



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

ESCUELA NACIONAL DE ESTUDIOS SUPERIORES
UNIDAD MORELIA

SIMULACIONES NUMÉRICAS MHD DE LA
PROPAGACIÓN DE EYECCIONES DE MASA CORONAL
EN LA HELIOSFERA INTERNA Y SU COMPARACIÓN
CON MEDICIONES IN SITU

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE

LICENCIADO EN GEOCIENCIAS

P R E S E N T A:

MARCO ANTONIO ALONSO MEDINA DEL ÁNGEL

DIRECTOR DE TESIS

DR. JOSÉ JUAN GONZÁLEZ AVILÉS

ESCUELA
NACIONAL
DE ESTUDIOS
SUPERIORES



UNIDAD MORELIA

Morelia, Michoacán, 2024



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 está protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (Méjico).

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.



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

ESCUELA NACIONAL DE ESTUDIOS SUPERIORES
UNIDAD MORELIA

SIMULACIONES NUMÉRICAS MHD DE LA
PROPAGACIÓN DE EYECCIONES DE MASA CORONAL
EN LA HELIOSFERA INTERNA Y SU COMPARACIÓN
CON MEDICIONES IN SITU

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE

LICENCIADO EN GEOCIENCIAS

P R E S E N T A:

MARCO ANTONIO ALONSO MEDINA DEL ÁNGEL

DIRECTOR DE TESIS

DR. JOSÉ JUAN GONZÁLEZ AVILÉS

ESCUELA
NACIONAL
DE ESTUDIOS
SUPERIORES



UNIDAD MORELIA

Morelia, Michoacán, 2024



ESCUELA
NACIONAL
DE ESTUDIOS
SUPERIORES
UNIDAD MORELIA

10
años
(2011-2021)

UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO ESCUELA
NACIONAL DE ESTUDIOS SUPERIORES UNIDAD MORELIA
SECRETARÍA GENERAL
SERVICIOS ESCOLARES

MTRA. IVONNE RAMÍREZ WENCE
DIRECTORA
DIRECCIÓN GENERAL DE ADMINISTRACIÓN ESCOLAR
P R E S E N T E

Por medio de la presente me permito informar a usted que en la **sesión ordinaria 07** del **Comité Académico de la Licenciatura en Geociencias** de la Escuela Nacional de Estudios Superiores (ENES), Unidad Morelia, celebrada el día **24 de agosto de 2023**, se acordó poner a su consideración el siguiente jurado para la presentación del Trabajo Profesional de la alumna **Marco Antonio Alonso Medina del Ángel** de la Licenciatura en **Geociencias**, con número de cuenta **419126018**, con el trabajo titulado: "**Simulaciones numéricas MHD de la propagación de eyeciones de masa coronal en la heliosfera interna y su comparación con mediciones in situ**", bajo la dirección como tutor del **Dr. José Juan González Avilés**.

El jurado queda integrado de la siguiente manera:

Presidente: Dr. Américo González Esparza
Vocal: Dr. Mario Rodríguez Martínez
Secretario: Dr. José Juan González Avilés
Suplente: Dr. Sinhué Amos Refugio Haro Corzo
Suplente: Dr. Ernesto Aguilar Rodríguez

Sin otro particular, quedo de usted.

A t e n t a m e n t e
"POR MI RAZA HABLARÁ EL ESPÍRITU"
Morelia, Michoacán a 05 de marzo de 2024.

DRA. YNUEN TARIA TORRES
SECRETARIA GENERAL

CAMPUS MORELIA

Antigua Carretera a Pátzcuaro N° 8701, Col. Ex Hacienda de San José de la Huerta
58190, Morelia, Michoacán, México. Tel: (443)689.3500 y (55)5623.7300, Extensión Red UNAM: 80614
www.enesmorelia.unam.mx

Agradecimientos

Agradezco a la Licenciatura en Geociencias. Agradezco al Consejo Nacional de Humanidades Ciencias y Tecnologías (CONAHCYT), proyecto No. 319216 "Modalidad: Paradigmas y Controversias de la Ciencia 2022".

Agradezco a los miembros del jurado revisor: Dr. Américo González Esparza, Dr. Mario Rodríguez Martínez, Dr. José Juan González Avilés, Dr. Sinhué Amos Refugio Haro Corzo, y Dr. Ernesto Aguilar Rodríguez.

Asimismo, quiero agradecer al Predictive Science Inc. por los datos proporcionados, y en particular a los Dres. Pete Riley y Michal Ben-Nun, quienes han sido parte fundamental en el desarrollo del modelo sunRunner3D.

Agradecimientos y dedicatorias

Hoy estamos de manteles largos celebrando un logro que no habría sido posible sin la gente increíble que me ha rodeado. Quiero mandarles un agradecimiento tan grande como el ego de un político corrupto.

Primero y ante todo, gracias a mi madre, a Dios, a mi padre, y a toda la jauría por soportar mis chistes pailas y mis berracadas. Su amor y respaldo han sido como ese abrazo apretado que te hace sentir invencible. Aunque a veces me hayan dado limitaciones apretadas, aquí sigo, rifando en el mundo.

A mis maestros, mentores, tutor, y jurado; esos seres valientes que enfrentaron mis preguntas más berracas y mis argumentos más absurdos, gracias por compartir su sabiduría y paciencia en mi camino de aprendizaje. Sus lecciones y consejos me han enriquecido en más de una forma.

A mis parceros de estudio, ustedes son los verdaderos MVPs. Desde las maratones de estudio hasta los momentos de desconexión, no saben cuánto valoro tenerlos en mi vida. Hemos formado un equipo de alto calibre que se ha enfrentado a cada reto con actitud ganadora.

Cada uno de ustedes ha dejado una marca imborrable en mi vida, y estoy emocionado por llevar conmigo su influencia en los desafíos que están por venir. Así que, en resumen, gracias a todos por estar aquí, por aguantarme y por hacer de este momento una fiesta más grande que una invasión alienígena. Los quiero más que a un perro a su pelota favorita.

Con sincero agradecimiento,

Marco Antonio Alonso Medina del Ángel

Índice general

1	Introducción	1
§1.1	El Sol	1
§1.2	Viento Solar	3
§1.3	Eyecciones de Masa Coronal	6
2	Modelo	8
§2.1	La magnetohidrodinámica (MHD)	8
§2.2	El modelo SunRunner3D	8
§2.2.1	CORHEL/MAS	9
§2.2.2	El código PLUTO	9
§2.2.3	Modelo del cono para las EMC	14
3	Resultados de las simulaciones numéricas	16
§3.1	Casos de estudio	16
§3.1.1	Evento 1: 2015/06/21	17
§3.1.2	Evento 2: 2017/09/06	21
§3.1.3	Evento 3: 2020/12/07	23
§3.1.4	Evento 4: 2021/11/02	26
4	Conclusiones	42

Índice de figuras

1.1	El Sol y sus diferentes regiones. Imagen propiedad de KelvinSong (2015).	3
1.2	Imagen del viento solar simulado por Wang et al. (2020) mediante el modelo WSA (Wang-Sheeley-Arge). Se observa (a) la distribución de la velocidad radial y (b) la hoja de corriente donde el campo magnético cambia de polaridad y asemeja una “falda de bailarina”.	5
1.3	Imagen del Evento 2015/06/21. Se observa la EMC tipo halo con el C3 de LASCO.	6
2.1	Mapa de densidad con líneas de campo magnético sobrepuertas para el problema de la interacción nube-choque.	11
2.2	Densidad en el problema de Orszag Tang.	12
2.3	Mapa de densidad del disco de acreción magnetizado.	13
2.4	Imagen del modelo del cono propuesto en el trabajo de Xie et al. (2004).	14
3.1	Imagen del Evento 1: 2015/06/21.	18
3.2	Componentes de la velocidad del viento solar relajado para la Rotación de Carrington 2165, que corresponde al Evento 1.	19
3.3	Componentes del campo magnético y cociente entre B_ϕ/B_r del viento solar relajado para la Rotación de Carrington 2165, que corresponde al Evento 1.	20
3.4	Cortes ecuatoriales de la velocidad radial a distintos tiempos que representan la propagación de la EMCI para el Evento 1.	21
3.5	Densidad de número de partículas escalada r^2N para distintos tiempos de la evolución de la EMCI para el Evento 2015/06/21.	22
3.6	Componente radial del campo magnético a diferentes tiempos de la evolución de la EMCI para el Evento 1.	23
3.7	Serie de tiempo de la velocidad radial (primer panel), densidad de número (segundo panel), componente radial del campo magnético (tercer panel), y temperatura (cuarto panel) de la comparación entre los resultados del modelo para el Evento 1 con las observaciones in situ obtenidas de la base de datos de OMNI con una cadencia temporal de 1 hora.	24
3.8	Imágenes a dos tiempos distintos de la simulación del Evento 1 en tres dimensiones. (Izquierda) Se muestran cortes ecuatoriales y meridionales de la distribución de densidad de número escalada que representa el viento solar ambiente, y se superponen las líneas de campo magnético (color negro) que muestran la espiral de Parker. (Derecha) se muestra la propagación de la EMCI sobre el viento solar ambiente y la aparición de una onda de choque.	25

3.9 Imagen del Evento 2: 2017/09/06.	26
3.10 Componentes de la velocidad del viento solar relajado para la Rotación de Carrington 2194, que corresponde al Evento 2.	27
3.11 Componentes del campo magnético y cociente entre B_ϕ/B_r del viento solar relajado para la Rotación de Carrington 2194, que corresponde al Evento 2.	28
3.12 Cortes ecuatoriales de la velocidad radial a distintos tiempos que representan la propagación de la EMCI para el Evento 2.	28
3.13 Densidad de número de partículas escalada r^2N para distintos tiempos de la evolución de la EMCI para el Evento 2.	29
3.14 Componente radial del campo magnético a diferentes tiempos de la evolución de la EMCI para el Evento 2.	30
3.15 Series de tiempo de la velocidad radial (primer panel), densidad de número (segundo panel), componente radial del campo magnético (tercer panel), y temperatura (cuarto panel) de la comparación entre los resultados del modelo para el Evento 2 con las observaciones in situ obtenidas de la base de datos de OMNI con una cadencia temporal de 1 hora.	31
3.16 Imagen del Evento 3: 2020/12/07.	31
3.17 Componentes de la velocidad del viento solar relajado para la Rotación de Carrington 2238, que corresponde al Evento 3.	32
3.18 Componentes del campo magnético y cociente entre B_ϕ/B_r del viento solar relajado para la Rotación de Carrington 2238, que corresponde al Evento 3.	32
3.19 Cortes ecuatoriales de la velocidad radial a distintos tiempos que representan la propagación de la EMCI para el Evento 3.	33
3.20 Densidad de número de partículas escalada r^2N para distintos tiempos de la evolución de la EMCI para el Evento 3.	34
3.21 Componente radial del campo magnético a diferentes tiempos de la evolución de la EMCI para el Evento 3.	35
3.22 Series de tiempo de la velocidad radial (primer panel), densidad de número (segundo panel), componente radial del campo magnético (tercer panel), y temperatura (cuarto panel) de la comparación entre los resultados del modelo para el Evento 3 con las observaciones in situ obtenidas de la base de datos de OMNI con una cadencia temporal de 1 hora.	36
3.23 Imagen del Evento 4: 2021/11/02.	36
3.24 Componentes de la velocidad del viento solar relajado para la Rotación de Carrington 2250, que corresponde al Evento 4.	37
3.25 Componentes del campo magnético y cociente entre B_ϕ/B_r del viento solar relajado para la Rotación de Carrington 2250, que corresponde al Evento 2021/11/02.	37
3.26 Cortes ecuatoriales de la velocidad radial a distintos tiempos que representan la propagación de la EMCI para el Evento 4.	38
3.27 Densidad de número de partículas escalada r^2N para distintos tiempos de la evolución de la EMCI para el Evento 4.	39
3.28 Componente radial del campo magnético a diferentes tiempos de la evolución de la EMCI para el Evento 4.	40

3.29 Series de tiempo de la velocidad radial (primer panel), densidad de número (segundo panel), componente radial del campo magnético (tercer panel), y temperatura (cuarto panel) de la comparación entre los resultados del modelo para el Evento 4 con las observaciones in situ obtenidas de la base de datos de OMNI con una cadencia temporal de 1 hora.	41
---	----

Índice de tablas

3.1 Parámetros de los eventos simulados	17
---	----

Resumen

El Sol tiene un ciclo de actividad de aproximadamente 11 años, en el cual hay un número variable de manchas solares, y a su vez de regiones activas en su atmósfera. En particular, las regiones activas están asociadas a eventos explosivos tales como fulguraciones y Explosiones de Masa Coronal (EMC), las cuales si se dirigen a la Tierra pueden causar daños a los satélites en órbita, a las redes eléctricas, y a los sistemas tecnológicos en general. Por lo tanto, el entendimiento de la dinámica de las EMC es crucial para el estudio de la interacción del Sol con la Tierra, y con el entorno espacial local, conocido como Clima Espacial.

El objetivo central de esta tesis es el estudio de la propagación de un número de eventos particulares de EMC sobre condiciones de viento solar ambiente en la heliosfera interna por medio de simulaciones numéricas magnetohidrodinámicas (MHD) en coordenadas esféricas en tres dimensiones. Para tal objetivo, se usará el modelo SunRunner3D, el cual emplea condiciones de frontera generadas por el software CORHEL/MAS, y calcula las propiedades del plasma asociado a las EMC con el código PLUTO. Además, se estimarán algunos de los parámetros físicos representativos de las EMC a 1 UA, tales como la velocidad, la densidad, la temperatura y el campo magnético. Finalmente se compararán los resultados de las simulaciones con mediciones *in situ* obtenidas de la base de datos de OMNI, basada principalmente en observaciones hechas por ACE y WIND.

Abstract

The Sun has an activity cycle of approximately 11 years, in which there are a variable number of sunspots and active regions in its atmosphere. Active regions are associated in particular with explosive events such as flares and Coronal Mass Ejections (CME). If these events were directed towards the Earth, they could damage satellites in orbit, electrical networks, and technological systems in general. Therefore the understanding of the dynamics in a CME is crucial to study the interaction between the Sun and the Earth. This interaction, along with its local environment, is known as Space Weather.

The central objective of this dissertation is to study the propagation of a particular number of CME events on ambient solar wind conditions in the inner heliosphere by means of magnetohydrodynamic (MHD) numerical simulations in three-dimensional spherical coordinates. For this objective the SunRunner3D model will be employed. This model uses boundary conditions generated by the CORHEL/MAS software and calculates the plasma properties associated with the CME using the PLUTO code. In addition, some representative physical parameters of the CME (speed, density, temperature and magnetic field) at 1 AU will be estimated. Finally, the simulation results will be compared with in situ measurements obtained from the OMNI database, which is mainly based on observations made by ACE and WIND.

Capítulo 1

Introducción

1.1. El Sol

El Sol es la estrella que le da vida a la Tierra. Además de emitir luz continuamente, el Sol emite energía en forma de radiación, partículas aceleradas y grandes cantidades de masa, por lo menos, más de 1 millón de toneladas de hidrógeno por segundo. La influencia del Sol se extiende a lo largo del espacio denominado como heliosfera. Esta burbuja de plasma influye continuamente y abarca todo el Sistema Solar, junto con otros cuerpos pequeños. Esta región cubre unas 100 Unidades Astronómicas (UA) o 100 veces la distancia del Sol a la Tierra. Para estudiar el Sol y su influencia, se consideran dos partes principales: parte interna y atmósfera solar. Sólo es posible observar directamente la atmósfera solar. En el interior del Sol se origina toda su energía, mediante la fusión nuclear de elementos ligeros. El interior del Sol es totalmente opaco, por eso solamente se tiene una idea de su estructura por medio de modelos teóricos y observaciones indirectas.

El interior del Sol tiene una temperatura de aproximadamente 15 millones de K, mientras que en la fotósfera la temperatura oscila entre los 4,300 y 6,000 K aproximadamente (Parker, 1959). Toda la luz que recibimos del Sol se origina en la zona radiativa y se propaga a través de la fotósfera, una capa de pocos kilómetros de espesor.

Después de la zona radiativa, unos 200,000 km debajo de la fotósfera, está la zona de convección. Se le llama así porque ahí el calor se transfiere por medio de convección. Tal proceso de transferencia de calor se caracteriza por el constante ascenso y descenso de burbujas de plasma, lo que finalmente implica la generación de la granulación solar.

Más arriba, en la fotósfera, la materia va de opaca a transparente, gracias a lo cual se deja salir la luz al espacio. Sobre la textura de esta capa es posible apreciar regiones irregulares llamadas gránulos, de forma cuasipolygonal. Estos gránulos se forman debido al movimiento de celdas convectivas dentro del interior solar, análogo al movimiento circular del agua hirviendo. Estos gránulos son brillantes en el centro y oscuros en las orillas, debido a que el material caliente emerge del centro como una fuente, mientras que el material frío desciende por los extremos. Los movimientos que los originan inducen ondas atmosféricas relacionadas con la estructura y el calentamiento tanto de la cromosfera como de la corona solar. Esto se debe a que la energía transportada por las ondas de sonido tiene un periodo de unos cuantos minutos, similar al de la atmósfera solar (Leighton, 1963). Dentro del Sol,

la velocidad del sonido cambia a lo largo de sus diferentes regiones. Esto genera oscilaciones, con la presión como fuerza restauradora, de frecuencias mayores de 1 mHz particularmente intensas entre los 2 y 4 mHz, que corresponden a oscilaciones solares de aproximadamente 5 minutos (frecuencia 3.33 mHz) (Domingo Codoñer, 2001).

Arriba de la fotósfera, a una altitud de 2,000 km, se encuentra la cromósfera. En esta capa de 1,500 km de espesor la temperatura sube a unos 10,000 K. Estas altas temperaturas excitan a los átomos, esto hace que se observe un tono rojizo por la emisión del hidrógeno (banda H_α del espectro de emisión del hidrógeno). En los eclipses solares se observan espículas en esta zona, material cromosférico caliente que emerge como llamaradas o jets de pequeña escala. A lo largo de las líneas de campo magnético, se encuentran regiones de mayor intensidad en la cromósfera conocidas como playas solares. La energía que emerge desde la zona de convección del hidrógeno llega a las playas, donde se crea mayor ruido debido a que en la zona de convección hay mayor colisión y refracción de hidrógeno. Al observar el Sol con satélites, se distinguen espículas (llamadas así por su forma de espigas) que salen de la fotósfera a aproximadamente 20 km s^{-1} y duran alrededor de 15 minutos. Este fenómeno lleva material de la cromósfera a la corona a través de las líneas de campo magnético (Osterbrock, 1961).

A unos 2,300 km sobre la fotósfera se encuentra la región de transición, donde la temperatura crece abruptamente 2 órdenes de magnitud, alcanzando temperaturas del orden de 10^6 K. La densidad decrece de la misma manera.

Unos 300,000 km arriba de la superficie, en la corona solar, la temperatura es del orden de 1 a 4 millones de K. La densidad es del orden de 3×10^7 partículas cm^{-3} . La magnitud del campo magnético solar es en promedio de 1 a 2 gauss. Este valor se conoce usando el efecto Zeeman y observando la fotósfera con un magnetómetro solar (Babcock, 1961). En la Figura 1.1 se muestra un esquema en donde se observan las diferentes capas que componen el Sol, también se muestran los fenómenos que ocurren en su atmósfera como manchas y erupciones.

