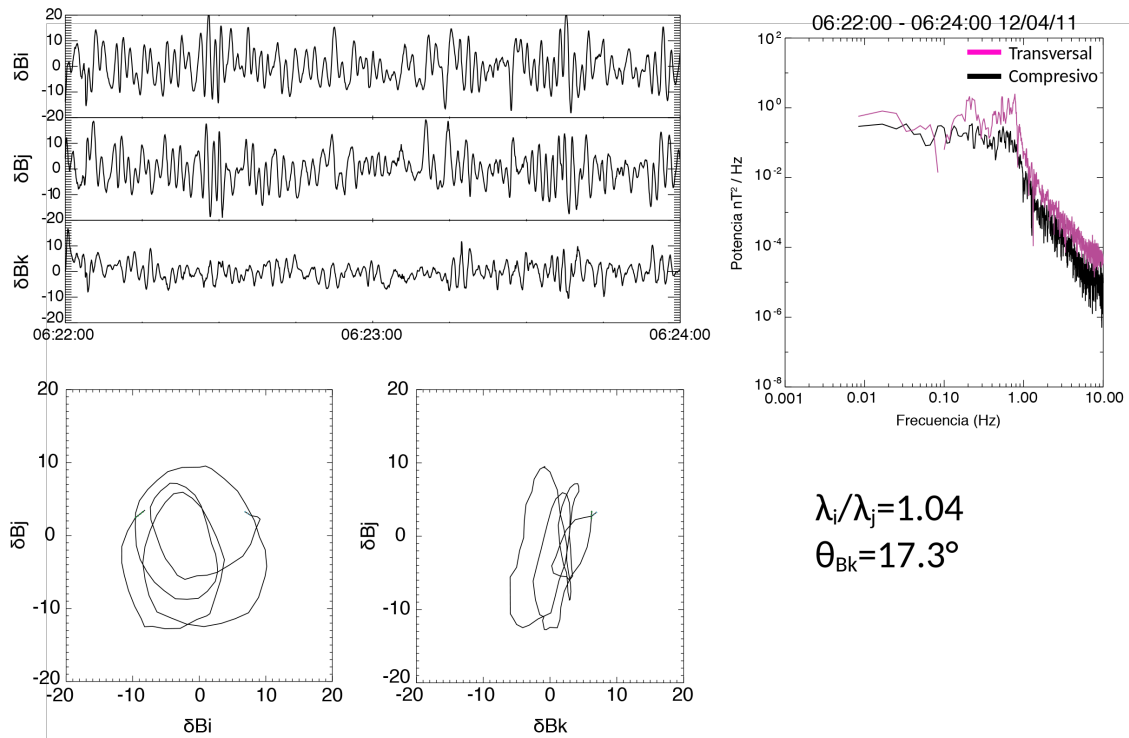


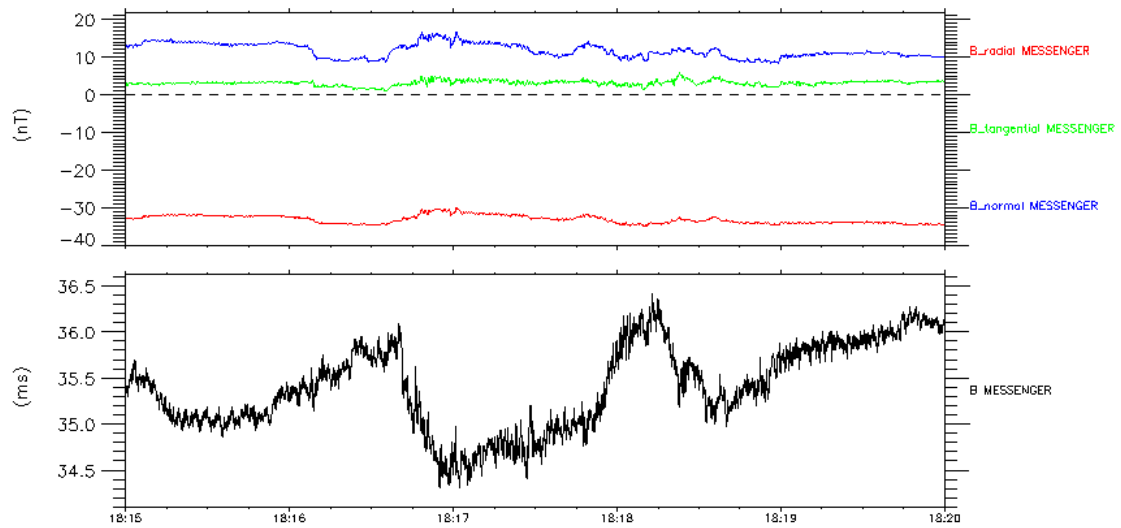
Figura 3.10: Resultados del análisis de varianza mínima (izquierda arriba), hodogramas (izquierda abajo) y espectro de potencias (derecha) del intervalo marcado con líneas rojas en la figura anterior.

éste, del 12 de abril de 2011, la componente compresiva tiene una mayor intensidad que la transversal en frecuencias asociadas a ondas de 30 segundos. En la figura 3.10 se presentan los resultados del MVA y del espectro de potencias.

Evento transitorio

De forma adicional al análisis de las ondas compresivas cercanas al choque de proa se presenta un ejemplo de un posible evento transitorio en el antechoque de Mercurio. Aunque la misión MESSENGER no cuenta con datos de plasma y hay datos disponibles únicamente para el campo magnético, la identificación de estos eventos está basada en los criterios de selección de estos eventos de la firma del campo magnético. En la figura 3.11 se presenta la serie de tiempo de campo magnético del 26 de marzo de 2011 donde aparece un posible evento transitorio, cuya firma es similar a la de un cavitón. En el evento presentado en la figura 3.11, la caída de campo magnético es aproximadamente de 2 nT, aunque la firma del evento es similar a la de un cavitón terrestre. En general, todos los posibles eventos transitorios vistos en el antechoque de Mercurio, tienen firmas muy similares a las de los eventos terrestres. Incluso el campo magnético cae entre 2 y 5 nT, pero en el caso de Mercurio estas caídas no representan un porcentaje significativo del campo magnético promedio, que es de aproximadamente 40 nT; mientras que en el caso terrestre una caída de entre 2 y 5 nT sí representa una cantidad cercana al 50% pues el campo magnético promedio es menor a 10 nT. Por lo anterior es probable que, por el tamaño de esta región de interacción y su cercanía al Sol, sea poco frecuente la formación de cavitones en el antechoque del mismo. El tamaño de un choque de proa, y por tanto de la región de interacción, es relevante pues determina las escalas para los procesos físicos que ocurren cerca del choque de proa, así como el espacio río arriba que tiene el viento solar para ser desacelerado y desviado alrededor del obstáculo (Mazelle et al., 2003), y por ser un antechoque pequeño el de Mercurio, el espacio disponible para el crecimiento de fluctuaciones de gran amplitud que puedan interactuar para formar un cavitón es limitado.

26/Mar/2011



Produced by CLWeb

Figura 3.11: Posible estructura transitoria en el antechoque de Mercurio con una firma de campo magnético análoga a la de un cavitón terrestre.

4. Saturno

Saturno es el segundo planeta más grande en el sistema solar con un radio de más de 60,000 km. Tiene un periodo rotacional corto, de 10 horas con 39 minutos y está compuesto principalmente por hidrógeno y helio. El campo magnético de Saturno fue visto por primera vez gracias a las observaciones de la nave Pioneer 11 en 1979. Además del tamaño del planeta y de la intensidad del campo magnético, las magnetosferas de la Tierra y de Mercurio no tienen fuentes internas de plasma, mientras que la de Saturno sí. La magnetosfera de Saturno está poblada en su mayoría por átomos y moléculas neutras (Bagenal, 2013) y partículas de agua por la ionización de las partículas de los anillos de Saturno y por la atmósfera dinámica de Encelado (Bertucci et al., 2007) .

El campo magnético de Saturno está originado por la circulación del hidrógeno magnético de su núcleo externo (Russell, 1993) y al igual que el terrestre es un dipolo, sin embargo en el caso de Saturno éste está alineado con el eje de rotación planetario. El momento dipolar magnético de Saturno es de $4.6 \times 10^{18} Tm^3$, cinco órdenes de magnitud máyor que el Terrestre.

En la figura 4.1 se presenta un esquema de la magnetosfera de Saturno, en la cual se muestran la magnetopausa y el choque de proa del mismo, de los cuales se hablará en la siguiente sección.

4.1. Interacción de Saturno con el viento solar

La interacción de Saturno, incluyendo la forma y posición del choque de proa como de la magnetopausa, con el viento solar difiere mucho de la interacción con los planetas internos del sistema solar por varios factores. El tamaño y la intensidad del campo magnético planetario son mucho mayores en este caso, y los parámetros del viento solar, principalmente la presión dinámica y la intensidad del IMF, mucho menores. Además, la geometría del IMF también es muy diferente. El ángulo de la espiral de Parker en la órbita de Saturno se aproxima a los 90° por lo que la configuración geométrica entre el IMF y la normal río arriba del choque de proa son diferentes al caso terrestre, y por tanto su antechoque también (Kivelson y Russel, 1995).

Como ya se mencionó, las primeras mediciones del campo magnético de Saturno

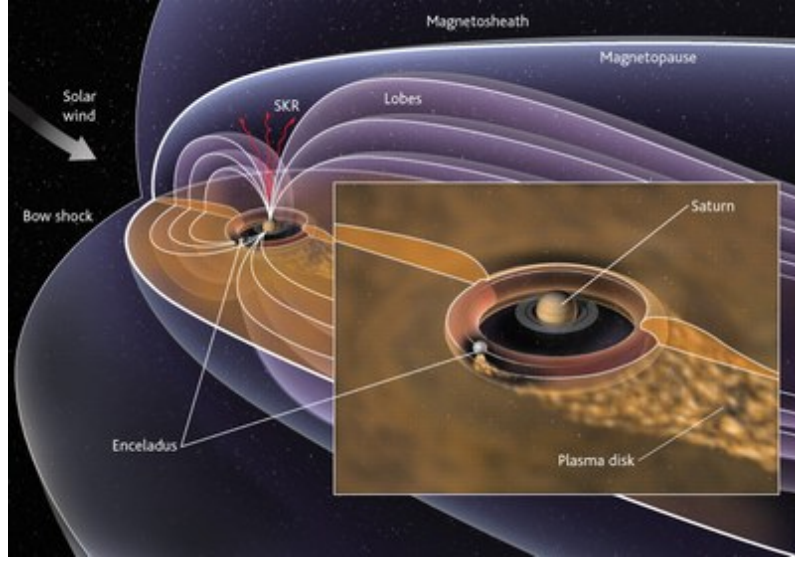


Figura 4.1: Esquema de la magnetosfera y el choque de proa de Saturno. Tomada de Kivelson (2006).

fueron realizadas por la nave Pioneer 11, las cuales permitieron desarrollar los primeros modelos magnetosféricos de Saturno y así determinar la posición de su magnetopausa y del choque de proa. En las figuras 4.2 y 4.3 se muestran los primeros modelos de la magnetopausa y choque de proa de Saturno, respectivamente, reportados por Slavin et al. (1985) a partir de mediciones de Pioneer 11, Voyager 1 y Voyager 2.

Estas mediciones permitieron, además de realizar los modelos de las figuras 4.2 y 4.3, obtener una relación entre la presión dinámica del viento solar y la posición del punto subsolar de la magnetopausa y el choque de proa (Slavin et al., 1985). Para la magnetopausa se tiene que $R_{Magnetopausa} \sim P_{DynVientoSolar}^{-1/6.1}$, mientras que para el choque de proa $R_{Choque} \sim P_{DynVientoSolar}^{-1/5.1}$.

Además de ser cuasi-perpendicular cerca del punto subsolar, por su distancia heliocéntrica el choque de proa de Saturno tiene un número de Mach mucho mayor al del choque de proa de los planetas internos. El comportamiento de un choque está influenciado por este número, y en el caso de Saturno éste puede variar en hasta dos órdenes de magnitud, con registros de un número de Mach alfvénico de hasta ~ 160 (Sulaiman et al., 2016).

En la figura 4.4 se muestran tres cruces del choque de proa cuasi-perpendicular de Saturno con diferentes números de Mach Alfvénico (M_A) observados con la misión Cassini, reportados por Sulaiman et al. (2016). En cada panel se muestran las componentes e intensidad total del campo magnético para cada cruce del choque de proa. En el primer panel se tiene $\theta_{Bn} = 65^\circ$ y $M_A = 5$; en el segundo $\theta_{Bn} = 81^\circ$ y $M_A = 22$; y en el tercero $\theta_{Bn} = 77^\circ$ y $M_A = 33$. La transición del choque es más turbulenta y extendida entre mayor es M_A , además de que el *foot* y el *overshoot* del choque son también más pronunciados cuando M_A aumenta. La región de la

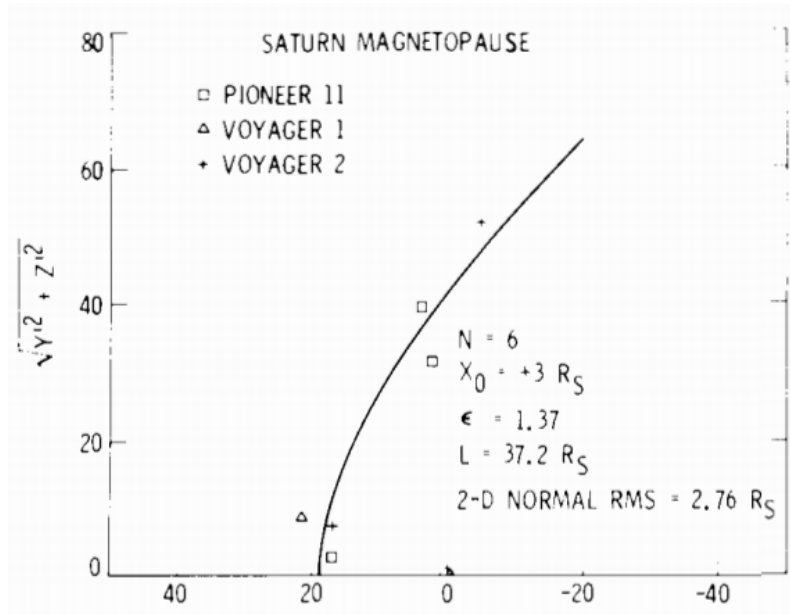


Figura 4.2: Modelo de la magnetopausa de Saturno realizado a partir de mediciones de las naves Pioneer 11, Voyager 1 y Voyager 2. Tomada de Slavin et al. (1985).

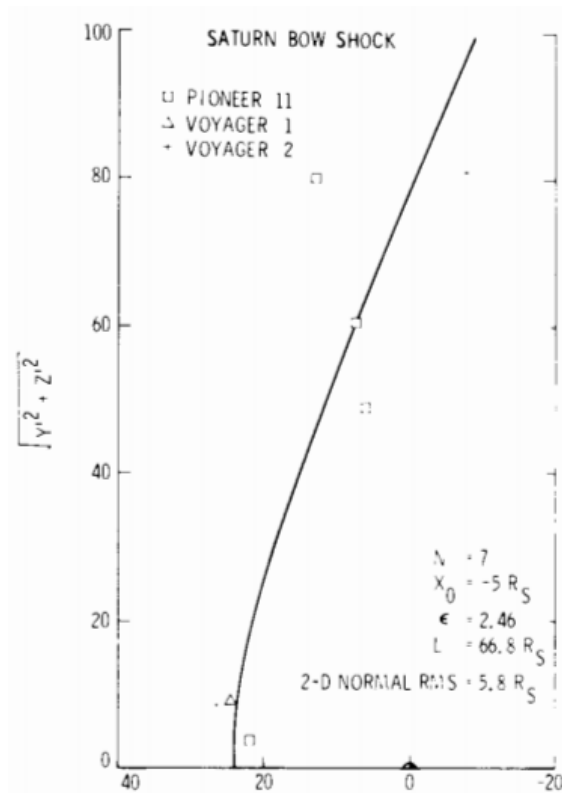


Figura 4.3: Modelo del choque de proa de Saturno realizado a partir de mediciones de las naves Pioneer 11, Voyager 1 y Voyager 2. Tomada de Slavin et al. (1985).

