

Estudio Hidrodinámico de la Interacción entre Eyecciones de Masa Coronal

Cristian David Chavez Aponte

Universidad Pedagógica y Tecnológica de Colombia

Facultad de Ciencias Básicas, Escuela de Física

Tunja, Boyacá, Colombia

14 de octubre de 2025

Estudio Hidrodinámico de la Interacción entre Eyecciones de Masa Coronal

Presenta

Cristian David Chavez Aponte

Como trabajo de grado para optar por el título de
Físico

Director:

Dr. Miguel Andrés Paez Murcia

Universidad Pedagógica y Tecnológica de Colombia

Facultad de Ciencias Básicas, Escuela de Física

Tunja, Boyacá, Colombia

14 de octubre de 2025

Tareas

Papers importantes de explorar en la evolucion de la tesis

1. dos papers adicionales para mirarlos. En algun momento serán necesario leerlos por ahora solo los dejo presentes. Si puede darle un mirada rápida, aqui puede usar IA <https://iopscience.iop.org/article/10.3847/1538-4357/abaef9/pdf> <https://iopscience.iop.org/article/10.3847/1538-4357/ac17e9/pdf>

Papers obligatorios para analizar:

1. Metodología:

- KINEMATIC TREATMENT OF CORONAL MASS EJECTION EVOLUTION IN THE SOLAR WIND
- Direct First Parker Solar Probe Observation of the Interaction of Two Successive Interplanetary Coronal Mass Ejections in 2020 November
- An Analytical Model of Interplanetary Coronal Mass Ejection Interactions
- Morphological and Kinematic Evolution of Three Interacting Coronal Mass Ejections of 2011 February 13-15
- Analyses of the Evolution and Interaction of Multiple Coronal Mass Ejections and Their Shocks in July 2012
- The Interaction Between Coronal Mass Ejections and Streamers: A Statistical View over 15 Years (1996 - 2010)
- The Interaction of Two Coronal Mass Ejections: Influence of Relative Orientation
- Characteristics of Kinematics of a Coronal Mass Ejection during the 2010 August 1 CME-CME Interaction Event
- SWASTi-CME: A Physics-based Model to Study Coronal Mass Ejection Evolution and Its Interaction with Solar Wind
- A STATISTICAL STUDY OF MAIN AND RESIDUAL ACCELERATIONS OF CORONAL MASS EJECTIONS

2. Cálculos & Discusión

- Successive Interacting Coronal Mass Ejections: How to Create a Perfect Storm
- Interaction of coronal mass ejections and the solar wind. A force analysis

3. Discusion:

- Deriving the Interaction Point between a Coronal Mass Ejection and High-speed Stream: A Case Study

- Interaction of a coronal mass ejection and a stream interaction region: A case study
- Interaction between Two Coronal Mass Ejections in the 2013 May 22 Large Solar Energetic Particle Event
- The Role of Coronal Mass Ejection Interactions in the Acceleration of Solar Energetic Particle Events
- Do Interacting Coronal Mass Ejections Play a Role in Solar Energetic Particle Events?
- Radio Signatures of Coronal Mass Ejection Interaction: Coronal Mass Ejection Cannibalism?

4. Conclusiones

- Does the direct interaction between coronal mass ejections play a role in the acceleration of solar energetic particles?
- Numerical Simulation of the Interaction of Two Coronal Mass Ejections from Sun to Earth

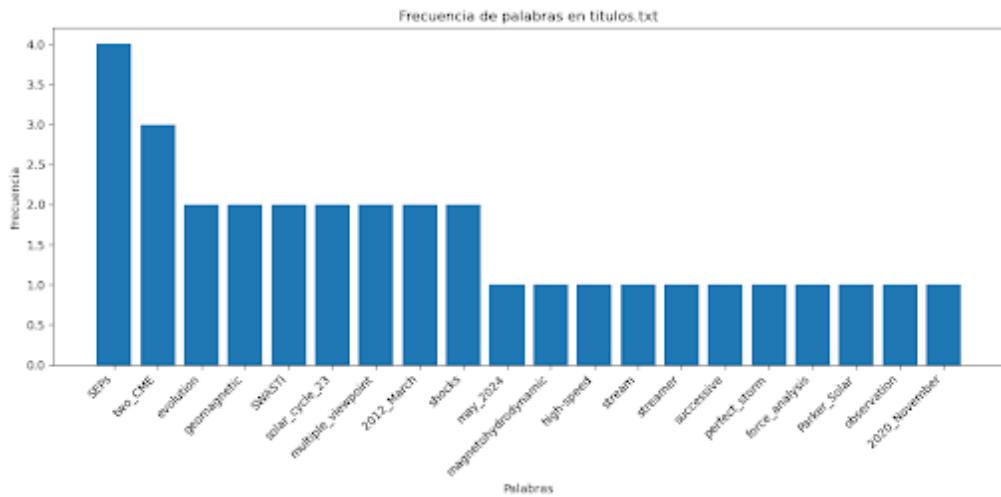


Figura 0.1: Frecuencia de palabras en paper Gonzalez-Esparza; Santillán; Ferrer [7].

Agradecimientos

Resumen

Índice general

Tareas	3
Agradecimientos	6
Resumen	7
Índice de Tablas	10
Índice de figuras	11
1 Introducción	15
1.1. Rotación diferencial del Sol	16
1.2. Dinamo Solar	16
1.3. Ciclo Solar	18
1.4. Viento solar	18
1.5. Magnetohidrodinámica	19
2 Eyecciones de masa coronal (CMEs)	23
2.1. Origen de la CME	24
2.2. Propiedades de la CME	28
2.3. Clasificación	35
2.4. Comportamiento en el medio interplanetario	36
2.5. Detección y observación de CMEs	38
2.6. Influencia en el clima espacial	43
3 Interacción Eyección de masa coronal (<i>Coronal Mass Ejection</i>) (CME) - CME	46
3.1. Variación de las propiedades en la interacción	46

<i>ÍNDICE GENERAL</i>	9
3.2. Estructuras resultantes de la interacción	52
3.3. Interacción CME-CME y los eventos de SEPs	53
4 Problema	60
5 Análisis de resultados	61
6 Discusión	62
7 Conclusiones y perspectivas	63
Bibliografía	64
Índice Alfabético	68

Índice de Tablas

Índice de figuras

0.1. Frecuencia de palabras en paper Gonzalez-Esparza; Santillán; Ferrer [7]	5
1.1. Dibujo del eclipse de 1860 con la primera observación de una Eyección de Masa Coronal	18
1.2. Distribución del viento solar (lento, de interfaz, rápido) al rededor del Sol	19
2.1. Evolución morfológica de la CME debida a efectos convectivos y gradientes de presión	31
2.2. Resultados de velocidad, campo magnético y densidad del viento solar generados por la simulación hecha por [18]	32
2.3. Gráfica de velocidad de propagación de la CME en función del tiempo, con sus diferentes etapas	33
2.4. Gráficas experimentales de altura, velocidad de propagación y aceleración de la CME en función del tiempo	34
2.5. Resultados del modelo usado en [16] sobre la cinemática de la CME, comparado con datos experimentales	41
2.6. Gráficas de velocidad radial, densidad, temperatura y campo magnético radial tomados por OMNI comparados con la simulación de [16]	42
3.1. Características del ambiente del viento solar a 0.083AU y a 1AU	55
3.2. Características de las CMEs, con V_e las velocidades de las CMEs, incremento de la densidad $\Delta N_e = N_e/N_0$ y de la temperatura $\Delta T_e = T_e/T_0$, τ_e como la duración de la generación de la CME, M_e es la masa total y U_e es la energía cinética total.	56
3.3. Resultados de la simulación de una CME a 1D hecha por [7]	56
3.4. Condiciones de las CMEs utilizadas en la simulación en 2D	56
3.5. Simulación en 2D de dos CMEs hecha por [7]	57

3.6. Simulación en 2D de dos CMEs hecha por [7], 29 horas después del lanzamiento de la primera CME	58
---	----

Acrónimos

A

B

C

CME Eyección de masa coronal (*Coronal Mass Ejection*)

D

E

F

G

H

I

J

K

L

M

N

O

P

Q

R

S

SF Llamaradas Solares (*Solar Flares*)

SW Viento Solar (*Solar Wind*)

Sunspots Manchas Solares

T

U

V

W

X

Y

Z

CAPÍTULO 1

Introducción

"No mires al sol con inocencia, pues en su núcleo de fuego no late la vida, sino una conciencia antigua y soñolienta que, al despertar, nos reducirá a polvo."

-H. P. Lovecraft

Desde la antiguedad, el ser humano ha buscado respuestas a preguntas relacionadas con nuestra posición en el universo y sobre el funcionamiento de su entorno. El Sol, como fuente de luz y calor, se ha considerado como una deidad en el pasado y ha alimentado la curiosidad del hombre, como en [5, e.g.,] en donde se dice que Anaxágoras de Clazómenas (c. 500 – 428 a.C.) creó una teoría en la que afirma que el Sol es una masa de metal incandescente y que no era el carro del dios Helios, como se creía entonces. Ya en la actualidad, gracias a avances en la ciencia y en la tecnología, se ha desarrollado un enorme marco teórico con el fin de entender el funcionamiento del Sol, encontrándose en el camino con diferentes eventos solares como lo son las Llamaradas Solares (*Solar Flares*) ([SF](#)), los eventos de [CME](#), las Manchas Solares ([Sunspots](#)) que fueron utilizadas por Galileo en 1612, [28, e.g.,], para determinar el periodo de rotación del Sol sobre su propio eje (27 días) mencionado en su publicación *Istoria e dimostrazione intorno alle macchie solari* (Historia y demostraciones sobre las manchas solares).

También, se ha encontrado que el Sistema Solar está inmerso en un medio gaseoso interplanetario, [2, 20], que luego fue determinado como Viento Solar (*Solar Wind*) ([SW](#)), el cual es el culpable del clima espacial en conjunto con los eventos de [CME](#) y de [SF](#), así como de ayudar a determinar las fronteras del Sistema Solar, [27],

es decir, los límites de la Heliosfera.

1.1. Rotación diferencial del Sol

Hoy sabemos que el Sol está hecho de . Es la forma en la que el Sol rota, ya que no todas las partes en su superficie tienen la misma velocidad angular se generan regiones con diferentes velocidades tangenciales a la superficie de forma que el Sol no rota como un cuerpo sólido, sino que la velocidad tangencial es más grande en el ecuador que en los polos. Esto ocurre porque las capas externas (convectiva y fotosfera) están compuestas de gas ionizado (fluído), por lo que cada región en su superficie es independiente de las demás.

Esta rotación diferencial es la que alimenta el ciclo solar generando estructuras como Manchas solares, [CMEs](#), Llamadas solares entre otros, es decir que alimenta el Dinamo solar.

La rotación diferencial convierte el campo poloidal (como un dipolo) en campo toroidal (horizontal, como bandas alrededor del Sol).

Debido a la rotación del Sol, con un periodo aproximado de 27 días, el campo magnético interplanetario (IMF) llevado por el viento solar toma una forma de espiral doble de Arquímedes. Esto es porque el viento solar se libera radialmente de la superficie Solar, pero como el Sol está en rotación hace que las líneas de campo magnético se curven de tal forma que aparece una componente azimutal, perpendicular a la componente radial, por lo que esta curvatura se irá acumulando de tal forma que a medida que se aleje del Sol, la componente azimutal será más pronunciada que la componente radial. La corona solar, al estar compuesta de hidrógeno ionizado (plasma) a altas temperaturas, mayores a los 10^6K , bajas densidades al rededor de 10^{-16}g cm^{-3} se expande a velocidades supersónicas formando la espiral de Parker, [12, e.g.,].

1.2. Dinamo Solar

Es el proceso que explica la generación y mantenimiento del campo magnético del Sol. Este campo magnético, que varía a lo largo del ciclo solar, es resultado del complejo movimiento del plasma solar conductor y la rotación diferencial del Sol.

El plasma es el cuarto estado de la materia, después del estado gaseoso, líquido y sólido, compuesto por un fluido de partículas cargadas o iones con propiedades electromagnéticas, estos iones llegaron a ese estado debido a las altas temperaturas en las que se encuentran. Es decir, que la materia va cambiando de fase a medida que se aumenta de temperatura partiendo del estado sólido, pasando por el líquido y el gaseoso hasta llegar al plasma. El Sol está conformado por plasma [e.g., 3] el cual presenta una composición de núcleos de oxígeno, nitrógeno, carbono, helio, deuterio, hidrógeno entre otros [e.g., 1]

El dinamo solar funciona gracias a la convección (transferencia de calor) y a la rotación diferencial del Sol, ya que al estar formado por plasma en movimiento genera corrientes eléctricas internas que a su vez generan campos magnéticos, por lo que la forma de las líneas de campo magnético abiertas y cerradas dependen de las corrientes internas del plasma. El movimiento del plasma en presencia de un campo magnético preexistente, induce nuevas corrientes, amplificando el campo magnético inicial, este proceso se conoce como efecto dinamo.

Manchas Solares

Una mancha solar es una región oscura de alta actividad magnética en la superficie del Sol, es relativamente más fría que las demás regiones, puesto que el intenso campo magnético presente hace que el calor interno del Sol no alcance la superficie. Las manchas solares son un indicador de la actividad solar, y su número y tamaño varían a lo largo del ciclo solar como lo muestra [e.g., 9].

Llamaradas solares

Las Solar Flares o llamaradas solares son procesos ocurridos en la corona solar debido a los bucles solares, además de ser impulsadas por la reconexión magnética que ocurre cuando una línea de campo magnético de un bucle solar presenta una torcedura que hace que se rompa y se reconecte de forma agresiva liberando una enorme cantidad de energía magnética en forma electromagnética (desde el rango de las ondas de radio hasta el de los rayos gamma) después de haber calentado mucho más el material presente en esa región, como lo menciona [e.g., 11] y a su

vez acelerando partículas de forma impulsiva, lo que significa que las acelera en un instante de tiempo relativamente corto.