Como todas las estrellas y muchos cuerpos celestes, el Sol tiene su propio campo magnético. Este campo magnético interactúa con la atmósfera solar, la cual está formada por un gas tan caliente que los electrones se separan de los iones (proceso conocido como ionización), es decir se encuentran en estado de plasma. Esta interacción hace que lleguen a ocurrir fenómenos en diversos rangos de energía, tiempo y tamaño. El más notorio de éstos es el ciclo solar de 11 años, donde el campo magnético del Sol invierte su polaridad. Se dice que el Sol presenta rotación diferencial porque gira más rápido en el ecuador que en los polos. Por esta razón el campo magnético que al inicio del ciclo solar tiene forma de dipolo, similar a la Tierra, se vuelve un toroide a mitad del ciclo solar (en unos 5.5 años). Un fenómeno importante del Sol es el de las manchas solares, las cuales son regiones oscuras de la fotósfera. La temperatura de las manchas solares es aproximadamente 2,000 K más frías que sus alrededores. Presentan un campo magnético intenso con líneas de campo casi verticales en el centro, y generalmente aparecen en pares de polaridad opuesta. El número de manchas varía siguiendo un patrón regular, en un ciclo de 11 años. Teóricamente, se generan por medio de tubos de flujo magnético que se extienden desde la fotósfera hacia la atmósfera superior, creando las regiones activas. Estas regiones activas se ven en los coronógrafos como abrillantamientos de la atmósfera solar alta o corona solar, dado que

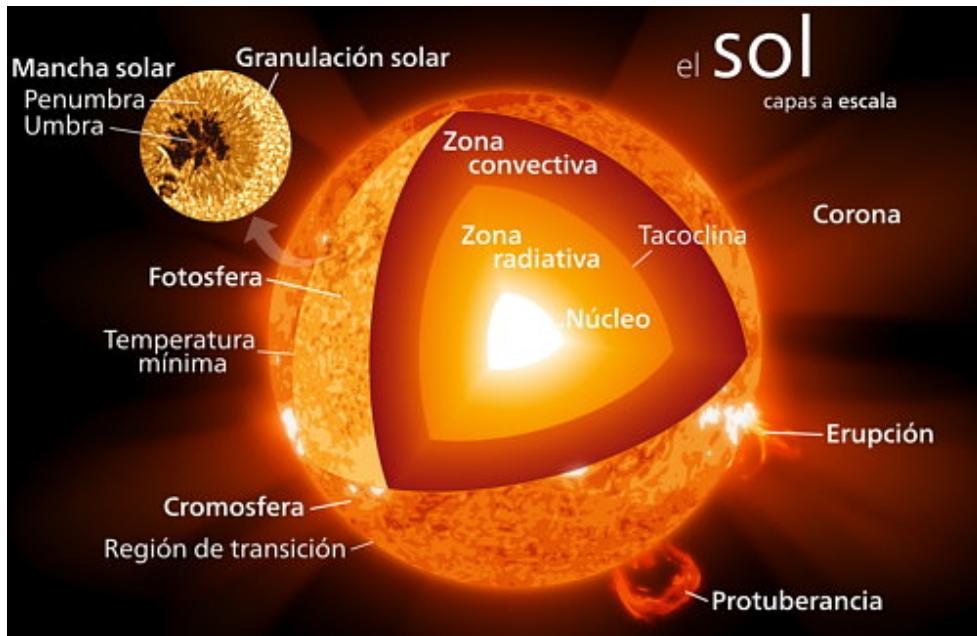


Figura 1.1: El Sol y sus diferentes regiones. Imagen propiedad de Kelvinsong (2015).

concentran materia (Meyer-Vernet, N., 2007). Las líneas de campo se “estiran” en el ecuador. En esta reestructuración del dipolo Solar se tiene el máximo solar o el periodo de mayor actividad del Sol. Esto indica líneas de campo magnético abiertas, que facilita la expulsión continua de masa solar. Este material se conoce como viento solar, y caracteriza al espacio entre el Sol y los planetas o medio interplanetario (Cordero et al., 2013).

Por otro lado, debido a que las capas superficiales del Sol rotan a mayor velocidad que las internas, esto causa que las líneas de campo magnético asciendan a la superficie y formen regiones magnéticas bipolares (RMBs). A su vez, estas RMBs se pueden extender hasta la corona alta y en un momento dado reconectarse. Por lo tanto de esa forma liberan materia y campo magnético hacia el medio interplanetario, lo cual está asociado con las eyeciones de masa coronal (EMC) (Babcock, 1961).

Finalmente, otro de los fenómenos energéticos en la superficie del Sol, son las fulguraciones. Las cuales son emisiones violentas de energía magnética por reconexión, liberan radiación en un rango amplio del espectro electromagnético. Observacionalmente, las fulguraciones se definen como un abrillantamiento de minutos u horas en la emisión del espectro electromagnético. Antes del comienzo de la fulguración hay un incremento en la temperatura de la corona que se puede observar en los rayos X suaves y el extremo ultravioleta. Cuando la mayor parte de la energía se libera, un gran número de electrones excitados se acelera en una fase impulsiva. Algunas partículas energéticas quedan atrapadas y producen emisiones intensas en el espectro de radio. (Benz, 2017).

1.2. Viento Solar

El flujo de material solar a través del medio interplanetario se predijo desde mediados del siglo XX. Parker (1961), pionero en el estudio del viento solar, desarrolló el primer

modelo teórico donde define al viento solar como la expansión hidrodinámica de alguna estrella, cuya dinámica está regida por las ecuaciones de la magnetohidrodinámica (MHD). Propone un modelo de viento estelar donde éste fluye radialmente hacia afuera con simetría esférica, hasta encontrarse con la presión del gas interestelar. Las observaciones de la cola de los cometas sugieren que el Sol emite materia continuamente. Parker (1958) afirmó que el viento solar viaja a velocidades que oscilan entre los 500 y los 1,500 km s⁻¹ con una densidad que va de 500 a 10⁵ partículas cm⁻³; dando como resultado una tasa de pérdida de masa solar de 10¹⁴ a 10¹⁵ g s⁻¹. Debido a que la densidad de energía magnética disminuye más rápido ($1/r^4$) que la densidad de energía cinética ($1/r^2$) conforme el viento se aleja del Sol, el dipolo solar no influye en el gas expulsado una vez que éste se aleja de la corona solar. Esto aunado a que el plasma es expulsado continuamente conforme rota el Sol, hace que se forme un espiral conocido como Espiral de Parker o “falda de bailarina”. Los instrumentos que actualmente miden el viento solar están cerca de la eclíptica, el plano sobre el cual la mayoría de los planetas orbita al Sol. El estudio del viento solar es de suma importancia por la capacidad de éste para medir la evolución de los fenómenos que ocurren en el Sol. Adicionalmente, es medido en el medio interplanetario gracias a la tecnología espacial como el satélite ACE o la sonda espacial WIND, de la NASA.

Se distinguen cuatro tipos de viento solar por sus diferentes propiedades generales y por la morfología hidromagnética de su lugar de origen. El primero es el viento rápido generado en el periodo de mínimo solar, que sale desde los hoyos coronales. El segundo es el viento lento generado en Sol activo cerca de la hoja de corriente. El tercero es un viento lento y turbulento que sale de las regiones activas. El cuarto es el que plasma que sale en las EMC. A diferencia del viento lento, durante el mínimo solar el viento rápido se genera fuera del ecuador, en los casquetes polares o regiones inactivas. Durante el máximo solar el viento rápido sale en forma de chorros estrechos y su variabilidad es menor que la del viento lento. La alternancia de velocidad entre el viento solar rápido y el lento describen Regiones de Interacción Corrotantes (RIC), que junto a las eyeciones de masa coronal interplanetarias (EMCI) forman las perturbaciones en el medio interplanetario de las erupciones solares. Las EMC se consideran como EMC Interplanetarias o EMCI al alcanzar las órbitas planetarias (Baker et al., 2007).

Los eventos solares y sus efectos en la Tierra se relacionan con el viento solar, el cual se emite continuamente desde el Sol. Una definición más precisa del viento solar es considerarlo como un flujo de partículas ionizadas que se alejan del Sol llevando consigo campo magnético solar “congelado” al plasma (Meyer-Vernet, N., 2007). Las mediciones más comunes del viento solar son la velocidad de protones y la densidad promedio de electrones. En general, la velocidad varía por factor de dos y la densidad varía por un factor de diez, ambos en intervalos de casi una semana. Aunque la velocidad del viento solar es variable, se distinguen dos tipos: viento rápido (con velocidades de hasta 7.5 × 10⁵ m s⁻¹ y densidades cerca de 2.5 × 10⁶ N m⁻³) y viento lento (con velocidades de 4 × 10⁵ m s⁻¹ y densidades de 7 × 10⁶ N m⁻³). Cuando hay un aumento en la velocidad, disminuye la densidad del viento. Este patrón para alternar flujos lentos y rápidos se repite cada periodo de rotación del Sol.

Los modelos teóricos como el de Parker (1958, 1961) han sido complementados con modelos numéricos desarrollados en la última década, tales como el de Shiota et al. (2014)

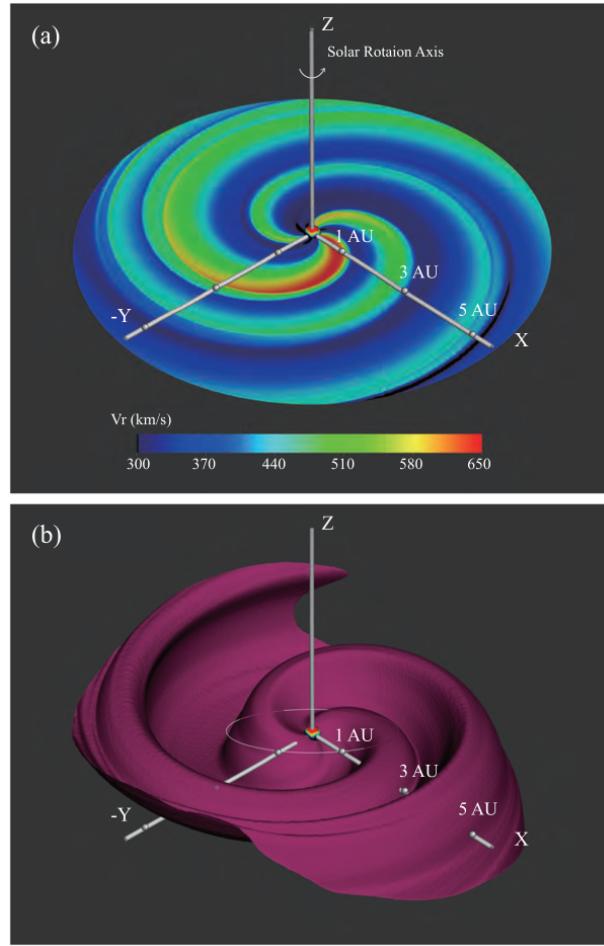


Figura 1.2: Imagen del viento solar simulado por Wang et al. (2020) mediante el modelo WSA (Wang-Sheeley-Arge). Se observa (a) la distribución de la velocidad radial y (b) la hoja de corriente donde el campo magnético cambia de polaridad y asemeja una “falda de bailarina”.

que resuelve las ecuaciones de la MHD ideal con condiciones de frontera interna, a 25 radios solares, impuestas mediante observaciones del campo magnético fotosférico. Otros modelos como ENLIL (Pizzo, 2011) o EUHFORIA (Pomoell y Poedts, 2018) simulan tanto la corona solar (de la fotosfera hasta 0.1 UA) como la heliosfera (de 0.1 UA hasta 2 UA) mediante condiciones iniciales dadas por observaciones del campo magnético fotosférico. En la Figura 1.2, tomada del artículo escrito por Wang et al. (2020), se muestra una simulación del viento solar de 0.1 a 5.5 UA usando el modelo empírico WSA (Wang-Sheeley-Arge). Este modelo obtiene condiciones de frontera mediante observaciones del campo magnético solar.

1.3. Eyecciones de Masa Coronal

Una EMC es una nube de plasma expulsada desde la corona solar con una duración de algunos minutos a varias horas que puede ser observada por medio de un coronógrafo, el cual detecta el movimiento de luz blanca (Hundhausen, 1997). Las EMC liberan un flujo de masa de 10^{13} kg de la corona solar, y además generan un flujo magnético de alrededor de 10^{23} Mx (Webb et al., 1994). Según Raymond y Ciaravella (2004), se observan con velocidades de entre 100 y 1500 km s⁻¹. A una distancia de 1.3 radios solares hay densidades del orden de 1.4×10^6 hasta 7.0×10^8 cm⁻³, disminuyendo hasta 1.3×10^6 hasta 4.0×10^7 cm⁻³ a una distancia de 3 radios solares. Su temperatura llega hasta los 2.8×10^6 K. En la Figura 1.3 se observa una EMC vista por el coronógrafo LASCO, donde alrededor del disco de ocultación de la cámara C3 se observa una perturbación en forma de halo, esto indica que la perturbación se mueve en la dirección Sol-Tierra.

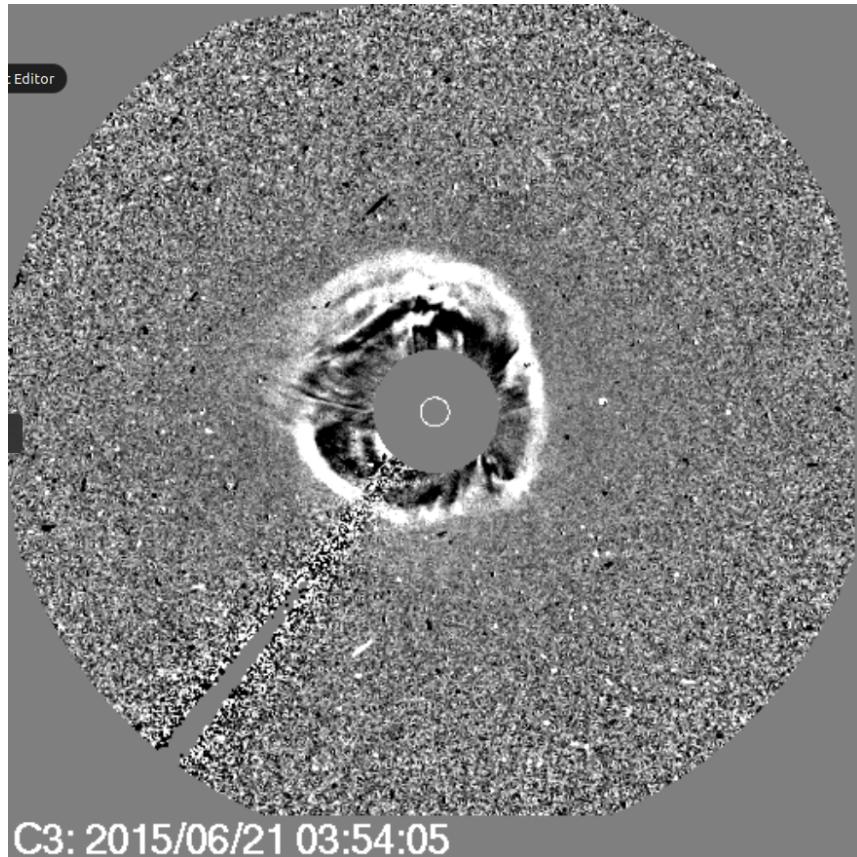


Figura 1.3: Imagen del Evento 2015/06/21. Se observa la EMC tipo halo con el C3 de LASCO.

Las EMC interactúan con el campo magnético terrestre, por lo cual tienen la capacidad de afectar el ambiente de la Tierra (Lilensten, 2007). Hasta el momento se sabe que todas las tormentas geomagnéticas se dan gracias a las EMC (Gosling et al., 1990; Kahler, 1992; Gosling, 1993). Al haber una configuración particular del campo geomagnético, una EMC que haya llegado hasta la Tierra puede causar una tormenta geomagnética que mediante

variaciones rápidas del campo geomagnético puede desencadenar fenómenos tales como las Corrientes Geomagnéticamente Inducidas (CGI). Las CGIs son corrientes eléctricas que pueden afectar líneas de transmisión, transformadores de potencia eléctrica (Pacheco et al., 2018; Caraballo et al., 2020) e incluso pueden causar corrosión en gasoductos (Larocca et al. 2013). Estos eventos pueden ser acompañados por elevadas dosis de radiación y afectaciones en señales de radio (aproximadamente de 3 a 30 MHz), lo que puede generar desperfectos en varios servicios elementales como la transmisión de señales de radiocomunicaciones, ondas de radar, y señales GPS (Lilensten, 2007).

En el contexto del modelado de las EMC, existen los modelos numéricos que se basan en magnetogramas fotosféricos para determinar las propiedades del plasma del viento solar que servirá como espacio de fondo para la propagación de las EMC. Estos modelos resuelven numéricamente las ecuaciones MHD para describir la propagación y evolución de EMC en la heliosfera interna. Entre estos modelos se encuentran, por ejemplo, MAS (Riley et al., 2001), ENLIL (Odstrcil, 2003), SWWF (Tóth et al., 2005), SIP-CESE (Feng, 2010), SUSANOO (Shiota et al., 2014), EUHFORIA (Pomoell y Poedts, 2018) y, más recientemente, SWASTi-SW (Mayank et al., 2022).

Capítulo 2

Modelo

2.1. La magnetohidrodinámica (MHD)

La magnetohidrodinámica (MHD) estudia la interacción entre los campos magnéticos y los fluidos conductores en movimiento. Se considera el modelo matemático de las interacciones de baja frecuencia entre los fluidos conductores eléctricos y los campos electromagnéticos. En particular, estudia a los fluidos conductores perfectos tales como los metales líquidos, gases ionizados (plasmas) y electrólitos. La MHD es una aproximación física razonable para estudiar problemas en astrofísica, particularmente es útil para estudiar el plasma en la atmósfera solar y la heliosfera, así como sus fenómenos asociados, tales como el viento solar y las EMC, los cuales constituyen el tema central de este trabajo.

Particularmente, en este trabajo usamos la aproximación de la MHD ideal para describir la propagación de las corrientes de viento solar y de las EMC en la heliosfera interna. Específicamente, la MHD ideal supone que el plasma es un fluido conductor perfecto que desprecia los efectos disipativos, tales como la viscosidad, conductividad térmica y la resistividad. Adicionalmente, la MHD ideal supone que el fluido es Newtoniano, es decir, que hay colisiones frecuentes entre las partículas (iones y electrones) que constituyen el plasma, y entonces el plasma es un fluido simple. Además, la MHD ideal considera que el plasma es cuasi-neutro, y que las velocidades características del plasma son no relativistas, lo que significa que son mucho menores que la velocidad de la luz, es decir $v/c \ll 1$. Todas las propiedades anteriormente mencionadas se satisfacen para condiciones típicas del viento solar y de las EMC, por lo tanto, la MHD ideal es una aproximación aceptable para describir su dinámica.

2.2. El modelo SunRunner3D

Uno de los objetivos primordiales del Clima Espacial es poder hacer predicciones precisas de las propiedades de las EMCI a 1 UA, es decir, en el entorno terrestre. Para esto se han desarrollado herramientas como SunRunner3D con el objetivo de simular corrientes de viento solar y describir la evolución de las EMCI.