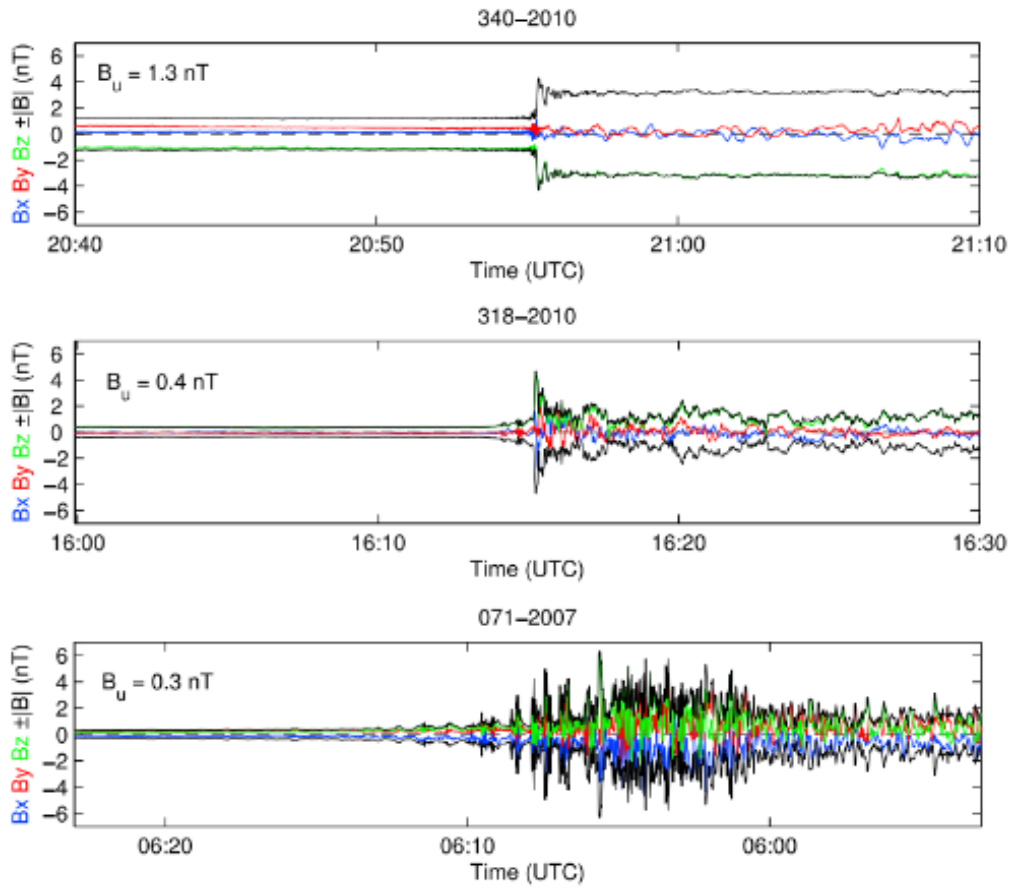


Figura 4.4: Cruces del choque de proa cuasi-perpendicular de Saturno vistos por Cassini, con diferentes números de Mach Alfvénico. De arriba a abajo se tiene: $\theta_{Bn} = 65^\circ$ y $M_A = 5$; $\theta_{Bn} = 81^\circ$ y $M_A = 22$; $\theta_{Bn} = 77^\circ$ y $M_A = 33$. Tomada de Sulaiman et al. (2016).

magnetofunda también es más turbulenta cuando el número de Mach del choque aumenta.

Tanto el número de Mach como la β del plasma determinan la estructura magnética observada, así como la turbulencia en la región río abajo. (Achilleos et al., 2016). Un choque de proa fuerte, como el de Saturno convierte gran parte del momento del flujo del viento solar a energía térmica del plasma río abajo (Achilleos et al., 2006). Saturno se encuentra en una posición en la heliosfera en la que los números de Mach son considerablemente más altos que en la Tierra. Por lo anterior el estudio del choque de proa de Saturno es útil no sólo para entender el comportamiento de los choques de proa pero también de choques más fuertes, como choques interplanetarios o astrofísicos, caracterizados por tener números de Mach muy altos (Sulaiman et al., 2016).

Otra característica particular de la interacción de Saturno con el viento solar se debe a sus satélites, en particular Titán. Típicamente la órbita de Titán se encuentra dentro de la magnetosfera de Saturno, pero si la presión dinámica del viento solar es lo suficientemente intensa, la magnetopausa y el choque de proa pueden retraerse,

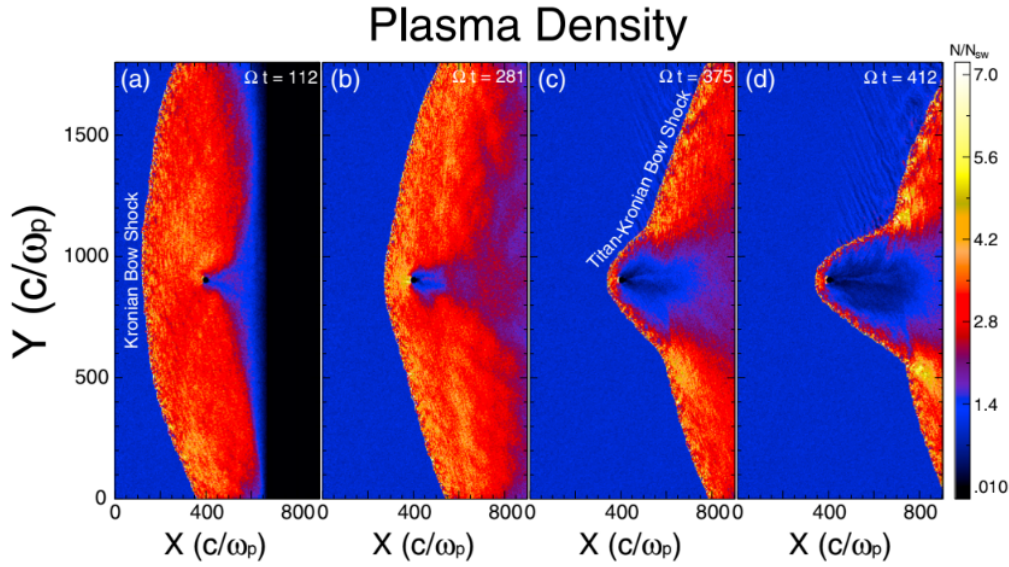


Figura 4.5: Densidad numérica en cuatro tiempos de una simulación híbrida mostrando el retroceso del choque de proa de Saturno y la formación de un choque de proa deformado del sistema Titán-Saturno. Tomada de Omidi et al., (2017).

quedando Titán expuesto al viento solar (Omidi et al., 2017). Como Titán tiene una ionosfera, al quedar expuesto al viento solar también interactúa con éste, formándose una magnetosfera inducida río arriba de Titán. Al ocurrir esto, en lugar de que se formen dos choques de proa separados, uno de Titán y uno de Saturno, se forma un solo choque de proa deformado para el sistema acoplado de Titán-Saturno (Omidi et al, 2017).

En la figura 4.5 se muestra la densidad numérica normalizada al valor del viento solar en cuatro tiempos diferentes de una simulación híbrida donde se puede ver el retroceso y deformación del choque de proa de Saturno mientras Titán queda expuesto al viento solar y el choque de proa se transforma en un solo choque de proa deformado del sistema Titán-Saturno (Omidi et al., 2017).

Aunque el choque de proa de Saturno es casi siempre cuasi-perpendicular del lado día, bajo las condiciones adecuadas del IMF, éste puede estar dentro del régimen cuasi-paralelo ($\theta_{Bn} < 45^\circ$) y un antechoque se forma río arriba del choque de proa. La detección de fluctuaciones magnéticas río arriba de Saturno está asociada a geometrías cuasi-paralelas del choque de proa, lo cual indica la existencia de un antechoque de ondas ULF río arriba de Saturno (Andrés et al., 2013).

4.1.1. Ondas y Eventos transitorios río arriba de Saturno

Todas las partículas en el antechoque son aceleradas por el campo magnético convectivo del viento solar y están sujetas a una deriva. La presencia de las partículas *backstreaming* en el antechoque conduce a la formación de ondas electromagnéticas cuyas propiedades varían según θ_{Bn} (Bertucci et al., 2007).

Por el gran tamaño de la magnetosfera de Saturno, su región de interacción con el viento solar es también muy extendida. Además, la presencia de iones y partículas neutras en la magnetosfera de Saturno es una fuente probable de iones pesados en la región río arriba por escape (*leakage*) de la magnetosfera (Bertucci et al., 2017).

Las ondas ULF en el antechoque de Saturno se forman por inestabilidades resonantes generadas por el haz de iones. Además, la frecuencia de las ondas ULF aumenta con la intensidad del IMF (Hoppe y Russell, 1984). Por lo anterior es de esperarse que las ondas generadas por inestabilidades ion-ciclotrón tengan menores frecuencias a mayores distancias heliocéntricas, como es el caso de Saturno. Hay dos principales tipos de ondas ULF en el antechoque de Saturno. Las primeras son las ondas con frecuencias por debajo de Ω_{H^+} , en el marco de referencia de la nave (Bertucci et al., 2007). Estas ondas son análogas a las ondas ULF de 30 segundos terrestres y también son las más comunmente vistas, pero en el caso de Saturno pueden tener periodos de hasta 5 o 10 minutos. Tienen una polarización izquierda en el marco de referencia de la nave. Son ondas muy compresivas, con $\delta B/B > 1$ y están asociadas a poblaciones de iones difusos. Su amplitud aumenta si $\theta_{Bn} < 30^\circ$, y son vistas generalmente cuando la dirección del IMF es cercana a la dirección nominal del viento solar. Estas ondas también pueden ser empinadas, considerándose algunas veces *shocklets* y pueden tener ondas tipo whistler como precursores.

En la figura 4.6 se muestran ejemplos de las ondas con frecuencias por debajo de Ω_{H^+} vista por Cassini el 15 de noviembre de 2004 reportada por Bertucci et al. (2007). Se presenta la serie de tiempo de campo magnético de un intervalo (arriba), y la serie de tiempo en el sistema coordenado del MVA (en medio) y los hodogramas correspondientes a las ondas de otro intervalo de tiempo posterior (abajo). Las ondas de la figura 4.6 tienen una polarización muy circular, un periodo aproximado de 30 segundos y una propagación cuasi-paralela al IMF, con un ángulo θ_{kB} de 12°

El otro tipo de ondas ULF vistas en el antechoque de Saturno son ondas con frecuencias por encima de Ω_{H^+} , también en el marco de referencia de la nave (Bertucci et al., 2007). Las ondas en este rango de frecuencias tienden a ser cuasi-monocromáticas o muy empinadas y se consideran análogas a las ondas terrestres de 3 segundos, con periodos del orden de un minuto en el caso de Saturno. Cuando estas ondas son monocromáticas son poco compresivas excepto cuando la amplitud es grande ($\delta B/B > 1$). Cuando son ondas empinadas tienen frecuencias y polarizaciones parecidas a las ondas cuasi-monocromáticas, indicando que posiblemente representan un estado de evolución avanzado de estas ondas. Estas ondas están asociadas a distribuciones de iones *backstreaming* calientes.

En la figura 4.7 se presenta un ejemplo de las ondas con frecuencias por encima de Ω_{H^+} reportada por Bertucci et al. (2007). De forma análoga a la figura 4.6 se presenta la serie de tiempo de campo magnético, del MVA y los hodogramas de la onda vista por Cassini el 10 de diciembre de 2004. El periodo de esta onda es de

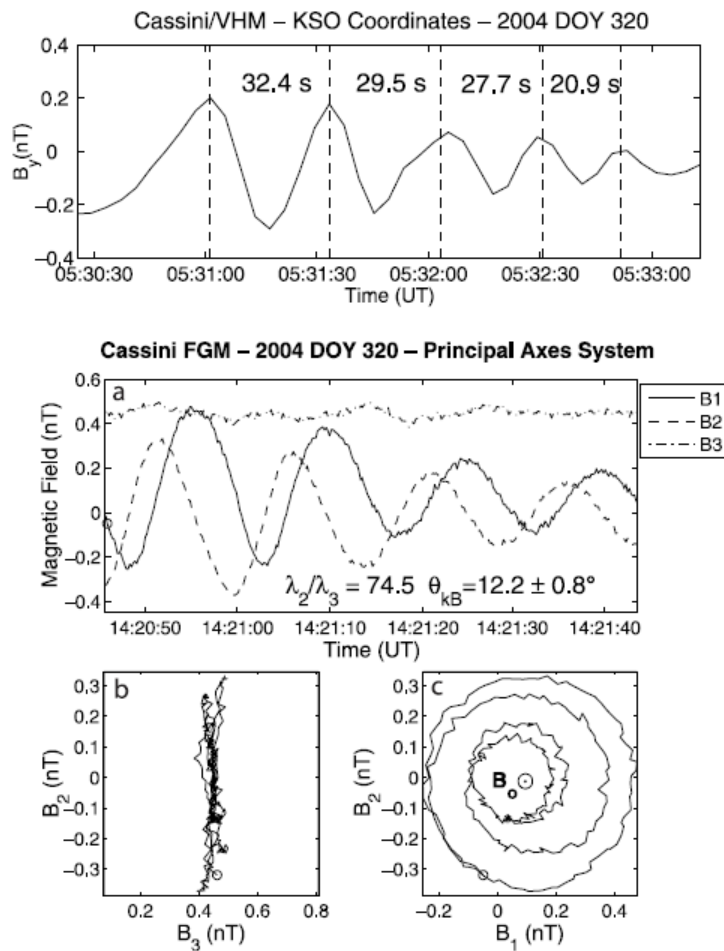


Figura 4.6: Serie de tiempo y MVA de dos intervalos de tiempo diferentes de ondas con frecuencias por debajo de Ω_{H^+} . Tomada y editada de Bertucci et al., (2007).

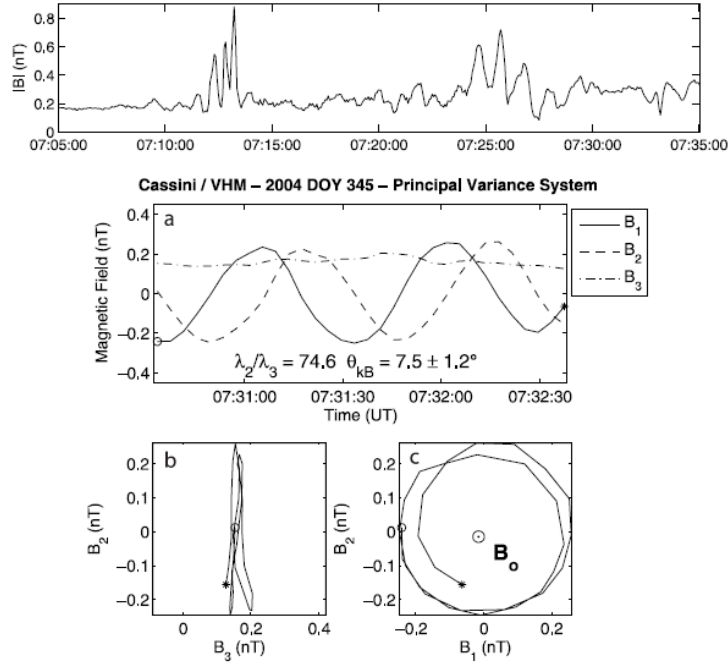


Figura 4.7: Serie de tiempo y MVA de ondas con frecuencias por encima de Ω_{H+} . Tomada y editada de Bertucci et al., (2007).

aproximadamente un minuto, su polarización muy circular y su propagación también es cuasi-paralela al viento solar, con un ángulo θ_{kB} de 7.5° .

Aunque se tiene poca información sobre eventos transitorios en el antechoque de Saturno, Omidi et al. (2017) reporta un cavitón y una SHFA detectados por Cassini en el antechoque del sistema acoplado de Titán-Saturno previamente mencionado, los cuales fueron también observados con las simulaciones híbridas. En la figura 4.8 se presenta la serie de tiempo del 30 de noviembre de 2013 en donde fueron observados el cavitón y la SHFA.

El cavitón de la figura 4.8, marcado entre líneas punteadas verdes, al igual que los cavitones terrestres tiene una caída en los valores de campo magnético y densidad (la cual fue determinada en las simulaciones) rodeada un aumento en los mismos en las orillas del evento. El tamaño de este cavitón es de $\sim 0.5R_S$ y su duración poco mayor a un minuto. La SHFA, marcada entre líneas punteadas rojas, además de presentar una firma similar a la del cavitón, con aumentos más marcados en las orillas del evento, tiene una población de iones más energéticos en su interior, visible en el tercer panel de la figura 4.8. La duración de esta SHFA es de aproximadamente dos minutos y su tamaño de $\sim 0.7R_S$.