Eyecciones de masa coronal (CMEs)

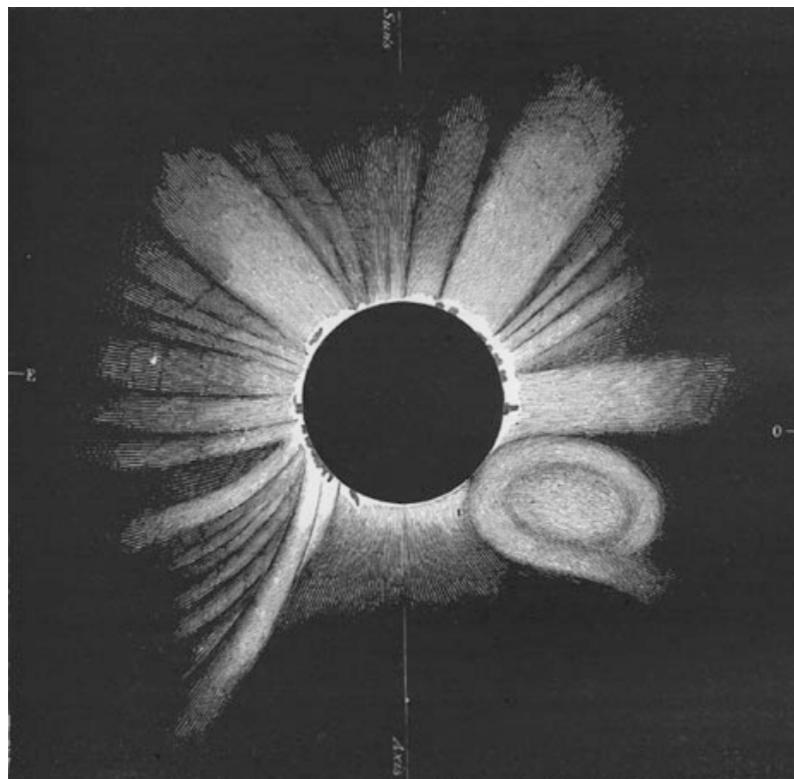


Figura 1.1: Dibujo del eclipse de 1860 registrado por Tempel, [22]. Se piensa que esta es la primera observación de una eyección de masa coronal.

1.3. Ciclo Solar

La actividad magnética solar, incluyendo las manchas solares y las CMEs, sigue un ciclo con un periodo de 11 años aproximadamente,[e.g., 9]. En cada ciclo, el campo magnético solar se invierte, pasando de un polo a otro.

1.4. Viento solar

Se ha clasificado el viento solar en dos partes, el viento solar rápido ubicado en los polos del Sol, también asociado con los agujeros coronales y el lento ubicado sobre el ecuador del Sol. Sin embargo se ha encontrado un tercer tipo de viento solar, que es el viento solar límite que separa el rápido del lento. Se observó que el viento solar

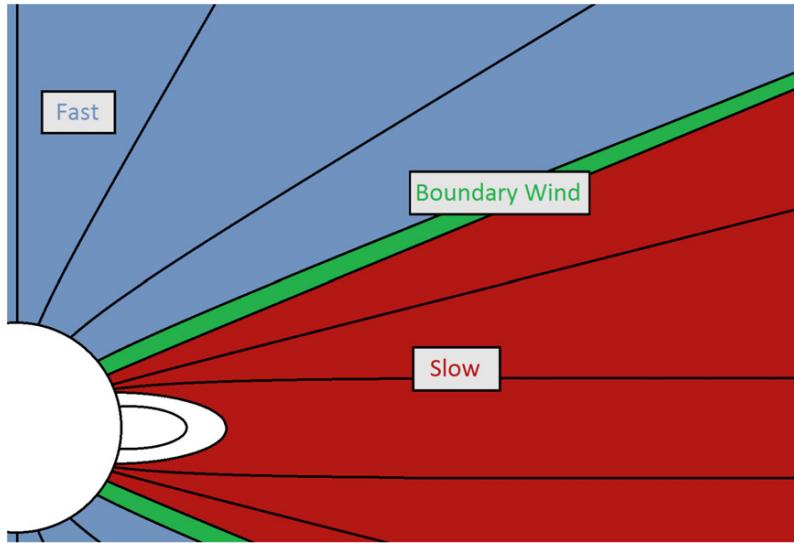


Figura 1.2: Diagrama del viento solar, en rojo el viento lento, en azul el viento rápido, en verde el viento de interfaz, extraído de [26].

rápido tiene velocidades en el rango mayor a 675 kilómetros por segundo mientras que el viento solar lento está en el rango menor a los 500 kilómetros por segundo. El rango de velocidades entre el viento lento y el rápido corresponden al viento limítrofe o de frontera, es decir el rango entre 500 y 675 kilómetros por segundo., mostrado en [e.g., 26].

1.5. Magnetohidrodinámica

La magnetohidrodinámica estudia el comportamiento de un fluido conductor inmerso en un espacio con campo magnético, dicho comportamiento se afectará así mismo, en [4] se muestra un texto en donde se condensa una introducción a la MHD, de ahí se tiene lo siguiente:

Ecuaciones de la magnetohidrodinámica

Se parte de las ecuaciones de Maxwell y de la hidrodinámica, llegando primero a la ecuación de continuidad hidrodinámica, que es de la forma:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla(\rho v) = 0 \quad (1.1)$$

Con ρ la densidad y v la velocidad del medio. Las ecuaciones que constituyen la magnetohidrodinámica, además de la ya mencionada, son:

$$\nabla \times H = 4\pi j, \quad \nabla \cdot j = 0 \quad (1.2)$$

$$\nabla \times E = -\mu \left(\frac{\partial H}{\partial t} \right), \quad \nabla \cdot H = 0 \quad (1.3)$$

$$j = \sigma(E + \mu v \times H) \quad (1.4)$$

$$\rho \frac{\partial v}{\partial t} + \rho v \cdot \nabla v = -\nabla p + \rho g + F + \mu j \times H \quad (1.5)$$

Donde j es la densidad de corriente, H es el campo magnético, E es el campo eléctrico, g es la gravedad, σ es la conductividad eléctrica, v es la velocidad del medio, p es la presión y F es la fuerza de viscosidad que para un líquido viene dada por:

$$F = \rho \nu \nabla^2 v \quad (1.6)$$

Con ν la viscosidad cinemática. Además, se debe considerar la energía interna por unidad de masa, dada por:

$$\rho \frac{dU}{dt} = \frac{p}{\rho} \frac{d\rho}{dt} + \lambda \nabla^2 T \quad (1.7)$$

Donde U es la energía interna por unidad de masa, T es la temperatura y λ es la conductividad térmica.

Efectos electromagnéticos

Con las ecuaciones anteriores es posible llegar a la ecuación:

$$\frac{\partial H}{\partial t} = \nabla \times (v \times H) + \frac{\nabla^2 H}{4\pi\mu\sigma} \quad (1.8)$$

Que es la variación del campo magnético en función de la velocidad del medio y del campo magnético mismo. Ya si consideramos el medio en reposo tenemos:

$$\frac{\partial H}{\partial t} = \frac{\nabla^2 H}{4\pi\mu\sigma} \quad (1.9)$$

Que es una ecuación de difusión, el coeficiente que acompaña al laplaciano del campo magnético se le conoce como la difusibilidad magnética: $\eta = \frac{1}{4\pi\mu\sigma}$. Las consecuencias de esta ecuación (para un medio estático) es que el campo magnético presenta un decrecimiento en un tiempo de decrecimiento que depende de la longitud por la que circula la corriente; para los conductores presentes en el cosmos, de gran

tamaño, el tiempo de decrecimiento es, por ejemplo, de 15000 años para el campo magnético terrestre. El autor llega a encontrar que el tiempo de decrecimiento del campo magnético de una mancha solar es de 300 años, mientras que para el campo magnético del Sol es de 10^{10} años, todo esto en reposo.

La ecuación para un medio con velocidad pero con una conductividad muy grande (o una resistencia despreciable) de tal forma que la difusibilidad magnética sea casi nula, es:

$$\frac{\partial H}{\partial t} = \nabla \times (v \times H) \quad (1.10)$$

Esta ecuación es similar que la ecuación del torbellino, pero para el campo magnético. En el contexto del torbellino, la ecuación implica el arrastre de líneas de torbellino por el líquido. Según Alfvén, cuando la conductividad domina se pueden despreciar los términos de fuerzas inducidas, si la materia se mueve paralelo a las líneas de campo magnético, el material no modificará el campo en el cual se está moviendo, lo que implica que las líneas de campo están "congeladas"; si la materia se mueve en dirección perpendicular a las líneas de campo se encuentra que la materia en movimiento modifica el campo al arrastrar sus líneas de campo.

Ahora, se define el número de Reynolds magnético como:

$$R_{mag} = \frac{LV}{\eta} \quad (1.11)$$

Donde L es una longitud comparable con las dimensiones del campo y V es una velocidad comparable con las velocidades reales. Este número nos indica que domina en el campo, si el arrastre de las líneas de campo o el decrecimiento del campo magnético. Por lo general, a nivel cósmico, lo que predomina es el arrastre de las líneas de campo magnético pero de forma lenta lo que lleva a algo como líneas de campo "congeladas", mientras que en un laboratorio en la Tierra predomina es el decrecimiento del campo magnético.

Campos congelados

La ecuación para campos congelados viene de las ecuaciones anteriores y tiene la forma:

$$\frac{\partial \left(\frac{H}{\rho} \right)}{\partial t} + v \cdot \nabla \left(\frac{H}{\rho} \right) = \left(\frac{H}{\rho} \cdot \nabla \right) v \quad (1.12)$$

Ahora, si se presenta una perturbación en un tubo de líneas de fuerza, debido al arrastre de las líneas de campo, la magnitud del campo magnético y de la densidad presentarán una variación, pasando de ser H y ρ a ser H' y ρ' , este cambio se puede ver en la ecuación:

$$\frac{H'}{\rho'} = \left(\frac{H}{\rho} \cdot \nabla \right) r' \quad (1.13)$$

Siendo la forma integral de la ecuación anterior.

Energía magnética

Conociendo la densidad volumétrica de energía magnética: $\frac{\mu H^2}{8\pi}$ podemos encontrar la energía total del campo al integral en todo el volumen ocupado por el mismo:

$$W_H = \frac{1}{8\pi} \int_V \mu H^2 dV \quad (1.14)$$

Podemos determinar la variación de esta energía magnética de a través de:

$$\frac{dW_H}{dt} = \frac{1}{4\pi} \int \mu \{ H \cdot \nabla(v \times H) + \eta H \cdot \nabla^2 H \} d\tau \quad (1.15)$$

El segundo término de la parte derecha de la ecuación se puede reescribir como:

$$\frac{1}{4\pi} \int \mu \eta H \cdot \nabla^2 H d\tau = - \int \frac{j^2}{\sigma} d\tau \quad (1.16)$$

Por lo que este término representa la transformación de energía magnética a calor por efecto Joule a una razón de $\frac{j^2}{\sigma}$ por unidad de volumen. Ahora, el primer término de la parte derecha de la ecuación de la variación de la energía en el tiempo nos indica el trabajo realizado por la materia en el movimiento contra la fuerza magnética $j \times \mu H$. Esta fuerza magnética se puede escribir de la forma:

$$j \times \mu H = -\nabla \left(\frac{\mu H^2}{8\pi} \right) + \nabla \cdot \left(\mu \frac{HH}{4\pi} \right) \quad (1.17)$$

Esta ecuación nos dice que la fuerza magnética equivale a una **presión hidrostática** transversal (debida al primer término de la parte derecha, $\frac{\mu H^2}{8\pi}$) y a una **tensión magnética** a lo largo de las líneas de campo (debida al término de $\frac{\mu H^2}{4\pi}$), en otras palabras son las tensiones de Maxwell. Cabe señalar que todo alargamiento de las líneas de fuerza lleva a un aumento de la energía magnética. Por otro lado, si las líneas de fuerza se separan, que es lo mismo a decir que la intensidad del campo magnético disminuye, la energía magnética disminuye.

CAPÍTULO 2

Eyecciones de masa coronal (CMEs)

"El sol era como una gran lámpara de policía en el cielo, interrogándome sin piedad."

-Charles Bukowski

En 1939, [14] demostró que el material eyectado desde el Sol en forma de filamento, tendría una temperatura tan alta que no se condensaría en materia sólida en el medio interplanetario, si no que se expandiría en forma de un gas tenue ya que una vez que los gases han alcanzado la velocidad de escape del filamento, ninguna porción grande del filamento puede condensarse, independientemente de la temperatura a la que pueda descender. Por lo que se creará una atmósfera al rededor del Sol, que hoy denominamos heliosfera.

Las eyecciones de masa coronal son desprendimientos de nubes de plasma a gran escala que pueden envolver múltiples sistemas de flujo de campo magnético de la superficie del Sol, pueden salir eyectadas a grandes velocidades por lo que si la **CME** se propaga a una velocidad supersónica hará que se rompa la barrera magnetosónica en el viento solar y esto a su vez genera la onda de choque en el frente de la **CME** que acelera partículas de plasma, es decir que genera partículas solares energéticas o SEPs por sus siglas en inglés, las cuales son relevantes en la exploración espacial puesto que al ser muy energéticas representan un peligro para los exploradores humanos que viven y trabajan más allá de la órbita terrestre así como los aparatos electrónicos presentes en esas regiones.

Así pues, las eyecciones de masa coronal son el principal método de aceleración de partículas energéticas solares junto con las Llamadas Solares o Solar Flares,

pero con la diferencia de que éstas últimas ocurren en un lapso de tiempo mucho más corto en comparación con el de una CME por lo que las partículas alcanzarán una mayor energía al generarse a través de las eyecciones de masa coronal debido a que están bajo una aceleración durante más tiempo en comparación con el tiempo de aceleración de las partículas en una Llamarada Solar.

2.1. Origen de la CME

Las CMEs fueron descubiertas en 1973 por Richard Tousey, con ayuda de la creación del coronógrafo en 1931 por Bernard Lyot y su posterior desarrollo. Se logró gracias a un disco que bloqueaba la luz de la fotosfera, este disco se llamó disco de occultación según lo menciona [e.g. 10]. Las regiones activas, en donde se producen las erupciones, presenta una rotación aproximada de 3,5 en 6 horas, lo que llevaría a creer que las erupciones homólogas no ocurrirían en el intervalo de tiempo que hay ya que la región activa se encuentra desplazada después de esas 6 horas, pero en la escala espacial de las CMEs aumenta la probabilidad de interacción, puesto que su tamaño permite compensar el desplazamiento de la fuente y considerar que las dos CMEs se propagan en la misma dirección, [12].