SunRunner3D (Riley et al. 2023) es un paquete de código abierto desarrollado por la comunidad y una mejora de sunRunner1D (Riley y Ben-Nun, 2022), que es una he-

rramienta para explorar la evolución ICME a través de la heliosfera interna. En particular, sunRunner3D, en el dominio coronal, usa las condiciones de contorno generadas por CORona-HELIosphere (CORHEL-Linker et al. 2009), mientras que en el dominio de la heliosfera interna, emplea el código PLUTO (Migone et al. 2007) para calcular las propiedades del plasma del viento solar de las EMC con la aproximación MHD hasta 1.1 UA. Adicionalmente, es una herramienta para la comprensión científica y la predicción de EMCI en la heliosfera interna. SunRunner3D recientemente también se ha aplicado para interpretar la estructura global de la heliosfera a partir de mediciones *in situ* obtenidas de la base de datos de OMNI y de STEREO-A (González-Avilés et al., 2023).

2.2.1. CORHEL/MAS

El modelo CORHEL (Corona-Heliosphere), es un conjunto de herramientas y modelos con el objetivo principal de describir la corona solar y la heliosfera interna (Riley et al., 2012); y que está disponible para simulaciones públicas bajo solicitud en el Centro de Modelado Coordinado por la Comunidad (CCMC, por sus siglas en inglés).

Por otro lado, el algoritmo MHD fuera de una esfera (MAS, por sus siglas en inglés) integra las ecuaciones de la MHD resistiva en tres dimensiones en coordenadas esféricas y ha sido usado extensamente en modelos de la estructura coronal (ver, por ejemplo, Mikic and Linker (1996); Linker et al., 1999, Downs et al., 2013), y en el modelado de EMC (Linker et al., 2003; Torok et al., 2018).

En este trabajo, aprovechamos el hecho de que las condiciones de frontera se pueden descargar directamente desde <https://www.predsci.com/data/runs/>. Allí, muchas de las condiciones de frontera ya están en un formato legible del código PLUTO, por lo que tenemos todas las variables, como la densidad numérica, la velocidad radial, el campo magnético radial y la temperatura, para definirlas en la frontera radial interna ($R_b = 0.14$ UA) y en todo el dominio como condiciones iniciales del modelo MHD. Usamos la solución del estado estacionario relajado de las variables y las evolucionamos con el código PLUTO, el cual se describe en la siguiente subsección.

2.2.2. El código PLUTO

El código PLUTO es un software de libre acceso usado en la dinámica de fluidos astrofísicos para la solución numérica de sistemas de ecuaciones diferenciales parciales. Principalmente se aplica en el modelado de choques usando diferencias finitas o volúmenes finitos. PLUTO adopta una método de malla estructurada para la solución de sistemas de leyes de conservación. Las cantidades de flujo son discretizadas en una malla rectangular cubierta por una frontera y complementada con celdas fantasma para implementar las condiciones de frontera. El cómputo es hecho usando aritmética de doble precisión. Los resultados del cálculo pueden ser guardados en formato binario. Para los resultados en una y dos dimensiones es adecuado usar el formato DBL para visualizarlo con Gnuplot y para tres dimensiones el formato VTK es el más recomendable, y se puede visualizar usando VisIt (Childs, 2012). Por ejemplo, las figuras que se muestran a continuación fueron obtenidas con VisIt, las cuales muestran resultados de algunas pruebas básicas de la MHD ideal.

A continuación se muestran algunos resultados de pruebas básicas de la MHD en 2D y 3D, las cuales muestran la capacidad de PLUTO para describir distintos escenarios físicos dentro de la aproximación de la MHD ideal. Además, dichas pruebas sirven para verificar el correcto funcionamiento del código. Por ejemplo, la Figura 2.1 muestra los resultados de la prueba de la interacción de una nube densa con un choque MHD. La interacción tiene dos fases: La primera es el colapso donde el frente de la nube se comprime, generando dos choques rápidos y la segunda es la reexpansión que comienza cuando el choque rápido alcanza la parte posterior de la nube. El choque se propaga en la dirección x , e inicialmente está en $x = 0.6$ con los siguientes valores para antes y después del choque. En los valores de $x < 0.6$ se tiene que

$$\begin{pmatrix} \rho \\ v_x \\ p \\ B_y \\ B_z \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} 3.86859 \\ 0 \\ 167.345 \\ B_{post} \\ -B_{post} \end{pmatrix}$$

Mientras que los valores de $x > 0.6$ son

$$\begin{pmatrix} \rho \\ v_x \\ p \\ B_y \\ B_z \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} 1 \\ -11.2536 \\ 1 \\ B_{pre} \\ -B_{pre} \end{pmatrix}$$

donde las componentes vectoriales restantes son cero. La nube tiene un radio R y está centrada en $(x_0, y_0, z_0) = (0.8, 0.5, 0.5)$ con densidad $\rho = 10$.

Otra de las pruebas básicas importantes de la MHD ideal es el Vórtice de Orszag Tang, cuyos resultados se muestran en la Figura 2.2. Tal problema describe una configuración de un fluido doblemente periódico, esto lleva a una turbulencia MHD supersónica en dos dimensiones. El dominio computacional es la caja periódica $[0, 2\pi]^D$ donde D es el número de dimensiones espaciales, que para el problema que se muestra aquí, $D = 2$. Las condiciones iniciales en dos dimensiones son dadas por

$$v = (-\sin y, \sin x, 0), \vec{B} = (-\sin y, \sin 2x, 0), \rho = 25/9, p = 5/3 .$$

Finalmente, para esquematizar la capacidad de PLUTO de evolucionar problemas en tres dimensiones esféricas, en la Figura 2.3 se muestra un disco de acreción magnetizado. El modelo del disco consiste de un equilibrio inicial en una gravedad con masa puntual $1/r^2$ con perfiles de equilibrio dados por

$$\rho = \frac{1}{R^{3/2}} \exp \left[\frac{\sin(\theta)-1}{c_0^2} \right], \quad p = c_s^2 \rho, \quad v_\phi = \frac{1}{\sqrt{r}} \left(1 - \frac{5}{2\sin\theta} c_0^2 \right)$$

donde $R = r\sin\theta$ es el radio del cilindro donde $c_0 = H/R$ y $c_s = H/R^{3/2}$ es la velocidad del sonido. Aquí H es la escala de altura que es proporcional al radio del cilindro y se considera un campo magnético poloidal con un potencial vectorial dado por

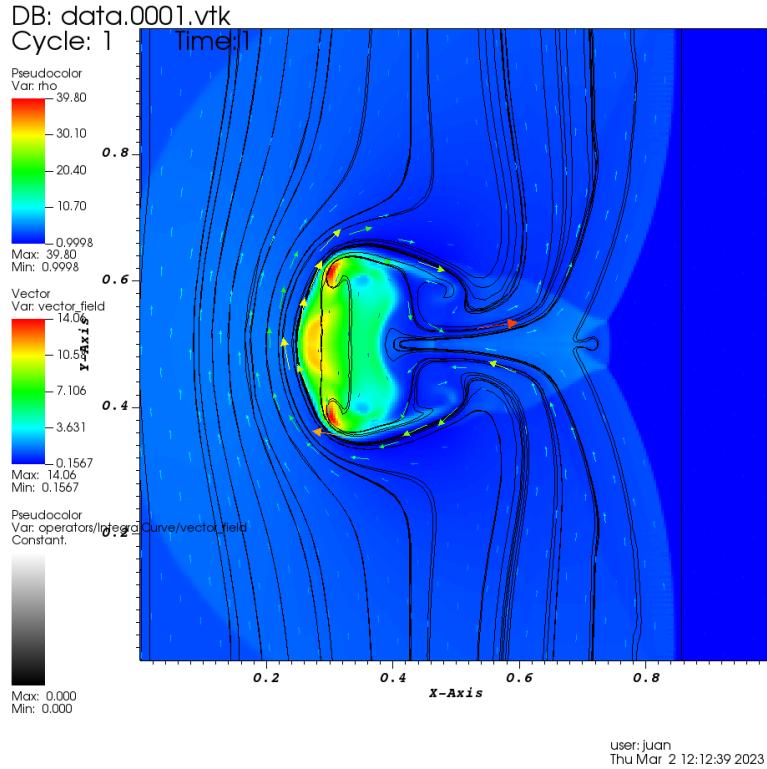


Figura 2.1: Mapa de densidad con líneas de campo magnético sobrepuertas para el problema de la interacción nube-choque.

$$A_\phi = A_0 \frac{\sin(2\pi R) - R\cos(2\pi R)}{R} \exp \left[-\left(\frac{z}{H}\right)^4 \right] \exp \left[-\left(\frac{R-6}{2}\right)^4 \right]$$

Donde A_0 es una constante elegida para establecerle beta a un plasma. Los términos exponenciales a mano derecha confinan el campo magnético al plano alrededor de $R=6$. El potencial vectorial se anula tanto para $z/H > 2.5$ como para $R < 2.5$.

En la Figura 2.3 se muestran cortes longitudinales y transversales de la distribución de la densidad del disco de acreción en donde se aprecia una región de alta densidad en el centro. Esta prueba fue útil para entender cómo trabaja el código en tres dimensiones esféricas, lo cual es relevante para las simulaciones llevadas a cabo en este trabajo.

El modelo MHD de la heliosfera interna

El modelo de la heliosfera interna, es decir desde $r = 0.14$ UA y hasta $r = 1.1$ UA, emplea las ecuaciones de MHD ideal en tres dimensiones en coordenadas esféricas, tal y como están definidas en PLUTO. En el caso particular de este trabajo, se consideran las ecuaciones de la MHD ideal escritas en forma conservativa,

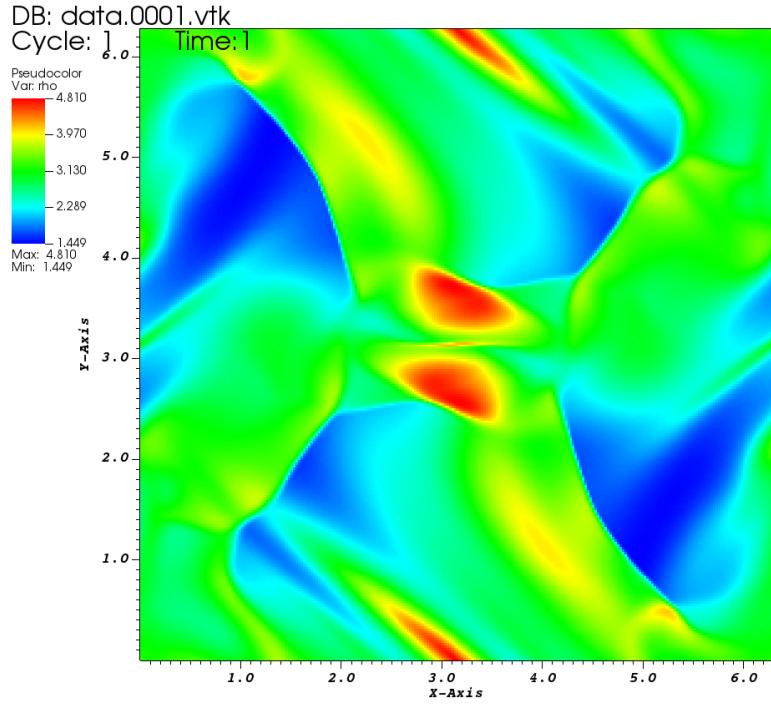


Figura 2.2: Densidad en el problema de Orszag Tang.

$$\frac{\partial \varrho}{\partial t} + \nabla \cdot (\varrho \mathbf{v}) = 0, \quad (2.1)$$

$$\frac{\partial(\varrho \mathbf{v})}{\partial t} + \nabla \cdot (\varrho \mathbf{v} \mathbf{v} - \mathbf{B} \mathbf{B} + p_t \mathbf{I}) = \mathbf{F}, \quad (2.2)$$

$$\frac{\partial E}{\partial t} + \nabla \cdot ((E + p_t) \mathbf{v} - \mathbf{B}(\mathbf{v} \cdot \mathbf{B})) = \mathbf{v} \cdot \mathbf{F}, \quad (2.3)$$

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} + \nabla \cdot (\mathbf{v} \mathbf{B} - \mathbf{B} \mathbf{v}) = 0, \quad (2.4)$$

$$\nabla \cdot \mathbf{B} = 0, \quad (2.5)$$

donde ϱ es la densidad del gas, \mathbf{v} representa la velocidad del fluido, E es la densidad de energía total, \mathbf{B} es el campo magnético, p_t es la presión total (termal+magnética), y \mathbf{I} es la matriz unidad. En específico, $p_t = p + \mathbf{B}^2/2$, donde al considerar la ley de un gas ideal se tiene $p = \frac{k_B}{\bar{m}} \varrho T$. Aquí T es la temperatura del plasma, $\bar{m} = \mu m_H$ es la masa de la partícula, especificada por una valor molecular promedio $\mu = 0.6$, para un gas completamente ionizado, y m_H es la masa del hidrógeno, y k_B es la constante de Boltzmann. Además, $E = \frac{p}{\gamma-1} + \frac{\varrho \mathbf{v}^2}{2} + \frac{\mathbf{B}^2}{2}$, con $\gamma = 5/3$ representa el índice politrópico. Las ecuaciones (2.1)-(2.5) son resueltas en un marco de referencia rotacional con una velocidad angular

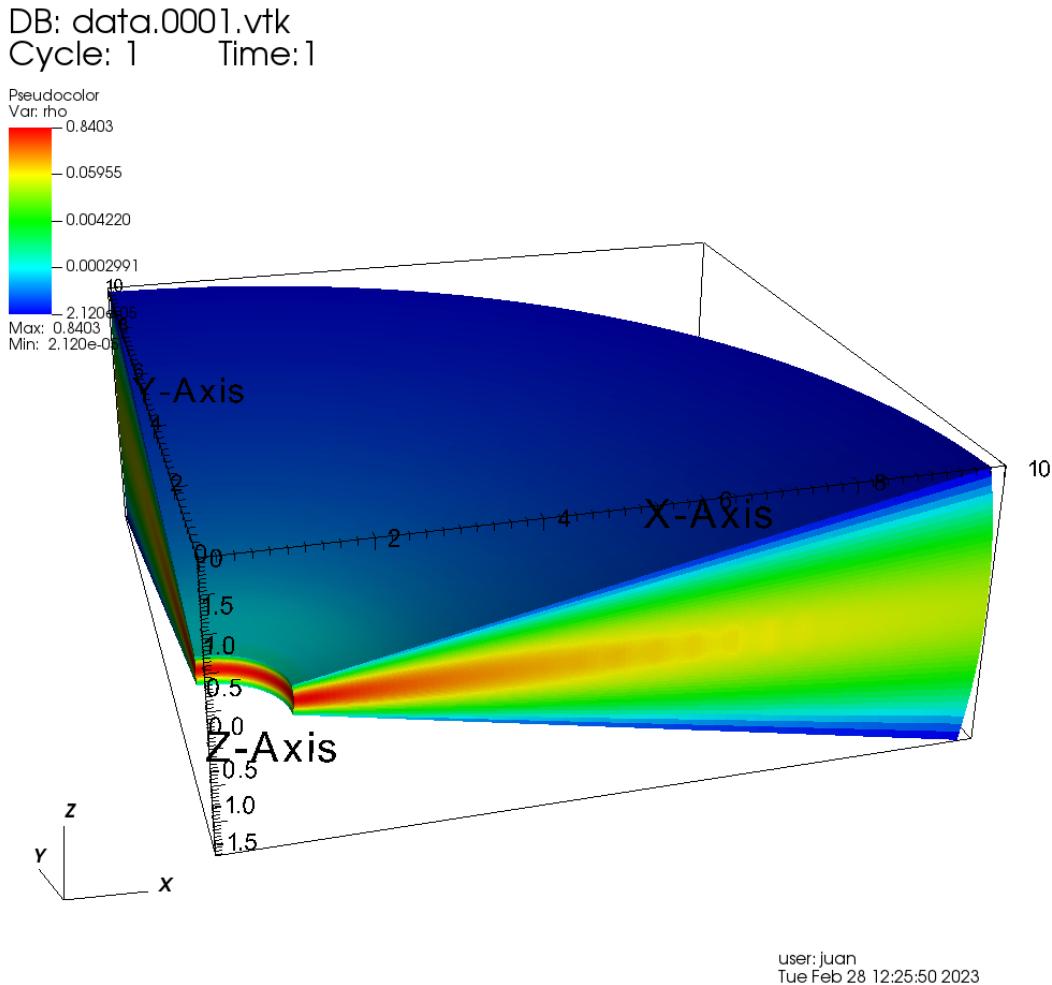


Figura 2.3: Mapa de densidad del disco de acreción magnetizado.

constante $\Omega_c = 2\pi/25.38$ días, que representa la velocidad angular del Sol en el ecuador. En el marco rotacional, la discretización de las ecuaciones del momento y la energía se hace de manera conservativa. Finalmente, el término fuente representado por \mathbf{F} contiene la fuerza de Coriolis y la fuerza centrífuga que son introducidas de manera conservativa en el código PLUTO; ver, por ejemplo, el trabajo de Kley (1998).

El dominio computacional para todas las simulaciones de este trabajo está definido de la siguiente manera, la coordenada radial r va desde 0.14 hasta 1.1 UA. Mientras que la coordenada θ va de 0 a 180° , y la coordenada ϕ de 0 a 360° , sobre una malla uniforme con resolución de $141 \times 111 \times 128$, respectivamente. Se eligió el algoritmo RK2 junto con un limitador minmod, y un solucionador de Riemann HLLC basados en el esquema de volúmenes finitos. En la frontera radial interior, es decir, en $r = R_{in} = 0.14$ UA, se especifican los valores de la velocidad radial, la densidad de masa, la presión del gas, y la componente radial del campo magnético, obtenidos con el modelo CORHEL. En la frontera radial exterior, es decir, en $r = R_{ext} = 1.1$ UA, se imponen condiciones de flujo saliente, que le permitan al fluido abandonar el dominio computational. Mientras que en

las fronteras latitudinales, se emplean condiciones de frontera reflectivas. Por último, en las fronteras longitudinales, se usan condiciones de frontera periódicas.

2.2.3. Modelo del cono para las EMC

Para modelar las EMC, en este trabajo, empleamos el modelo del cono (Zhao et al. 2022). En términos generales, el modelo del cono emplea una geometría simple para representar algunas de las propiedades de las EMC, tales como: el eje mayor y menor, desplazamiento del centro de proyección, ancho angular, orientación, velocidad radial, aceleración y masa. La base del cono está en el plano celeste o POS (Plane Of the Sky), perpendicular a la línea de visión, mientras que la punta del cono está en el origen de la EMC, entre la corona y la región activa asociada. Este modelo asume que las EMC tipo halo se propagan radialmente y su ancho angular se expande constantemente al propagarse hacia la Tierra.

En la Figura 2.4 se muestra el cono del modelo cuya orientación describe la propagación de la EMC. Se tiene el sistema de coordenadas heliocéntricas (x_h, y_h, z_h) , con z_h en dirección Sol-Tierra, así como un sistema de coordenadas del cono (x_c, y_c, z_c) , con z_h donde x_c es el eje del cono. Se definen ϕ y λ como longitud y latitud respectivamente, así como θ como el ángulo entre el eje del cono y el plano celeste, y α como el ángulo entre la proyección del eje del cono en el plano celeste y el eje x_h . El medio ancho angular del cono se define como ω .