4.2. Análisis de ondas en el antechoque de Saturno

En esta sección se presenta el análisis de dos intervalos del antechoque de Saturno en los cuales se detectaron ondas ULF. La búsqueda de ondas ULF se realizó en

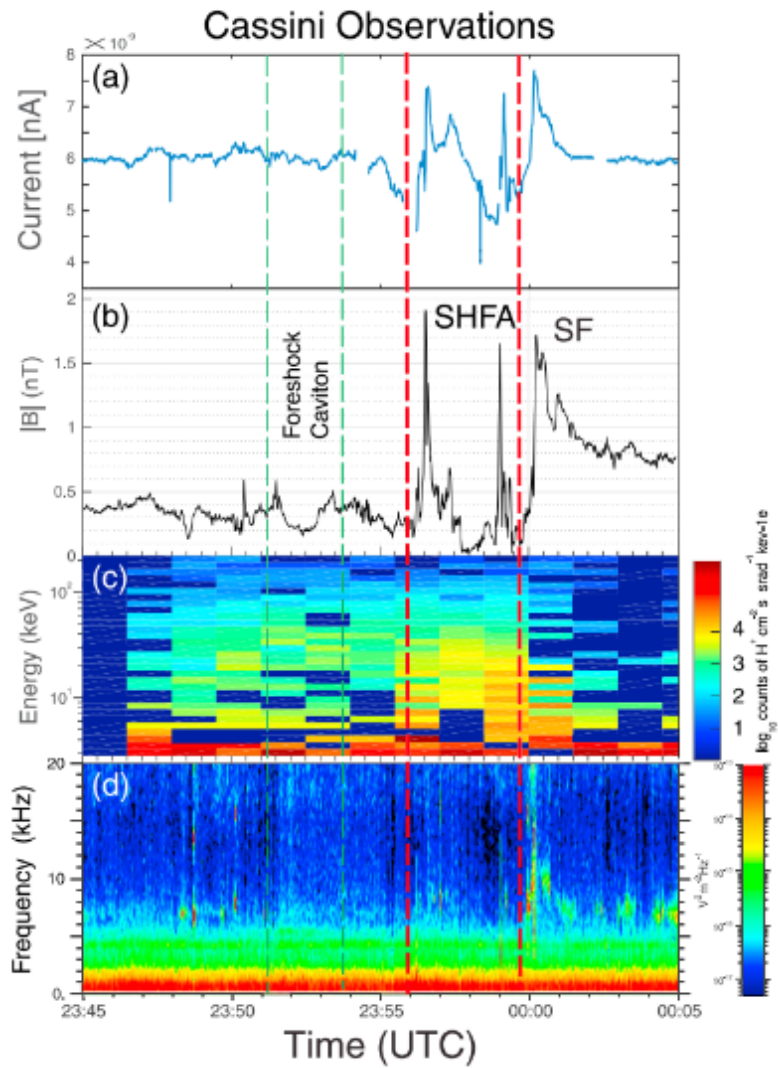


Figura 4.8: Serie de tiempo de Cassini de campo magnético y plasma en donde un cavitón y una SHFA fueron identificadas. Tomada y editada de Omidi et al., (2017).

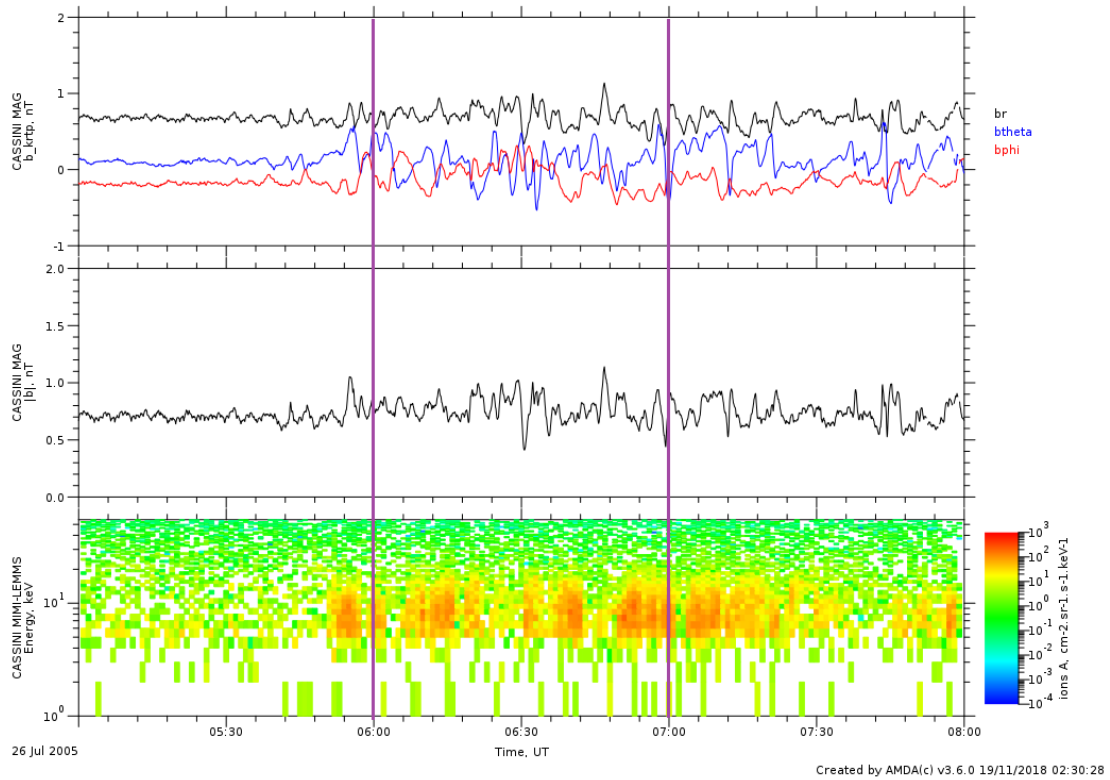


Figura 4.9: Serie de tiempo de Cassini de componentes de campo magnético (arriba), intensidad total de campo magnético (en medio) y espectro de energía (abajo) del 26 de julio de 2005 de las 04:00:00 a las 08:00:00.

intervalos previamente reportados en los cuales Cassini pasó por el antechoque de Saturno.

Ondas de 30 segundos

El primer intervalo estudiado corresponde al 26 de julio de 2005. En la figura 4.9 muestra la serie de tiempo de las 04:00:00 a las 08:00:00. En el primer panel se muestran las componentes del campo magnético en coordenadas RTP, en el segundo panel la intensidad total del campo magnético y en el tercer panel el espectro de energía de protones. El antechoque comienza aproximadamente a las 05:45:00, a partir de donde se pueden ver fluctuaciones de mayor amplitud en el campo magnético y poblaciones de partículas reflejadas, correspondientes al antechoque, en el tercer panel.

La figura 4.10 corresponde al MVA, hodogramas y espectro de potencias de las ondas marcadas entre líneas violeta en la figura 4.2. La frecuencia de ciclotrón local durante el intervalo seleccionado es de $\sim 0.07Hz$, mientras que las ondas tienen periodos cercanos a dos minutos, ambas determinadas en el marco de referencia de la nave, por lo que pueden clasificarse como el primer tipo de ondas, con frecuencias por debajo de Ω_{H^+} . Estas ondas son compresivas, con $\delta B_{Max}/B \sim 1$, aunque no

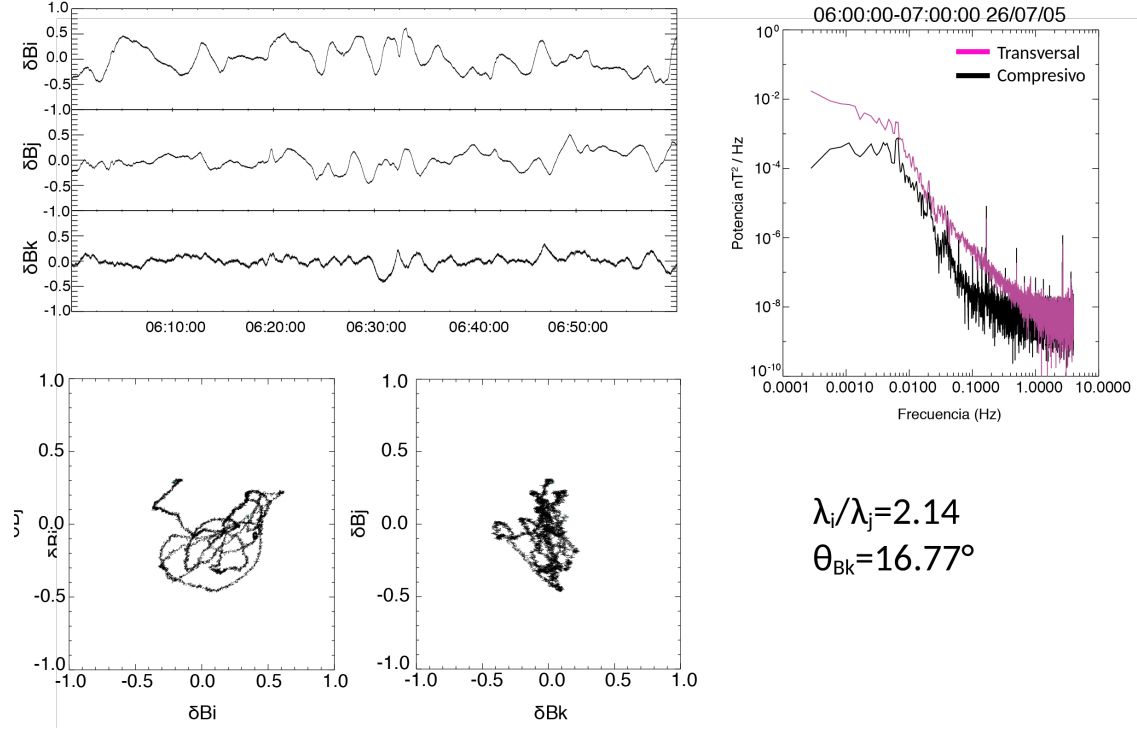


Figura 4.10: Serie de tiempo del MVA, hodogramas y espectro de potencias del intervalo marcado en la figura 4.9.

tienen una polarización circular visible. En el MVA se obtuvo que $\lambda_i/\lambda_j = 2.14$, lo cual indica que las ondas no son circulares, lo cual también se puede observar en el hodograma izquierdo de la figura 4.10. El ángulo de propagación de estas ondas respecto al campo magnético promedio fue de $\theta_{Bk} = 16.77^\circ$.

Como estas ondas tienen frecuencia por debajo de Ω_{H+} , se pueden considerar análogas a las ondas de 30 segundos terrestres, y de forma análoga también, la población de iones visible en el tercer panel de la figura 4.9 corresponde a iones difusos, que son los que están asociados a este tipo de ondas en el caso terrestre.

Ondas de 3 segundos

El siguiente intervalo de ondas ULF analizadas se presenta en la figura 4.11 en donde se puede ver la serie de tiempo de Cassini del 30 de noviembre de 2013 de las 23:51:00 a las 23:56:00 donde se muestran las componentes de campo magnético, su intensidad total, y un espectro de energía de protones, aunque los datos no están disponibles para todo el intervalo. En el intervalo está marcado entre líneas anaranjadas el cavitón reportado por Omidi et al. (2017), descrito en la sección anterior.

Las ondas de la figura 4.11 tienen un periodo aproximado de 5 segundos, por lo que pueden clasificarse en el segundo tipo de ondas, con frecuencias por encima de Ω_{H+} , ya que la frecuencia de ciclotrón local es de $\sim 0.042Hz$ en el marco de referencia de la nave. Además, en el espectro de potencias que se presenta en la figura 4.12

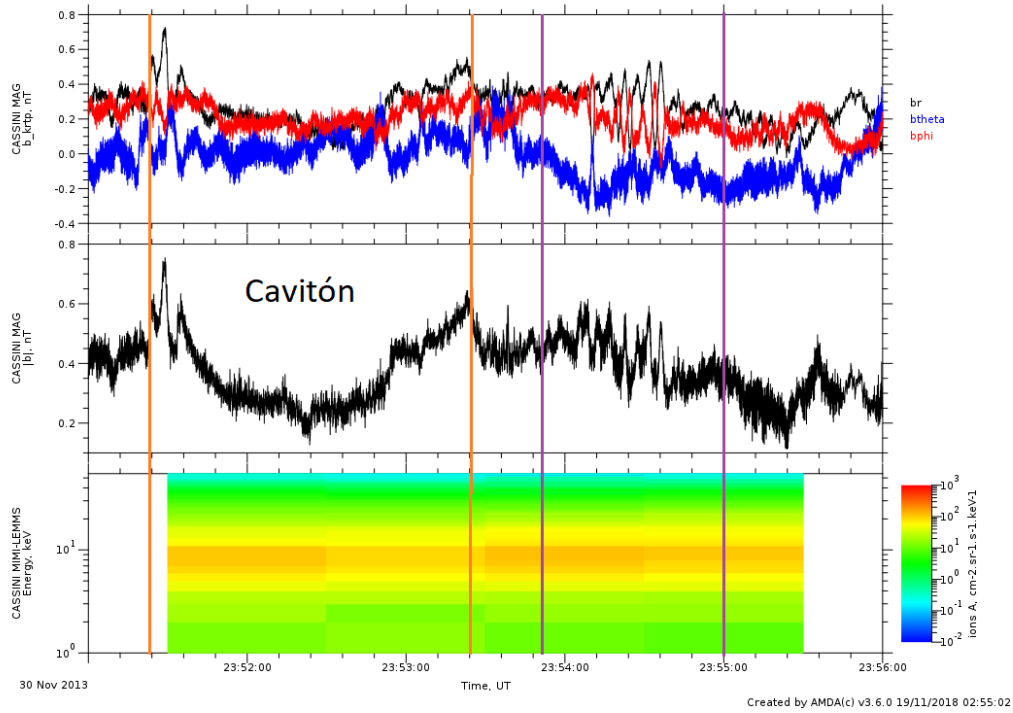


Figura 4.11: Serie de tiempo de Cassini de componentes de campo magnético (arriba), intensidad total de campo magnético (en medio) y espectro de energía (abajo) del 30 de noviembre de 2013 de las 23:51:00 a las 23:56:00.

junto con los resultados del MVA, se puede ver una frecuencia predominante, lo que es consistente con que las ondas de esta clasificación son cuasi-monocromáticas. En el MVA se obtuvo que las ondas se propagan con $\theta_{Bk} = 15.67^\circ$, cuasi-paralelas al campo magnético promedio. Se obtuvo también que $\lambda_i/\lambda_j = 1.49$, lo cual indica que las ondas son circulares o poco elípticas, sin embargo en el hodograma de la izquierda se ven más como ondas planas. Estas ondas fueron ligeramente compresivas con $\delta B_{Max}/B = 0.4$.

Como las ondas anteriores tienen frecuencias por encima de la frecuencia de ciclotrón local, tienen una frecuencia predominante visible en el espectro de potencias, y tienen un periodo aproximado de 5 segundos, se pueden considerar análogas a las ondas terrestres de 3 segundos, las cuales están asociadas a distribuciones de iones intermedios o difusos (Le y Russell, 1994).

Aunque se han encontrado ondas análogas a las ondas ULF en este trabajo, la identificación de eventos transitorios tipo cavitón o SHFA está limitada por la disponibilidad de datos de plasma de Cassini, y de información sobre intervalos en los cuales la nave se encontró en el antechoque de Saturno.