En [12] se asume que el medio de la corona solar y heliosfera está compuesto por plasma magnetizado que se comporta como un gas ideal con una constante adiabática de $\gamma = 5/3$. Además, se toma que el campo magnético está congelado o que no cambia en el tiempo (no se suaviza o desaparece) debido a que se considera que el plasma tiene una conductividad infinita (algo muy ideal, puesto que la conductividad será siempre finita), esto significa que se puede despreciar la difusión resistiva que es un proceso en el cual el campo magnético se suaviza o disminuye debido a que los iones en el plasma se ven frenados por la resistividad del medio, lo que terminaría con iones estáticos que pierden energía debido al efecto Joule y por ende al no tener una velocidad (no son una corriente eléctrica) no producirían el campo magnético interno. Por otro lado, no considera la gravedad propia del plasma, simplemente se toma la interacción gravitacional con el Sol. También se asume el calentamiento del plasma en la corona a través de un proceso que denominamos Q más adelante. Además, se necesitan condiciones que generen un viento solar estacionario para utilizar antes de que ocurran las eyecciones de masas coronal, estas condiciones son:

La formación de líneas abiertas de campo magnético debido a los agujeros coronales de altas latitudes. Líneas magnéticas cerradas en latitudes bajas cercanas al Sol. El comportamiento bimodal del viento solar, una región de viento rápido en los polos y otra de viento lento en bajas latitudes. Por otro lado, se considera la rotación solar, ya que el dominio de la simulación en [12] va más allá de los 300 radios solares, lo que significa que la componente azimutal de la espiral de Parker (asociada a la dirección de rotación del Sol) es significativa. Por otro lado, se toma que la temperatura del plasma en la corona es de $2,85 \times 10^6 \text{ K}$ y tiene una densidad de $2,5 \times 10^{-16} \text{ g cm}^{-3}$ así como un campo magnético B_0 que se escribe como una expansión en dipolos y octupolos magnéticos, con una intensidad máxima de 8,4 Gauss ($0,84 \text{ mT}$) en los polos y 2,2 Gauss ($0,22 \text{ mT}$) en el ecuador. En comparación con el de la Tierra que es de 0,25 Gauss. Así pues, el viento solar se modela como una estructura bimodal con una alta velocidad (mayor a 750 km/s) en los polos y una baja velocidad (menor a 400 km/s) en el ecuador, además con líneas abiertas de campo magnético en los polos y cerradas en el ecuador, formando una estructura de bucles. Las condiciones de frontera sobre la superficie del Sol que se tomaron en [12] parten de una densidad de $\rho = 2,5 \times 10^{-16} \text{ g cm}^{-3}$ con la derivada nula con respecto al radio dentro del Sol, una presión de $p = 5,89 \times 10^{-2} \text{ dinas por centímetro cuadrado}$ con la derivada nula con respecto al radio dentro del Sol, además de una velocidad del plasma de $\vec{u} = 0$ y un campo magnético $\vec{B} = \vec{B}_0$.

Con estas consideraciones [12] llega a un modelo ideal magnetohidrodinámico, escrito de forma conservativa, es decir que contiene términos de cantidades conservadas y sus flujos, de forma que la conservación se cumple local y globalmente. Las ecuaciones que se utilizan son

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \vec{\nabla} \cdot (\rho \vec{u}) = 0 \quad (2.1)$$

$$\frac{\partial(\rho \vec{u})}{\partial t} + \vec{\nabla} \cdot \left[\rho \vec{u} \vec{u} + \left(p + \frac{B}{8\pi} \right) I - \frac{\vec{B} \vec{B}}{4\pi} \right] = \rho \vec{g} \quad (2.2)$$

$$\frac{\partial \vec{B}}{\partial t} + \vec{\nabla} \cdot (\vec{u} \vec{B} - \vec{B} \vec{u}) = 0 \quad (2.3)$$

$$\frac{\partial \epsilon}{\partial t} + \vec{\nabla} \cdot \left[\vec{u} \left(\epsilon + p + \frac{B}{8\pi} \right) - \frac{(\vec{u} \cdot \vec{B}) \vec{B}}{4\pi} \right] = \rho \vec{g} \cdot \vec{u} + (\gamma - 1) Q \quad (2.4)$$

Donde ρ es la densidad de masa del plasma, \vec{u} es la velocidad del plasma, \vec{B} es el campo magnético y p es la presión del plasma (suma de presiones eléctricas e iónicas). El término Q caracteriza los procesos de calentamiento del plasma en la corona, así como la forma en la que se transmite el calor y la radiación en el plasma, \vec{g} es la aceleración gravitacional del Sol definida como:

$$\vec{g} = -g \left(\frac{\vec{r}}{r} \right) \left(\frac{R_{\odot}}{r} \right)^2 \quad (2.5)$$

Con R_{\odot} el radio solar y g es la aceleración gravitacional en la superficie del Sol.

Ahora ϵ es la densidad de energía total, dada por:

$$\epsilon = \frac{\rho u^2}{2} + \frac{p}{\gamma - 1} + \frac{B^2}{8\pi} \quad (2.6)$$

Todas estas ecuaciones definen el transporte de masa, momentum y energía. Ahora, para solucionar estas ecuaciones se hace uso del código (BATS-R-US), el cual es un método numérico para encontrar la solución, desarrollado en la universidad de Michigan, optimizado para solucionar las ecuaciones de MHD ideales y resistivas, además de simular plasmas en entornos como la corona solar, viento solar, magnetosfera terrestre, entre otros, utilizando computadoras en paralelo, ya que necesita miles de núcleos para poder realizar los cálculos que se pueden utilizar para espacios mayores a 1AU.

La taza de CMEs es de 2-3 CMEs por semana en el mínimo solar y de 5-6 CMEs por día en el máximo solar por lo que hay una estrecha relación con el ciclo solar, además sus tiempos de propagación desde el Sol hasta la Tierra son entre 3 y 4 días. Una CME lleva consigo 10^{32} ergios de energía ($10^{25} J$) y $10^{21} Mx$ (Maxwells) ($10^{13} Wb$) de flujo de campo magnético en promedio, lo cual se asocia con la reconfiguración de los campos magnéticos de la corona solar por lo que su origen está controlado principalmente por el magnetismo, entonces las erupciones son procesos de eliminación de energía acumulada por el Sol debido a su complejidad de campo magnético, todo esto según [e.g., 13]. Para conseguir que erupciones de este tamaño es necesario:

- Suficiente Energía magnética libre y Helicidad, donde la energía libre magnética hace referencia al exceso de energía necesaria para sostener una estructura de material en la corona solar, por lo tanto se tiene que la energía total es la suma de la energía potencial de la estructura más la energía libre, o:

$$E_{free} = E_T - E_{Potencial} \quad (2.7)$$

Por lo que ese exceso de energía es el que se puede liberar al medio interplanetario a través de las eyecciones de masa coronal, cuando las líneas de campo magnético (bucle magnéticos activos) que la almacena se vuelven inestables, es decir que la inestabilidad es proporcional a la energía almacenada. La energía libre almacenada en las regiones activas (AR) a menudo excede la energía requerida para una erupción. Por otro lado la helicidad es la que mide cuán retorcidas, trenzadas o entrelazadas están las líneas de campo magnético dentro de una región, se define como:

$$\mathcal{H} = \int_V \mathbf{A} \cdot \mathbf{B} dV, \quad \mathbf{B} = \nabla \times \mathbf{A} \quad (2.8)$$

Donde \mathbf{A} es el potencial vector del campo magnético y \mathbf{B} es el campo magnético. Si se tiene un tubo de flujo magnético (como una cuerda o lazo), la helicidad mide si está enroscado como una espiral o si hay trenzado entre varios tubos. Esta energía libre magnética y helicidad es acumulada por:

- Flujo emergente que se refiere al proceso donde campos magnéticos, generados en el interior del Sol gracias al Dinamo Solar, ascienden a la superficie atravesando la zona convectiva y emergen en la fotosfera generando manchas solares, para luego penetrar en la atmósfera solar.
- Movimiento de cizallamiento y rotación que son movimientos en la superficie del Sol (OTOSFERA) que deforman y retuerzan las líneas del campo magnético coronal, permitiendo almacenar Energía magnética libre y Helicidad. Ocurre cuando se tienen dos regiones con líneas de campo magnético perpendiculares a la superficie del Sol, si estas dos regiones se desplazan en direcciones opuestas las líneas de campo se estiran y deforman aumentando la energía magnética almacenada al aumentar la tensión magnética. La tensión magnética se define como:

$$T = \frac{1}{\mu_0} (\mathbf{B} \cdot \Delta) \mathbf{B} \quad (2.9)$$

La tensión magnética busca reducir la torsión o curvatura de una línea de campo magnético, esto hace que ayude a generar estabilidad en las diferentes estructuras solares. Cuando hay demasiada tensión magnética en una línea de campo magnético, esta será inestable y se producirá una

erupción como medida para liberar energía acumulada. Además, puede presentar torsión si una de las regiones presenta una rotación sobre su propio eje, lo que generaría una estructura helicoidal. Todo esto ocurre en su mayoría por la Rotación diferencial del Sol.

- Desencadenantes y procesos eficientes de conversión de energía, liberando la Energía magnética libre y Helicidad en poco tiempo

Se presentan dos tipos de mecanismos desencadenantes:

- El primero es bajo un proceso no lineal asociado con la reconexión magnética, como lo muestran modelos como el Corte de ataduras o "The tether-cutting model", así como el modelo de Ruptura magnética o "Magnetic breakout model"
- El segundo es por la perdida de equilibrio debido a inestabilidades en las diferentes estructuras, inestabilidades como la de Kink o la Inestabilidad Toro (torus instability).

2.2. Propiedades de la CME

Una **CME** puede llegar a tener como máximo una masa de 10^{30} kilogramos, ésto para **CMEs** muy grandes ya que los valores regulares oscilan entre $10^{11} - 10^{12}$ kilogramos de masa. La **CME** tiene un núcleo o Core que es el centro de la eyección en donde está el campo magnético principal. Además las **CMEs** alcanzan más de 10^{39} J en energía cinética, en comparación con una llamarada solar que libera el 10 % de la energía que lleva una CME. Una **CME** tiene tres partes importantes que se pueden mencionar de dentro hacia fuera, entonces se tiene el filamento que hace alusión a una bombilla y es la parte en la que se arrastra material relativamente más frío, seguido de una cavidad central para luego tener un borde delantero en donde se arrastra material coronal y viento solar por delante del campo central de la **CME** o el Core, en donde va la nube magnética que es una estructura de campo magnético espiral altamente estructurada, [10].

Una característica importante de las **CMEs** es su velocidad la cual tiene una contribución dada por la influencia electromagnética del medio y una contribución

dada por la influencia de la densidad del viento solar, llevando velocidades entre 300 y 1000 Km/s , [10]. Sin embargo, [29] menciona que se han encontrado, a 2 radios solares, un rango de velocidades entre 50 y 3000 km/s, con una velocidad media de 350 km/s fuera de la corona solar, recordando que la velocidad depende de dos factores: la magnitud de la aceleración y su duración, la cual va desde los 6 minutos hasta los 1200 minutos, con una media de 54 minutos y un promedio de 180 minutos. Mientras que la aceleración está centrada en cero, con un rango de $\pm 30 m/s^2$. También, se encontró que la aceleración principal media de una muestra de 50 CMEs es de 170 metros por segundos cuadrados, con un promedio de 330.9 metros por segundos cuadrados, un valor máximo de $4464.9 m/s^2$ y un valor mínimo de $2.8 m/s^2$. Por otro lado, la aceleración residual tiene una media de 3.1 metros por segundos cuadrados y un promedio de 1 m por segundo cuadrado, además tiene un máximo de $52 m/s^2$ y un mínimo de $-131 m/s^2$.

La velocidad relacionada con la propiedad electromagnética del viento solar es la velocidad de Alfvén que es la misma velocidad en la que se propagan las ondas de Alfvén, éstas son ondas transversales que se propagan a lo largo de las líneas de campo magnético en un plasma. La velocidad de Alfvén se define como:

$$v_A = \frac{B}{\sqrt{\mu_0 \rho}} \quad (2.10)$$

En donde el campo magnético se muestra como B , la densidad masica del plasma como ρ y la permeabilidad del vacío como μ_0 .

En [17] se mencionan velocidades de propagación, medidas experimentalmente, del borde o frente de varias CMEs seleccionadas, así como de la velocidad de sus centroides o centro de masa. Las CMEs seleccionadas son aquellas que presentan una interacción, por lo que el paper da una información importante sobre las velocidades de las CMEs que interactúan.

Además, clasifica la naturaleza de la colisión según las velocidades de expansión y de propagación de las CMEs, así como de otros parámetros. Así pues, es posible clasificar las interacciones en perfectamente inelásticas, inelásticas, elásticas o superelásticas, lo cual se logra utilizando el coeficiente de restitución que varía entre 0 y 5, que se calcula con ayuda de las velocidades observadas de los bordes principales y las velocidades de expansión de las CMEs antes y después de la colisión. Entonces,

los parámetros de las CMEs antes de la colisión que aumentan la probabilidad de producir una colisión superelástica (donde la energía cinética total de las CMEs aumenta después de la colisión, con un coeficiente de restitución mayor a 1) son la baja velocidad de propagación relativa entre los centroides de las CMEs, una mayor velocidad de expansión de la segunda CME producida con respecto a la primera CME. También menciona que la primera CME en emitirse por lo general se acelera, mientras que la segunda CME se desacelera.

Finalmente se recalca que la velocidad de expansión de la segunda CME lanzada, al ser mayor que la primera CME, tiene un papel crucial en aumentar la probabilidad de que la CME resultante de la interacción entre las CMEs tenga una energía cinética mayor que la total antes de la interacción.

Por otro lado, [8] muestra el primer estudio de la interacción de las CMEs, usando señales de radio de longitudes de onda de radio largas (decamétricas-hectométricas, DH, entre 21 y 280 metros o 1 y 14 MHz). Esta detección se realizó con el experimento WAVES a bordo de la nave espacial Wind. Menciona la detección de una ráfaga de tipo II estrecha en la banda de frecuencia baja, seguida de una repentina y ancha banda de radio amplificada que duró unos 36 minutos; esta ráfaga ocurrió debido a que el choque de la CME rápida atravesó el núcleo de la CME lenta.

Otras propiedades de las CMEs son su aceleración de propagación, tamaño, su campo magnético, su taza de expansión, su dirección de propagación, su tiempo de llegada a la Tierra y la probabilidad de impacto con la misma.

La taza de expansión se toma como esférica debido a la convección isotrópica con el viento solar, para modelarse, según [23], se debe tener un conjunto de puntos ubicados de forma esférica, los cuales mantendrán su latitud, pero variarán su distancia al centro a través de la forma: $\Delta R = v_R \Delta t$, donde ΔR es la variación de la componente radial del vector posición del punto, v_R es la velocidad del viento solar y Δt es el paso en el tiempo arbitrario. Hay otra contribución a la expansión debido a un gradiente de presión uniforme entre la CME y el viento solar. Para considerar esta contribución, es necesario ver que la presión en el medio circundante es menor que la presión de la CME, de tal forma que se expande y no colapsa, tomamos pues, $-\Delta P$. Así pues, se tiene la imagen 2.1 que representa estas dos contricciones a la expansión.