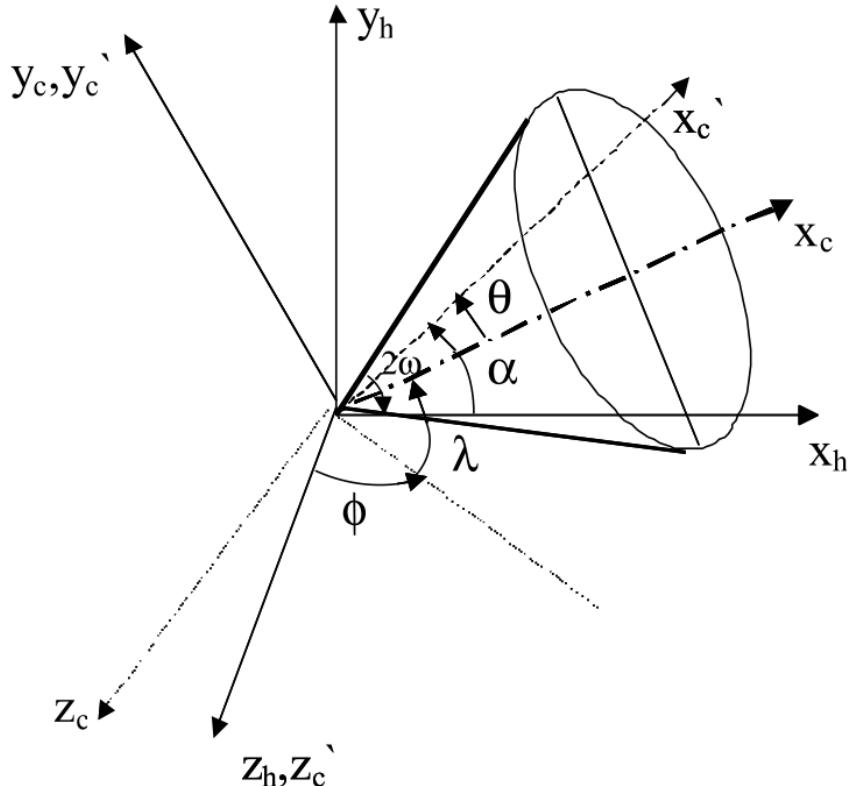


Figura 2.4: Imagen del modelo del cono propuesto en el trabajo de Xie et al. (2004).

En el modelo del cono se hace un ajuste visual del ancho angular y la dirección de

propagación, después se ajusta de manera iterativa hasta que el modelo concuerde con las observaciones. Esto puede ser tardado, ineficiente, y da incertidumbre a los resultados. Una desventaja es que este modelo no representa a todas las EMC. Algunas se forman en la alta corona, junto a chorros de partículas, o pueden tener un ancho angular no constante.

Para mejorar esto, Xie et al. (2004) tomaron el modelo del cono de Zhao et al. (2002) y propusieron un nuevo enfoque analítico. A partir de la velocidad proyectada, observada por LASCO en el plano celeste, se obtiene analíticamente la velocidad radial, la orientación, la ubicación de origen, y el ancho angular. Esto permite caracterizar EMC con datos cuantitativos obtenidos con observaciones. Con esto se ha podido obtener parámetros más precisos de una EMC tipo halo. Al determinar velocidades radiales con este modelo del cono y comparándolas con observaciones, se estima un porcentaje de error aceptable entre el 5 y el 10 %.

Capítulo 3

Resultados de las simulaciones numéricas

En este trabajo se seleccionaron cuatro eventos, los cuales están caracterizados por EMC tipo Halo. Particularmente, sus EMCI asociadas se modelaron usando SunRunner3D, y cuyos resultados de las simulaciones numéricas, se muestran en este capítulo. Los datos de las EMC fueron obtenidos de la base de datos CACTUS. Para la comparación de las simulaciones con datos in situ, se desarrolló un programa que utiliza una versión modificada de la librería pyPLUTO¹, y de esa forma se muestran en una misma gráfica, las series de tiempo de los datos con cadencia de 1 hora obtenidos de OMNI y los resultados de las simulaciones numéricas con una resolución temporal de 1 hora también.

3.1. Casos de estudio

Las EMC se ven como un halo en los coronógrafos cuando son expulsadas en dirección a la Tierra. En particular, el coronógrafo LASCO (Large Angle and Spectrometric Coronagraph) es uno de los instrumentos a bordo de la sonda espacial SOHO (Solar and Heliospheric Observatory). LASCO estuvo inicialmente compuesto por tres coronógrafos (C1, C2, C3), los cuales observaron al Sol abarcando una distancia de 1.1 a 32 radios solares. Actualmente cuenta sólo con dos cámaras que son C2 (abarcando de 1.5 a 6 radios solares) y C3 (de 3.7 a 30 radios solares), las cuales registran el tiempo de aparición y otros parámetros de las EMC. Para observar la corona solar, el coronógrafo LASCO bloquea la luz de la fotosfera mediante un disco de occultación.

Los casos de estudio seleccionados en este trabajo, fueron 4 EMC tipo halo que se convirtieron en EMCI y ocurrieron del 2015 al 2021. Las EMCI están descritas en la base de datos de Richardson y Cane (2022)², y todas fueron observadas por LASCO³.

En lo que respecta a las simulaciones numéricas, se corrió el modelo SunRunner3D en el servidor del Instituto de Geofísica Unidad Michoacán (IGUM). Cada simulación

¹<https://github.com/coolastro/pyPLUTO>

²Disponible en <https://izw1.caltech.edu/ACE/ASC/DATA/level3/icmetable2.htm>

³Estos datos son obtenidos de las bases de datos CACTUS(<https://www.sidc.be/caactus/catalog/LASCO/>) y DONKI (<https://kauai.ccmc.gsfc.nasa.gov/DONKI/>) respectivamente

Eventos simulados				
Parámetro	Evento 1	Evento 2	Evento 3	Evento 4
Masa (kg)	9.6×10^{15}	2.9×10^{16}	4.6×10^{15}	-
V_{LASCO} (km/s)	1773	1771	1407	1473
V_PERT (km/s)	1773	1771	1457	1773
CME_{RAD}	47°	48°	52°	45°
RHO_PERT (Ncm ⁻³)	1,000	1,000	1,000	1,000
PHI_0	180°	180°	180°	180°
$THETA_0$	90°	90°	90°	90°
CME_RAMP (h)	1	1	1	1
$CME_DURATION$ (h)	10	10	10	10
CME_START_TIME (h)	240.97	240.97	240.97	240.97

Tabla 3.1: Parámetros de los eventos simulados

tardó alrededor de 4 horas y media en finalizar; incluyendo el tiempo de relajación de las condiciones del viento solar y la subsecuente inyección y propagación de la EMCI. Los 4 eventos los clasificamos en términos de la fecha de detección de las EMC de acuerdo a LASCO. En particular, los eventos que describiremos en las subsecciones siguientes son: Evento 1: 2015/06/21, Evento 2: 2017/09/06, Evento 3: 2020/12/07, y Evento 4: 2021/11/02.. Estos eventos cubren periodos de tiempo contenidos en las Rotaciones de Carrington 2165, 2194, 2238 y 2250. Las cuales a su vez sirven para generar las condiciones de viento solar ambiente en las que las EMCI se propagan.

3.1.1. Evento 1: 2015/06/21

En la Figura 3.1 se aprecia el Evento 1, cuya EMC fue reportada por LASCO a las 02:48 UTC del 2015/06/21. Como se muestra en la Tabla 3.1, la velocidad registrada fue de $1,366 \text{ km s}^{-1}$. El ancho angular medio fue de 47°. La masa reportada fue de $9.6 \times 10^{15} \text{ kg}$ con una energía cinética de $9 \times 10^{31} \text{ J}$. Según la base de datos de DONKI, esta EMC tuvo origen en la ubicación N13E12 de la región activa número 12371 hacia la dirección (long = -7°, lat = 7°) en coordenadas Heliocentric Earth Equatorial (HEEQ). En este sistema de coordenadas se considera el eje Z paralelo al eje de rotación del Sol (positivo hacia el norte) y el eje X hacia el ecuador solar y el meridiano central solar visto desde la Tierra.

La tormenta geomagnética asociada comenzó el 2015/06/22 a las 18:33 UTC, este momento está relacionado con la llegada de la onda de choque a la Tierra. La EMCI comenzó el 2015/06/23 a las 02:00 UTC y tuvo una duración de 36 horas, estos datos se conocen mediante observaciones del plasma y campo magnético. La duración total de la

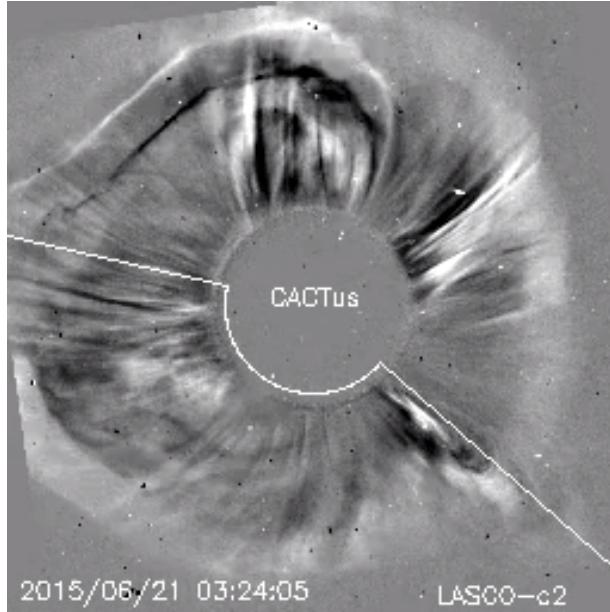


Figura 3.1: Imagen del Evento 1: 2015/06/21.

perturbación fue de aproximadamente 83.5 horas (desde su aparición en la cámara C2 de LASCO hasta que deja de afectar a la Tierra).

Con respecto a las simulaciones numéricas, los parámetros que representan el pulso de la EMCI, y que están definidos en términos del modelo del cono en todos los casos de estudio, se muestran en la Tabla 3.1 para el Evento 1.

De acuerdo a lo anterior, RHO_PERT y V_PERT representan los valores de la amplitud del pulso en términos de la densidad de número y velocidad de la EMCI, mientras que, CME_START_TIME, representa el tiempo en que se inyecta la EMCI. En el caso de CME_RAMP, representa el salto en la función de inyección de la EMCI, que en este caso es una función constante a trozos. Por otro lado, THETA0 y PHI0 son los ángulos que indican la dirección inicial de la EMCI, CME_RAD es el medio ancho angular, y CME_DURATION es el tiempo de inyección de la EMC.

Para el caso particular del Evento 1, usamos explícitamente los siguientes parámetros que se muestran en la Tabla 3.1. La principal razón para fijar la dirección inicial del pulso con los valores $\text{THETA0} = 180^\circ$, así como $\text{PHI0} = 90^\circ$, es porque de esa forma se asegura que vaya en dirección a la Tierra en el modelo numérico. Por lo tanto, no se usan exactamente los valores que reportan en las observaciones, sino más bien usamos valores típicos de la dirección inicial del pulso que hacen posible que los resultados de la simulación se puedan comparar con observaciones in situ a 1 UA. Se utilizó una velocidad mayor a la detectada debido a que las observaciones mostraban valores mucho más altos que las simulaciones, entonces aumentamos el parámetro de la velocidad del pulso, para ver si se acercaba más a las observaciones, con esto obtuvimos resultados comparables a pesar de la variación del valor de la velocidad del pulso.

En las figuras 3.2 y 3.3, se muestran cortes ecuatoriales de las componentes de la velocidad, la densidad escalada y las componentes del campo magnético que representan las condiciones del viento solar relajado correspondientes a la Rotación de Carrington (CR)

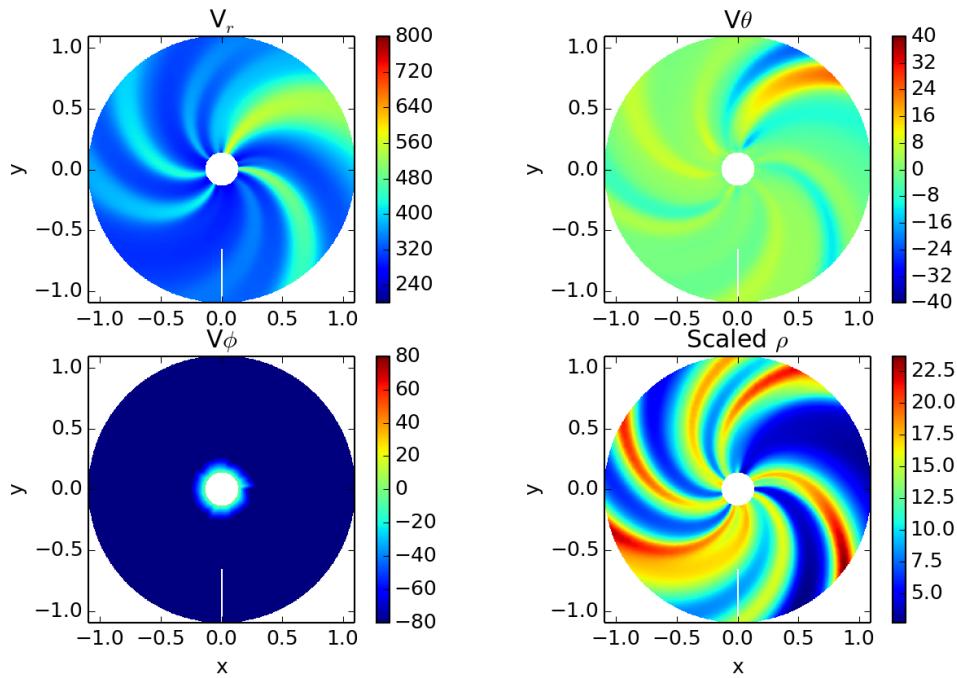


Figura 3.2: Componentes de la velocidad del viento solar relajado para la Rotación de Carrington 2165, que corresponde al Evento 1.

2165. Tal CR cubre la ventana de tiempo en la cual se observó la EMCI asociada al Evento 1. Específicamente, dichas condiciones de viento solar relajado sirven como medio de fondo en donde se inyectará y propagará la EMCI.

Particularmente, en el caso de la Figura 3.3, también se muestra el cociente B_ϕ/B_r , la cual es útil para indicar físicamente si se forma la espiral de Parker, ya que en teoría para tal escenario, el cociente B_ϕ/B_r debe crecer linealmente con la distancia radial r . Este cociente se muestra en los demás eventos, y esquematiza la consistencia física de las soluciones de un viento solar ambiente magnetizado que describe la espiral de Parker.

En la Figura 3.4 se muestran los resultados de la simulación para la evolución de la velocidad radial en una ventana de tiempo que va desde 265 horas hasta las 325 horas después de iniciar la simulación. Se observa una región de alta velocidad que esquematiza una apertura significativa del pulso que representa la EMC. La evolución de la densidad muestra una región de altos valores asociada a la perturbación causada por la EMCI. Esto se observa en la Figura 3.5, donde se aprecia claramente una forma circular creciente que esquematiza el halo observado por el coronógrafo.

En la Figura 3.6 se observa la evolución del campo magnético radial simulado, en donde se aprecian los cambios globales de polaridad que muestran la propagación de la perturbación en forma de halo.

Las comparaciones entre los resultados del modelo numérico con las observaciones in situ obtenidas de la base de datos de OMNI con una resolución temporal de 1 hora, a 1 UA se muestran en la Figura 3.7. Para poder comparar de forma consistente con las

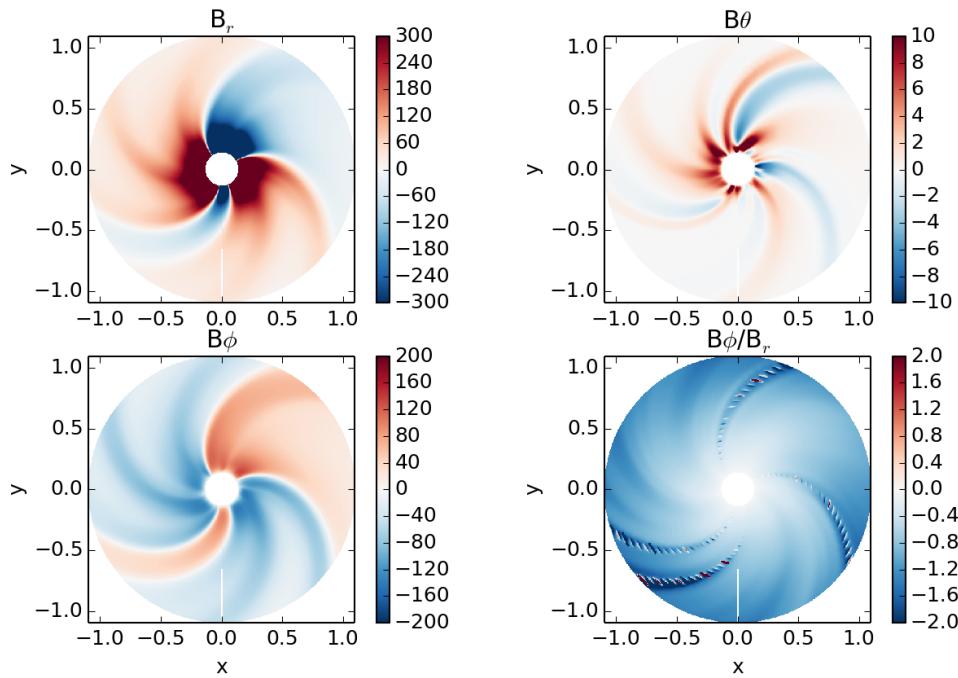


Figura 3.3: Componentes del campo magnético y cociente entre B_ϕ/B_r del viento solar relajado para la Rotación de Carrington 2165, que corresponde al Evento 1.

mediciones in situ, la resolución temporal de los resultados de las simulaciones numéricas también es de 1 hora.

De acuerdo a los resultados que muestra la Figura 3.7, podemos ver que la velocidad radial es globalmente comparable con las observaciones, en particular, el modelo captura correctamente el choque observado después de aproximadamente 60 horas de la detección de la EMC. Sin embargo, el modelo no es capaz de capturar el salto pronunciado de velocidad que se muestra alrededor de las 160 horas después de la detección de la EMCI. Un comportamiento similar se observa en las series de tiempo de la densidad de número y temperatura. Mientras que la comparación de la componente radial del campo magnético muestra que el modelo subestima la amplitud del campo, pero captura de manera global las variaciones de polaridad mostradas en las observaciones. Por lo tanto, en términos generales, el modelo captura el comportamiento global de la EMC a 1 UA, y en especial, es capaz de capturar uno de los choques.

Este mismo evento se simuló considerando la estructura magnética de las EMCI (Verbeke et al., 2019). Sin embargo, de acuerdo a sus simulaciones con EUFHORIA encontraron resultados similares a los de este trabajo.