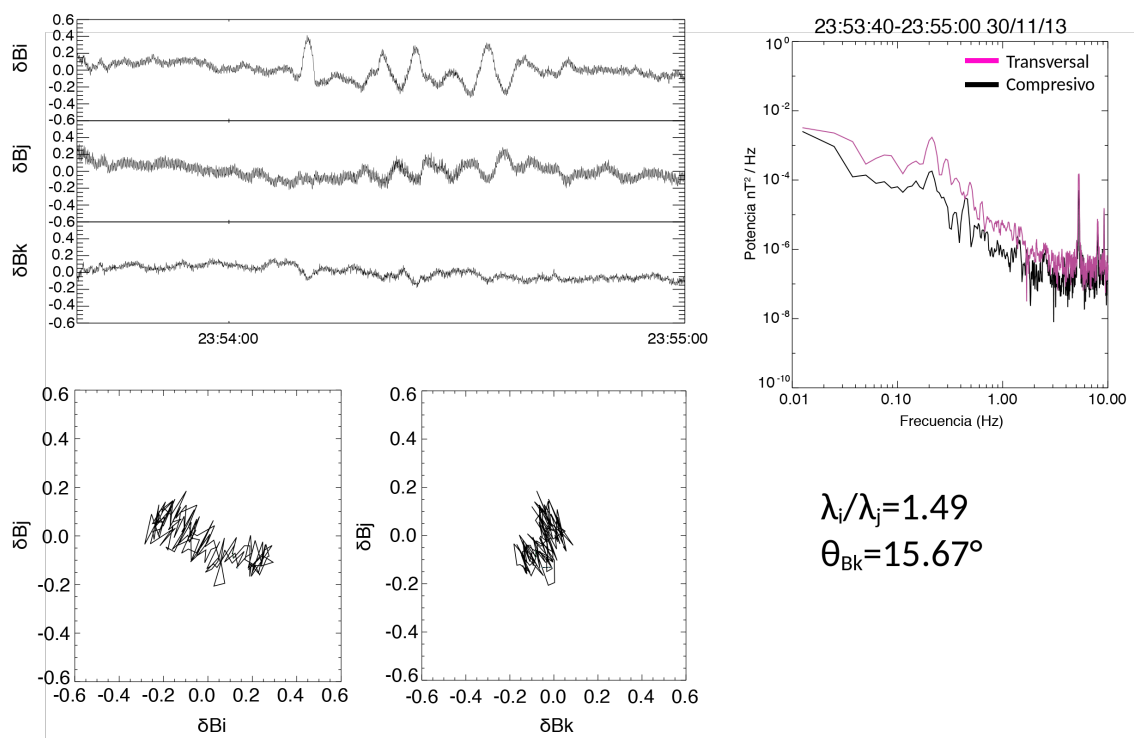


Figura 4.12: Serie de tiempo del MVA, hodogramas y espectro de potencias del intervalo marcado en la figura 4.11.

5. Marte

Marte es el cuarto planeta del sistema solar, es el segundo más pequeño con un radio de 3397 km y una masa de $6.42 \times 10^{23} kg$. No posee un campo magnético global, sin embargo su corteza cuenta con remanentes magnetizados, principalmente en el hemisferio sur. Tiene una composición atmosférica de CO_2 en un 95.3 %, Nitrógeno en un 2.7 %, y Argón en un 1.6 %, principalmente.

Marte interactúa con el viento solar, de una forma diferente a como lo hacen los planetas magnetizados, pues su interacción con este flujo super magnetosónico está dominada por su ionósfera y atmósfera (Vignes et al., 2000). Además, por su baja gravedad, de $3.711 m/s^2$, tiene una exosfera que se extiende más allá del choque de proa marciano, dando lugar así a la formación de nuevos iones en esta región que generan distribuciones de velocidades, inestabilidades, y por tanto, ondas diferentes a las vistas en otros planetas, como la Tierra.

5.1. Interacción de la Marte con el viento solar

Dado que la velocidad de flujo del viento solar en la órbita de cada planeta, incluyendo a Marte, excede la velocidad local de las ondas compresivas en el plasma, una onda de choque se forma frente a los obstáculos magnéticos que el viento solar encuentra.

El estudio de choques de proa planetarios y su región río arriba provee información importante tanto del comportamiento de choques astrofísicos no colisionales como de la naturaleza del obstáculo al viento solar (Mazelle et al., 2003). La posición, forma y condiciones del choque dependen de los parámetros del flujo río arriba y del obstáculo al viento solar. El tamaño del choque de proa es relevante pues indica la escala de los procesos que ocurren río arriba (Mazelle et al., 2003).

A pesar de tener un tamaño pequeño y no tener un campo magnético global, un choque de proa es creado frente a Marte para desacelerar y desviar el viento solar súper magnetosónico alrededor de éste (Dubinin y Fraenz, 2016). A diferencia de otros planetas magnetizados, como lo es la Tierra, donde el campo magnético intrínseco es el obstáculo para el viento solar, en el caso de Marte esta interacción está dominada por la ionosfera y la atmósfera marcianas (Vignes et al., 2000).

Las mediciones de Mars Global Surveyor (MGS) permitieron determinar el

momento dipolar magnético de Marte, que llega hasta $10^{18} Am^2$ cuatro órdenes de magnitud menor que el terrestre de $\sim 10^{22} Am^2$. Lo anterior permitió confirmar que la interacción de Marte con el viento solar no estaba dominada por su campo magnético, sino por su ionosfera, siendo ésta la que representa un obstáculo para el viento solar y frente a la cual el campo magnético se apila formando una barrera magnética (Vignes et al., 2000).

Además del choque de proa, y por no tener una magnetosfera intrínseca, entre el choque de proa y la ionopausa de Marte se forma una capa adicional, que en planetas magnetizados no existe, llamada capa de apilamiento. Esta capa, antes llamada planetopausa, es una frontera del plasma que marca el inicio de la región en donde se apila el campo magnético (Trotignon et al., 1996), y es de alguna forma análoga a la magnetopausa de la magnetosfera inducida que se genera por este apilamiento.

En la figura 5.1 se muestra una serie de tiempo reportada por Vignes et al., (2000) con datos de MGS con un ejemplo del choque de proa y de la capa de apilamiento del 12 de agosto de 1998. Los datos de la figura están en coordenadas MSO. Los primeros tres paneles corresponden a la dirección e intensidad del campo magnético, y el cuarto a flujos de electrones con cuatro niveles de energía diferentes. Las primeras dos líneas corresponden al choque de proa en donde la intensidad del campo magnético cambia de $\sim 2nT$ a $\sim 16nT$, y el flujo de electrones cambia de 11 eV a 300 eV, aumentando casi diez veces. Posterior al choque de proa se encuentra la región de la magnetofunda, caracterizada por variaciones turbulentas en el campo magnético. Las siguientes dos líneas, a las 9:26, corresponden a la frontera de la capa de apilamiento. Esta última capa está caracterizada por un aumento en la intensidad del campo magnético, una reducción en los flujos de electrones mayor a 10 eV, y una disminución en la turbulencia del campo magnético con respecto de la magnetofunda. También existe un cambio en la composición de iones, aunque éste último no se puede ver en la figura. Las dos caídas visibles en esta región en el flujo de electrones corresponden a la ionopausa, y las siguientes líneas verticales corresponden de nuevo a frontera de la capa de apilamiento, y al choque de proa marciano.

La figura 5.2 muestra un modelo empírico del choque de proa y de la capa de apilamiento del mismo artículo (Vignes et al., 2000), realizado con las mediciones de MGS de 450 cruces del choque de proa y 488 de la capa de apilamiento. El modelo de Vignes et al., (2000) corresponde a la línea continua. El modelo del choque de proa se compara con otros dos (líneas discontinuas) de Slavin et al., (1991) con los mismos datos de MGS y con datos de Phobos 2. El modelo de la capa de apilamiento se compara también con el modelo de Slavin et al., (1991) de las mediciones de Phobos 2.

Los datos del modelo de Slavin et al., (1991) fueron obtenidos a partir de 126

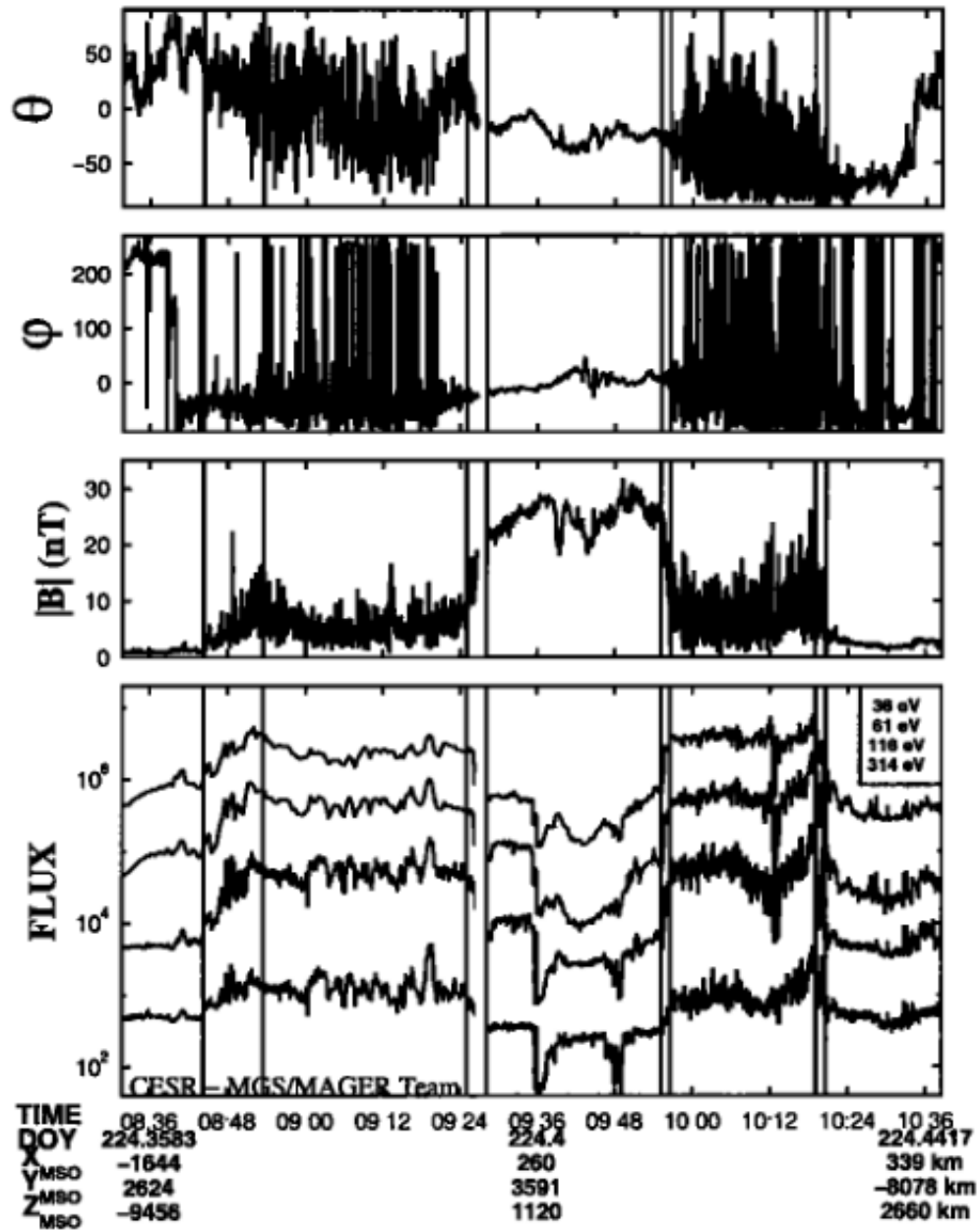


Figura 5.1: Serie de tiempo del choque de proa y la capa de apilamiento río arriba de Marte. Tomada de Vignes et al., (2000).

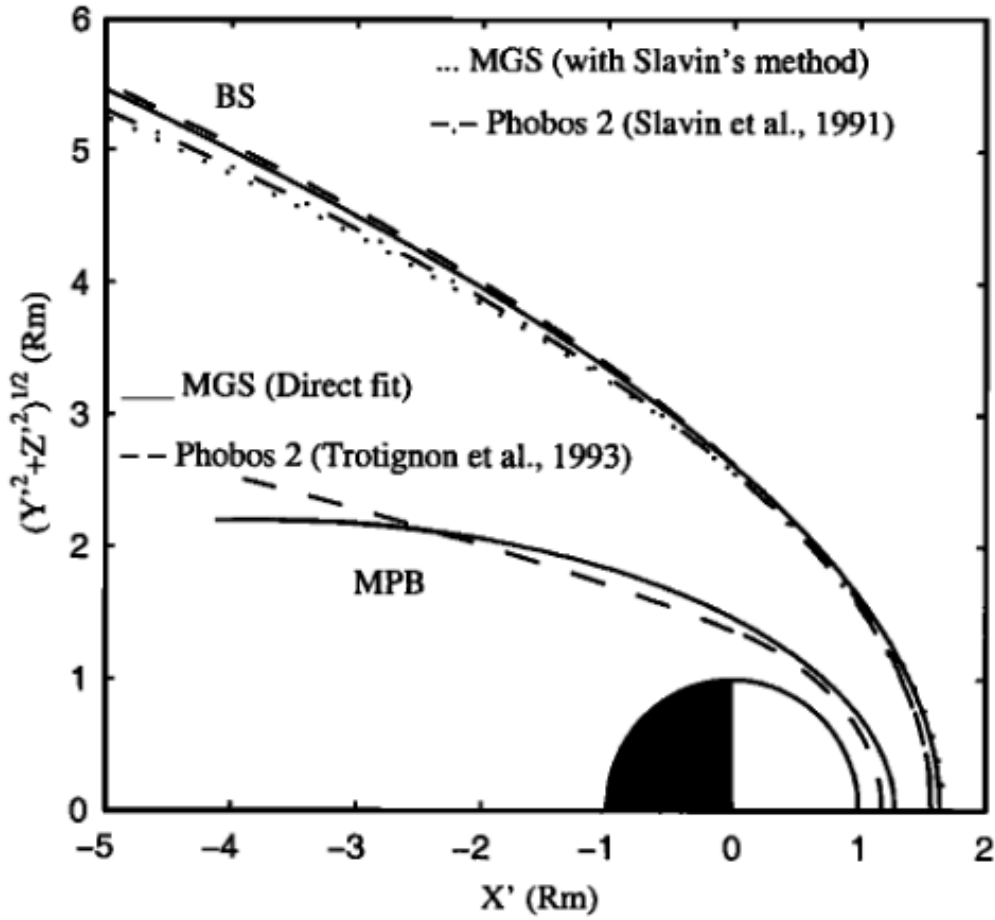


Figura 5.2: Modelo del choque de proa y de la frontera de la capa de apilamiento de Marte. Tomada de Vignes et al., (2000).

cruces del choque de proa y 45 de la capa de apilamiento de la nave Phobos 2, durante una fase del ciclo solar en la cual el número de manchas solares fue de entre 140 y 180, mientras que la cantidad de manchas solares fue de entre 30 y 90 en la fase del ciclo solar durante la cual las mediciones de MGS fueron realizadas. Los modelos realizados con las mediciones de ambas naves, tanto de Phobos 2 como de MGS, predicen que la distancia al punto subsolar del choque de proa y de la capa de apilamiento es de $\sim 1.6R_M$ y $\sim 1.2R_M$, respectivamente. El hecho de que ambos modelos predicen una posición similar para ambas fronteras, aún cuando fueron realizados con mediciones durante diferentes fases del ciclo solar, indica que la posición de ambas no está afectada por el mismo (Vignes et al., 2000).

5.1.1. Ondas río arriba de Marte

Cuando las líneas del campo magnético interplanetario están conectadas con el choque de proa de algún planeta, se observa turbulencia fuerte río arriba de éste. Ondas ULF han sido identificadas río arriba de planetas, cometas y choques interplanetarios, las cuales son generadas por inestabilidades en los haces de

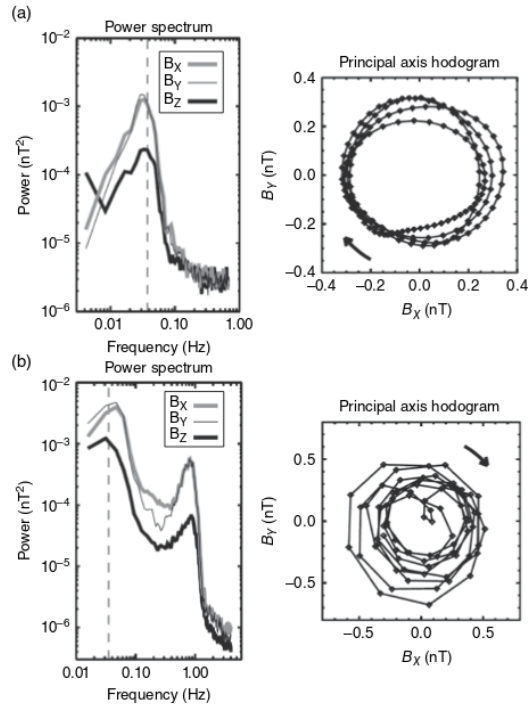


Figura 5.3: Ondas de 25 (a) y 1 (b) segundos del anteochoque marciano. Tomada de Dubinin y Fraenz (2016).

partículas, ya se por la reflexión de partículas en el choque o por el escape de partículas calientes de la magnetofunda, proceso conocido como leakage en inglés.