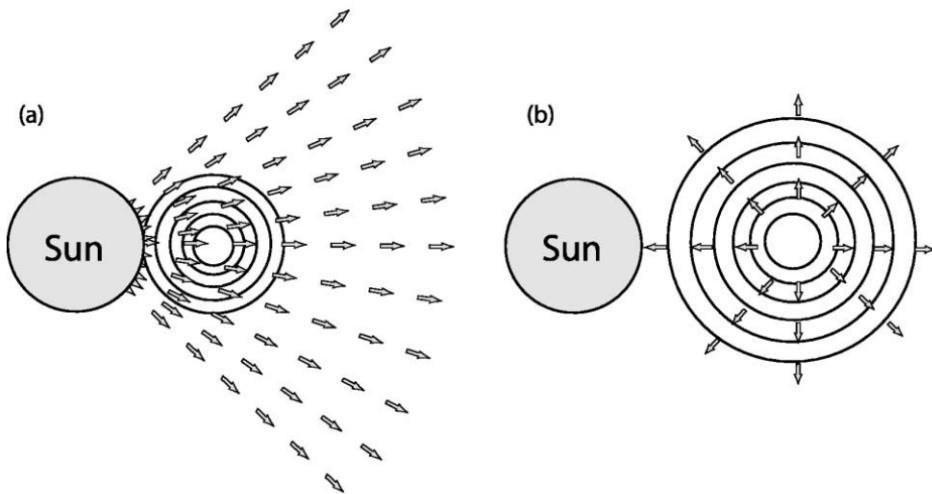


Figura 2.1: Efectos cinematicos en la evolución de la CME. En a) se muestra la evolución convectiva o expansión esférica; y en b) se muestra la expansión de la CME causada por un gradiente de presión entre ella y el viento solar ambiental, [23].

Entonces, al considerar ambas contribuciones en la expansión de la **CME** se puede llegar a encontrar algo similar a lo mostrado por la simulación MHD de [18], la cual se muestra en la imagen 2.2, en donde se puede ver como la **CME** presenta una deformación que la aplasta en la dirección de su propagación y la expande perpendicularmente a su dirección de propagación. Cabe señalar que esta simulación empieza con la estabilización de las condiciones del viento solar antes de producir la CME, por lo que se integran las ecuaciones del viento solar para cinco días (250 horas de la simulación) para luego producir la CME. Por lo que, el panel izquierdo de la figura 2.2 muestra la evolución de la **CME** 42 horas después de la generación de la misma.

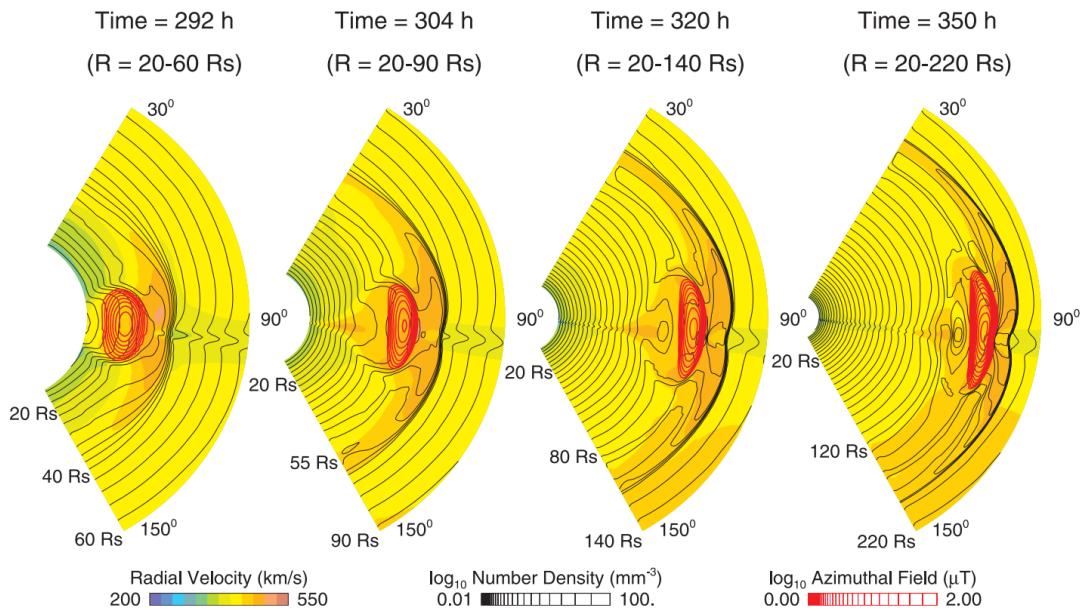


Figura 2.2: Propagación de una CME en la heliosfera, en donde la escala de colores muestra el mapa de velocidades, la densidad del plasma se muestra en relación a la densidad de líneas negras y el campo magnético en relación a la densidad de líneas rojas. Se muestra la evolución de la CME en 4 tiempos: 292, 304, 320 y 350 horas después de empezar a correr la simulación

Por otro lado, las propiedades de las CMEs se pueden ver influenciadas por la interacción con el viento solar (SW) y con el campo magnético interplanetario (IMF), una primera consecuencia de esta interacción es la aceleración de CMEs lentas y la desaceleración de las CMEs rápidas para homogeneizar la velocidad en el viento solar, también cuando interactúan con estructuras corrotatorias del viento solar como nubes de viento rápido en las regiones de interacción corrotatoria (CIRs) o con otras CMEs.

La aceleración de propagación de las CMEs se ha estudiado de forma estadística, [e.g. 6, 29] describen la cinemática de una CME a partir de observaciones de Transition Region and Coronal Explorer (TRACE), el Ultraviolet Coronagraph Spectrometer (UVCS) y el Large Angle and Spectroscopic Coronagraph (LASCO). Se encuentra que el perfil de la aceleración de una CME es como el mostrado en la gráfica 2.3, en donde se presenta una etapa de **iniciación** con aceleración nula, luego una etapa de **aceleración** con una aceleración dependiente del tiempo, puesto que la velocidad no es lineal con respecto a la altura, seguida de una etapa de **propagación** en donde la aceleración se convierte en residual, ya que disminuye hasta generar una velocidad casi constante de propagación.

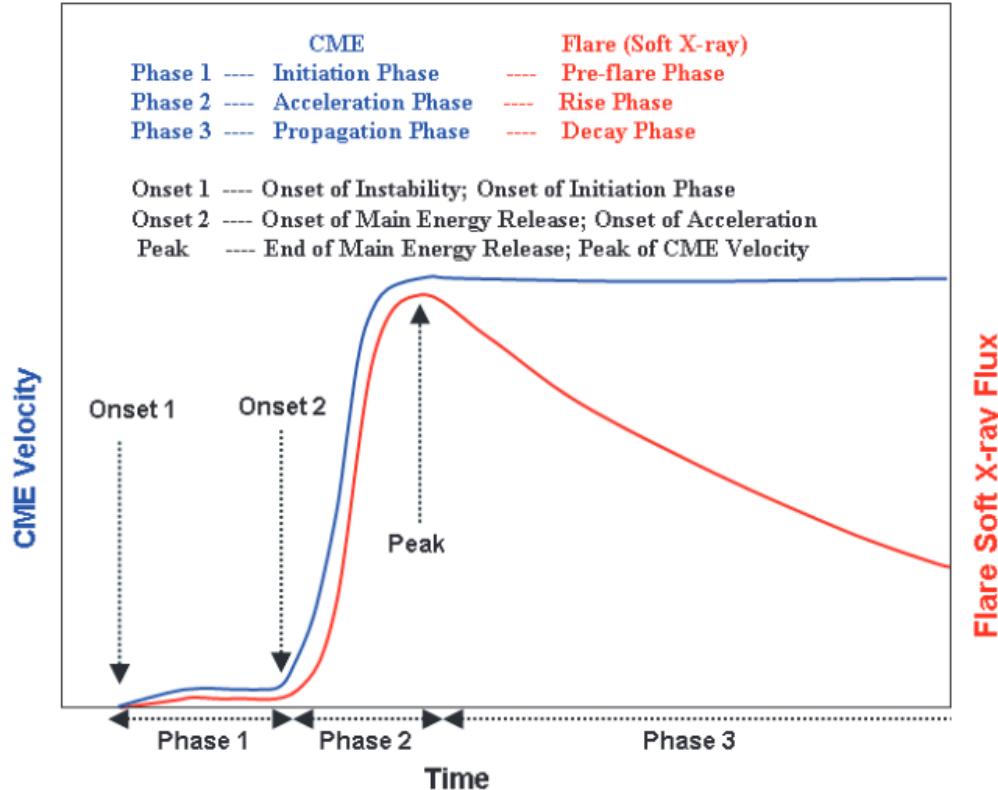


Figura 2.3: Perfil de aceleración de una CME y de su Flare asociada, mostrados como sus velocidades en función del tiempo. Se muestran las tres fases de la dinámica de la CME y de la Flare, [29].

Por ejemplo, en [6] se estudia un evento de CME, tomando el del 21 de abril de 2002, generado en NOAA 9906 a las 00:43 UT, se observó su iniciación y propagación, tomando como punto de referencia su frente. Se generó los datos mostrados en las gráficas 2.4.

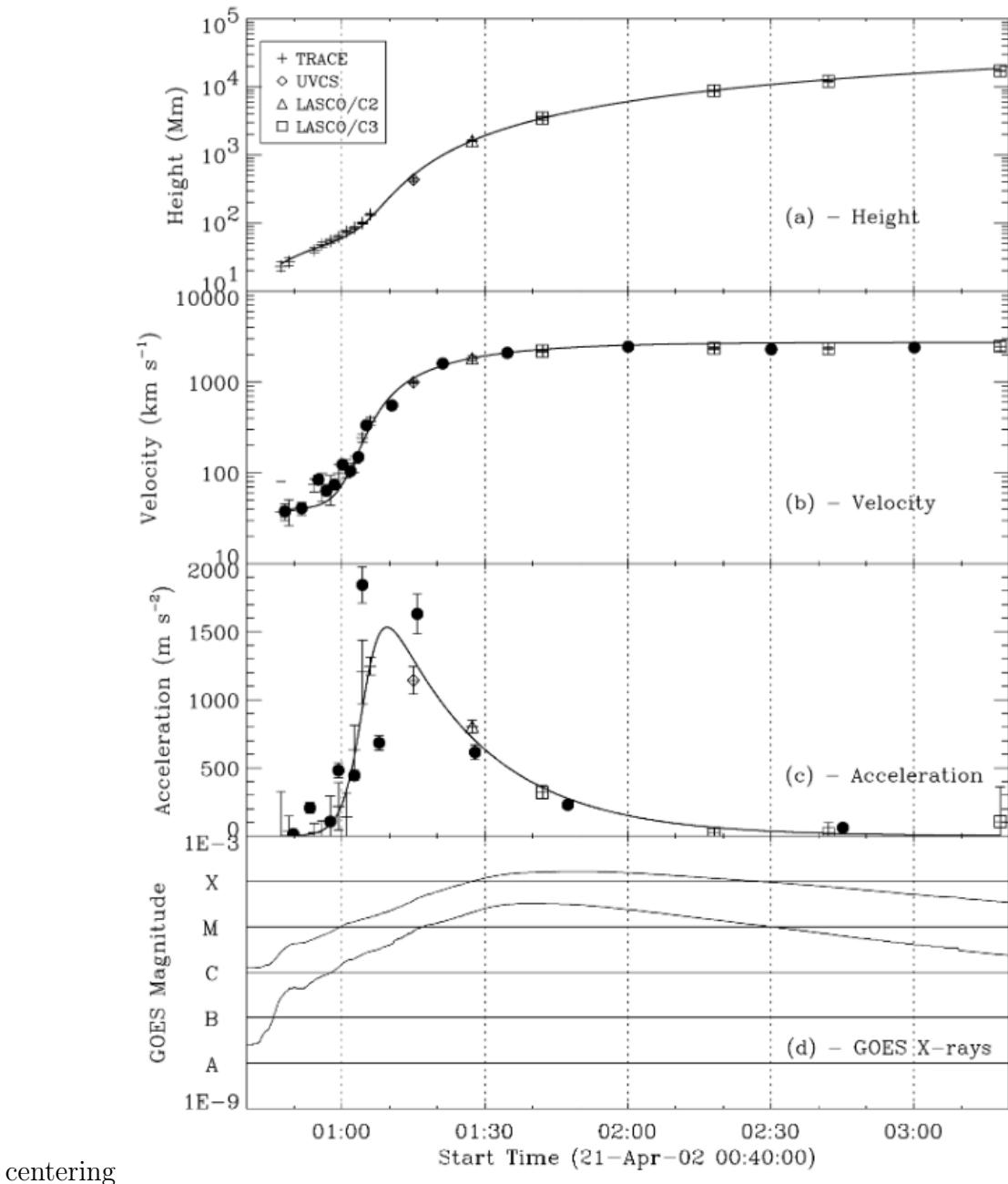


Figura 2.4: Perfil de altura, velocidad y aceleración de la CME del 21 de abril de 2002 a las 00:43 UT, en función del tiempo. Así mismo, el flujo de rayos X debido a su Flare asociada, en función del tiempo. Los círculos rellenos son valores derivados de la gráfica de altura vs tiempo, los demás símbolos señalan las observaciones del TRACE, UVCS y del LASCO. La linea continua indica la curva con el mejor ajuste para los datos. [6].

En las gráficas 2.4 se muestra el perfil de velocidad esperado, 2.3. Se puede identificar las fases de la dinámica de la CME, (inicial, aceleración y propagación) quedando en evidencia el comportamiento de la fase de propagación, en donde la aceleración se reduce y la velocidad se mantiene casi constante, por lo que la gráfica de altura vs tiempo tendrá un comportamiento casi lineal en el tiempo de la fase de

propagación.

2.3. Clasificación

Una forma de clasificar las **CMEs** es a través de su lugar de origen en la superficie solar, así como del intervalo de tiempo que hay entre dos **CMEs** consecutivas por lo que se encuentran las erupciones simultáneas, homólogas y gemelas. Las **CMEs** simultáneas se considera a aquellas que ocurren en diferentes regiones activas del Sol pero aproximadamente al mismo tiempo, además de ello tienen propiedades similares, un estudio estadístico basado en datos de octubre de 1991 a diciembre de 1998 ([21]) mostró que un tercio de todos las regiones activas (AR) presentan bucles transecuatoriales, independientemente del ciclo solar, lo que sugiere que las regiones activas de la superficie solar pueden estar inter-conectadas magnéticamente aunque se encuentren en hemisferios opuestos del Sol. Por lo que al estar inter-conectadas por bucles de campo magnético se puede presentar inestabilidades que se propaguen entre dichas regiones.