Para esquematizar la evolución tridimensional de la EMCI a través del viento solar ambiente, en la Figura 3.8 se muestran cortes ecuatoriales y meridionales de la densidad escalada ($r^2 N$), y las líneas de campo magnético en tres dimensiones para dos instantes de tiempo representativos. En particular, podemos notar la propagación de la EMCI que a su vez genera una onda de choque que perturba el viento solar ambiente, incluyendo la espiral

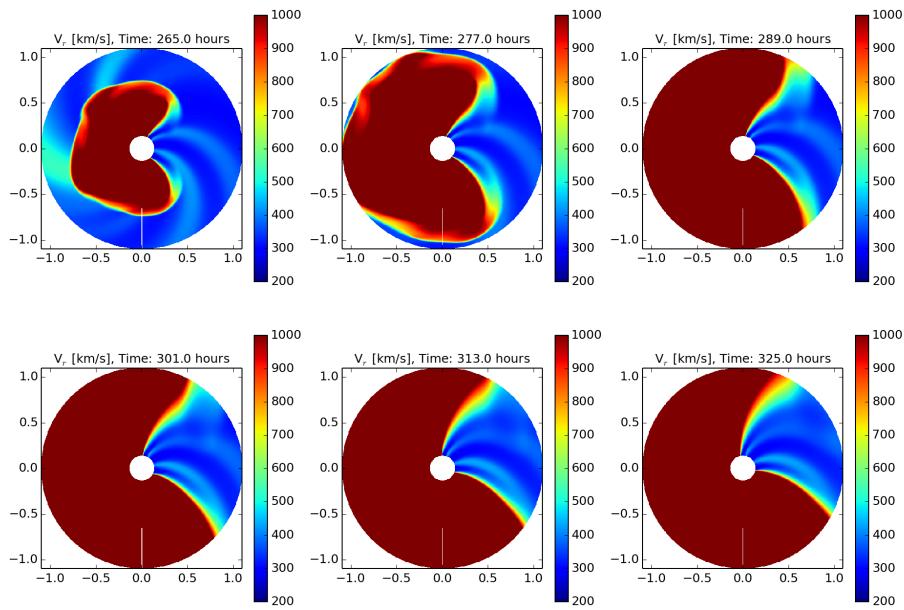


Figura 3.4: Cortes ecuatoriales de la velocidad radial a distintos tiempos que representan la propagación de la EMCI para el Evento 1.

de Parker formada por la estructura del campo magnético del viento solar relajado. El esquema tridimensional para los demás casos de estudio es similar, por lo tanto, solamente se muestra un ejemplo esquemático para este evento.

3.1.2. Evento 2: 2017/09/06

En la Figura 3.9 se aprecia el Evento 2. El inicio de la EMC fue reportado por LASCO a las 12:24 UTC. La velocidad registrada fue de $1,571 \text{ km s}^{-1}$. El ancho angular medio fue de 24° . La masa reportada fue de $2.9 \times 10^{16} \text{ kg}$ con una energía cinética de $3.6 \times 10^{32} \text{ J}$. Esta EMC se originó en la ubicación S7W33 de la región activa número 12673, hacia la dirección (long = 83° , lat = -8°) en coordenadas heliocéntricas solares.

La tormenta geomagnética, asociada a la llegada del choque interplanetario a la Tierra, empezó el 2017/09/07 a las 23:02. Las observaciones del plasma y el campo magnético indican que esta EMCI sucedió el 2017/09/08 a las 11:00 y tuvo una duración de 58 horas. La duración total desde el inicio visto por el C2 de LASCO sería de 104.5 horas.

Para el caso particular del Evento 2, usamos explícitamente los siguientes parámetros que se muestran en la Tabla 3.1. Se utilizó una velocidad mayor a la detectada debido a que las observaciones mostraban valores mucho más altos que las simulaciones, entonces aumentamos el parámetro de la velocidad del pulso, para ver si se acercaba más a las observaciones, con esto obtuvimos resultados comparables a pesar de la variación del valor de la velocidad del pulso.

Los parámetros del viento solar relajado correspondientes a la Rotación de Carrington

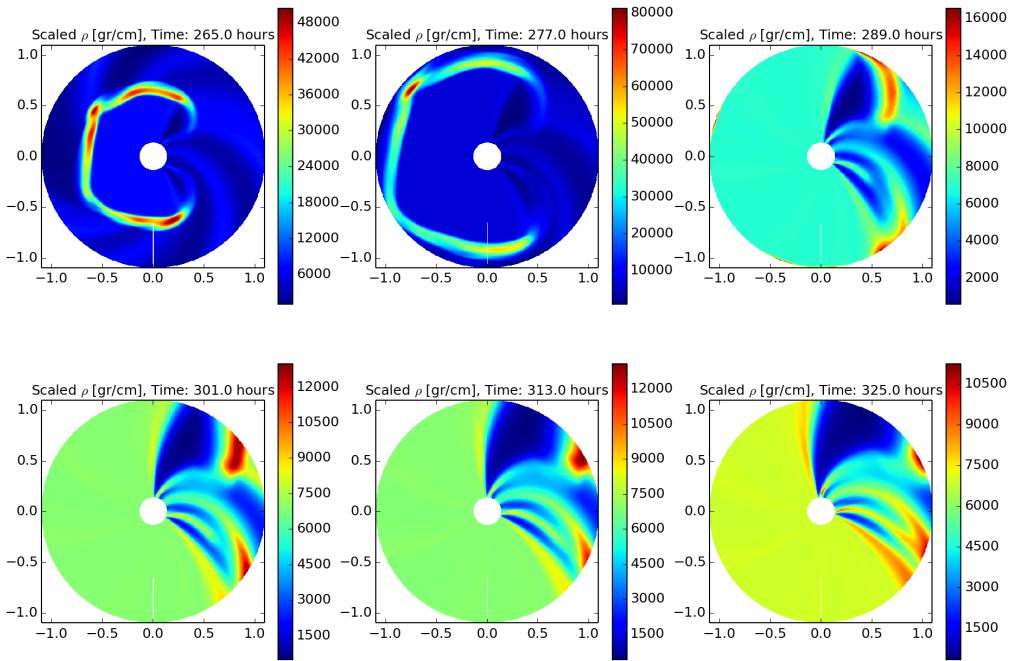


Figura 3.5: Densidad de número de partículas escalada $r^2 N$ para distintos tiempos de la evolución de la EMCI para el Evento 2015/06/21.

(CR) 2194 tales como las componentes del campo magnético y la velocidad, así como la densidad escalada se muestran con cortes ecuatoriales en la Figura 3.10 y 3.11 respectivamente. Tal CR cubre la ventana de tiempo en la cual se observó la EMCI asociada al Evento 2. Se observa la espiral de Parker que representa un comportamiento normal del viento solar con una polaridad magnética que oscila entre valores positivos y negativos.

El resultado de la evolución de la velocidad radial modelada se muestra en la Figura 3.12, en una ventana de tiempo que va desde 265 horas hasta las 325 horas después de iniciar la simulación. Se aprecia una región con gran velocidad inicialmente al frente y al centro que representa la onda de choque asociada a la EMCI, cuyo frente presenta una forma circular que asemeja el halo visto por el coronógrafo. Luego, a las 277 horas se observan altas velocidades sólo en el frente de la perturbación. La evolución de la densidad se observa en la Figura 3.13, donde se muestra una región de alta densidad que representa el frente de la onda de choque asociado a la EMCI, esta región afecta el espacio a 1 UA desde las 277 horas hasta las 301 horas. Posteriormente una región de densidad baja tiene presencia durante el resto de la simulación.

En la Figura 3.14 se aprecia una perturbación propagándose que muestra la evolución de los valores del campo magnético radial. Se observa que el frente de la onda de choque, en forma circular y asociada a la EMCI, tiene una polaridad principalmente negativa.

El modelo numérico se compara con las observaciones in situ obtenidas de la base

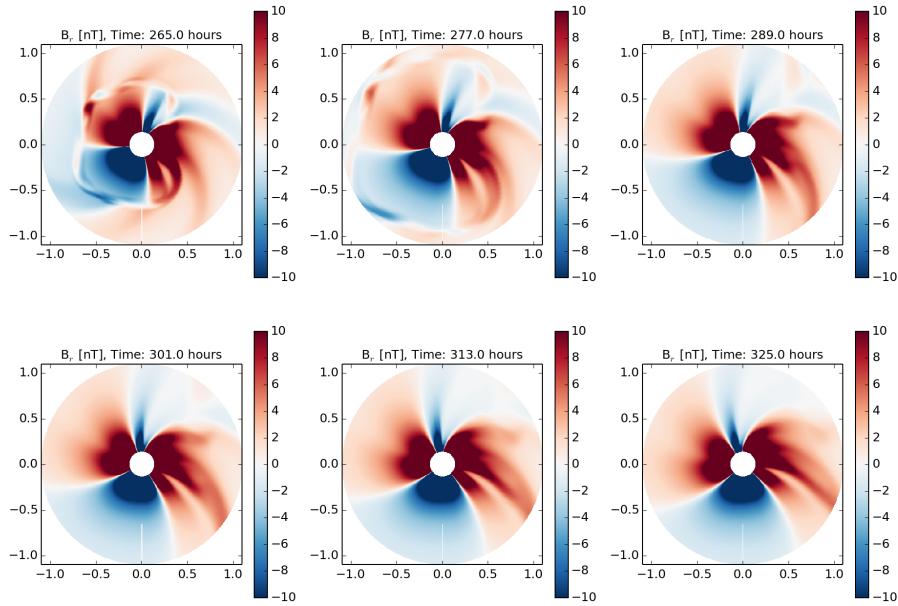


Figura 3.6: Componente radial del campo magnético a diferentes tiempos de la evolución de la EMCI para el Evento 1.

de datos de OMNI en la Figura 3.15. De acuerdo con la Figura 3.15 podemos ver que las magnitudes de las observaciones superan a las del modelo, excepto en el caso de la densidad de número que es ligeramente mayor al valor observado, aunque se aprecia un aumento sutil en la región de antechoque. En la serie de tiempo de la componente radial del campo magnético se observa que el modelo describe el promedio de los valores observados. El modelo muestra aumentos más pronunciados en las series de tiempo de la temperatura y la velocidad radial, a pesar de tener valores mayores por 1 orden de magnitud o lo doble respectivamente. En estos parámetros, se captura la tendencia del comportamiento hasta 100 horas después de la llegada del choque. En general, el modelo captura cualitativamente las variaciones en la magnitud de los parámetros que están asociadas al choque principal de la EMCI a 1 UA.

3.1.3. Evento 3: 2020/12/07

En la Figura 3.16 se aprecia el Evento 3, el cual tuvo un inicio a las 16:24 UTC, según las observaciones de LASCO. La velocidad registrada fue de $1,407 \text{ km s}^{-1}$. El ancho angular medio fue de 52° . La masa reportada fue de $4.6 \times 10^{15} \text{ kg}$ con una energía cinética de $4.5 \times 10^{31} \text{ J}$. Esta EMC se originó en la ubicación S23W11 de la región activa número 12790, hacia la dirección (long = 12° , lat = -10°) en coordenadas heliocéntricas solares.

La tormenta geomagnética asociada a este evento ocurrió el 2020/12/10 a las 02:10. De acuerdo con las observaciones a 1 UA, esta EMCI ocurrió el 2020/12/10 a las 23:00 y tuvo una duración de 53 horas. El tiempo total desde el inicio visto por el C2 de LASCO

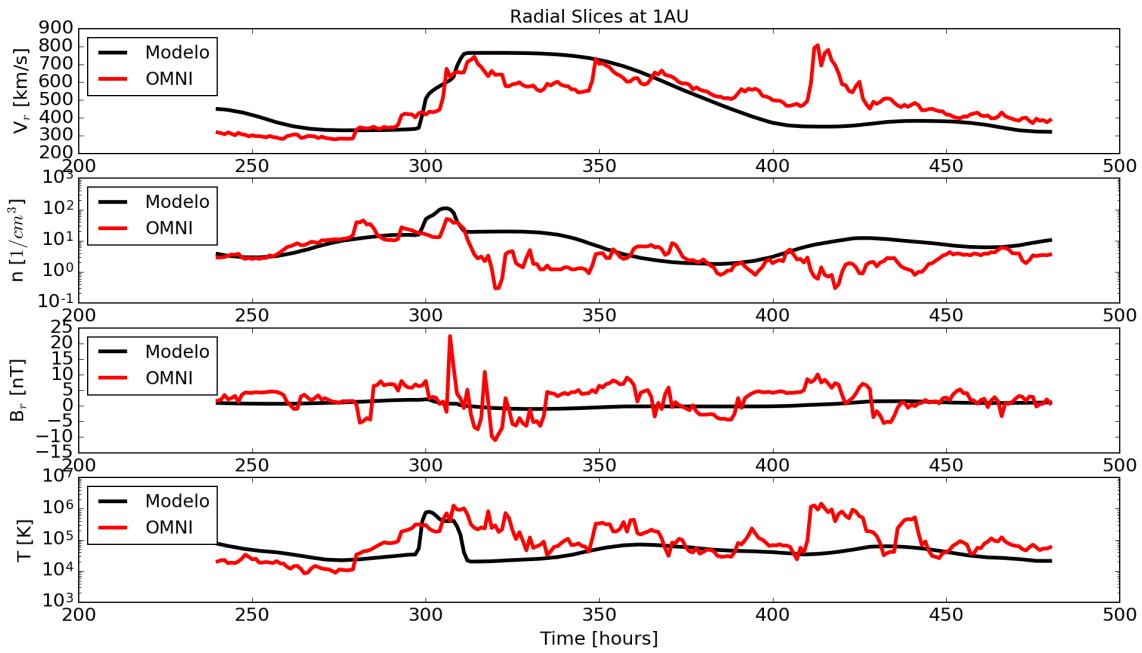


Figura 3.7: Series de tiempo de la velocidad radial (primer panel), densidad de número (segundo panel), componente radial del campo magnético (tercer panel), y temperatura (cuarto panel) de la comparación entre los resultados del modelo para el Evento 1 con las observaciones in situ obtenidas de la base de datos de OMNI con una cadencia temporal de 1 hora.

sería de 131.5 horas.

Para el caso particular del Evento 3, usamos explícitamente los siguientes parámetros que se muestran en la Tabla 3.1. De igual forma que en los eventos anteriores, se utilizó una velocidad mayor a la detectada debido a que las observaciones mostraban valores mucho más altos que las simulaciones, entonces aumentamos el parámetro de la velocidad del pulso, para ver si se acercaba más a las observaciones, con esto obtuvimos resultados comparables a pesar de la variación del valor de la velocidad del pulso.

En la Figura 3.17 y 3.18 se observa la espiral de Parker en cortes ecuatoriales, el cual muestra la simulación de las condiciones del viento solar relajado para las componentes de la velocidad, la densidad escalada y las componentes del campo magnético correspondientes a la Rotación de Carrington (CR) 2238. Tal CR cubre la ventana de tiempo en la cual se observó la EMCI asociada al Evento 3.

En la Figura 3.19 se muestran los resultados de la simulación para la evolución de la velocidad radial en una ventana de tiempo que va desde 265 horas hasta las 325 horas después de iniciar la simulación. A pesar de que se conserva la misma forma circular, que representa el frente del choque de la EMCI, se aprecian una menor velocidad y un contorno más irregular que en los otros casos. La evolución de la densidad se observa en la Figura 3.20. El frente de la onda de choque asociado a la EMCI tiene una forma más irregular aunque asemejando un halo, similar a la velocidad, que incluso se divide en dos frentes

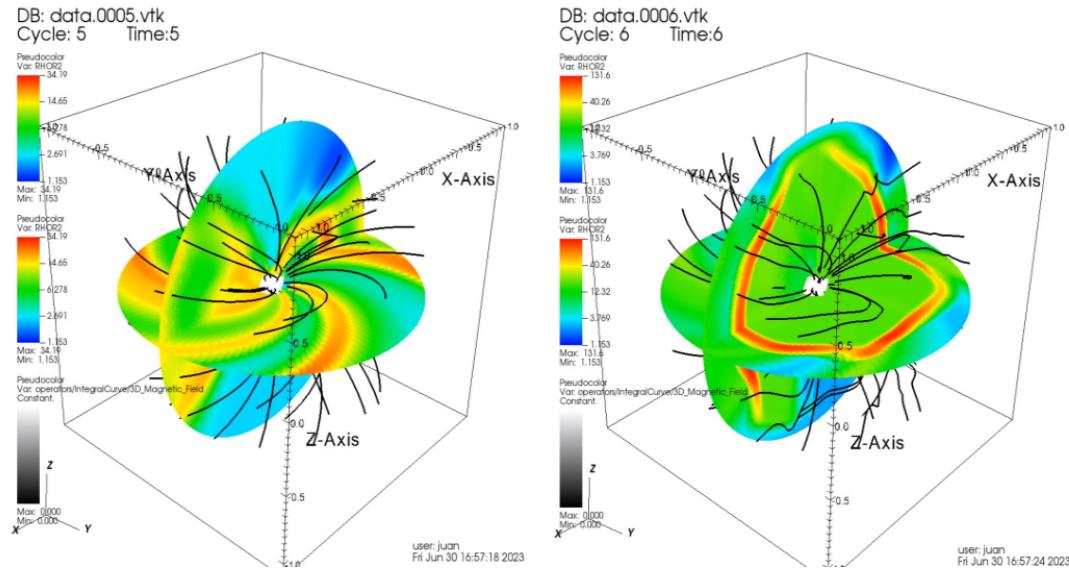


Figura 3.8: Imágenes a dos tiempos distintos de la simulación del Evento 1 en tres dimensiones. (Izquierda) Se muestran cortes ecuatoriales y meridionales de la distribución de densidad de número escalada que representa el viento solar ambiente, y se superponen las líneas de campo magnético (color negro) que muestran la espiral de Parker. (Derecha) se muestra la propagación de la EMCI sobre el viento solar ambiente y la aparición de una onda de choque.

después de las 277 horas luego de iniciar la simulación.

En la Figura 3.21 se muestra la evolución del campo magnético radial simulado. Se pueden apreciar los cambios de polaridad en la perturbación del frente de onda asociado a la EMCI, la cual tiene principalmente una polaridad negativa y alcanza la órbita terrestre alrededor de las 289 horas después de iniciar la simulación.

En la Figura 3.22 se muestra la comparación del modelo con las observaciones in situ obtenidas de la base de datos de OMNI. Aunque parece haber un desfase inicial ya que no se captura el choque abrupto a las 320 horas de iniciar la simulación, se observa que la velocidad radial describe correctamente el comportamiento de la región posterior al choque, después de las 350 horas. De manera similar se observa que el modelo captura el aumento de temperatura observado, describiendo mejor la región postchoque. El aumento inicial de temperatura propiciado por la EMCI se observa con un desfase aproximado de 10 horas. El modelo captura de manera general un salto en la densidad de número asociado al salto abrupto de velocidad, aunque no captura los primeros aumentos. Se observa que las variaciones en la componente radial del campo magnético están subrepresentadas aunque se muestran ligeros cambios de polaridad. En general el modelo captura la llegada del choque de la EMCI, en particular describe bien el comportamiento la velocidad radial y la temperatura.