Los datos de la misión Phobos permitieron la observación de las primeras ondas de frecuencia ultra baja (ULF en inglés, de Ultra Low Frequency) detectadas río arriba de Marte, reportadas por Russell y Luhmann (1990). Éstas fueron ondas con periodos de cerca de 30 segundos con polarización derecha en el marco de referencia de la nave.

Existen reportes de ondas ULF en el anteochoque marciano (i.e. Brain et al., 2002), las cuales tienen periodos del orden de 25 segundos, siendo análogas a las ondas ULF terrestres de 30 segundos. Éstas tienen polarización izquierda en el marco de referencia de la nave y se propagan cuasi-paralelas al campo magnético interplanetario con un ángulo de propagación de $\sim 20^\circ$. Estas ondas pueden generarse por inestabilidades en el haz de iones tanto por los iones reflejados en el choque de proa como por los iones creados por los procesos de asimilación. También existen reportes de ondas de 1 a 2 segundos, análogas a las ondas terrestres de 1 Hz. Éstas usualmente se propagan cuasi-paralelas al campo magnético, pero se han visto casos de ángulos de propagación de estas ondas de hasta 60° .

La figura 5.3 corresponde al espectro de potencias y al hodograma de ondas de 25 segundos y de 1 segundo del anteochoque marciano, del 13 de abril de 1998 y del 11 de diciembre de 1997, respectivamente, reportadas por Dubinin y Fraenz (2016).

Existen también otros tipos de oscilaciones río arriba de Marte. Estas son ondas

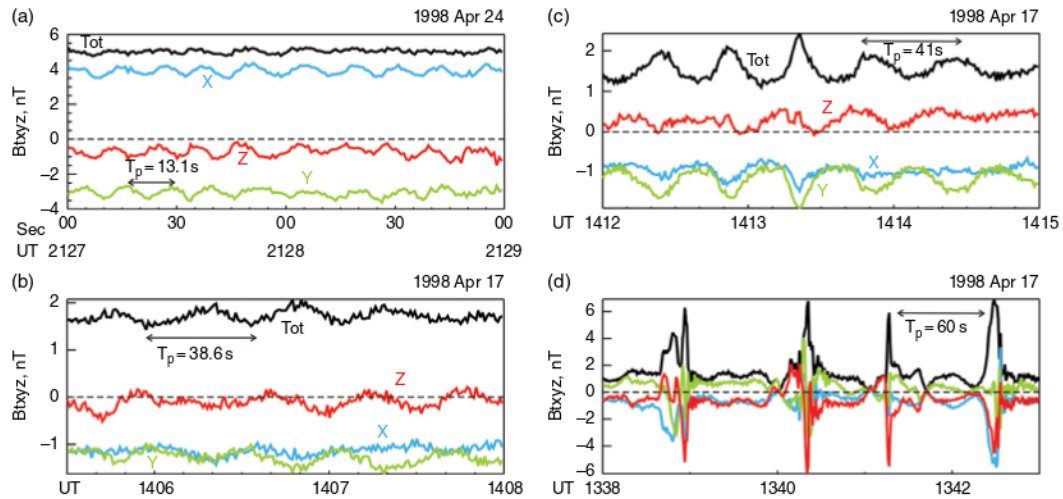


Figura 5.4: Ejemplos de las ondas ULF de gran amplitud en el antechoque de Marte, de mediciones de MGS. Tomada de Dubinin y Fraenz, (2016).

ULF de gran amplitud. La figura 5.4 muestra un ejemplo de cada uno de estos tipos de ondas ULF reportados por Dubinin y Fraenz (2016): Ondas sinusoidales no compresivas con periodo cercano al de ciclotrón (a), oscilaciones tipo whistler con frecuencias del orden de 1 Hz (b), ondas muy compresivas con periodos de ciclotrón (c), y shocklets (d).

Con sus observaciones, además de las ondas ULF antes mencionadas, Russell y Luhmann (1990) detectaron una señal de fluctuaciones con la frecuencia de giro local de los protones. Lo anterior fue evidencia de que en Marte ocurre un fuerte proceso de asimilación de iones (Mazelle et al., 2003).

El pequeño tamaño de Marte, y la baja intensidad del campo magnético interplanetario en la órbita de éste tienen como consecuencia que el radio de giro de los protones del viento solar sea comparable con el tamaño del choque. Además, por la baja gravedad en Marte, la exosfera marciana se extiende más allá del choque de proa y los átomos neutros de ésta se encuentran sujetos a procesos como la fotoionización, ionización por impacto de electrones del viento solar, e intercambio de cargas, generando así nuevos iones río arriba del choque de proa de Marte. A grandes distancias los componentes neutros más abundantes son átomos de hidrógeno provenientes de la difusión del hielo superficial y subsuperficial. La siguiente población más grande de iones es de oxígeno, proveniente de la disociación del O₂ atmosférico.

La interacción de los iones creados por los procesos de asimilación de masa con el viento solar da lugar a un nuevo tipo de ondas electromagnéticas río arriba de Marte. El mecanismo más importante de formación de estas ondas es por inestabilidades resonantes. Aunque la posición del choque de proa y de la frontera de la capa de apilamiento no parecen cambiar con la fase del ciclo solar, la pérdida de iones de la atmósfera marciana al viento solar sí cambia con éste (Halekas et al., 2016). Bajo

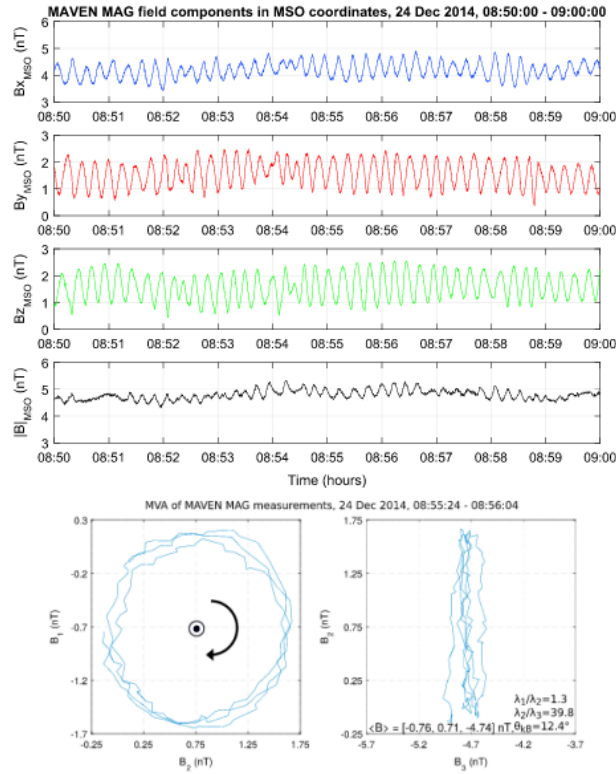


Figura 5.5: Ejemplos de las ondas ULF de gran amplitud en el anteochoque de Marte, de mediciones de MGS. Tomada de Dubinin y Fraenz, (2016).

diferentes condiciones del viento solar y de radiación, la tasa y el proceso dominante de pérdida de iones podría cambiar.

Los diferentes procesos de ionización, afectan no sólo la composición de los iones río arriba del choque marciano, sino también las distribuciones de velocidades de los átomos de hidrógeno y del viento solar. Esta nueva distribución de velocidades es poco estable y puede generar diferentes modos de ondas ULF con frecuencias cercanas a la frecuencia de giro de los protones, llamadas ondas protón-ciclotrón (PCW, del inglés *proton cyclotron waves*).

Las PCW han sido reportadas desde 1990 (i.e. Russell et al., 1990) e identificadas como ondas con la misma frecuencia que la frecuencia local de ciclotrón, con polarización izquierda en el marco de la nave y propagación cuasi-paralela al campo magnético interplanetario. En la figura 5.5 se muestra un ejemplo de PCW vista por la nave MAVEN el 24 de diciembre, reportada por Romanelli et al., (2016).

5.2. Análisis de ondas río arriba de Marte

A continuación se presentan casos de estudio de ondas ULF y protón ciclotrón vistas con MAVEN en la región del anteochoque marciano.

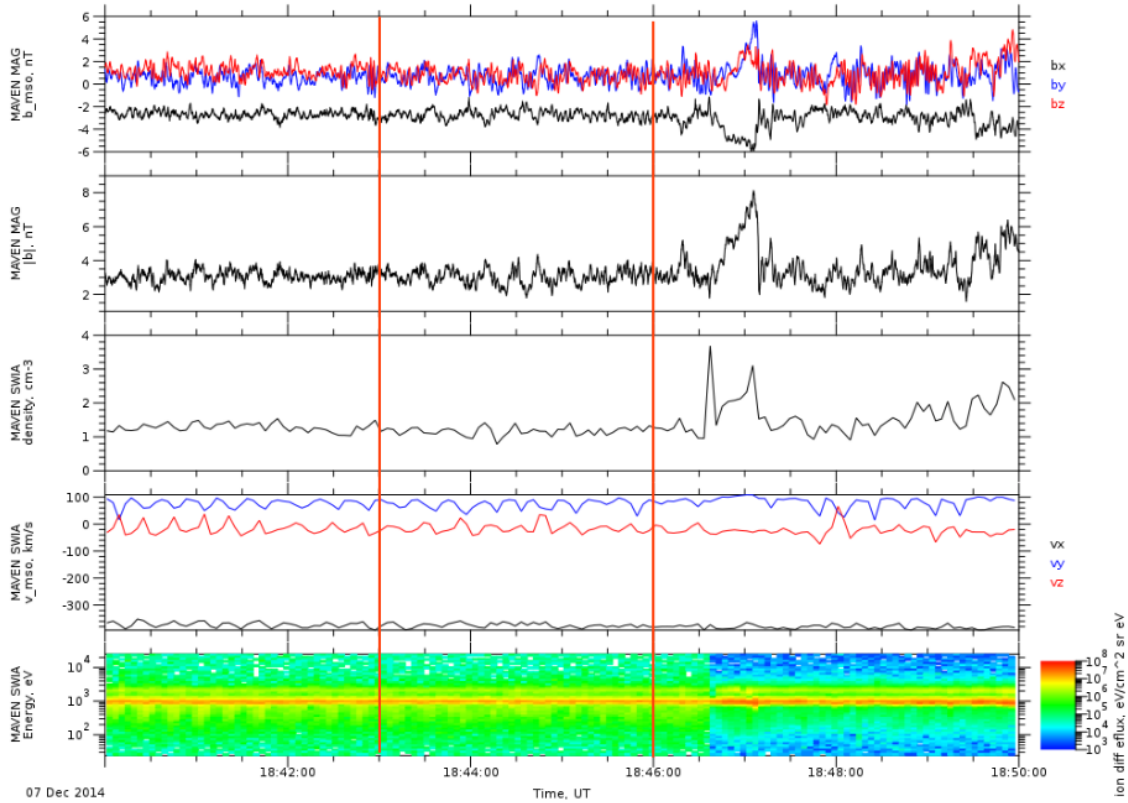


Figura 5.6: Serie de tiempo del 07 de diciembre de 2014 de las 18:40:00 a las 18:50:00. En los paneles se grafica de arriba a abajo: campo magnético por componentes, intensidad del campo magnético, densidad, velocidad por componentes, y flujo y energía de iones.

Ondas de 30 segundos con ondas de 1 Hz superpuestas

La figura 5.6 corresponde a una serie de tiempo del 7 de diciembre de 2014 de las 18:40:00 a las 18:50:00. La figura 5.7 corresponde al análisis de varianza mínima (MVA, del inglés *Minimum Variance Analysis*) y el espectro de potencias del intervalo marcado entre líneas rojas de la figura 5.6. En el intervalo de la figura 5.6 se encuentran dos frecuencias principales, una correspondiente a ondas de 25 segundos y otra a ondas de 2 a 3 segundos. Aunque los resultados del MVA ($\lambda_i/\lambda_j = 1.15$ indican que las ondas con circulares, en el hodograma del mismo no se puede distinguir bien lo anterior. Sin embargo, en las ondas de mayor frecuencia, las de 2 a 3 segundos, es ligeramente más visible una polarización circular izquierda. Son ondas medianamente compresivas, con $\delta B_{Max}/B = 0.6$. Estas ondas superpuestas en un mismo intervalo son análogas a las ondas ULF terrestres de 30 s y 1 Hz.

Shocklets de 30 segundos

En la figura 5.8 se presenta una serie de tiempo del mismo día, de las 18:50:00 a las 19:00:00, y en las figura 5.9 el MVA y el espectro de potencias del intervalo marcado en la figura 5.8. Estas ondas corresponden a estructuras muy compresivas, con $\delta B_{Max}/B = 0.83$, de periodo aproximado de 30 segundos, sin polarización

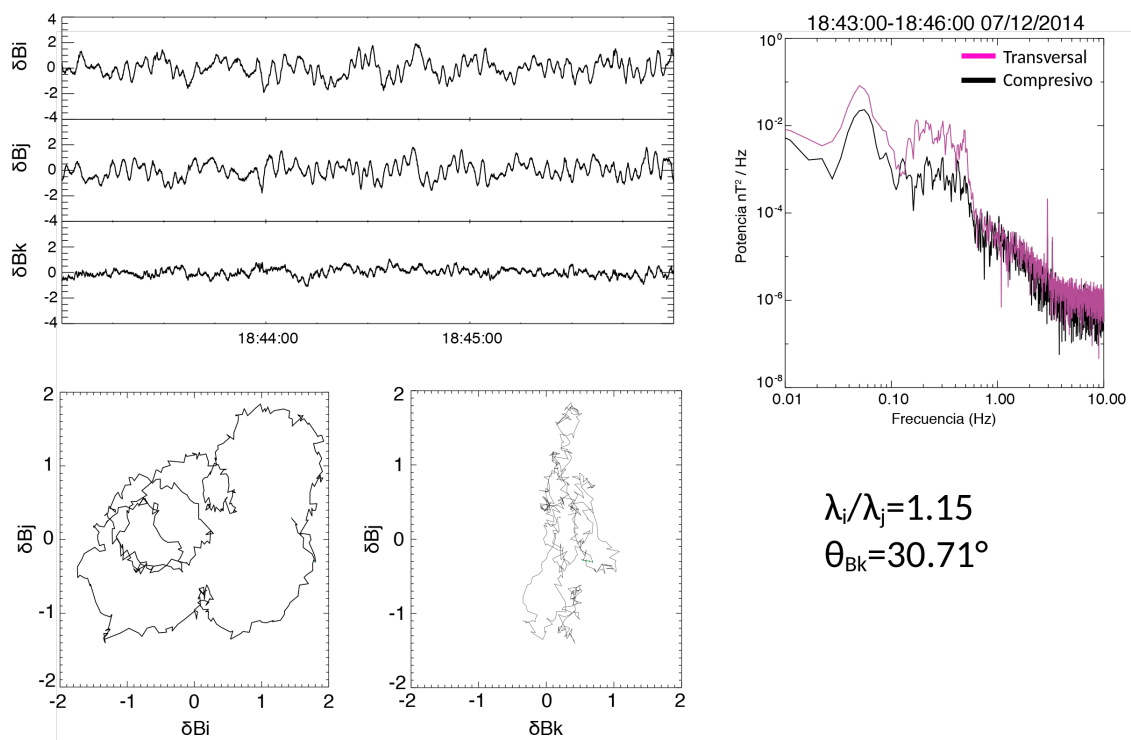


Figura 5.7: Serie de tiempo del MVA (izquierda arriba), hodogramas de eigenvectores de varianza máxima contra intermedia (izquierda abajo) y de varianza intermedia contra mínima (derecha abajo), y espectro de potencias del intervalo, donde la línea negra corresponde a la componente compresiva y la roja a la transversal. Resultados del análisis realizado al intervalo marcado en la figura 5.6