Las **CMEs** homólogas se clasifican como las **CMEs** consecutivas que ocurren en una misma región activa pero con una diferencia de tiempo que según [13, p.10] es de al rededor de 15 horas, también menciona las **CMEs** quasi-homologas las cuales tienen un intervalo de ocurrencia entre sí de 15 a 18 horas. Es más frecuente encontrar **CMEs** con poco tiempo de espera entre si indicando una alta relación pero en regiones diferentes, es decir el caso de las **CMEs** simultáneas, pero que si se concentra en una región activa (AR) la estadística muestra que es más frecuente encontrar **CMEs** con tiempos de espera más grandes. Entonces es más frecuente encontrar en la misma región activa **CMEs** con tiempos de espera grandes (al rededor de 30 horas) lo que clasificaría como **CMEs** "quias-homologous". Además, hay casos en los que se registraron **CMEs** gemelas, es decir que se produjeron en el mismo lugar, pero con minutos de diferencia, esto está relacionado con la eficiencia de la aceleración de partículas, [13].

Las **CMEs** gemelas ...

2.4. Comportamiento en el medio interplanetario

Las CMEs al salir al medio interplanetario generan una modificación drástica de las características del viento solar al arrastrar líneas de campo magnético a través de las superficies de Alfvén, éstas son superficies tridimensionales en donde la velocidad del flujo de plasma es igual a la velocidad de Alfvén.

Diferentes estudios han utilizado cuerdas de flujo, por ejemplo [24] indica un modelo que se basa en una cuerda de flujo que se propaga desde el Sol, con dimensiones que dependen de la ubicación angular de las partes de la CME. Entonces, se mencionan las dimensiones de la cuerda de flujo y sus velocidades de propagación y expansión.

$$R(\phi) = \frac{R_p}{R_t} r(\phi) \quad (2.11)$$

$$r(\phi) = R_t \cos^n \left(\frac{\pi}{2} \frac{\phi}{\phi_{hw}} \right) \quad (2.12)$$

$$|\mathbf{V}_{\text{rad}}| = V_{CME} \cdot \frac{1}{1 + \frac{R_p}{R_t}} \quad (2.13)$$

$$|\mathbf{V}_{\text{exp}}(\mathbf{r}_p)| = |\mathbf{V}_{\text{rad}}| \cdot \frac{r_p}{R_t} \quad (2.14)$$

Donde ϕ es una coordenada toroidal, $R(\phi)$ es el radio de la sección transversal de la cuerda de flujo, $r(\phi)$ es la distancia desde el origen hasta la cuerda de flujo (otra coordenada toroidal), n es un parámetro para ajustar la planitud de la forma de la cuerda de flujo y ϕ_{hw} es el angulo medio de la cuerda. Lo demás, R_p , R_t , r_p y V_{CME} son solamente parámetros ajustables. Otro trabajo es el de [16], en el que se utiliza un modelo que considera la interacción de una CME con el viento solar para luego y con otras CMEs. Este paper da información sobre las velocidades de las eyecciones de masa coronal (Coronal Mass Ejection, CME), su comportamiento a lo largo de su propagación y expansión en el medio interplanetario, además de considerar su interacción con el viento solar y desarrolla una simulación bajo diferentes técnicas de simulación usando el modelo SWASTi-CME. Menciona que los parámetros utilizados para simular el viento solar rápido son: $v_{fsw} = 650 \text{ km s}^{-1}$ para su velocidad, $n_{fsw} = 200 \text{ cm}^{-3}$ su densidad, $B_{fsw} = 300 \text{ nT}$ su campo magnético. Además, menciona los parámetros utilizados para simular la CME emitida, una densidad $\rho_{CME} = 10^{-18} \text{ kg m}^{-3}$, una temperatura de $T_{CME} = 0,8 \text{ MK}$, un flujo de campo magnético $\phi_{Mag} = 10^{12} \text{ Wb}$.

El paper parte analizando las partes necesarias para la simulación, por lo que menciona la simulación del viento solar antes de la simulación de la CME. La primera la hace con ayuda de las ecuaciones de la magnetohidrodinámica, que son ecuaciones que vienen del principio de la conservación de la energía y del momentum. La segunda se hace con dos geometrías diferentes, una manera de simular una CME es a través de una geometría de cono elíptico con centro en el Sol con ecuaciones que modelan una CME propagándose a través del mismo, pero hay que tener en cuenta que este modelo funciona para distancias cercanas al Sol, otra manera de simular la CME es a través de una línea de flujo de campo magnético que es un loop que nace y muere en el Sol. Cabe señalar que el modelado de las CMES contiene propiedades como la velocidad de expansión, velocidad de propagación, así como dirección. Hay una parte en la que analiza el comportamiento de CMES consecutivas que fueron simuladas con base en parámetros medidos experimentalmente en eventos específicos, por lo que muestra cómo sería el comportamiento de una segunda CME detrás de una primera CME que ocurrió antes. También hace una comparación entre los datos dados por la simulación y los observados por naves espaciales reales, ya que gracias a una nave espacial virtual que recopila información dentro de la simulación se pueden cotejar lo observado con la simulación. Luego utiliza esta simulación para compararla con los datos recopilados in situ por naves espaciales, datos como la densidad del plasma, su velocidad radial, temperatura y campo magnético radial, mostrando que la concordancia entre lo simulado y lo observado es óptima. También se encontró que la velocidad del viento solar influye en el comportamiento de la densidad de la CME; además, se menciona que la CME se estabilizará (llegará a su estado estacionario) más rápido entre más irregular sea el viento solar, por lo que considerar el viento solar en la simulación es fundamental.

Finalmente, el paper menciona que el frente de la CME puede enfrentarse a una fuerza de arrastre que bien puede ser negativa o positiva; la primera es debida a que la CME empuja el viento solar presente en su camino, la segunda es debida a una atracción por parte del viento solar sobre el frente de la CME, consecuencia de la diferencia de velocidades entre la CME y el viento solar, justificando esta fuerza de arrastre como el intercambio del momentum entre la CME y el viento solar. Por lo que, la fuerza de arrastre afecta la distribución de las propiedades de la CME, tales como su velocidad, su densidad, así como su tiempo de llegada a la Tierra, además

de su morfología y dinámica.

2.5. Detección y observación de CMEs

La observación y estudio de estos fenómenos es gracias a mediciones in situ, observaciones remotas y a simulaciones numéricas. Las CMEs observadas se han recopilado en catálogos de CMEs tales como el Coordinated Data Analysis Workshop (CDAW) o el Heliospheric Cataloguing, Analysis and Techniques Service (HELCATS). El Generador de imágenes de eyecciones de masa coronal o Solar Mass Ejection Imager (SMEI) fue lanzado en 2003, siendo el primero de una nueva clase de instrumentos llamados Generadores de imágenes heliosféricas. El SMEI puede observar las diferentes etapas de evolución de una CME, desde su origen hasta su propagación a 1 AU.

SOLAR PROBE PLUS SOHO con el intrumento CDS HINODE con el instrumento EIS SDO con el instrumento EVE

En [16], se muestra, a través de una simulación usando el modelo SWASTi-CME, el comportamiento de una CME cuando interactúa con el viento solar, además de ver el impacto de las condiciones del viento solar en la propagación y evolución de la CME. Se describe el modelo SWASTi-CME como un modelo semi-empírico en 3D basado en física desarrollado para el estudio e investigación del clima espacial, es semi-empírico en un rango de 1 radio solar a los 21.5 radios solares, además de estar basado en MHD en el rango de 0.1AU a 2.1AU. Este modelo consta de dos representaciones de las CMEs, una es a través de un cono elíptico y el otro es a través de una linea de flujo. Primero se busca modelar el plasma del viento solar, por lo que se debe utilizar una velocidad (V_{in}) en la frontera, a 0.1AU, esta velocidad está dada por la versión modificada de la relación Wang-Sheeley-Arge.

$$V_{in} = \nu_1 + \frac{\nu_2}{(1 + f_s)^{2/9}} \times \left(1,0 - 0,8 \exp \left(- \left(\frac{d}{w} \right)^\beta \right) \right)^3 \quad (2.15)$$

Donde ν_1 , ν_2 y β son parámetros independientes que se toman como 250 km/s, 675 km/s y 1.25, respectivamente. Además, f_s es el factor de expansión del tubo de flujo y d es la separación angular mínima del punto de pie del límite del agujero coronal, mientras que w es la mediana del valor d para aquellas líneas de campo que alcanzan la ubicación de la Tierra. Ahora, para la densidad inicial se tiene en cuenta

la conservación de la energía a 0.1AU y la temperatura se obtiene de asumir una presión térmica constante. Así pues, en el paper [15], se toma la densidad asociada al viento rápido como $n_{fsw} = 200\text{cm}^{-3}$, el campo magnético como $B_{fsw} = 300\text{nT}$ y una presión térmica de 6.0 nPa en la frontera inicial.

Ya para la simulación, [16], utilizó las ecuaciones:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho \mathbf{v}) = 0 \quad (4)$$

$$\frac{\partial \mathbf{m}}{\partial t} + \nabla \cdot \left[\mathbf{m}\mathbf{v} - \mathbf{B}\mathbf{B} + \left(p + \frac{B^2}{2} \right) \mathbf{I} \right] = \rho \mathbf{g} \quad (5)$$

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} - \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) = 0 \quad (6)$$

$$\frac{\partial E_t}{\partial t} + \nabla \cdot \left[\left(\frac{\rho v^2}{2} + \frac{\gamma p}{\gamma - 1} \right) \mathbf{v} + \mathbf{B} \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) \right] = \mathbf{m} \cdot \mathbf{g}, \quad (7)$$

donde ρ es la densidad de masa, \mathbf{v} es la velocidad, \mathbf{m} es la densidad de momento ($\rho\mathbf{v}$), \mathbf{B} es el campo magnético, p es la presión térmica isotrópica, \mathbf{g} es la aceleración gravitacional ($-\frac{GM_\odot}{r^2}$), E_t es la densidad de energía total, y $\gamma (= 5/3)$ es la relación de calores específicos del plasma del viento solar.

Ahora, [16] modela una CME utilizando dos geometrías, una es un cono elíptico con origen en el Sol y el otro es a través de una linea de flujo magnético. Para el cono elíptico, se aproxima la forma de una CME como un tubo hueco que se expande, compuesto por dos conos truncados unidos por una sección central cilíndrica, luego se inserta una CME con esta forma y con una velocidad, una densidad y una temperatura, a través de las siguientes ecuaciones:

$$\left(\frac{\phi - \phi_{CME}}{w(t)} \right)^2 + \left(\frac{\theta - \theta_{CME}}{h(t)} \right)^2 < 1 \quad (2.16)$$

$$w(t) = \varphi_{hw} \cdot \sin \left[\frac{\pi}{2} \frac{(t - t_{\text{onset}})}{t_{half}} \right] \quad (2.17)$$

$$h(t) = \varphi_{hh} \cdot \sin \left[\frac{\pi}{2} \frac{(t - t_{\text{onset}})}{t_{half}} \right] \quad (2.18)$$

$$t_{half} = R_{in} \cdot \frac{\tan(\varphi_{hw})}{\nu_{CME}} \quad (2.19)$$

Donde ϕ_{CME} y θ_{CME} son la longitud y latitud del centro de la CME, $w(t)$ y $h(t)$ son el ancho y la altura dependientes del tiempo de la CME, φ_{hw} y φ_{hh} son la mitad del ancho y la mitad de la altura angular del CME, t_{onset} es el tiempo en el que inicia la inyección y t_{half} es la mitad del tiempo de inserción del CME

Ya para una cuerda de flujo, se utiliza el modelo FRi3D para modelar la cuerda, la cual incorpora el campo magnético tridimensional relacionado a la CME. La geometría de la CME es como la de un croissant. La variación del radio de la sección transversal de la CME se puede definir como :

$$R(\phi) = \frac{R_t}{R_p} \cdot r(\phi) \quad (2.20)$$

$$R_p = R_t \cdot \tan(\varphi_{hh}) \quad (2.21)$$

$$r(\phi) = R_t \cdot \cos^n \left(\frac{\pi}{2} \frac{\phi}{\varphi_{hw}} \right) \quad (2.22)$$

Donde R_t es la distancia heliosférica al vértice del CME (distancia toroidal), R_p es el radio de la sección transversal en el vértice (altura poloidal). Además, $r(\phi)$ es la distancia radial al eje de la CME desde el centro de los puntos de apoyo en la superficie solar.

Para el campo magnético dentro de la CME, o mejor dicho sus líneas de campo magnético, se utilizó la ecuación:

$$B = B_{axis} \cdot \exp \left\{ \left(\frac{-1}{2\sigma^2} \frac{R_t \cdot \vec{r}}{R_p \cdot r(\phi)} \right) \right\} \quad (2.23)$$

Donde B_{axis} es la intensidad del campo magnético en el eje de la línea de flujo a un ángulo ϕ y σ es el coeficiente de desviación estándar de la distribución. Con R_t y R_p las alturas toroidales y poloidales respectivamente, las cuales tiene una dependencia con el tiempo, a la vez de con una taza de expansión, así:

$$R_t(t) = R_t(0) + \nu_t \cdot t \quad (2.24)$$

$$R_p(t) = R_p(0) + \nu_p \cdot t \quad (2.25)$$

Donde $R_t(0)$ y $R_p(0)$ son los radios iniciales, toroidal y poloidal a 0.1 AU. Además, ν_t y ν_p son las velocidades a las que aumentan los radios, toroidal y poloidal. Por lo que la velocidad efectiva de la CME es la suma de estas dos velocidades.

Ahora bien, usando el modelo de cono elíptico, [16] compara resultados experimentales con resultados de la simulación, obteniendo lo que se muestra en la imagen 2.5.