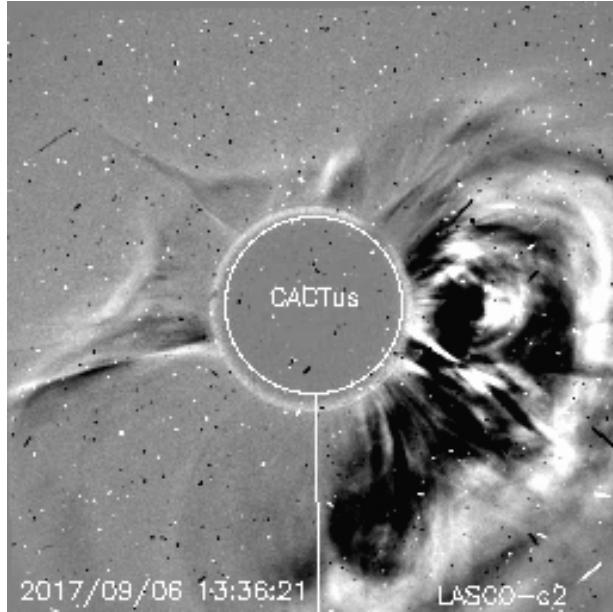


Figura 3.9: Imagen del Evento 2: 2017/09/06.

3.1.4. Evento 4: 2021/11/02

En la Figura 3.23 se aprecia el Evento 4, el inicio de la EMC fue a las 02:48 UTC. La velocidad registrada fue de $1,473 \text{ km s}^{-1}$. El ancho angular medio fue de 45° . Los valores de la masa y la energía cinética no fueron reportados por LASCO. Este evento tuvo origen en la ubicación N17E03 de la región activa 12891, hacia la dirección (long = -1° , lat = 15°) en coordenadas heliocéntricas solares.

El choque asociado a esta EMCI causó una tormenta geomagnética el 2021/11/03 a las 19:42. De acuerdo con las observaciones a 1 UA, la EMCI ocurrió el 2021/11/04 a las 07:00 y tuvo una duración de 22 horas. La duración total desde el inicio visto por el C2 de LASCO sería de 74 horas. Para el caso particular del Evento 4, usamos explícitamente los siguientes parámetros que se muestran en la Tabla 3.1.

En la Figura 3.24 y 3.25 se muestran cortes ecuatoriales de las componentes de la velocidad, la densidad escalada y las componentes del campo magnético, con polaridad principalmente negativa, para verificar la correcta modelación del viento solar relajado con las condiciones iniciales de la Rotación de Carrington (CR) 2250. Tal CR cubre la ventana de tiempo en la cual se observó la EMCI asociada al Evento 4.

En la Figura 3.26, se presentan los resultados de la simulación para la evolución de la velocidad radial en una ventana de tiempo que va desde 265 horas hasta las 325 horas después de iniciar la simulación. Se aprecia un frente de onda circular asemejando el halo visto por el coronógrafo, con una región de mayor velocidad ligeramente a la izquierda de la proa de la onda de choque asociada a la EMCI. En la Figura 3.27, de manera similar a la velocidad, se aprecia el comportamiento de la evolución de la densidad con una región de alta densidad al frente de la onda de choque y una región de baja densidad detrás del frente de onda. Esta perturbación, al igual que la velocidad radial, llega a afectar más de un cuarto de la órbita a 1 UA en plano de la eclíptica.

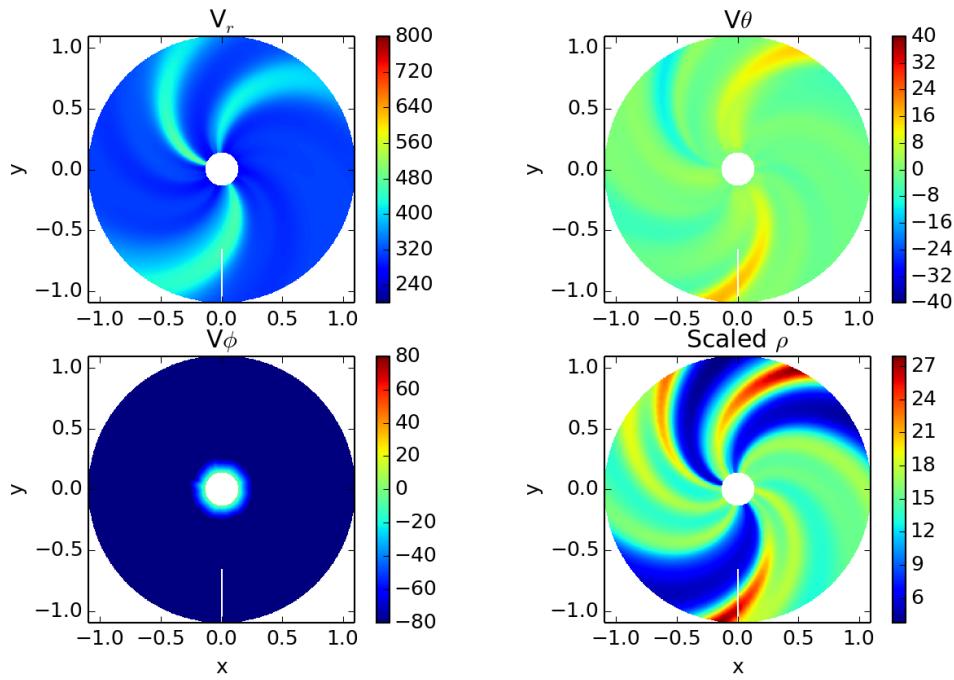


Figura 3.10: Componentes de la velocidad del viento solar relajado para la Rotación de Carrington 2194, que corresponde al Evento 2.

La evolución del campo magnético radial simulado que se observa en la Figura 3.28 muestra, a las 265 horas, un frente de onda con polaridad negativa y los flancos con polaridad negativa. A las 277 horas, cercano a 1 UA, casi la mitad del frente de la onda de choque y parte de un flanco tienen polaridad positiva, van seguidos de una perturbación con polaridad negativa.

En la Figura 3.29 se muestra la comparación del modelo con las observaciones in situ obtenidas de la base de datos de OMNI. De acuerdo a los resultados de la Figura 3.29 se observa que el modelo captura un aumento en la velocidad radial al momento de la llegada del choque asociado a la EMCI, aunque no es tan abrupto ni intenso como las observaciones. En las series de tiempo de la densidad de número y la temperatura se observa que el modelo muestra valores más similares a las observaciones. Similar a la velocidad, se captura el aumento que muestra la llegada del choque aunque no es tan abrupta la llegada de la EMCI, después de las 300 horas de iniciar la simulación. La región postchoque se captura correctamente para la densidad de número y en la serie de tiempo de la temperatura se captura el comportamiento promedio después del choque. Como en los eventos pasados, se observa que el modelo subrepresenta al campo magnético debido a que la EMCI no tiene una estructura magnética propia.

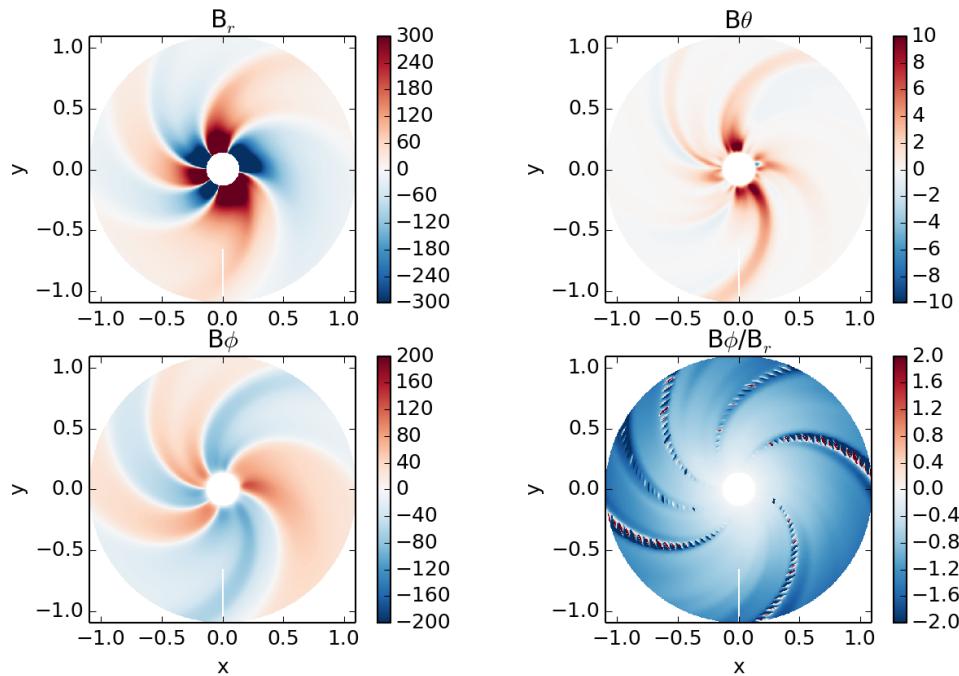


Figura 3.11: Componentes del campo magnético y cociente entre B_ϕ/B_r del viento solar relajado para la Rotación de Carrington 2194, que corresponde al Evento 2.

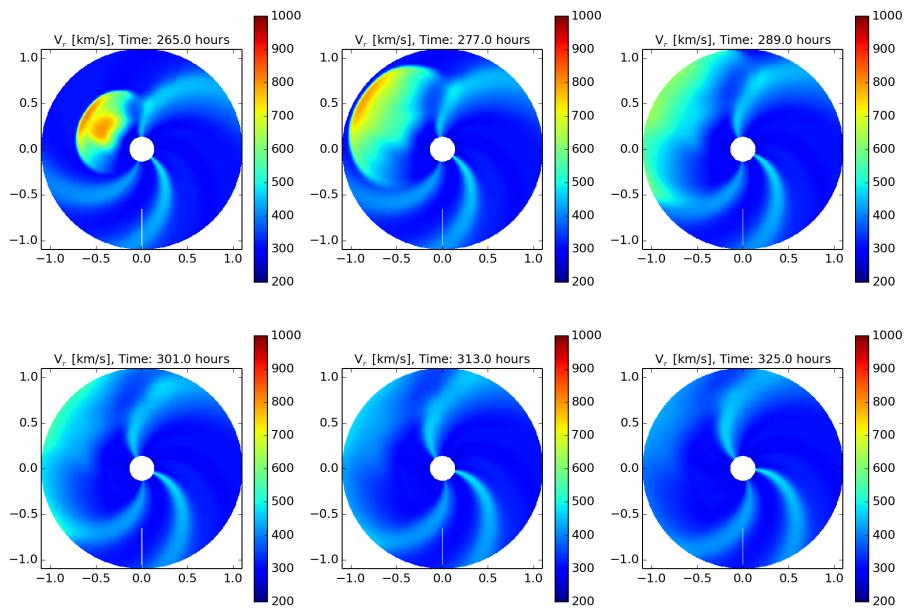


Figura 3.12: Cortes ecuatoriales de la velocidad radial a distintos tiempos que representan la propagación de la EMCI para el Evento 2.

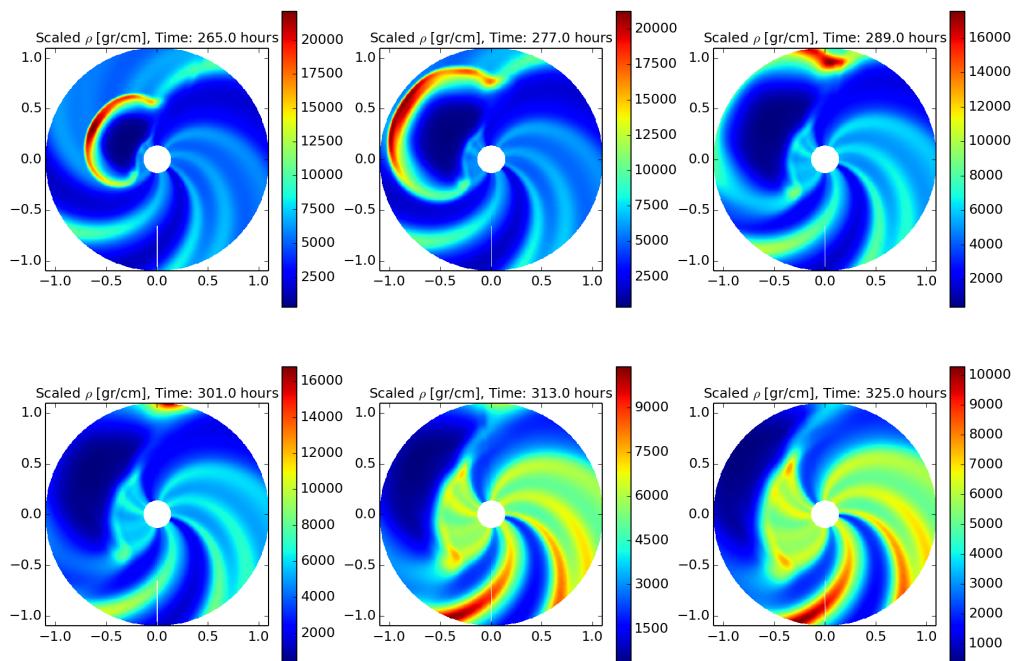


Figura 3.13: Densidad de número de partículas escalada $r^2 N$ para distintos tiempos de la evolución de la EMCI para el Evento 2.

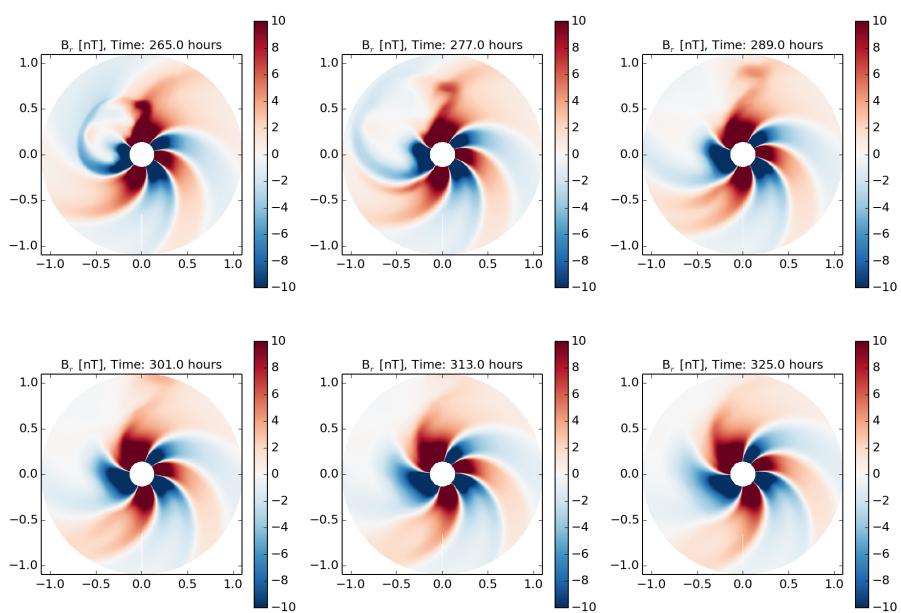


Figura 3.14: Componente radial del campo magnético a diferentes tiempos de la evolución de la EMCI para el Evento 2.

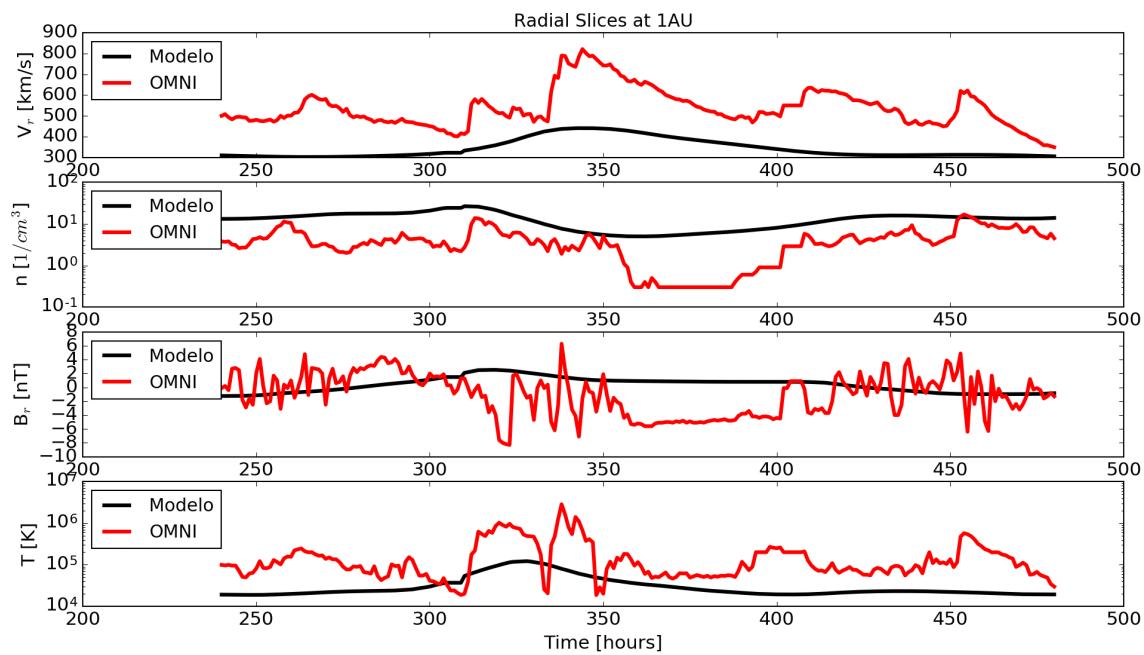


Figura 3.15: Series de tiempo de la velocidad radial (primer panel), densidad de número (segundo panel), componente radial del campo magnético (tercer panel), y temperatura (cuarto panel) de la comparación entre los resultados del modelo para el Evento 2 con las observaciones in situ obtenidas de la base de datos de OMNI con una cadencia temporal de 1 hora.

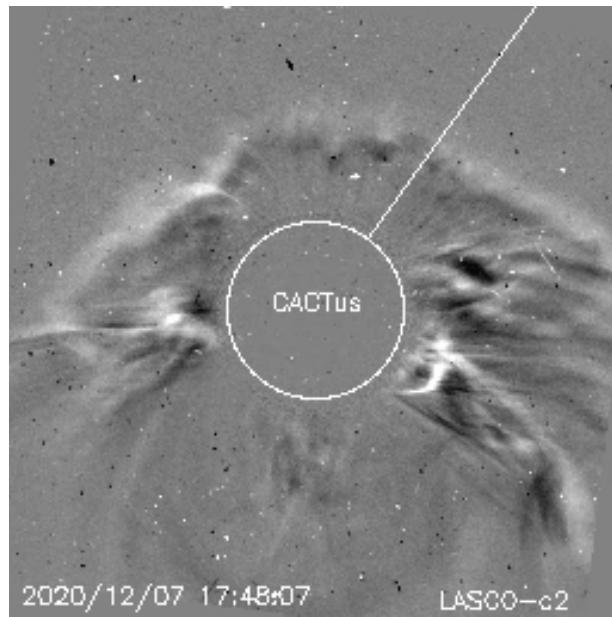


Figura 3.16: Imagen del Evento 3: 2020/12/07.