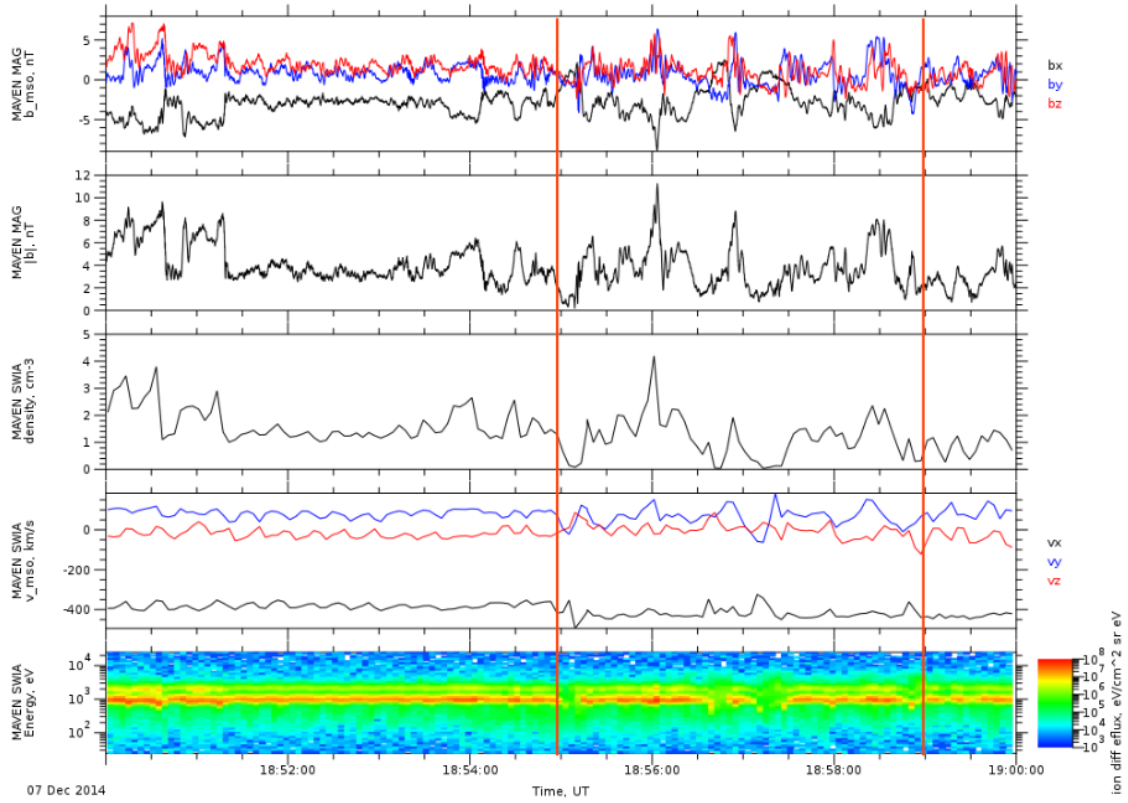


Figura 5.8: Serie de tiempo del 07 de diciembre de 2014 de las 18:50:00 a las 19:00:00. Los paneles tienen el mismo formato que en la figura 5.6.

definida. Se observan también estructuras de menor amplitud y mayor frecuencia, cercana a 1 Hz, por lo que la estructura de gran amplitud de este intervalo puede tratarse de shocklets con un ángulo de propagación de 65.97° . Estas estructuras son muy compresivas, por lo que el ángulo de propagación determinado por el MVA puede no ser muy preciso, pues el error en este método de análisis aumenta con estructuras muy compresivas, y las ondas de este intervalo son las más compresivas en todo este trabajo.

Ondas protón ciclotrón

Por último, la serie de tiempo de la figura 5.10 es del 29 de diciembre de 2014, de las 14:15 a las 14:20. Por los resultados del MVA y del espectro de potencias, visibles en la figura 5.11, se puede pensar que las ondas de la figura corresponden a ondas protón ciclotrón, ya que su frecuencia, de $\sim 0.2Hz$ es cercana a la frecuencia de ciclotrón local, de $\sim 0.26Hz$, en el marco de referencia de la nave. Son ondas poco compresivas con $\delta B_{Max}/B = 1.30$, una propagación cuasi-paralela al campo magnético, de 24.7° , una polarización circular hacia la derecha y periodo de entre 3 y 6 segundos.

En general, en las ondas ULF del antechoque de Marte vistas en este trabajo se observa una correlación entre el campo magnético y la densidad, por lo que es de

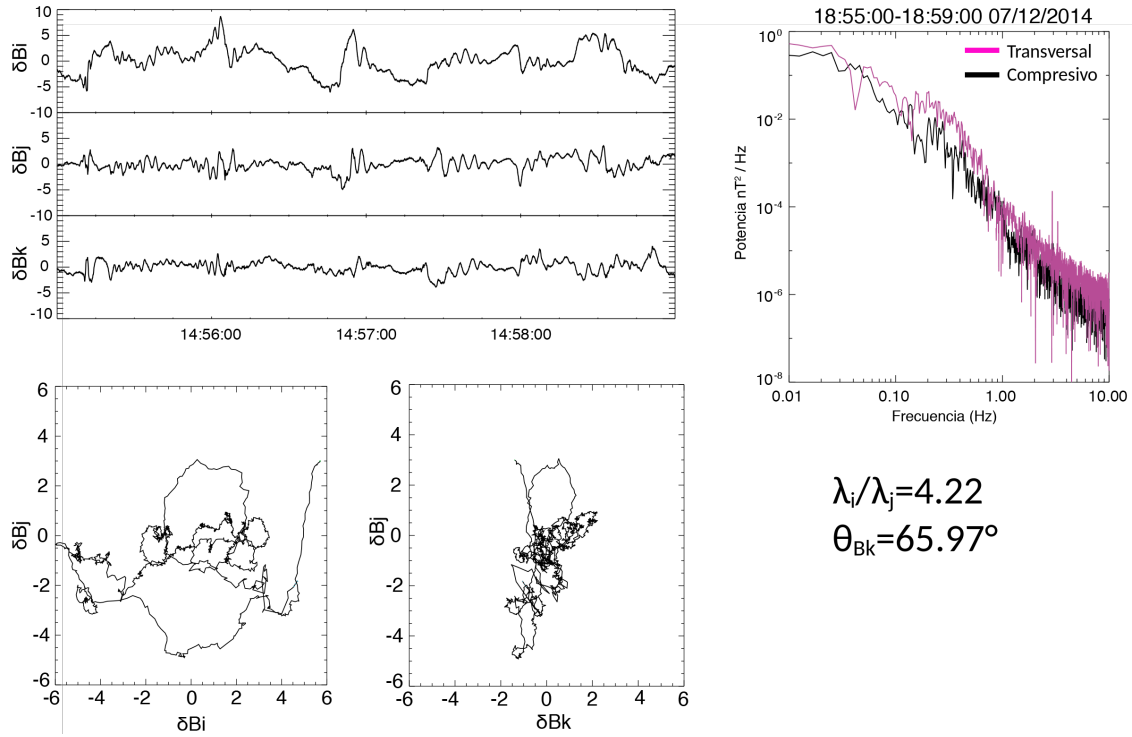


Figura 5.9: Resultados del MVA y espectro de potencias del intervalo marcado de la figura 5.8. Los paneles tienen el mismo formato que en la figura 5.7.

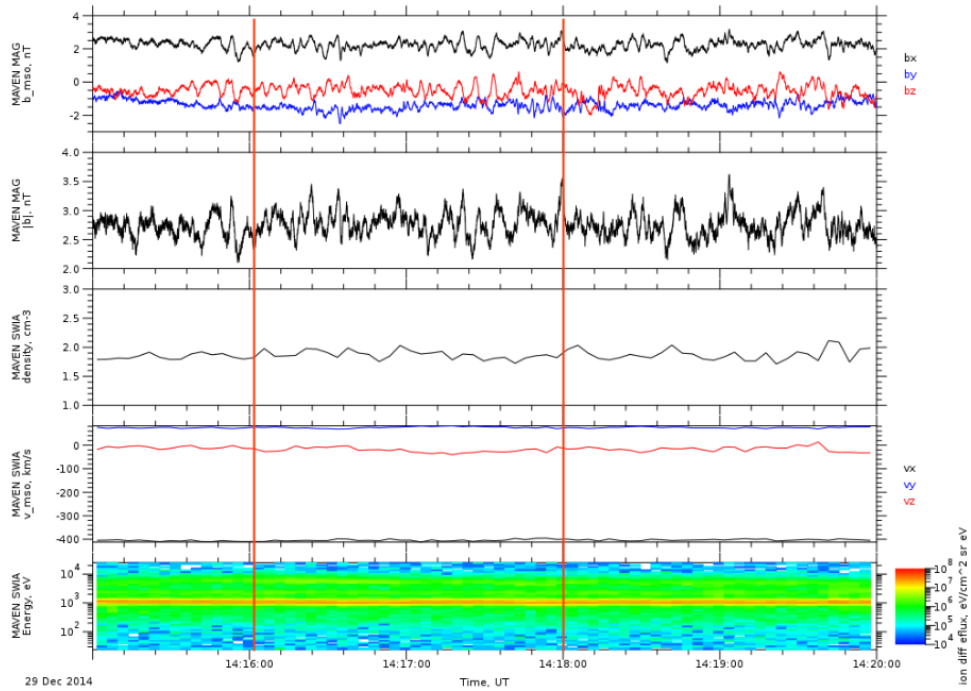


Figura 5.10: Serie de tiempo del 29 de diciembre de 2014 de las 14:15:00 a las 14:20:00. Los paneles tienen el mismo formato que en la figura 5.6.

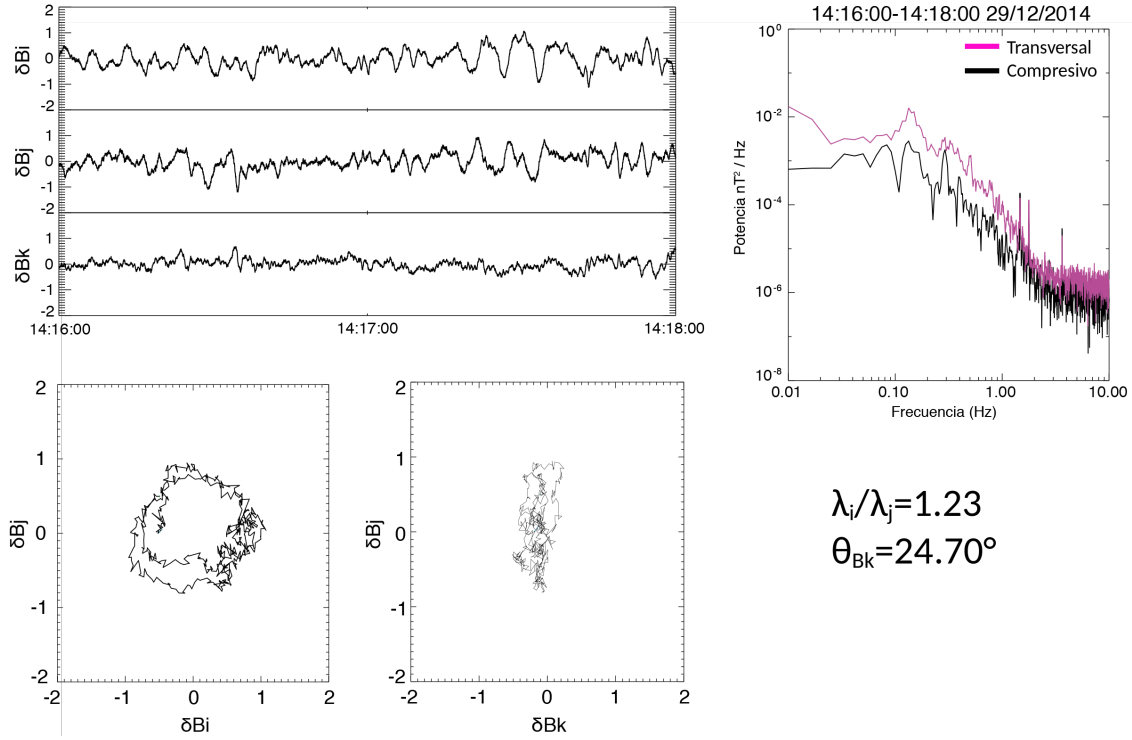


Figura 5.11: Resultados del MVA y espectro de potencias del intervalo marcado de la figura 10. Los paneles tienen el mismo formato que en la figura 5.7.

esperarse que si existen ondas análogas a las ondas terrestres, existan estructuras análogas también. Se observó, de acuerdo con lo previamente reportado que las ondas tienden a propagarse cuasi-paralelas ($\theta_{Bn} < 25^\circ$ al campo magnético interplanetario, aunque existen casos en los que este ángulo es mayor. Existe también una correlación entre lo compresivas de las ondas y el ángulo de propagación, pues las menos compresivas tuvieron ángulos de propagación del orden de 20° , mientras que las más compresivas de hasta 60° .

6. Discusión y Conclusiones

Como ya se mencionó, existen similitudes entre las regiones de interacción del viento solar con los diferentes planetas estudiados en este trabajo. Además, a lo largo de los capítulos anteriores ya se han visto similitudes entre las ondas ULF de los antechoque de los mismos, aunque existen también grandes diferencias entre éstas, atribuidas a diferentes factores. En esta última sección del trabajo se discuten las características río arriba de las regiones de interacción y las estructuras presentes basado en las diferencias y similitudes entre ellas para comprender mejor cada región de interacción. Aunque se presentan similitudes entre las ondas ULF de los diferentes antechoques planetarios es necesario tener presente que aunque los modos de ondas son los mismos, y los procesos que ocurren río arriba de cada planeta son análogos, existen diferencias muy grandes en los parámetros relevantes del viento solar, por ejemplo, en la intensidad del campo magnético interplanetario, la orientación del viento solar, o la velocidad de éste. Por lo anterior, aunque en este trabajo se realiza una caracterización de estas ondas y se encuentran características comunes entre ellas, no se tienen condiciones que sean suficientemente similares para poder realizar una comparación estricta entre las regiones de interacción de los cuatro planetas.

6.1. El choque de proa

Los cuatro planetas estudiados en este trabajo tienen un choque de proa. Aunque la forma es análoga, el tamaño de éste varía mucho entre los cuatro planetas. Sin considerar a Marte, que por no tener un campo magnético intrínseco tiene una interacción diferente con el viento solar, la distancia al punto subsolar desde el centro del planeta es de ~ 2 , ~ 13 , y ~ 30 radios planetarios para Mercurio, la Tierra y Saturno, respectivamente. La diferencia en estos tamaños es debida a la presión dinámica del viento solar, que disminuye a mayor distancia heliocéntrica, y la presión magnética del campo magnético de cada planeta, resultando en una magnetosfera y por tanto un choque de proa más pequeño para Mercurio, intermedio para la Tierra y grande para Saturno.

Los cuatro planetas tienen un antechoque, el cual siempre se encuentra en la región cuasi-paralela del choque de proa, donde $\theta_{Bn} < 45^\circ$. Sin embargo, como el ángulo de la espiral de Parker del campo magnético interplanetario cambia con la

distancia heliocéntrica, la región del choque de proa donde se cumple que $\theta_{Bn} < 45^\circ$ es diferente en cada choque de proa, y por tanto la posición del antechoque también lo es. En Mercurio el CMI es predominantemente radial, con un ángulo de 21° , por lo que el antechoque se encuentra cerca del punto subsolar del choque de proa. En la Tierra el ángulo del CMI es generalmente de 45° , y el antechoque se encuentra del lado día del choque de proa pero alrededor del punto subsolar, mientras que en Marte se espera que se encuentre más cerca de los flancos del choque de proa pues el ángulo del CMI es de aproximadamente 56° . En Saturno el CMI es casi transversal, con un ángulo aproximado de 84° , y el antechoque generalmente se encuentra en los flancos del choque de proa, mientras que del lado día el choque de proa es casi siempre cuasi-perpendicular.

La transición del choque de proa también cambia en cada planeta, lo cual es más fácil de estudiar comparando la transición del choque cuasi-perpendicular. Una característica propia de los choques cuasi-perpendiculares es la presencia del *overshoot* inmediatamente río abajo del choque de proa. El *overshoot* tiene típicamente un grosor de 1 a 3 radios de giro de protones. Aunque esta proporción se mantiene en todos los planetas, por la intensidad del CMI en cada planeta el tamaño del radio de giro de los protones río arriba del choque de proa cambia, por lo que la escala espacial del grosor del *overshoot* cambia desde ~ 200 km en Mercurio hasta ~ 10000 km en Saturno (Masters et al., 2013).

La magnitud del *overshoot* aumenta a mayor número de Mach y mayor β del plasma río arriba del choque de proa (Tátrallyay et al., 1997; Masters et al., 2013). La amplitud relativa del *overshoot* (ROA, del inglés *Relative Overshoot Amplitude*) está definida como $(B_O - B_D)/B_D$ (donde B_O es el valor máximo del campo magnético en el *overshoot* y B_D el valor promedio del campo magnético río abajo del choque de proa) y determina la magnitud del *overshoot* con respecto al campo magnético río abajo. En Mercurio el *overshoot* no siempre está presente, y cuando está su ROA es generalmente menor a 0.5. En la Tierra y en Marte el ROA es entre 0.5 y 1, mientras que en Saturno el ROA es típicamente del orden de 1.5-2, pero llega a tener valores de hasta 5.