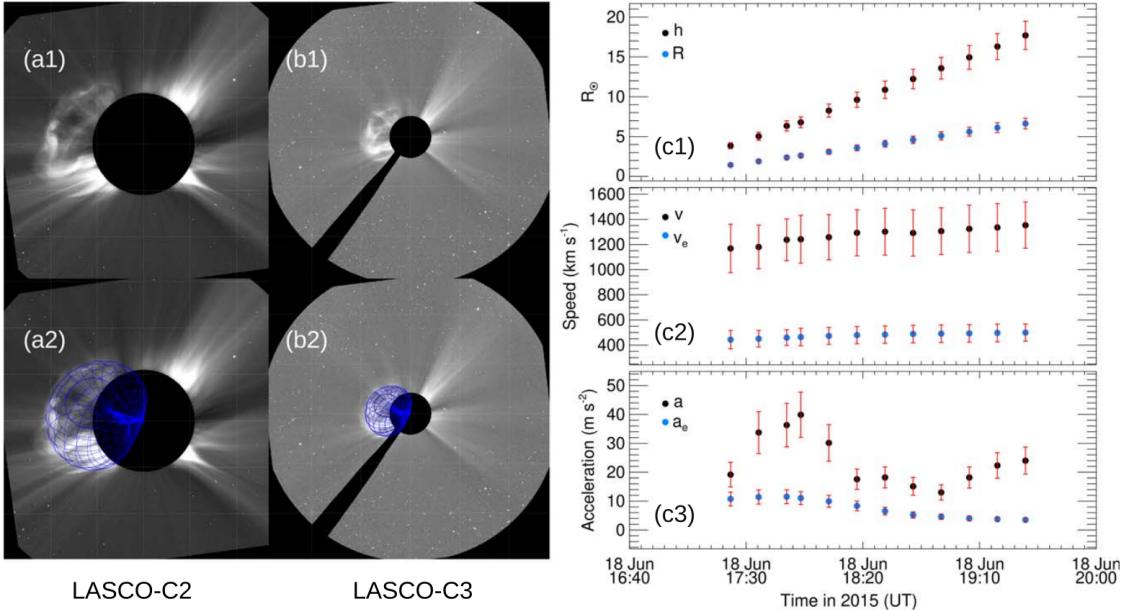


Figura 2.5: Imagenes de los coronografos LASCO-C2 (a1) y C3 (b1), del 18 de junio de 2015 en CR2165. Las imágenes a2 y b2 presentan los resultados de utilizar el modelo de cono elíptico (en azul), sobre la misma imagen a1 y b1. En la parte derecha se muestra la evolución de la altura (h), velocidad (V) y aceleración (a) de la CME en función del tiempo (puntos negros), además del ancho (R), la velocidad de expansión (v_e) y la aceleración de expansión (a_e) en función del tiempo.

De la imagen 2.5 se puede ver que la velocidad de expansión (V_e) se mantiene al rededor de los 400 km s^{-1} durante toda la propagación, además se muestra que la aceleración de expansión disminuye una vez se haya superado la etapa de aceleración de la CME, es decir, dentro de la etapa de propagación (después del pico alcanzado por la aceleración de la CME). Ahora bien, [16] también coloca una nave espacial virtual dentro de la simulación a una distancia de 1AU para recopilar datos y compararlos con los datos medidos experimentalmente in situ. Así pues, tomó una CME de CR2238 y la simuló para luego generar la comparación mostrada en la imagen ??, evidenciando que la evolución de una CME a una distancia de 1AU coincide en buena medida con los modelos utilizados.

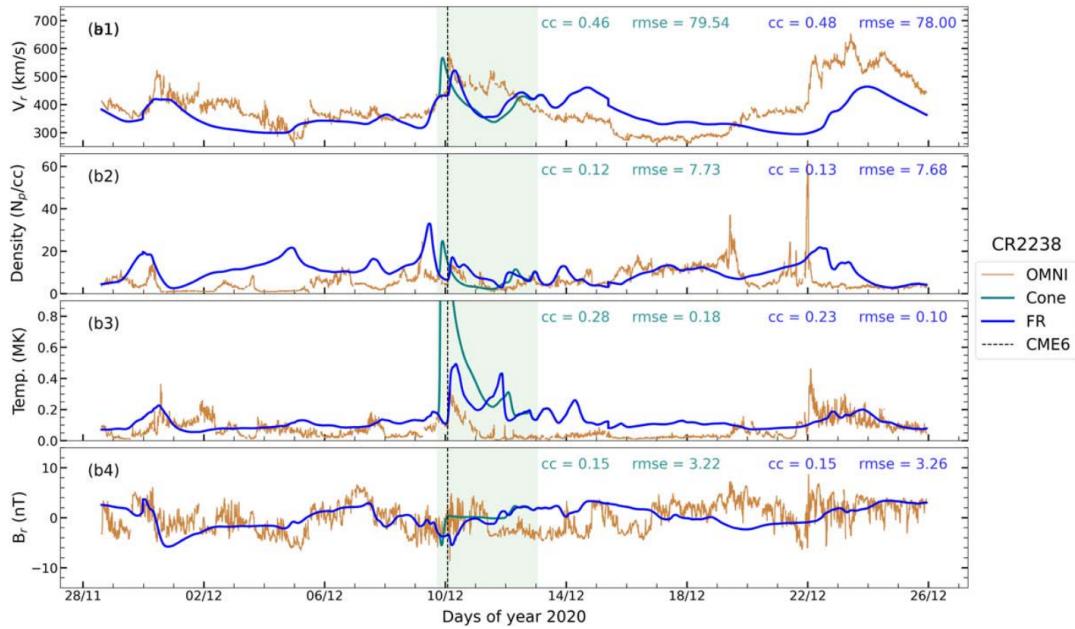


Figura 2.6: Gráficas de velocidad radial (V_R), densidad, temperatura y campo magnético radial (B_r), tomados de OMNI (línea naranja) y de las simulaciones: Cono elíptico (línea verde) y Cuerda de flujo (línea azul). También, la línea punteada indica la llegada de la CME, que en el paper llaman CME6

Finalmente [16] señala que cuando un **CME** se propaga expandiéndose en un medio no uniforme y denso su volumen resultante será menor en comparación al caso en el que se propaga en un medio menos denso o tenue, además de uniforme. Además, la no uniformidad del viento solar está relacionada con el tiempo en el que la **CME** alcanza su estabilidad, de tal forma que entre más irregular sea el viento solar, más rápido la **CME** llegará a su estado estacionario.

Por otro lado, el frente de la **CME** puede experimentar una fuerza de arrastre positiva o negativa, la primera es debida a que la **CME** empuja el viento solar presente en su camino y la segunda es debida a una atracción debida a las características del viento solar. Esta fuerza de arrastre es debida, en general, al intercambio de momentum entre las **CMEs** y el viento solar del medio. Así pues, la fuerza de arrastre mostrada en [16] es de la forma:

$$F_{\text{arrastre}} = \frac{1}{2} C_d A \rho_{sw} |\nu_{CME} - \nu_{sw}| (\nu_{CME} - \nu_{sw}) \quad (2.26)$$

Donde C_d es el coeficiente de arrastre adimensional y representa el nivel de interacción entre la **CME** y el medio, A es el área que está en contacto con el frente de la **CME** y el viento solar, ρ_{sw} es la densidad del viento solar ambiente, ν_{CME} es la velocidad de la **CME** así como ν_{sw} es la velocidad del viento solar. Cuando la

fuerza de arrastre es positiva indica que el **CME** es el que está empujando el medio del viento solar, por otro lado, si la fuerza de arrastre es negativa indicaría que es el viento solar es el que está tirando de la CME, debido a sus diferencias de velocidad. Por lo que, la fuerza de arrastre afecta la distribución de las propiedades de la CME, tales como su velocidad, su densidad, entre otros, así como su tiempo de llegada a la Tierra, además de su morfología y dinámica.

Otro trabajo de simulación de interacción de **CMEs** fue realizado por [13], en donde simula la interacción de dos **CMEs** que en principio son idénticas, con velocidades iguales, por lo que si el **CME** secundario alcanza y sobre pasa al primer **CME** producido es solamente por la interacción con el medio, el cual brinda una desaceleración al primer **CME** y una aceleración al segundo debido al gradiente de presión que hay justo detrás del primer **CME** y al frente del segundo CME. Se estudia la propagación de un **CME** secundario a través del viento solar perturbado por el paso del primer CME. Ahora bien, el estudio toma dos líneas de flujo magnético tridimensional idénticas y las posiciona en el mismo lugar, pero con una diferencia de tiempo de 10 horas, se emite la primera línea de flujo magnético y después de 10 horas se emite la segunda, todo esto con el fin de comparar el caso en el que se emite una línea de flujo cuando no hay una perturbación en el medio (como es el caso de la primera línea de flujo que se lanza) y el caso en el que sí hay una perturbación en el medio cuando pasa por él la línea de flujo magnético emitida (como es el caso de la segunda línea que se propaga a través de un medio perturbado por la primera línea emitida). Ya en la discusión y en los resultados, se menciona que el segundo choque es fundamental para que la interacción evolucione hasta tener características similares a múltiples nubes magnéticas, aumentando la geoefectividad de las **CMEs** al interactuar con la magnetosfera terrestre, además permite la homogeneización de la velocidad junto con el choque inverso que desacelera la segunda nube magnética. Todo en conjunto permite ver a 1AU que las eyecciones complejas debidas a la interacción de las **CME** presentan velocidades homogéneas.

2.6. Influencia en el clima espacial

Las eyecciones de masa coronal afectan el clima espacial desde que se generan en la corona solar, pasando por el medio interplanetario hasta llegar a que su campo

magnético interactúe con los campos magnéticos de los planetas así como con sus superficies. El paso de las CME simples (individuales) a una distancia de 1 AU tarda al rededor de un día, lo que indica que las perturbaciones de campo magnético en B_z que genera pueden durar varias horas. Mientras que el paso de CMEs que interactúan, tarda al rededor de 3 días en llegar a una distancia de 1 AU según [e.g., 13], lo que indicaría que la magnetosfera se enfrentaría al fuerte viento solar que traen las CMEs durante más tiempo.

La interacción con la magnetósfera de los planetas produce auroras boreales que son un indicativo de las tormentas geomagnéticas que corresponden a una distorsión del campo magnético de un planeta debido a un gran ingreso de energía y partículas energéticas provenientes del medio interplanetario hacia su magnetósfera. La causa de las tormentas geomagnéticas son las CMEs y los eventos de SEPs provenientes de las Llamaradas solares, las cuales pueden llegar a injectar $6GW$ de potencia en la magnetosfera terrestre. La magnetosfera es la combinación de campo magnético y plasma influenciado por el clima espacial, es gracias a la magnetosfera interactuando con partículas energéticas del viento solar que se forman las auroras boreales. Además, las tormentas geomagnéticas más intensas son causadas por eyeciones de masa coronal y no por las llamaradas solares, según [e.g., 10].

El flujo de campo magnético es de sur a norte, por lo que si una nube magnética con un flujo de campo magnético de norte a sur interactúa con la magnetósfera, se presentarán diferentes reconexiones magnéticas, lo que influiría en la cantidad de líneas de campo magnético abiertas lo que a su vez afectaría la producción de auroras boreales, ya que estas empezarían a ser visibles en regiones más cercanas al ecuador. Además, habría líneas de campo expuestas que facilitarían el ingreso de plasma a la atmósfera terrestre.

Estas tormentas magnéticas pueden ser caracterizadas por el parámetro Dst o Disturbance Storm Time (Dst), esta medida dada en nano-Teslas (nT) permite determinar la intensidad de una tormenta geomagnética a través de la intensidad de la corriente anular o Ring Current que es una corriente de partículas cargadas (iones y electrones) que circula en dirección oeste a una altura de entre 2 y 7 radios terrestres. La Ring Current es importante ya que esta corriente es energizada por las tormentas geomagnéticas y según el nivel al que se energice se pueden clasificar dichas tormentas en: Condiciones tranquilas o ambiente (0 a -30 nT), tormenta leve

con poca actividad (-30 a -50 nT), tormenta moderada co posibles perturbaciones (-50 a -100 nT), tormenta intensa generando posibles daños a sistemas electrónicos (< -100 nT) y tormenta severa o extrema con un riesgo alto en la integridad de la electrónica en la superficie terrestre (< -200 nT) según [19], para tener una idea, el evento Carrington en 1859 que fue el evento de tormenta geomagnética más intenso registrado en la historia, tuvo un rango de Dst de entre -1600 nT a -850 nT mencionado en [e.g., 10]. Así pues, entre más negativa sea la medida del Dst mayor fue la tormenta geomagnética asociada y por ende mayor habrá sido la CME que generó dicha tormenta.

Además, [12] encuentra que las dos nubes magnéticas evolucionan hasta llegar a una forma similar a múltiples nubes magnéticas, presentando dos regiones con un campo magnético intenso separadas por una región de alta temperatura. Además, se encuentra que la primera nube magnética está comprimida y la segunda está sobre-expandida. Ahora el campo magnético de las diferentes nubes magnéticas presentan un cambio de polaridad a medida que las nubes se propagan a 1 AU.

Además, se tiene otro parámetro para medir la intensidad de las perturbaciones geomagnéticas es el índice K_p, el cual cuantifica las perturbaciones en el campo magnético terrestre causadas principalmente por el viento solar y las eyecciones de masa coronal. El K_p se refiere a la variabilidad geomagnética medida en intervalos de 3 horas, los rangos en los que clasifica las tormentas geomagnéticas son: Entre 0 – 1 es muy tranquilo, 2 – 3 es tranquilo, 4 es activo, 5 es una tormenta geomagnética menor, 6 es una tormenta geomagnética moderada, 7 es una tormenta geomagnética fuerte, 8 es una tormenta geomagnética severa y 9 es una tormenta geomagnética extrema, [19].

Por otro lado, la interacción entre dos CMEs podría generar una tormenta geomagnética de doble inmersión que es aquella en la que el Disturbance Storm Time (Dts) muestra dos descensos pronunciados separados en el tiempo, es decir, que el gráfico del Dst tiene dos mínimos, lo que sugiere dos fases de intensificación.

Otro fenómeno que ocurre gracias a la interacción de CMEs es la generación de eventos SEPs por el choque magnetohidrodinámico, simulado por [25], así pues, entre el 1% y el 2% de las CMEs se relacionan con los eventos SEPs, según [12].

CAPÍTULO 3

Interacción CME - CME

”Contempla las estrellas y aprende de ellas la verdadera forma de honrar al Maestro.

En su silencio eterno, siguen su curso según las leyes de Newton.”

-Albert Einstein

La interacción entre CMEs ha sido observada desde los años 2000 con ayuda del Large Angle and Spectrometric Coronagraph Experiment – LASCO –, además de tener mediciones in situ desde 1970s.