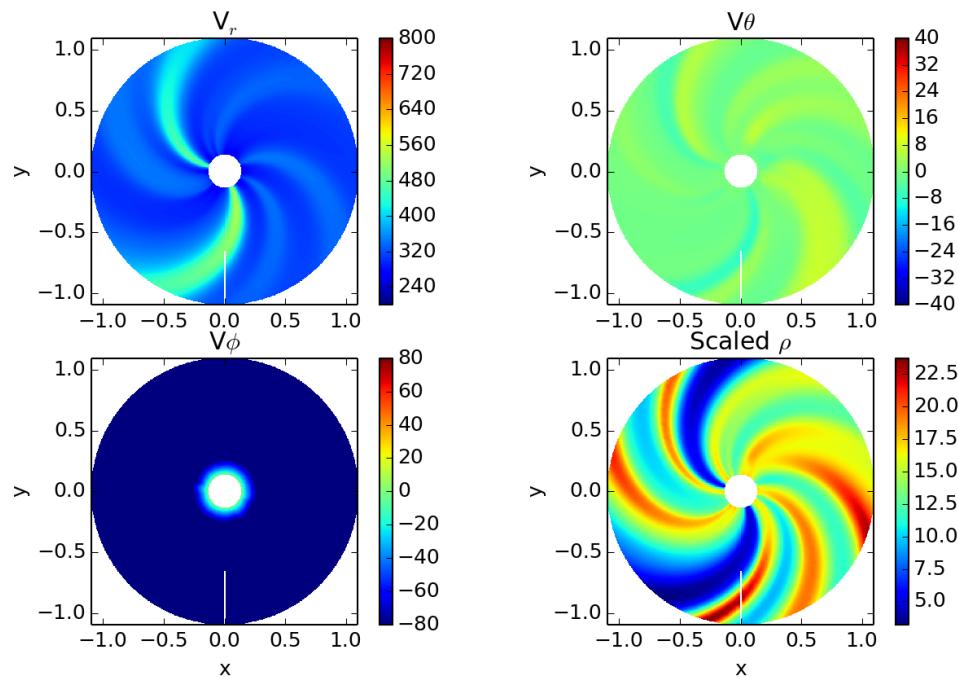


Figura 3.17: Componentes de la velocidad del viento solar relajado para la Rotación de Carrington 2238, que corresponde al Evento 3.

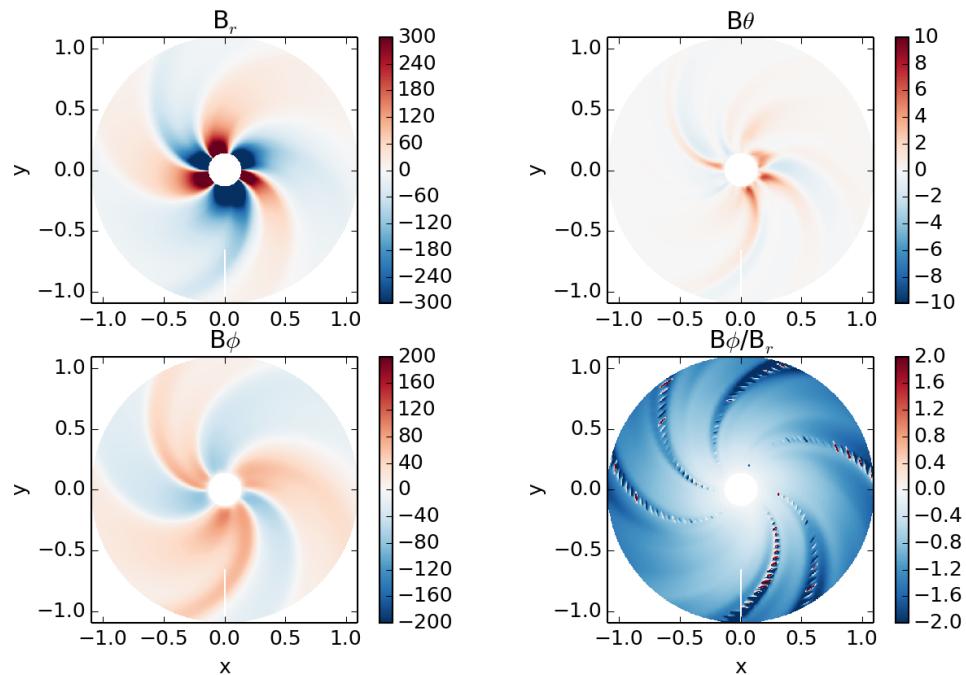


Figura 3.18: Componentes del campo magnético y cociente entre B_ϕ/B_r del viento solar relajado para la Rotación de Carrington 2238, que corresponde al Evento 3.

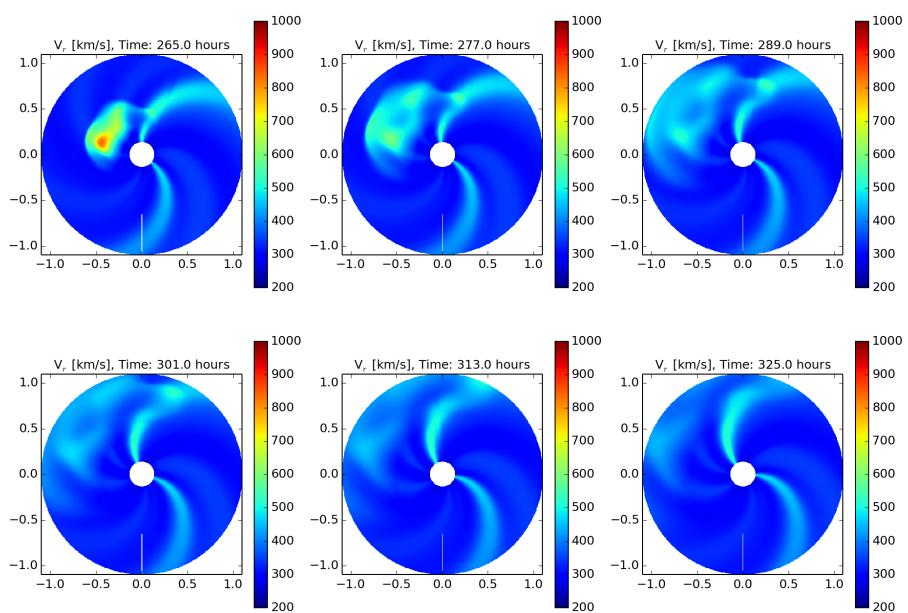


Figura 3.19: Cortes ecuatoriales de la velocidad radial a distintos tiempos que representan la propagación de la EMCI para el Evento 3.

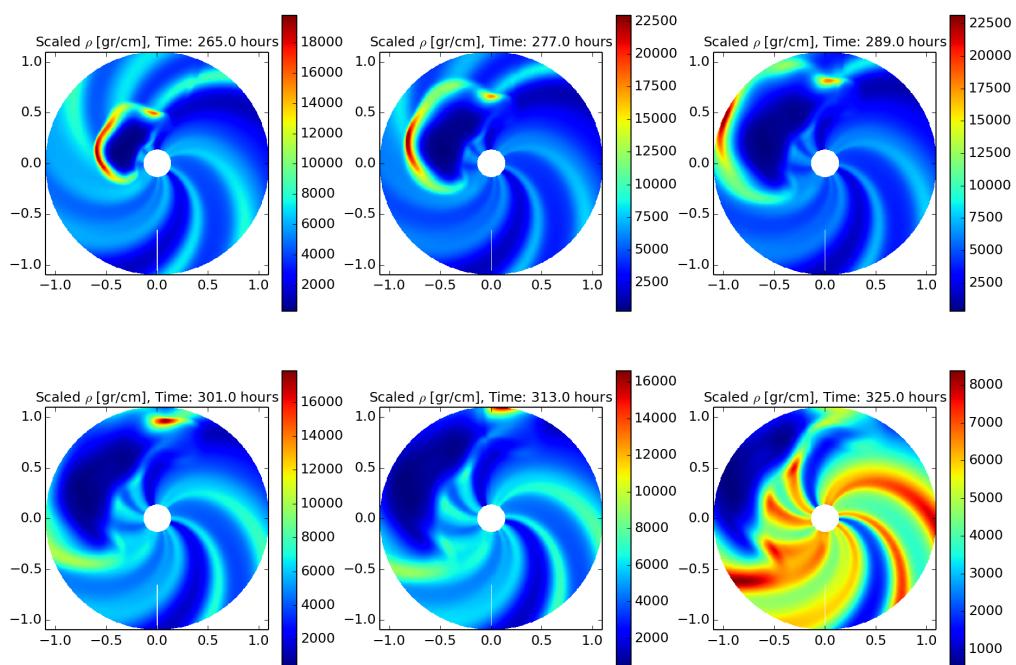


Figura 3.20: Densidad de número de partículas escalada r^2N para distintos tiempos de la evolución de la EMCI para el Evento 3.

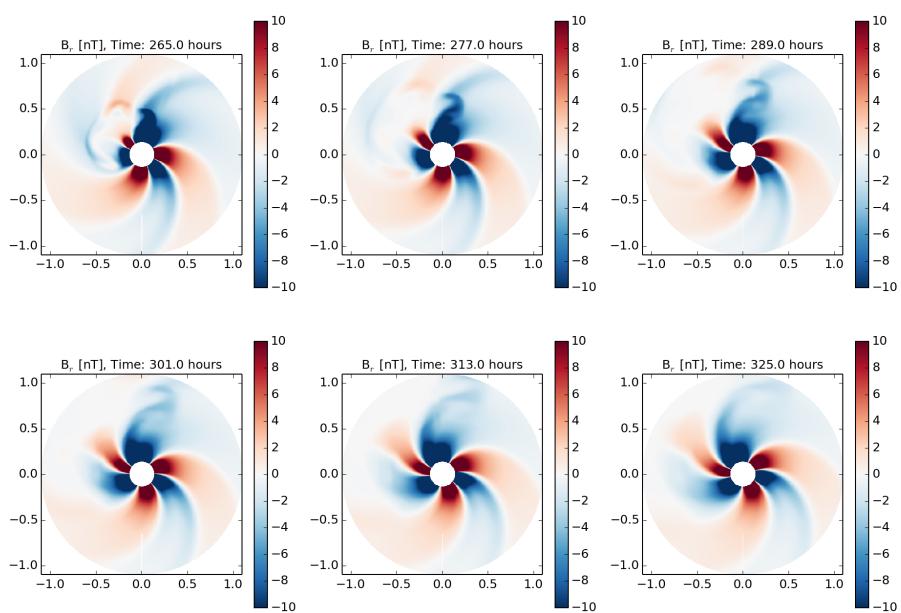


Figura 3.21: Componente radial del campo magnético a diferentes tiempos de la evolución de la EMCI para el Evento 3.

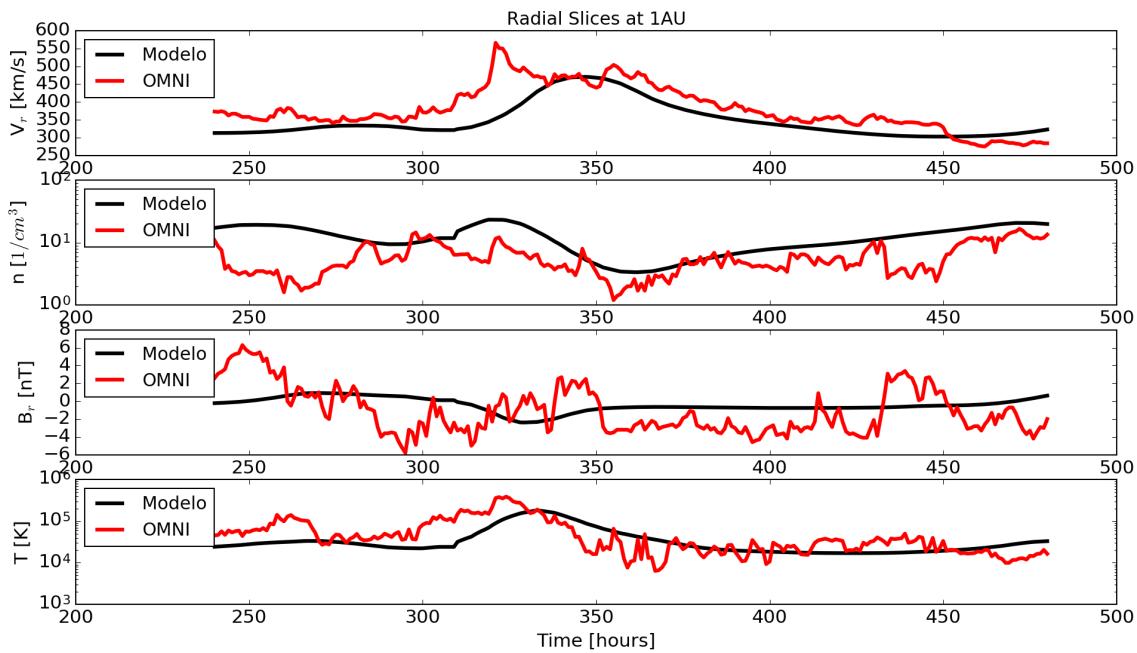


Figura 3.22: Series de tiempo de la velocidad radial (primer panel), densidad de número (segundo panel), componente radial del campo magnético (tercer panel), y temperatura (cuarto panel) de la comparación entre los resultados del modelo para el Evento 3 con las observaciones in situ obtenidas de la base de datos de OMNI con una cadencia temporal de 1 hora.

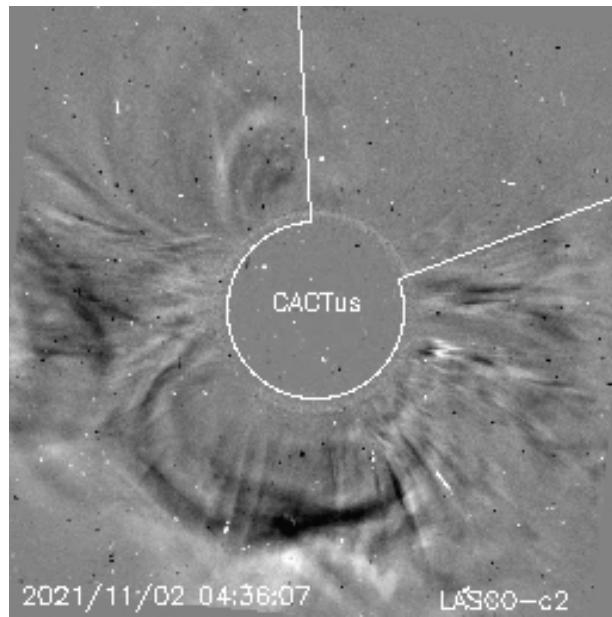


Figura 3.23: Imagen del Evento 4: 2021/11/02.

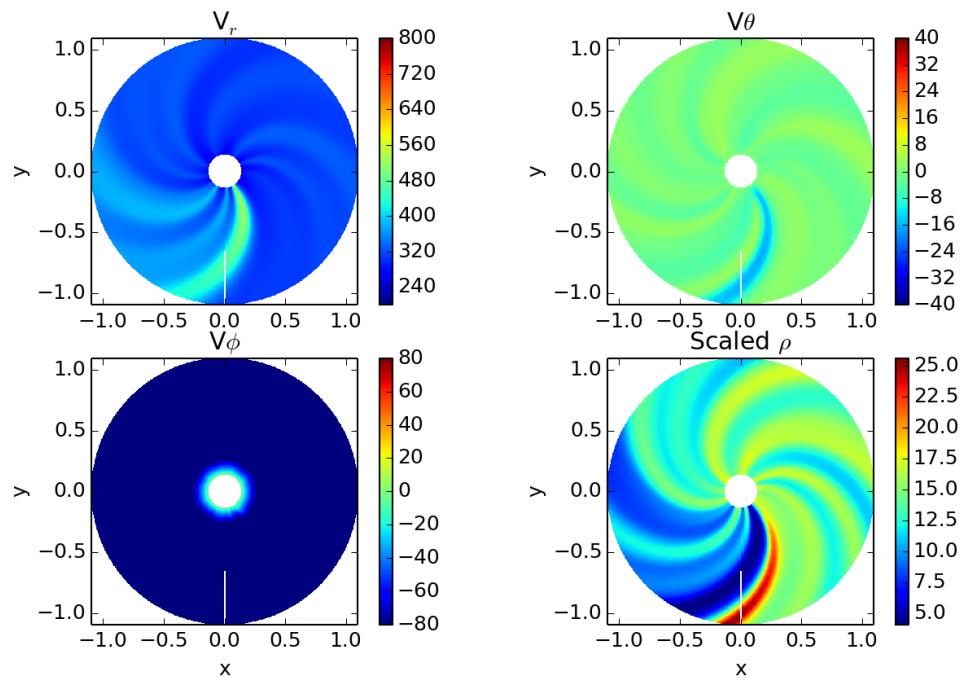


Figura 3.24: Componentes de la velocidad del viento solar relajado para la Rotación de Carrington 2250, que corresponde al Evento 4.

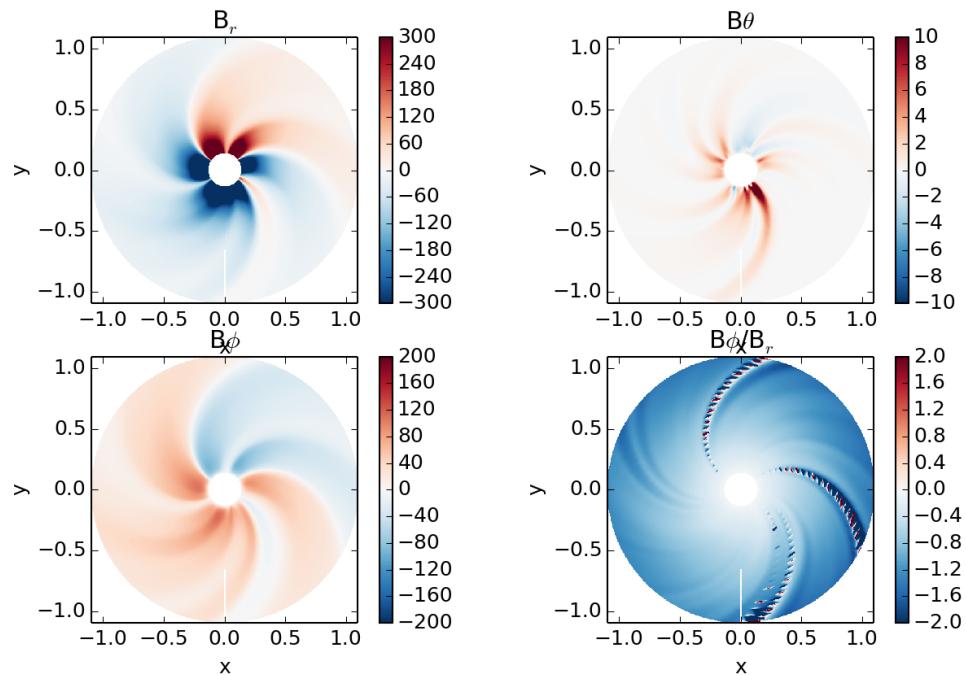


Figura 3.25: Componentes del campo magnético y cociente entre B_ϕ/B_r del viento solar relajado para la Rotación de Carrington 2250, que corresponde al Evento 2021/11/02.