6.2. Ondas ULF y eventos transitorios

Existen ondas ULF en los antechoques de todos los planetas estudiados en este trabajo. Dado que en Mercurio, la Tierra y Saturno las ondas ULF de sus antechoques son generadas por inestabilidades ion-ion, la frecuencia de las ondas aumenta a mayor intensidad del CMI (Hoppe y Russell, 1982). En este trabajo se comprobó lo anterior, pues para cada tipo de ondas ULF el periodo es mayor entre más lejano al Sol es el planeta, lo que implica que la intensidad del CMI es menor. En Marte esta relación no siempre se cumplió, lo cual puede deberse a que la distribución

de velocidades en el haz de iones que da lugar a la inestabilidad que genera las ondas ULF es diferente en Marte, ya que por los procesos de asimilación de masa, la composición de iones río arriba de Marte es diferente que en la Tierra, Mercurio y Saturno. En la figura 6.1 se presenta una tabla que resume las características de las ondas ULF de los antechocos de la Tierra, Mercurio, Saturno y Marte. Esta tabla reúne los resultados tanto de este trabajo, como de reportes previos de ondas ULF en los planetas estudiados en este trabajo, con el fin de destacar las características más importantes de cada una para comprender mejor las similitudes y diferencias entre éstas.

En general las características de las ondas estudiadas en este trabajo coinciden con los reportes previos (e.g. Bertucci et al., 2007; Dubinin y Fraenz, 2016; Le et al., 2013; Le y Russell 1994; Romanelli et al., 2016) de cada tipo de onda en los diferentes antechocos planetarios. De todos los tipos de ondas ULF, las ondas de 30 segundos estuvieron presentes en todos los antechocos planetarios, mientras que las ondas de 10 segundos solo se encontraron en el antechoque terrestre (figuras 2.13 y 2.14). Existen también los *shocklets*, de los cuales existen reportes para los diferentes planetas, pero de los cuales no se realizaron casos de estudio en este trabajo.

En general, además de presentar una mayor frecuencia a menor distancia heliocéntrica, presentaron ángulos de propagación al CMI menores a 30° , amplitudes pequeñas a excepción de las ondas de 30 segundos. La amplitud relativa de las ondas cambia entre tipos de onda, pero para un mismo tipo de ondas no cambia entre planetas, por lo que no parece existir una dependencia entre la amplitud relativa y la distancia heliocéntrica. También presentaron en general una polarización elíptica. En Saturno la polarización de las ondas no es visible,

Existen reportes de eventos transitorios río arriba de la Tierra (e.g. Blanco-Cano et al., 2010; Hietala et al., 2013), Mercurio (e.g. Le et al., 2013), y Saturno (e.g. Omidi et al., 2017). En este trabajo solo se presentan casos de estudio de eventos transitorios río arriba de la Tierra y de Mercurio, pero se mencionan también eventos transitorios previamente reportados. A continuación se discuten los resultados particulares obtenidos a partir de los casos de estudio de cada tipo de ondas y de los eventos transitorios.

6.2.1. Ondas de 30 segundos

Este tipo de ondas es el más comúnmente encontrado en la Tierra, y existen ondas ULF análogas a las ondas de 30 segundos en los otros tres planetas estudiados en este trabajo, Mercurio, Saturno y Marte.

Los reportes de las ondas de 30 segundos en el antechoque terrestre (e.g. Le y Russell, 1994) describen a este tipo de ondas como ondas sinusoidales de amplitud variable y cuya longitud de onda es del orden de un radio terrestre. Están asociados

| | Ondas de 1 Hz | Ondas de 30 segundos | Ondas de 3 segundos | Shocklets | Extras |
|-----------------|---|---|--|--|---|
| Tierra | <ul style="list-style-type: none"> $f \sim 0.5 - 4$ Hz Amplitud pequeña $\delta B/B \sim 0.2$ θ_{kB} de 20° a 40° Ocurren cerca del choque cuasi perpendicular Pueden estar superpuestas con ondas de $<T$ | <ul style="list-style-type: none"> $\lambda \sim 1RT$ Periodos del orden de 30s Generalmente son sinusoidales Pueden o no ser compresivas Polarización circular derecha $\delta B/B \sim 0.6$ $\theta_{kB} < 30^\circ$ | <ul style="list-style-type: none"> Periodos de pocos segundos En regiones donde $\beta > 1$ Circularmente polarizadas, generalmente a la derecha Tienen amplitud variable $\delta B/B \sim 0.6$ $\theta_{kB} < 20^\circ$ | <ul style="list-style-type: none"> $f < \Omega_{H^+}$ Fluctuaciones de gran amplitud Propagación oblicua al campo Acompañados de trenes de alta frecuencia (whistlers) | <ul style="list-style-type: none"> Ondas de 10 segundos, solo en la Tierra. Muy empinadas. $\theta_{kB} < 20^\circ$. La ondas ULF terrestres son utilizadas como referencia para clasificar ondas ULF en otros planetas |
| Mercurio | <ul style="list-style-type: none"> Whistlers con frecuencias de ~ 2Hz $\delta B/B \sim 0.3$ θ_{kB} de 20° a 40° Pueden estar superpuestas con ondas de $<T$ | <ul style="list-style-type: none"> Frecuencias de 0.3 Hz Gran amplitud $\delta B/B \sim 0.6$ Polarización circular izquierda $\theta_{kB} < 30^\circ$ | | | <ul style="list-style-type: none"> Existen fluctuaciones cuyo pico espectral está cerca de 0.8 Hz, a veces superpuestas con las ondas de 1 Hz |
| Marte | <ul style="list-style-type: none"> Ondas de 1 a 2 segundos de periodo. θ_{kB} de hasta 60° Pueden estar superpuestas con ondas de mayor amplitud | <ul style="list-style-type: none"> Periodos del orden de 25 segundos polarización circular izquierda Muy compresivas $\delta B/B \sim 1$ $\theta_{kB} \sim 30^\circ$ hasta 60° | | <ul style="list-style-type: none"> De gran amplitud. Periodos del orden de 60 segundos | <ul style="list-style-type: none"> Ondas próton-ciclotrón evidencia de procesos de asimilación de masa. Polarización circular. $f \sim \Omega_{H^+}$. |
| Saturno | | <ul style="list-style-type: none"> $f < \Omega_{H^+}$ $T \sim 5-10$ minutos Muy compresivas $\delta B/B \sim 1$ Polarización circular izquierda o no visible $\theta_{kB} < 30^\circ$ | <ul style="list-style-type: none"> $\triangleright \Omega_{H^+}$ $T < 1$ minuto Polarización circular izquierda o no visible Quasimonocromáticas Poco compresivas $\delta B/B \sim 0.6$ $\theta_{kB} < 20^\circ$ | <ul style="list-style-type: none"> $F < \Omega_{H^+}$ Ondas muy empinadas con whistlers precursores | <ul style="list-style-type: none"> Aun por determinar si estas ondas son analogas a las ondas de 3s y 30s terrestres. |

Figura 6.1: Tabla de las diferentes propiedades de las ondas ULF en antechoques planetarios tomando como referencia las ondas ULF terrestres. En todos los casos la polarización se refiere al marco de referencia de la nave. Realizada con información de este trabajo y con información tomada de Bertucci et al., 2007; Dubinin y Fraenz, 2016; Le et al., 2013; Le y Russell 1994; Romanelli et al., 2016.

a distribuciones de iones IAC, difusos o giratorios. En Mercurio las ondas análogas tienen frecuencias de $\sim 0.3\text{Hz}$ y son típicamente ondas de gran amplitud (Le et al., 2013). En Saturno estas ondas pueden tener periodos de hasta 5 o 10 minutos, tienen una polarización circular izquierda en el marco de referencia de la nave, son muy compresivas y al igual que en el caso terrestre, están asociadas a poblaciones de iones difusos (Bertucci et al., 2007). En Marte las ondas de 30 segundos tienen periodos ligeramente más pequeños, del orden de 25 segundos, y una polarización circular hacia la izquierda en el marco de referencia de la nave. En general estas ondas tienden a propagarse en una dirección cuasi-paralela a la dirección del CMI, con ángulos menores a 30° . En el caso de Marte estas ondas pueden propagarse con ángulos de hasta 60° , cuando se encuentran más cerca del choque de proa y son más compresivas.

Los resultados obtenidos con este trabajo son consistentes con los reportes previos. En Mercurio (figuras 3.5, 3.6, 3.9 y 3.10) y Marte (figuras 5.6, 5.7, 5.8 y 5.9) estas ondas presentaron una polarización aproximadamente circular hacia la izquierda en el marco de la nave, mientras que en la Tierra (figuras 2.15 y 2.16) la polarización fue hacia la derecha, aunque también presentaron una polarización circular. En Saturno (figuras 4.9 y 4.10) no hubo una polarización visible en este tipo de ondas. La polarización de las ondas es una de sus características que no es similar en las regiones de interacción de cada planeta, la cual podría deberse a diferencias en los mecanismos que ocurren en éstas.

La forma sinusoidal de las ondas sí es visible en los cuatro planetas. Tanto en la Tierra como en Mercurio se encontró $\delta B_{Max}/B \sim 0.5$, y en Mercurio estas ondas presentaron una amplitud mucho mayor a las ondas de 1 Hz superpuestas en el mismo intervalo. En Marte y en Saturno estas ondas fueron más compresivas, con $\delta B_{Max}/B \sim 1$. Por último, dado que en la Tierra y en Saturno estas ondas estuvieron asociadas a distribuciones de iones difusos, lo cual es consistente con los reportes previos, es de esperarse que este tipo de ondas en los otros planetas también estén asociadas a estas distribuciones de iones.

6.2.2. Ondas de 3 segundos

Según los reportes previos, sólo hay ondas de 3 segundos en el antechoque terrestre (e.g. Le y Russell, 1994) y ondas análogas en el antechoque de Saturno (Bertucci et al., 2007). En ambos planetas estas ondas tienen una propagación cuasi-paralela al CMI, amplitud variable, y están asociadas a distribuciones calientes de iones *backstreaming* alineados al campo. En la Tierra estas ondas, como su nombre lo dice, tienen periodos de 3 segundos, mientras que en Saturno tienen periodos que van desde segundos hasta aproximadamente un minuto.

Los resultados obtenidos en los casos de estudio fueron consistentes con la información previamente reportada. En ambos casos la propagación fue

cuasi-paralela al CMI, con ángulos de propagación menores a 20° ; y fueron medianamente compresivas, con $\delta B_{Max}/B$ de ~ 0.6 en la Tierra (figuras 2.11 y 2.12) y de ~ 0.4 en Saturno (figuras 4.11 y 4.12). Al igual que en el tipo de ondas anterior, en Saturno no hubo una polarización visible para las ondas de 3 segundos, mientras que en el caso terrestre la polarización fue circular hacia la derecha en el marco de la nave, lo cual es consistente con los reportes previos.

Las distribuciones de iones asociadas a este tipo de ondas son generalmente calientes o difusas. Este sí fue el caso en el evento de Saturno, mientras que los iones asociados a las ondas de 3 segundos de la figura 2.11 tienen una distribución intermedia. Los reportes previos indican que las ondas de este tipo en Saturno, si no son muy compresivas, son generalmente cuasi-monocromáticas. Es visible en el espectro de potencias de la figura 4.12 que, si bien no son ondas cuasi-monocromáticas, sí existe una frecuencia predominante en el espectro.

6.2.3. Ondas de 1 Hz

Las ondas de 1 Hz, como su nombre lo dice, tienen frecuencias cercanas a 1 Hz en el anteochoque terrestre (Le y Russell, 1994). Se espera que en la Tierra estas ondas tengan frecuencias entre 0.5 y 4 Hz (Rojas, 2015), en Mercurio del orden de 2 Hz (Le et al., 2013) y en Marte de 0.5 a 1 Hz (Dubinin y Fraenz, 2016). También existen reportes de este tipo de ondas en Venus, en donde las frecuencias van de 1 a 1.8 Hz (Shan et al., 2018).

Tanto en la Tierra, como en Mercurio y Marte, estas ondas tienen amplitud pequeña, una polarización circular hacia la derecha en el marco de referencia del plasma, y se propagan con ángulos de 20° a 40° típicamente, llegando hasta 60° , con respecto al CMI.

En este trabajo se encontraron intervalos de ondas de 1 Hz superpuestas en ondas de mayor periodo y amplitud tanto en la Tierra, como en Mercurio y en Marte. En el caso terrestre se encontraron whistlers de 1 Hz superpuestos con ondas de 3 segundos (figuras 2.11 y 2.12) y de 30 segundos (figuras 2.15 y 2.16). En Mercurio se encontró un intervalo en donde estaban parcialmente superpuestas con ondas de 30 segundos (figuras 3.5 y 3.6), y dos intervalos en los que se encontraron libres estas ondas (figuras 3.7 y 3.8). En Marte también se encontraron whistlers de 1 Hz superpuestos con ondas de 30 segundos (figuras 5.6 y 5.7). La superposición de las ondas de 1 Hz con ondas de mayor amplitud hace que identificar las propiedades de estas ondas se vuelva complicado pues las propiedades predominantes son las de las otras ondas. Sin embargo, estas ondas no parecen tener una amplitud muy grande ni ser muy compresivas, pues no afectan las amplitudes de las ondas con las que están superpuestas. Además, en los hodogramas correspondientes a estos intervalos alcanzan a verse las ondas de 1 Hz, y tienden a tener una polarización muy circular hacia la izquierda en el marco de referencia de la nave.

En Mercurio se encontraron dos intervalos en los que las ondas de 1 Hz no están superpuestas con otras ondas de mayor amplitud. Como los reportes previos lo indican, tienen amplitudes pequeñas, con $\delta B_{Max}/B$ de 0.3 y 0.4, y ángulos de propagación de 20° y 29° . Al igual que las ondas superpuestas con otras ondas, estas ondas presentaron una polarización circular hacia la izquierda en el marco de referencia de la nave.

6.2.4. Eventos transitorios

Existen reportes de eventos transitorios río arriba de Mercurio, la Tierra y Saturno. Los eventos que se reportan en los tres planetas son eventos tipo HFA. En este trabajo únicamente se presenta una HFA río arriba de Mercurio (figura 3.4), reportada por Uritsky et al. (2014).

Tanto en el antechoque terrestre como en el antechoque de Saturno se han reportado cavitones. Los cavitones en el antechoque terrestre han sido muy estudiados, tanto con observaciones de misiones espaciales como con simulaciones híbridas. En este trabajo se presentan resultados de observaciones y simulaciones híbridas de cavitones en el antechoque terrestre (figuras 2.9 y 2.8), reportados por Blanco-Cano et al. (2011), y de un cavitón río arriba de Saturno (figuras 4.8 y 4.11), reportado por Omidi et al. (2017). Se presenta también un caso de estudio de un cavitón en el antechoque terrestre (figuras 2.17 y 2.18), en el cual se encontró que como las ondas de menor amplitud y mayor frecuencia pueden persistir incluso dentro del cavitón, la interacción entre ondas que genera estas estructuras ocurre entre ondas de periodo y amplitud similar a la duración y tamaño de un cavitón, como las ondas de 30 segundos. Se reporta también un evento en Mercurio, el cual tiene una firma magnética muy similar a la de un cavitón, sin embargo, la caída en campo magnético en este evento no representa ni el 20% del valor promedio del campo magnético. El resultado anterior sugiere que en Mercurio es difícil que se formen fluctuaciones ULF de la amplitud necesaria como para formar un cavitón.

Reportes de SHFA existen para el antechoque terrestre y el antechoque de Saturno. En este trabajo únicamente se presenta un ejemplo de una SHFA río arriba de Saturno (figura 4.8), reportado por Omidi et al. (2017).

Además de los eventos río arriba existen los *jets* de la magnetofunda. En este trabajo se presenta un caso de estudio de un *jet* en la magnetofunda terrestre (figuras 2.19 y 2.20), en el cual se encontró una rotación en el campo magnético y una desviación en el plasma durante el evento.

La formación de los eventos transitorios depende del tamaño del sistema, pues éste determina la escala espacial y temporal para el desarrollo de estructuras en el antechoque. Las estructuras transitorias del antechoque, como los cavitones, pueden ser acarreados por el viento solar hacia el choque de proa y hacia la magnetofunda, y pueden interactuar con el haz de iones reflejados del antechoque, formando

nuevas estructuras transitorias en el antechoque. Las estructuras transitorias que son acarreadas hacia la magnetofunda podrían llegar a tener un impacto a nivel magnetosférico, al igual que aquellas que son acarreadas hacia el choque de proa pueden o no afectar el choque de proa.