La interacción entre dos o más CMEs está asociada a:

- Reconexión magnética
- Intercambio de momentum
- Choque magnetosónico
- SEPs (interacción shock-shock)
- Ondas de radio inusuales (electrones acelerados)

3.1. Variación de las propiedades en la interacción

En la interacción entre CMEs, éstas pueden cambiar sus propiedades tales como su velocidad, su tamaño, su taza de expansión, su dirección de propagación, su tiempo de llegada a la Tierra y su probabilidad de impacto con ésta ultima, así como el campo magnético interno en cada CME.

Se considera términos como el coeficiente de restitución y la colisión inelástica vs. elástica vs. superelástica. Donde el coeficiente de restitución se entiende como el parámetro que clasifica la cantidad de rebote en una colisión y se define como:

$$e = \frac{v_{\text{después},2} - v_{\text{después},1}}{v_{\text{antes},1} - v_{\text{antes},2}} \quad (3.1)$$

En donde $v_{\text{después},2}$ y $v_{\text{después},1}$ son las velocidades de los cuerpos 2 y 1 después de la colisión, mientras que $v_{\text{antes},1}$ y $v_{\text{antes},2}$ son las velocidades de los cuerpos 1 y 2 antes de la colisión. Véase que el numerador es la velocidad relativa después de la colisión y el denominador es la velocidad relativa antes de la colisión. Ahora bien, este coeficiente de restitución permite clasificar las interacciones CME-CME según su tipo de colisión, así:

- Con $e = 1$ es una colisión elástica que es un colisión ideal, es decir, sin pérdidas de energía.
- Con $e < 1$ es una colisión inelástica en donde hay pérdida de energía.
- Con $e > 1$ es una colisión superelástica lo que indica una ganancia de energía.

A lo largo de la propagación de las CMEs en interacción a lo largo del viento solar interplanetario Sol-Tierra, pueden tomar diferentes formas:

- Interacción únicamente de los dos choques de onda de las CMEs, pero sin interacción de la eyección.
- Una onda de choque de una CME secundaria interactúa con la eyección de masa de una CME anterior. En este caso la presencia de una onda de choque afecta la velocidad final de la CME resultante de la interacción entre CMEs, así pues si no hay presencia de una onda de choque la velocidad final será determinada por la CME más lenta, mientras que cuando si se encuentra una onda de choque la velocidad será definida principalmente por la CME más rápida.

Además, la onda de choque precedente a la primera CME se verá afectada al interactuar con las partes de esta primera CME, por lo que un choque se propaga más rápido dentro de una nube magnética, ya que allí la velocidad magnetosónica es elevada en su interior debido a la densidad del viento solar

en esa región. Se puede dividir la interacción de la onda de choque secundaria con la **CME** primordial en 4 fases, según lo toma [13]:

- Cuando el choque se propaga a través de una región con una baja densidad de viento solar, por lo que se le permite ir más rápido.
- Cuando el choque entra en una nube magnética, disminuyendo su relación de compresión y aumentando su velocidad vista desde un marco en reposo; sin embargo, si el choque no es lo suficientemente rápido podría disiparse dentro de la nube magnética.
- Cuando el choque llega a la capa densa de la **CME** y se desacelera.
- Cuando ocurre la fusión de los dos choques, que según la magnetohidrodinámica, terminarán superponiéndose e intensificándose.
- Las eyecciones magnéticas sucesivas pueden interactuar y/o reconectarse, después de que el choque de la segunda **CME** liberada haya alcanzado a la primera, como lo toma [12], la interacción del segundo choque con la primera **CME** se presenta en 4 fases.
 - La primera fase es la preparación del escenario, cuando las dos **CMEs** son liberadas con un intervalo de tiempo de 10 horas entre cada una de las **CMEs**, en donde la primera **CME** genera perturbaciones en el viento solar para que luego la segunda **CME** o el choque de retaguardia pase por allí, encontrando un viento solar perturbado con menor densidad y mayor campo magnético. Justo cuando se libera la segunda **CME**, el choque de la primera **CME** está a 43.9 radios solares con una velocidad al rededor de los 625 *Km/h* y su nube magnética correspondiente está a 32.3 radios solares con una velocidad de 500 *Km/s*.

Además, la primera **CME** liberada presenta un incremento de masa debido al arrastre de masa coronal ambiental, eliminando parte de la masa de plasma de fondo. Por lo que su velocidad se verá afectada justo cuando empieza su ascenso junto con el viento solar, por lo que su velocidad viene dada a través de las relaciones de Rankine-Hugoniot, teniendo que:

$$V_{shock} = \frac{\rho_1 U_1 - \rho_0 U_0}{\rho_1 - \rho_0} \quad (3.2)$$

Donde U_1 es la velocidad del plasma medida aguas abajo del choque en el marco de referencia del mismo, al igual que U_0 es la velocidad del plasma aguas arriba medida desde el choque. Con el índice 0 refiriéndose a la parte aguas arriba (upstream) o en las regiones en donde aún no pasa el choque y el índice 1 a las partes aguas abajo (downstream) o en donde ya pasó el choque. Lo que producirá finalmente, que el choque del segundo CME vaya más rápido (entre 150 y 200 km/s) a pesar de que tanto la primera como la segunda CME tienen la misma velocidad inicial, esto debido a que el primer choque se vio afectado por el arrastre de viento solar, aumentando el gradiente de presión hacia afuera y la velocidad de modo rápido para el segundo CME, llegando a que la segunda CME sobrepase a la primera lentamente.

- La segunda fase ocurre luego de 14 horas en donde el choque del segundo CME con una velocidad de 1150 km/s y un factor de compresión al rededor de 3 (con $r = \frac{\rho_1}{\rho_0} = 3$ significa que la densidad del plasma aguas abajo es 3 veces más grande que la densidad aguas arriba) alcanza a la nube magnética del primer CME, lo que genera una interacción nube magnética-choque durante 8 horas aproximadamente, el plasma de la nube magnética experimenta una transición de un plasma dominado por la presión (plasma a altas temperaturas) a uno dominado por el magnetismo (con una intensidad del campo magnético alta), esto según el parámetro β .

Donde la **velocidad Alfvénica** es la velocidad a la que se propagan las perturbaciones magnéticas en el plasma, mientras que la velocidad sónica es la velocidad a la que se propagan las perturbaciones de presión en el plasma, dada por:

$$V_{snica} = \sqrt{\frac{\gamma p}{\rho}} \quad (3.3)$$

Donde γ es la constante adiabática del gas, p es la presión del plasma y ρ es su densidad. Por lo que en [12] se dice que cuando el segundo choque interactúa con la nube magnética del primer CME, se presenta un aumento de β lo que se traduce en una disminución de la temperatura tal que genera una presión térmica 100 veces menor a la presión magnética

directamente en aguas arriba del choque, por lo que el campo magnético dominará en esa región. Por otro lado, también indica que la densidad aguas arriba es menor, por lo que el segundo choque se propagará en un medio 15 veces más tenue lo que permitirá una aceleración del mismo hasta los 1572 km/s , además la velocidad Alfvénica se incrementa 8 veces, lo que significa que el campo magnético en conjunto con la densidad del plasma se reconfiguran de tal forma que ocurriera ese incremento, llegando a un campo magnético más intenso lo que lleva a la reducción de la relación de compresión del choque. La velocidad sónica se mantiene similar, lo que indica que las variaciones en la presión del plasma y en su densidad son directamente proporcionales, de tal forma que su razón se mantenga casi igual. Por otro lado, está el parámetro Mach de Alfvén, el cual permite ver si las perturbaciones magnéticas se mueven más o menos rápido que el mismo plasma, definido como:

$$M_A = \frac{V}{V_a} \quad (3.4)$$

Donde V es la velocidad característica del viento solar y V_A es la velocidad de Alfvén. En este caso el plasma aguas arriba es sub-Alfvénico localmente, es decir que tiene un número Mach menor a 1: $M_A < 1$, al rededor de 0.81, según [12]. Una vez que el choque interactúe con la nube magnética, presentará una desaceleración debido al aumento de la densidad del plasma aguas arriba, afectando la velocidad del choque V_{shock} , ya que ρ_0 será mayor por lo que la velocidad disminuirá.

- La tercera etapa ocurre cuando el choque de la segunda CME avanza hasta encontrarse con la vaina que es la estructura densa que recubre la nube magnética de la primera CME. Recordando que la nube magnética y la sheath están separadas por una discontinuidad, en donde se puede considerar sin magnetización, de tal forma que la presión del plasma es la que domina completamente, es decir que el parámetro β es mayor o igual a 2000, indicando que la presión térmica es 2000 veces más intensa que la presión magnética. Además, la velocidad del sonido en esta región es más grande que en la nube magnética, al rededor de 1,5 veces más rápida y la densidad del plasma 2 veces más grande que la densidad de la nube

magnética. Ahora bien, como la velocidad del choque cambia debido a las densidades aguas arriba y aguas abajo, se presentará una desaceleración del choque, puesto que entra a una región con una densidad mayor lo cual según la ecuación de V_{shock} , indica que la velocidad disminuirá de 850 a $700 km/s$, aun así la velocidad del choque es suficiente como para rebasar al choque de la primera CME, todo esto mencionado en [12].

- Para la última fase se tiene que los dos choques interactúan formando un nuevo choque que se propaga hacia el viento solar no perturbado, para luego llegar hasta la Tierra, seguido de la primera y segunda nube magnética. p.4 El choque resultante es más fuerte que los otros dos anteriores, ya que tiene una relación de compresión de 3.59 comparado con el 1.52 y 3.13 del segundo y del primer choque. Así pues, este nuevo choque generado calienta las regiones por donde va pasando al mismo tiempo que disminuye la densidad del plasma en las regiones aguas abajo del nuevo choque.

También se presenta la interacción entre las dos nubes magnéticas recordando que la primera ya interactuó con el choque de la segunda, por lo que la primera nube se comprimió y se aceleró antes de entrar en contacto con la segunda. Por otro lado, en [12] se muestra una reconexión y un choque inverso asociado con la colisión de las dos nubes magnéticas. Cuando las dos nubes magnéticas colisionan ya ha pasado el segundo choque a través de la primera lo que significa que este modificó la velocidad de la nube magnética aguas abajo, lo que lleva a que se presente una zona de reconexión suave entre las dos nubes magnéticas. Esta zona de reconexión tiene un ancho entre 2 y 3 radios solares, con una velocidad en su frente similar a la velocidad aguas abajo del choque que acaba de pasar por la primera CME (esta velocidad empezará a disminuir a medida que el choque se aleje de ella), y una velocidad posterior similar a la velocidad en el frente de la segunda CME, lo que significa que la zona de reconexión presenta una compresión, ya que su parte trasera se mueve más rápido que su parte frontal. Además, la reconexión disminuye la velocidad Alfvénica en esa zona lo que llevaría a que la diferencia de velocidades frontales y posteriores de la zona de reconexión se volviera Super-Alfvénica localmente, lo que a

su vez generaría un choque inverso de modo rápido. Este choque reduce la velocidad posterior de la zona de reconexión así como el frente de la segunda nube magnética, además de aumentar la temperatura, la densidad y el campo magnético. En la propagación del choque inverso a lo largo de la segunda nube magnética, se desacelera perdiendo fuerza y efectividad hasta desaparecer en la parte posterior de la segunda nube magnética.

Ahora, la segunda nube magnética presenta una evolución en el tiempo, ya que debido a la colisión con la primera nube magnética presenta una desaceleración además de volver a desacelerarse posteriormente con la interacción con el choque inverso, mientras que la primera nube presenta una aceleración resultante de la interacción con el segundo choque p.9, cabe señalar que antes de esta interacción la primera nube se estaba desacelerando debido a su expansión

- Ni las CMEs ni sus choques llegan a interactuar. Estos casos afectan el flujo de SEPs y la propagación de la segunda CME, la cual sale de la misma región pero con una diferencia de tiempo considerable. Por lo que, el primer CME eliminó parte del viento solar que había en la trayectoria de la segunda CME lo que indicaría que la segunda CME no presentaría tanta desaceleración como la primera. Así pues, se evidenciaría que el tiempo de tránsito se reduce por una presencia de dos CMEs sin interacción, la primer CME desplaza el material frente a ella despejando el camino para que el segundo alcance una mayor velocidad al desplazarse por las regiones previamente despejadas.

3.2. Estructuras resultantes de la interacción

La estructura más simple resultante es una múltiple nube magnética, que consiste en una nube magnética precedida por otras. Una nube magnética está asociada con las CMEs, una nube magnética es una estructura coherente (que mantiene su estructura y forma en el tiempo), grande y compacta de campo magnético que viaja a través del medio interplanetario. Las características de una nube magnética consisten en:

- Tener un campo magnético intenso, mayor al del medio interplanetario

- Baja temperatura del plasma en comparación con el viento solar normal
- Baja beta del plasma, es decir que:

$$\beta = \frac{P_{\text{térmica}}}{P_{\text{magnética}}} \ll 1 \quad (3.5)$$

Lo que significa que el campo magnético domina sobre la presión térmica, ya que la presión magnética es mayor (la nube magnética es una estructura coherente) y la presión térmica es menor (el plasma es más frío). Donde $P_{\text{Térmica}} = nkT$, con n la densidad molar del plasma, k es la constante de Boltzmann y T es la temperatura del plasma. Por otro lado, la $P_{\text{Magnética}} = \frac{B^2}{2\mu_0}$ con B la intensidad del campo magnético y μ_0 es la permeabilidad del vacío. Recordando que el parámetro adimensional β permite comparar la presión térmica del plasma con la presión magnética del campo magnético contenido en el mismo,, permitiendo identificar su estabilidad, así:

- $\beta \ll 1$: El campo magnético domina sobre la presión térmica
- $\beta = 1$: Ambas presiones son comparables
- $\beta \gg 1$: La presión térmica domina, por lo que el campo magnético tiene poca influencia

Otra estructura que se puede formar son las eyecciones complejas, en donde las nubes magnéticas no son distinguibles entre sí, lo que indica que tendrá un campo magnético complejo, a diferencia de una múltiple nube magnética. Otra estructura sería los eventos de larga duración, en donde las nubes magnéticas están muy separadas entre sí, lo que evita que se fusionen.

3.3. Interacción CME-CME y los eventos de SEPs

Las partículas solares energéticas (Solar Energetic Particles SEPs) están relacionadas con dos fenómenos principales:

- Las Llamaradas solares
- Las CMEs y sus ondas de choque

La forma de medir la intensidad de SEPs que presenta una erupción es a través de las unidades de flujo de partículas, definido como:

$$1\text{pfu} = 1 \text{ protón por } cm^{-2}s^{-1}\text{sr}^{-1} \quad (3.6)$$

Ahora, se cree que la aceleración de las SEPs ocurre dentro de los primeros 10 Radios solares, lo que hace que la interacción entre los choques de las CMEs sea menos probable de causar esta aceleración, puesto que la mayoría de las interacciones ocurren fuera de esos 10 radios solares.