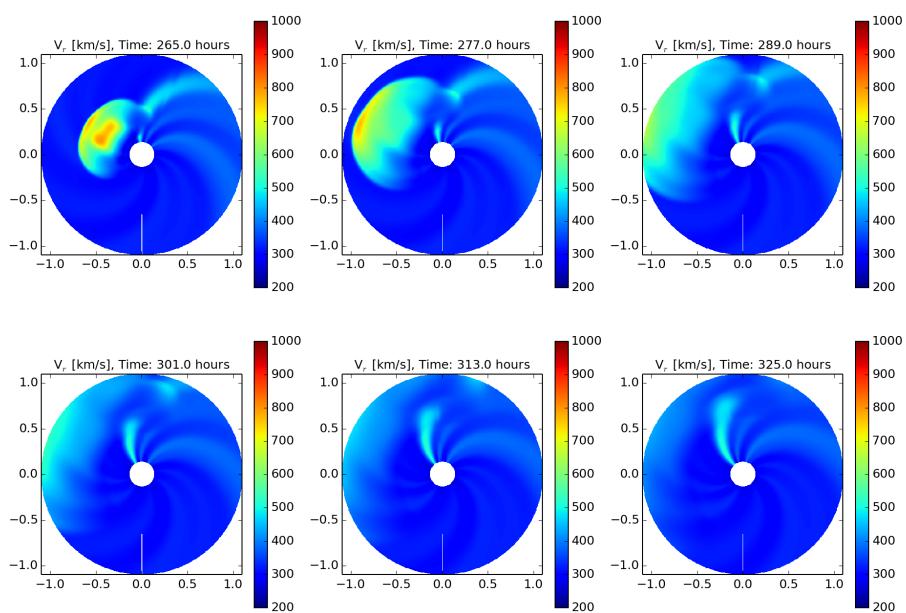


Figura 3.26: Cortes ecuatoriales de la velocidad radial a distintos tiempos que representan la propagación de la EMCI para el Evento 4.

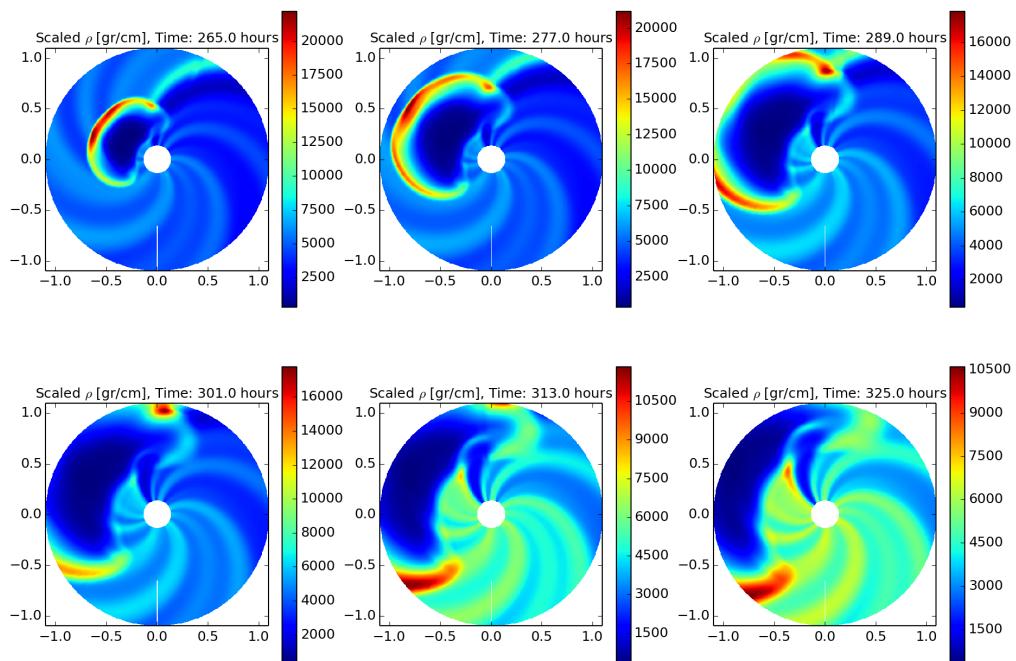


Figura 3.27: Densidad de número de partículas escalada $r^2 N$ para distintos tiempos de la evolución de la EMCI para el Evento 4.

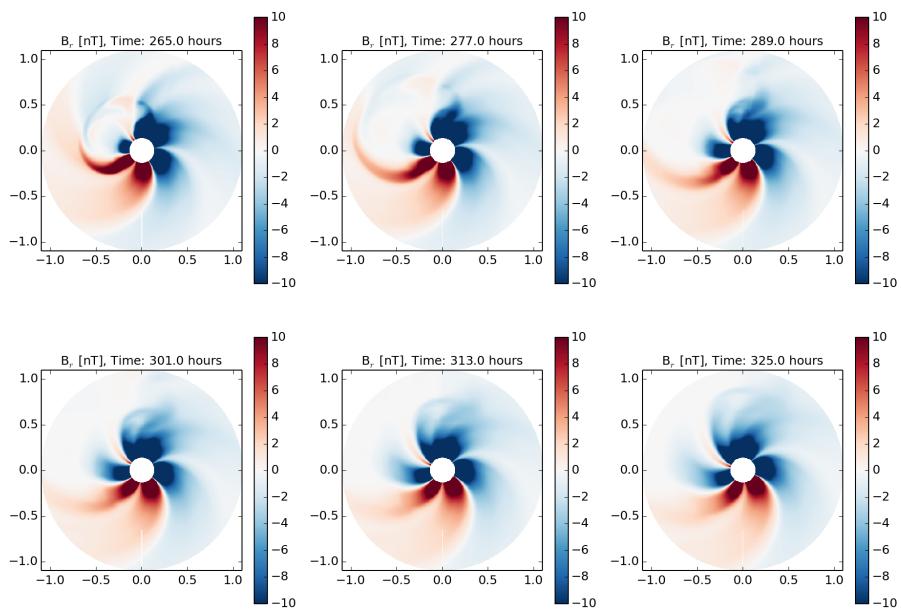


Figura 3.28: Componente radial del campo magnético a diferentes tiempos de la evolución de la EMCI para el Evento 4.

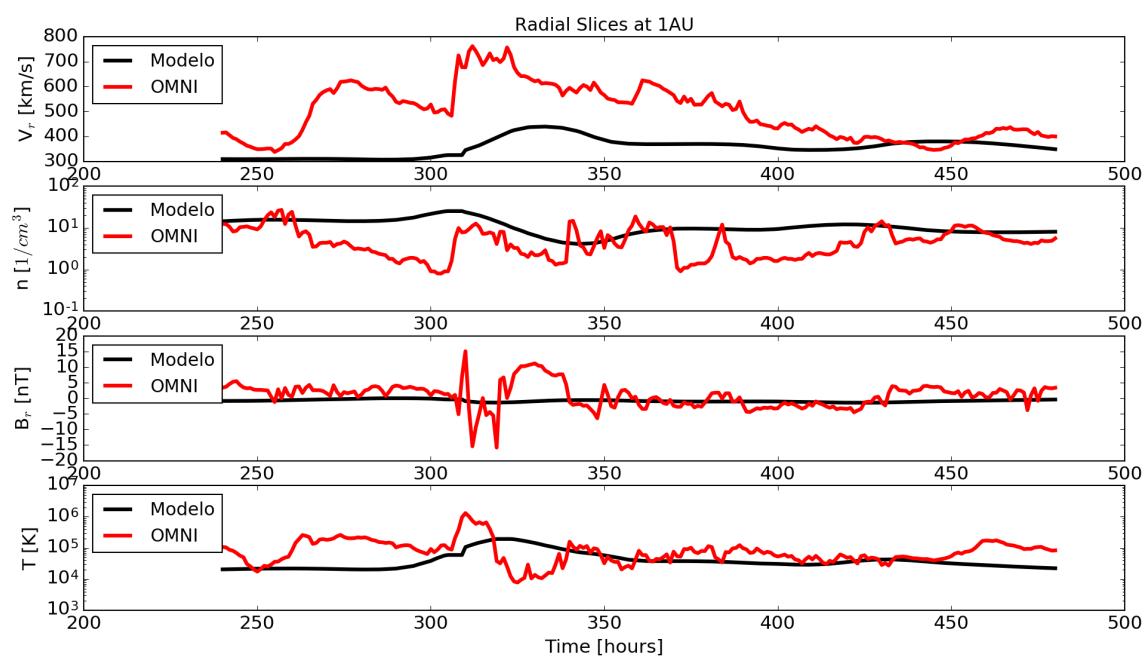


Figura 3.29: Series de tiempo de la velocidad radial (primer panel), densidad de número (segundo panel), componente radial del campo magnético (tercer panel), y temperatura (cuarto panel) de la comparación entre los resultados del modelo para el Evento 4 con las observaciones in situ obtenidas de la base de datos de OMNI con una cadencia temporal de 1 hora.

Capítulo 4

Conclusiones

En esta tesis se llevaron a cabo simulaciones numéricas de un número de eventos de EMC tipo halo en la heliosfera interna usando el modelo sunRunner3D. Tal modelo usa las condiciones de frontera generadas por CORHEL/MAS, y evoluciona el plasma que constituye el viento solar y las EMCI resolviendo la ecuaciones de la MHD ideal en tres dimensiones esféricas con el código PLUTO. Adicionalmente, para producir la EMCI se empleó el modelo del cono, el cual se basa esencialmente en definir la EMC como un pulso hidrodinámico que se inyecta un tiempo finito.

De acuerdo a los resultados de las simulaciones numéricas para los cuatro eventos seleccionados, se puede observar que el modelo es capaz de describir correctamente la estructura global del viento solar relajado para un periodo de tiempo dado, que está definido en términos de las Rotaciones de Carrington. Además, en el viento solar se pueden identificar regiones de interacción entre corrientes (CIRs, por sus siglas en inglés), además de la espiral de Parker en todos los casos de estudio.

En lo que respecta a las simulaciones de las EMCI, los resultados indican que el modelo describe satisfactoriamente su propagación sobre el viento solar ambiente, y sobre la región que cubre la heliosfera interna. Se puede destacar, que la morfología y la evolución de las EMCI se describen físicamente consistente, y en especial, en todos los casos se aprecia claramente la aparición de un frente de choque generado por la interacción de la EMCI con el viento solar ambiente.

La comparación con las mediciones in situ obtenidad de la base de datos de OMNI, basadas en observaciones de ACE y WIND, indican que el modelo reproduce globalmente (en al menos dos casos) los choques observados, particularmente en la velocidad radial, la densidad de número y la temperatura. Sin embargo, en todos los eventos es evidente que el modelo subestima la amplitud del campo magnético radial, lo cual es un problema sin resolver de los modelos numéricos. A pesar de esto, el modelo describe de manera aceptable las variaciones de signo del campo magnético.

Finalmente, el modelo presentado en esta tesis tiene sus limitaciones, entre las cuales se encuentra el modelo del cono para la EMC, ya que es un modelo que desprecia la estructura magnética de las mismas. Por lo tanto, como trabajo a futuro se podría implementar un modelo tipo cuerda de flujo para describir de una forma más adecuada la estructura de la EMC, y ver si eso hace que el modelo se aproxime más a las mediciones in situ. Adicionalmente, se debe tomar en cuenta la dinámica de las partículas energéticas que

constituyen al viento solar así como las EMCI, y es donde son útiles los modelos híbridos, que incluyen la dinámica de las partículas de manera individual, en lugar de manera colectiva como la MHD.

Referencias

- Baker, D., Klecker, B., Schwartz, S. J., Schwenn, R., y Von Steiger, R. (Eds.). (2007). Solar Dynamics and its Effects on the Heliosphere and Earth (Vol. 22). Springer Science & Business Media.
- Benz, A. O. (2017). Flare observations. *Living reviews in solar physics*, 14, 1-59.
- Caraballo, R., GonzálezEsparza, J. A., Sergeeva, M., y Pacheco, C. R. (2020). First GIC estimates for the Mexican power grid. *Space Weather*, 18(2), e2019SW002260.
- Childs, H. (2012). VisIt: An End-User Tool for Visualizing and Analyzing Very Large Data. Lawrence Berkeley National Laboratory.
- Cordero Tercero, M. G., et al. (2013). Introducción a la física espacial. México: UNAM.
- Downs, C., Linker, J. A., Miki, Z., Riley, P., Schrijver, C. J., y Saint-Hilaire, P. (2013). Probing the solar magnetic field with a Sun-grazing comet. *Science*, 340(6137), 1196-1199.
- Domingo Codoñer, V. (2001). SOHO y su contribución a la física del Sol. Sociedad Española de Astronomía.
- Feldman, V., y Sanchez-Bettucci, L. (2013). Relación Entre Tormentas Geomagnéticas e Incidencias en la Red Eléctrica del Uruguay. *Latinmag Letters*, 3, 1-9.
- Feng, X., Yang, L., Xiang, C., Wu, S. T., Zhou, Y., y Zhong, D. (2010). Three-dimensional solar wind modeling from the Sun to Earth by a SIP-CESE MHD model with a six-component grid. *The Astrophysical Journal*, 723(1), 300.
- González-Avilés, J. J., Riley, P., Ben-Nun, M., Mayank, P., y Vaidya, B. (2023). Submitted to *Journal of Space Weather and Space Climate*.
- Gosling, J. T., Bame, S. J., McComas, D. J., y Phillips, J. L. (1990). Coronal mass ejections and large geomagnetic storms. *Geophysical Research Letters*, 17(7), 901-904.
- Gosling, J. T. (1993). The solar flare myth. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 98(A11), 18937-18949.

Hundhausen, A. J. (1997). Coronal mass ejections. *Cosmic winds and the heliosphere*, 259-296.

Kahler, S. W. (1992). Solar flares and coronal mass ejections. *Annual review of astronomy and astrophysics*, 30(1), 113-141.

King, J., y Papitashvili, N.. (2003) OMNIWeb Data Explorer. Recuperado el 19 de junio del 2023, de https://omniweb.gsfc.nasa.gov/html/omni2_doc_addition.html

Kley, W. (1998). On the treatment of the Coriolis force in computational astrophysics. *arXiv preprint astro-ph/9808351*.

Larocca, P. A., y Silbergleit, V. M. (2013). Efectos de Corrientes Geomagnéticas inducidas sobre Gasoductos: Marzo 1989, Octubre 2003 y Junio de 2013.

Leighton, R. B. (1963). The Solar Granulation. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 1(1), 1940.

Lilensten, J. (2007). Space weather: research towards applications in Europe (Vol. 344). Springer Science and Business Media.

Linker, J. A., Miki, Z., Biesecker, D. A., Forsyth, R. J., Gibson, S. E., Lazarus, A. J., ... y Thompson, B. J. (1999). Magnetohydrodynamic modeling of the solar corona during Whole Sun Month. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 104(A5), 9809-9830.

Linker, J. A., Miki, Z., Lionello, R., Riley, P., Amari, T., y Odstrcil, D. (2003). Flux cancellation and coronal mass ejections. *Physics of Plasmas*, 10(5), 1971-1978.

Linker, J. A. (2011). A Next-Generation Model of the Corona and Solar Wind. Technical Report FCM-P30-1995, Air Force Office of Scientific Research.

Mayank, P., Vaidya, B., y Chakrabarty, D. (2022). SWASTi-SW: Space Weather Adaptive Simulation Framework for Solar Wind and Its Relevance to the Aditya-L1 Mission. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 262(1), 23.

Meyer-Vernet, N. (2007). Basics of the Solar Wind. *Atmospheric and Space Science Series*. Cambridge University Press.

Mignone, A., Bodo, G., Massaglia, S., Matsakos, T., Tesileanu, O. E., Zanni, C., y Ferrari, A. (2007). PLUTO: a numerical code for computational astrophysics. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 170(1), 228.

Mignone, A., Flock, M., Stute, M., Kolb, S. M., y Muscianisi, G. (2012). A conservative orbital advection scheme for simulations of magnetized shear flows with the PLUTO code.

Astronomy And Astrophysics, 545, A152.

Miki, Z., y Linker, J. A. (1996, July). The large-scale structure of the solar corona and inner heliosphere. In AIP Conference Proceedings (Vol. 382, No. 1, pp. 104-107). American Institute of Physics.

Odstrcil, D. (2003). Modeling 3-D solar wind structure. Advances in Space Research, 32(4), 497-506.

Osterbrock, D. E. (1961). The Heating of the Solar Chromosphere, Plages, and Corona by Magnetohydrodynamic Waves. *Astrophysical Journal*, vol. 134, p. 347, 134, 347.

Pacheco, C. R., Esparza, J. A. G., Jorge, G., y Caraballo, R. (2018, Julio). Evaluation of the Risk of Geomagnetic Induced Currents (GIC's) in Power Transformers of the National Electrical System. In 2018 XXXI INTERNATIONAL SUMMER MEETING ON POWER AND INDUSTRIAL APPLICATIONS (RVP-AI) (pp. 75-80). IEEE.

Pizzo, V. (2011). Wang-Sheeley-Arge-Enlil cone model transitions to operations. *Space Weather*, 9(3).

Pomoell, J., y Poedts, S. (2018). EUHFORIA: European heliospheric forecasting information asset. *Journal of Space Weather and Space Climate*, 8, A35.

Raymond, J. C. y Ciaravella, A. (2004). Densities and velocities in fast coronal mass ejections: radiative pumping of the O_{VI} doublet. American Astronomical Society. *Astrophysical Journal*, 606:L159-L162

Reames, D. V. (1997). Energetic particles and the structure of coronal mass ejections. *Coronal Mass Ejections*, 99, 217-226.

Richardson, I., y Cane, H. (2022). Near-Earth interplanetary coronal mass ejections since January 1996. Obtenido de: <http://www.srl.caltech.edu/ACE/ASC/DATA/level3/ic-metatable2.htm>.

Riley, P., Linker, J. A., y Miki, Z. (2001). An empiricallydriven global MHD model of the solar corona and inner heliosphere. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 106(A8), 15889-15901.

Riley, P., y Ben-Nun, M. (2022). sunRunner1D: A tool for exploring ICME evolution through the inner heliosphere. *Universe*, 8(9), 447.

Roe, P. L. (1981). Approximate Riemann solvers, parameter vectors, and difference schemes. *Journal of Computational Physics*. Volume 43, Issue 2. pp. 357-372.

Shiota, D. et al. (2014). Inner heliosphere MHD modeling system applicable to space

weather forecasting for the other planets. *Space Weather*, 12(4), 187-204.

Stephenson, F. R., y Willis, D. M. (1999). The earliest drawing of sunspots. *Astronomy and Geophysics*, 40, 21-22.

Temple, R. (1988). El Genio científico de China: lo que el mundo debe al gran país de Oriente en materia de ciencia y tecnología. *El Correo de la UNESCO: una ventana abierta sobre el mundo*, XLI, 10 [1478].

Tóth, G., Sokolov, I. V., Gombosi, T. I., Chesney, D. R., Clauer, C. R., De Zeeuw, D. L., ... y Kóta, J. (2005). Space Weather Modeling Framework: A new tool for the space science community. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 110(A12).

Török, T., Downs, C., Linker, J. A., Lionello, R., Titov, V. S., Miki, Z., ... y Wijaya, J. (2018). Sun-to-Earth MHD simulation of the 2000 July 14 Bastille Day eruption. *The Astrophysical Journal*, 856(1), 75.

Verbeke, C., Pomoell, J., y Poedts, S. (2019). The evolution of coronal mass ejections in the inner heliosphere: implementing the spheromak model with EUHFORIA. *Astronomy & Astrophysics*, 627, A111.

Webb, D. F., y Howard, R. A. (1994). The solar cycle variation of coronal mass ejections and the solar wind mass flux. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 99(A3), 4201-4220.