6.3. Magnetosferas inducidas

En este trabajo se compararon las propiedades de la región de interacción de Marte con el viento solar, con las propiedades de las regiones de interacción de Mercurio, la Tierra y Saturno; partiendo de que en todas éstas ocurren procesos análogos y que los choques de proa de las cuatro regiones de interacción son choques supercríticos y no colisionales. Como el análisis estuvo enfocado principalmente en las ondas ULF de los cuatro antechoques, la principal diferencia entre los planetas magnetizados y Marte, por tener una interacción con el viento solar dominada por la ionosfera, es la presencia de las ondas ion ciclotrón río arriba del choque de proa marciano, ondas que no se encuentran río arriba de los planetas magnetizados.

Las ondas ULF en el antechoque Marciano tienen propiedades y firmas muy similares a las ondas ULF presentes en los antechoques de Mercurio, la Tierra y Saturno. Incluso las propiedades de las ondas ULF de Venus tienen propiedades similares a las ondas terrestres (Shan et al., 2016). La diferencia principal entre las ondas ULF de Marte y de los demás planetas estudiados en este trabajo, es que en Marte estas ondas no siguen la relación de mayor periodo a mayor distancia heliocéntrica, y tienden a tener mayores amplitudes relativas. Lo anterior puede deberse a que río arriba de Marte la población de iones es diferente, debido a la asimilación de iones del viento solar. Río arriba de Marte, además de iones de Hidrógeno y Helio, existen iones de oxígeno. Los procesos de asimilación de masa resultan en una distribución de velocidades diferentes, la cual además de generar las ondas protón ciclotrón, puede resultar en propiedades diferentes a las de los planetas magnetizados en las ondas ULF.

7. Conclusiones

Este trabajo reúne y complementa la información existente sobre ondas ULF en los antechoques de Mercurio, la Tierra, Saturno y Marte. Se realizó una caracterización de las propiedades de las ondas ULF río arriba de los planetas, la cual sirve como un estudio comparativo preliminar de las regiones de interacción de estos planetas con el viento solar.

Los resultados obtenidos en este trabajo sugieren que aunque existen factores de cada región de interacción determinados por el planeta, los efectos río arriba dependen más de los parámetros del viento solar que de parámetros planetarios. Incluso la fuerza del choque, al estar determinada por el número de Mach, depende de los parámetros del viento solar en la órbita de cada planeta. Las regiones de interacción río arriba de Mercurio, la Tierra y Saturno, están dominadas principalmente por los parámetros del viento solar.

Por los procesos de asimilación de masa, se sugiere que las regiones de interacción de los planetas no magnetizados tienen una dependencia de los parámetros planetarios más importante. La presencia de poblaciones diferentes de iones en estas regiones de interacción resultan en propiedades diferentes para las ondas ULF, e incluso en un tipo particular de ondas río arriba, las ondas protón ciclotrón.

El estudio de eventos transitorios fue limitado en este trabajo, y como trabajo a futuro podría realizarse una comparación entre los eventos transitorios río arriba de cada planeta. La disponibilidad de nuevos datos, de campo magnético y plasma, obtenidos con nuevas misiones, permitirá profundizar el análisis tanto de las ondas río arriba como el de los eventos transitorios en los diferentes planetas. Aunque en este trabajo se sugiere que la interacción río arriba entre los planetas magnetizados y el viento solar está dominada por el viento solar, mientras que la interacción de Marte con el viento solar sí tiene una mayor dependencia de los parámetros planetarios, la comparación entre las regiones de interacción de los planetas con el viento solar requiere estudiar con más profundidad otras características de cada región de interacción, para poder comprender la dependencia de los parámetros tanto planetarios como del viento solar en la interacción. Investigación futura relacionada con los resultados obtenidos en este trabajo podría desarrollarse, por ejemplo, incluyendo datos de ondas ULF en el antechoque de Júpiter, de la misión JUNO; o con datos de plasma y de mejor resolución del antechoque de Mercurio, obtenidos

por la misión BepiColombo. Otro enfoque de un trabajo futuro podría ser el de entender cuál es la influencia planetaria de Marte, e incluso Venus, en sus regiones de interacción, las cuales no están dominadas por un campo magnético global; o de profundizar en las características en las que las regiones de interacción de los planetas magnetizados difieren, como la dirección de polarización de las ondas. También se puede profundizar en el estudio de eventos transitorios río arriba de Mercurio, Saturno, o Marte; y estudiar su impacto en el choque de proa, la magnetofunda y la magnetosfera de cada planeta.

Por último, con los resultados obtenidos en este trabajo se puede partir para desarrollar un estudio comparativo formal entre las regiones de interacción, más específicamente los antechoques, de Mercurio, la Tierra, Saturno y Marte, con el viento solar. Para cada planeta existe un rango de valores de la β del plasma y de M_A que coinciden con los terrestres. Tomando los valores y la información disponible sobre el antechoque terrestre como referencia y dentro de estos rangos de β y M_A , se puede realizar un estudio comparativo dentro del cual exista un mayor control de los parámetros que influyen en la dinámica de una región de interacción. Entender qué genera estas diferencias, tanto en las regiones de interacción de planetas no magnetizados, como en los planetas magnetizados, ayudará a profundizar el conocimiento sobre las similitudes y diferencias de las regiones de interacción de planetas con el viento solar. Extender la información de este trabajo a los planetas no estudiados en el mismo, así como a otros cuerpos planetarios del sistema solar, ayudará a entender también el comportamiento global de los choques interplanetarios.

Bibliografía

Achilleos, N., Bertucci, C., Russell, C. T., Hospodarsky, G. B., Rymer, A. M., Arridge, C. S., Burton, M.E., Dougherty, M.K., Hendricks, S., Smith, E.J., & Tsurutani, B. T. (2006). Orientation, location, and velocity of Saturn's bow shock: Initial results from the Cassini spacecraft. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 111(A3).

Andres, N., Gomez, D. O., Bertucci, C., Mazelle, C., & Dougherty, M. K. (2013). Saturn's ULF wave foreshock boundary: Cassini observations. *Planetary and Space Science*, 79, 64-75.

Archer, M. O., & Horbury, T. S. (2013). Magnetosheath dynamic pressure enhancements: occurrence and typical properties. In *Annales Geophysicae* (Vol. 31, No. 2, p. 319). Copernicus GmbH.

Bagenal, F. (2013). *Planetary Magnetospheres*, ed. TD Oswalt, LM French, & P. Kalas, 251.

Baumjohann, W., & Treumann, R. A. (1997). *Basic space plasma physics*. World Scientific.

Bertucci, C., Achilleos, N., Mazelle, C., Hospodarsky, G. B., Thomsen, M., Dougherty, M. K., & Kurth, W. (2007). Low-frequency waves in the foreshock of Saturn: First results from Cassini. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 112(A9).

Blanco-Cano, X. (2010, March). Bow shocks in the solar wind: Lessons towards understanding interplanetary shocks. In *AIP Conference Proceedings* (Vol. 1216, No. 1, pp. 459-465). AIP.

Blanco-Cano, X., Kajdič, P., Omid, N., & Russell, C. T. (2011). Foreshock cavitons for different interplanetary magnetic field geometries: Simulations and observations. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 116(A9).

Chen, F. F. (1984). *Introduction to plasma physics and controlled fusion* (Vol. 1, pp. 19-51). New York: Plenum press.

- Cranmer, S. R. (2002). Coronal holes and the high-speed solar wind. *Space Science Reviews*, 101(3-4), 229-294.
- Dubinin, E., & Fraenz, M. (2016). Ultra-low-frequency waves at Venus and Mars. *Low-Frequency Waves in Space Plasmas*, 216, 343.
- Eastwood, J. P., Balogh, A., Lucek, E. A., Mazelle, C., & Dandouras, I. (2005). Quasi-monochromatic ULF foreshock waves as observed by the four-spacecraft Cluster mission: 1. Statistical properties. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 110(A11).
- Gary, S. P. (1993). *Theory of space plasma microinstabilities*. Cambridge university press. Chicago.
- Halekas, J. S., Ruhunusiri, S., Harada, Y., Collinson, G., Mitchell, D. L., Mazelle, C., McFadden, J.P., Connerney, J.E.P., Espley, J.R., Eparvier, F., & Luhmann, J. G. (2017). Structure, dynamics, and seasonal variability of the Mars-solar wind interaction: MAVEN Solar Wind Ion Analyzer in-flight performance and science results. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 122(1), 547-578.
- 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.
- Hoppe, M. M., Russell, C. T., Frank, L. A., Eastman, T. E., & Greenstadt, E. W. (1981). Upstream hydromagnetic waves and their association with backstreaming ion populations: ISEE 1 and 2 observations. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 86(A6), 4471-4492.
- Kajdič, P., Blanco-Cano, X., Omidi, 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.
- Karlsson, T., Brenning, N., Nilsson, H., Trotignon, J. G., Vallières, X., & Facsko, G. (2012). Localized density enhancements in the magnetosheath: Three-dimensional morphology and possible importance for impulsive penetration. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 117(A3).
- Kivelson, A. (1995). *Introduction to space physics*. Cambridge university press.
- Kivelson, M. G. (2006). Does Enceladus govern magnetospheric dynamics at Saturn?. *Science*, 311(5766), 1391-1392.

Le, G., Chi, P. J., Blanco-Cano, X., Boardsen, S., Slavin, J. A., Anderson, B. J., & Korth, H. (2013). Upstream ultra-low frequency waves in Mercury's foreshock region: MESSENGER magnetic field observations. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 118(6), 2809-2823.

Le, G., & Russell, C. T. (1994). The morphology of ULF waves in the Earth's foreshock. Washington DC American Geophysical Union Geophysical Monograph Series, 81, 87-98.

Masters, A., Slavin, J. A., DiBraccio, G. A., Sundberg, T., Winslow, R. M., Johnson, C. L., Anderson, B.J., & Korth, H. (2013). A comparison of magnetic overshoots at the bow shocks of Mercury and Saturn. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 118(7), 4381-4390.

Mazelle, C., Meziane, K., LeQuéau, D., Wilber, M., Eastwood, J. P., Reme, H., Sauvaud, J.A., Bosqued, J.M., Dandouras, I., McCarthy, M., & Kistler, L. M. (2003). Production of gyrating ions from nonlinear wave-particle interaction upstream from the Earth's bow shock: A case study from Cluster-CIS. *Planetary and Space Science*, 51(12), 785-795.

Omidi, N., Sulaiman, A. H., Kurth, W., Madanian, H., Cravens, T., Sergis, N., Dougherty, M.K., & Edberg, N. J. (2017). A Single Deformed Bow Shock for Titan-Saturn System. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 122(11).

Paschmann, G., Sckopke, N., Papamastorakis, I., Asbridge, J. R., Bame, S. J., & Gosling, J. T. (1981). Characteristics of reflected and diffuse ions upstream from the Earth's bow shock. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 86(A6), 4355-4364.

Plaschke, F., Hietala, H., & Angelopoulos, V. (2013). Anti-sunward high-speed jets in the subsolar magnetosheath. In *Annales Geophysicae*.

Press, W. H.; Flannery, B. P.; Teukolsky, S. A.; and Vetterling, W. T. "Power Spectra Estimation Using the FFT." and "Power Spectrum Estimation by the Maximum Entropy (All Poles) Method." §13.4 and 13.7 in *Numerical Recipes in FORTRAN: The Art of Scientific Computing* (1992), 2nd ed. Cambridge, England: Cambridge University Press, pp. 542-551 and 565-569.

Raines, J. M., DiBraccio, G. A., Cassidy, T. A., Delcourt, D. C., Fujimoto, M., Jia, X., Magnano, V., Milillo, A., Sarantos, M., Slavin, J.A., & Wurz, P. (2015). Plasma sources in planetary magnetospheres: Mercury. *Space science reviews*, 192(1-4), 91-144.

- Rojas, D. (2015). Estructuras magnéticas cercanas al choque terrestre (Tesis doctoral). Universidad Nacional Autónoma de México.
- Romanelli, N., Bertucci, C., Gomez, D., Mazelle, C., & Delva, M. (2013). Proton cyclotron waves upstream from Mars: Observations from Mars global surveyor. *Planetary and Space Science*, 76, 1-9.
- Romero Avila, A. (2016). Estructuras transitorias en el antechoque terrestre (Tesis de licenciatura). Universidad Nacional Autónoma de México.
- Russell, C. T. (1993). Magnetic fields of the terrestrial planets. *Journal of Geophysical Research: Planets*, 98(E10), 18681-18695.
- Russell, C. T., Luhmann, J. G., Schwingenschuh, K., Riedler, W., & Yeroshenko, Y. (1990). Upstream waves at Mars: Phobos observations. *Geophysical Research Letters*, 17(6), 897-900.
- Russell, C. T., & Luhmann, J. G. (1997). Mercury: Magnetic field and magnetosphere. *Encyclopedia of Planetary Science*, 476-478.
- Shan, L., Mazelle, C., Meziane, K., Delva, M., Lu, Q., Yasong, S. G., Du, A., & Zhang, T. (2016). Characteristics of quasi-monochromatic ULF waves in the Venusian foreshock. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 121(8), 7385-7397.
- Shan, L., Mazelle, C., Meziane, K., Romanelli, N., Ge, Y. S., Du, A., Lu, Q., & Zhang, T. (2018). The Quasi-monochromatic ULF Wave Boundary in the Venusian Foreshock: Venus Express Observations. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 123(1), 374-384.
- Slavin, J. A. (2004). Mercury's magnetosphere. *Advances in Space Research*, 33(11), 1859-1874.
- Slavin, J. A., Schwingenschuh, K., Riedler, W., & Yeroshenko, Y. (1991). The solar wind interaction with Mars: Mariner 4, Mars 2, Mars 3, Mars 5, and Phobos 2 observations of bow shock position and shape. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 96(A7), 11235-11241.
- Slavin, J. A., Smith, E. J., Spreiter, J. R., & Stahara, S. S. (1985). Solar wind flow about the outer planets: Gas dynamic modeling of the Jupiter and Saturn bow shocks. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 90(A7), 6275-6286.
- Sonnerup, B. Ö., & Cahill Jr, L. J. (1967). Magnetopause structure and attitude from Explorer 12 observations. *Journal of Geophysical Research*, 72(1), 171-183.

- Sonnerup, B. U., & Scheible, M. (1998). Minimum and maximum variance analysis. *Analysis methods for multi-spacecraft data*, 185-220.
- Sulaiman, A. H., Masters, A., & Dougherty, M. K. (2016). Characterization of Saturn's bow shock: Magnetic field observations of quasi-perpendicular shocks. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 121(5), 4425-4434.
- Sundberg, T., Boardsen, S. A., Slavin, J. A., Uritsky, V. M., Anderson, B. J., Korth, H., Gershman, D.J., Raines, J.M., Zurbuchen, T.H., & Solomon, S. C. (2013). Cyclic reformation of a quasi-parallel bow shock at Mercury: MESSENGER observations. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 118(10), 6457-6464.
- Tatrallyay, M., Gévai, G., Apathy, I., Schwingenschuh, K., Zhang, T. L., Kotova, G. A., Verigin, M.I., Livi, S., & Rosenbauer, H. (1997). Magnetic field overshoots in the Martian bow shock. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 102(A2), 2157-2163.
- Treumann, R. A., & Baumjohann, W. (1997). *Advanced space plasma physics* (Vol. 30). London: Imperial College Press.
- Trotignon, J. G., Grard, R., Barabash, S., Lundin, R., & Dubinin, E. (1996). Solar wind measurements near Mars and their implication in the Red Planet environment. *Planetary and space science*, 44(2), 117-127.
- Uritsky, V. M., Slavin, J. A., Boardsen, S. A., Sundberg, T., Raines, J. M., Gershman, D. J., Collinson, G., Sibeck, D., Khazanov, G.V., Anderson, B.J., & Korth, H. (2014). Active current sheets and candidate hot flow anomalies upstream of Mercury's bow shock. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 119(2), 853-876.
- Winslow, R. M., Anderson, B. J., Johnson, C. L., Slavin, J. A., Korth, H., Purucker, M. E., Baker, D. N., & Solomon, S. C. (2013). Mercury's magnetopause and bow shock from MESSENGER Magnetometer observations. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 118(5), 2213-2227.
- Woolsey, L. N. (2016). *Magnetic Influences on the Solar Wind* (Tesis doctoral). arXiv preprint arXiv:1605.04318.