La interacción entre dos ondas de choque dentro de un medio rico en partículas semilla y en turbulencias puede aumentar la energía máxima de las partículas. Además, el 60 % de las CMEs gemelas conducen a grandes eventos de SEPs, mientras que solo el 20 % de CMEs simples conducen a grandes eventos de SEPs, según [13]. Por otro lado, la geometría del frente del CME también puede afectar la producción de SEPs y la energía con la que se liberan.

Los electrones del plasma presentan una aceleración en la interacción CME-CME que es posible detectar a través de las señales de ondas electromagnéticas en el rango de las ondas de radio, esto es porque un electrón emite radiación cuando es acelerado. Así pues, cuando se miden o se detectan señales de radio se asocian con procesos de aceleración de partículas. Se ha encontrado que la emisión de señales de radio de tipo II coinciden con la interacción entre el frente de una CME secundaria y una primera CME ocurrida antes.

Cabe señalar los diferentes tipos de emisiones de ondas de radio debido a electrones acelerados, tenemos:

- Tipo I: Provenientes de emisiones casi continuas, con ráfagas breves y estrechas en frecuencia que se asocian a regiones activas solares con pequeños eventos de reconexión. Su duración va desde horas hasta días.
- Tipo II: Emisiones lentas producidas por ondas de choque en la corona solar o en el medio interplanetario, típicamente impulsadas por una CME rápida. Se interpretan como electrones acelerados en el frente de choque que excitan ondas de Langmuir relacionadas con la conversión a ondas de radio. Es una señal de que hay un frente de choque presente, útil para diagnosticar la velocidad de propagación de las CMEs.

- Tipo III: Provenientes de ráfagas muy rápidas de alta frecuencia a baja frecuencia generadas por haces de electrones acelerados que viajan por líneas de campo magnético abiertas o quasi-abiertas hacia el espacio interplanetario. Además, asociadas a reconexiones magnéticas rápidas, como en Llamaradas solares durando segundos.
- Tipo IV: Relacionada con la emisión de banda ancha más lenta y sostenida asociada a plasma atrapado en estructuras magnéticas grandes como lóbulos cerrados de CMEs durando minutos u horas.
- Tipo V: Es una emisión de fondo difusa, más suave y continua, que sigue a una ráfaga tipo III que dura alrededor de decenas de segundos, se cree que es generado por electrones remanentes más térmicos.

En [7] se habla sobre un modelo magnetohidrodinámico en 1D y 2D que busca estudiar la interacción entre CMEs, lejos de la superficie solar para evitar las reconexiones magnéticas. Así pues, para hacer la simulación se emiten dos CMEs, la primera más lenta que la segunda de tal forma que en un momento la segunda pase a la primera y genere la interacción. Utilizan el código ZEUS-3-D, el cual resuelve las ecuaciones magnetohidrodinámicas ideales, es decir, que no son resistivas ni viscosas, pero tomando que la contribución magnética es mínima.

Ahora, generan las características del viento solar especificando su velocidad, densidad y temperatura en la frontera en donde se puede despreciar los efectos magnéticos, es decir, a 18 radios solares según el artículo, para luego dejar que evolucionara y llegara a un estado estacionario. En seguida, se lanzan las perturbaciones de tipo eyección las cuales presentan una velocidad y generan pequeños incrementos en densidad y temperatura.

Así pues, la simulación se puede generar en 1D o en 2D. Para 1D se injectaron 2 CMEs con intervalo de 15 horas, generando datos a intervalos de 20, 40 y 70 horas después del primer lanzamiento (los resultados de la simulación se muestran en la figura 3.3), la primera CME con una velocidad de 450 km/s y la segunda a 800 km/s , en un viento solar con una velocidad de 400 km/s , además se tiene en cuenta las características del viento solar a una distancia de 0.083 AU, en donde se colocan

condiciones de frontera (tanto para 1D como para 2D) así como a 1AU, mostradas en la tabla 3.1.

	Ro	1.0 AU	
	1-D	2-D	
N [cm^{-3}]	990	6.4	6.1
T [10^5K]	4.5	0.49	0.48
V [km/s]	400	426	447

Figura 3.1: Características del ambiente del viento solar a 0.083AU y a 1AU

Por otro lado, las condiciones de las CMEs generadas en la simulación de 1D, se muestran en la tabla 3.2.

	V_e [km/s]	ΔT_e	ΔN_e	τ_e [h]	$M_e[10^{16} \text{g}]$	$K_e[10^{31} \text{ergs}]$
ejecta 1	450	1.2	1.2	5.0	3.1	3.14
ejecta 2	800	1.2	1.2	6.0	6.6	21.1

Figura 3.2: Características de las CMEs, con V_e las velocidades de las CMEs, incremento de la densidad $\Delta N_e = N_e/N_0$ y de la temperatura $\Delta T_e = T_e/T_0$, τ_e como la duración de la generación de la CME, M_e es la masa total y U_e es la energía cinética total.

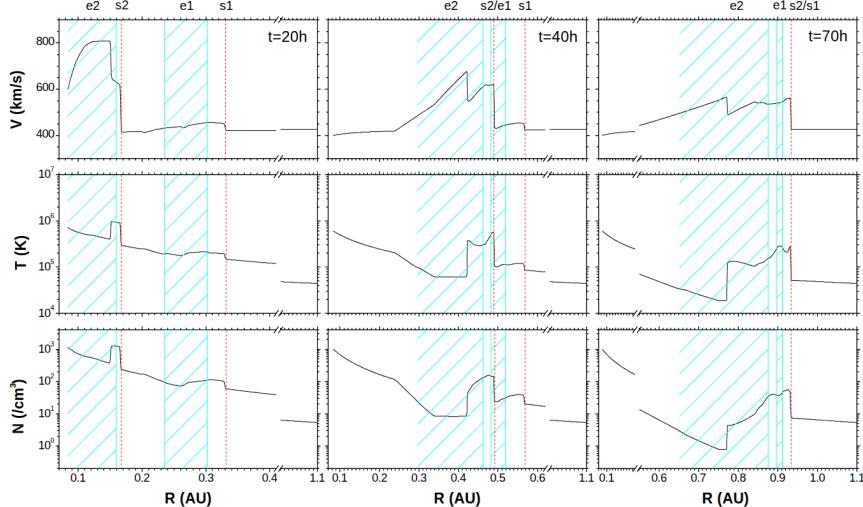


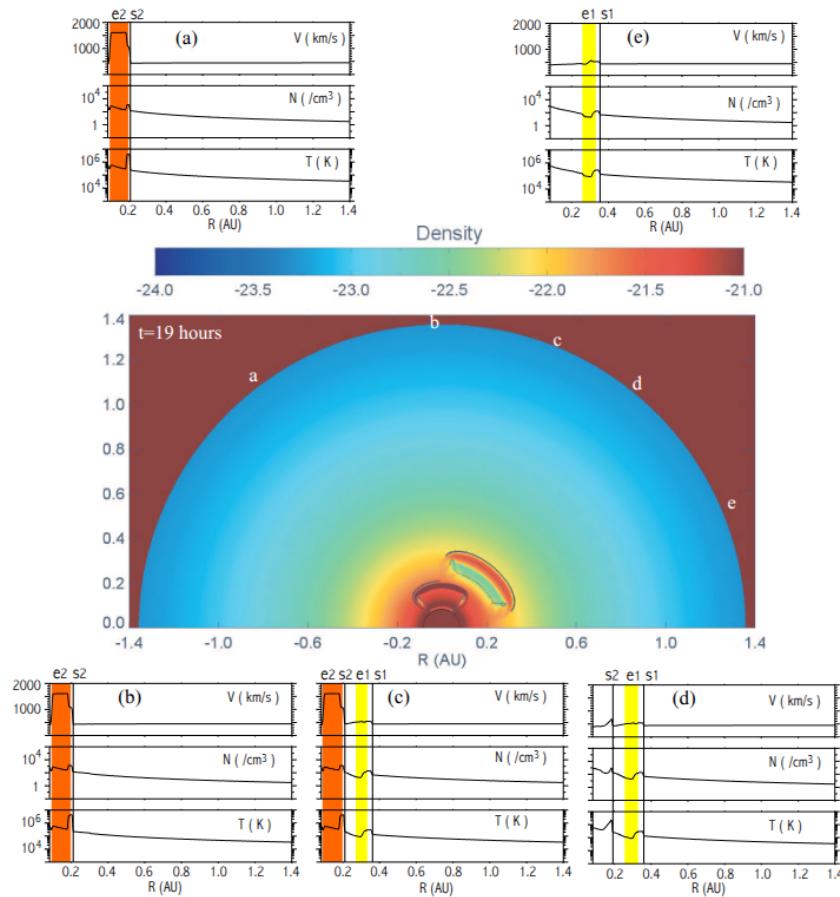
Figura 3.3: Resultados de la simulación a 1D, con intervalos de tiempo diferentes, donde e1 y e2 son la primera y segunda CME, respectivamente; s1 y s2 son las ondas de choque de las CMEs 1 y 2, respectivamente.

Ya para 2D se tiene que las condiciones de las CMEs generadas son las mostradas en la tabla 3.4.

	U_e [km/s]	ΔT_e	ΔN_e	τ_e [h]	$M_e [10^{16} \text{g}]$	$K_e [10^{31} \text{ergs}]$
ejecta 1	600	1.2	1.2	4.0	0.51	0.92
ejecta 2	1600	1.2	1.2	4.0	2.86	36.6

Figura 3.4: Condiciones de las CMEs utilizadas en la simulación en 2D

Para esta simulación se tiene en cuenta la dirección de propagación de las CMEs, así como su tamaño angular. También, el intervalo de tiempo entre los lanzamientos de las 2 CMEs es de 15 horas. Los resultados de esta simulación se muestran en las figuras 3.5 y 3.6.

**Figura 3.5:** Simulación en 2D, las gráficas muestran el comportamiento de la velocidad, la densidad y la temperatura del viento solar en diferentes direcciones, 19 horas después del lanzamiento de la CME1

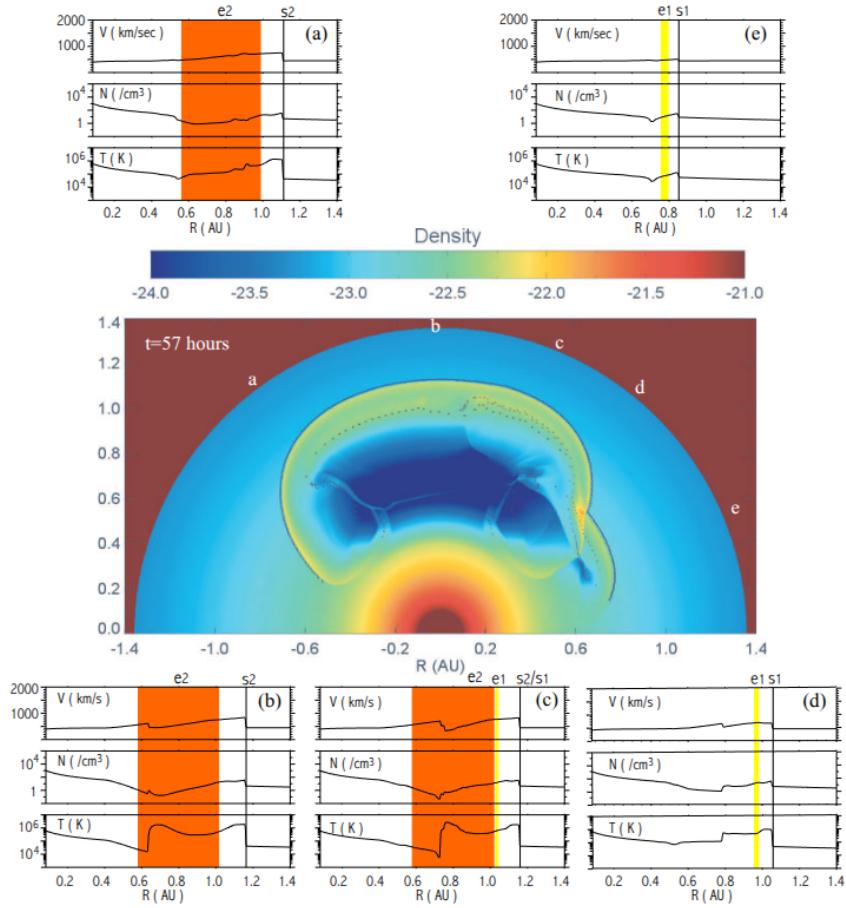


Figura 3.6: Similar a la figura 3.5 pero 29 horas después del lanzamiento de la CME1

Se evidencia que la complejidad de la simulación aumenta cuando se utilizan 2 dimensiones. Cabe señalar que se utiliza un modelo hidrodinámico, ya que la interacción ocurre en regiones en donde no hay re-conexión magnética. Además, el paper llega a la conclusión de que hay una transferencia de momentum entre las CMEs, en donde la CME2 con una velocidad mayor transfiere momentum a la CME1 a través de la onda de choque de la CME2 que comprime y acelera la CME1. Cuando llegan a 1AU, las dos CMEs llevan velocidades similares, pero la CME1 un poco más rápida que la CME2, además las ondas de choque se superponen y forman una única onda de choque más intensa.

Por otro lado, [[<empty citation>](#)] realiza una simulación en 2.5D, es decir que considera dos dimensiones espaciales y la tercera dimensión la considera parcialmente, lo que reduce el gasto computacional de la simulación, la cual se basa en un modelo magnetohidrodinámico. La simulación busca ver el comportamiento de las nubes magnéticas, su interacción con otras nubes magnéticas y la formación de nubes

múltiples en la heliosfera. Para correr la simulación primero se modela una nube magnética como una linea de flujo en 2.5D. Cabe señalar que la simulación se realiza en coordenadas esféricas. Una vez modeladas las dos lineas de flujo, se les permite propagarse la primera con una velocidad menor a la segunda y separadas un intervalo de 12 horas entre la primera y la segunda. El artículo reporta que la segunda CME tarde 18 horas en alcanzar a la primera CME, por lo que en ese momento interactúan y generan una nube magnética múltiple que llega hasta 1AU. Además, menciona que la segunda nube magnética se ve desacelerada debido a la interacción con la primera nube magnética, por lo que el tiempo de viaje de la nube magnética múltiple depende de la velocidad de la primera CME (lenta).

CAPÍTULO 4

Problema

CAPÍTULO 5

Análisis de resultados

CAPÍTULO 6

Discusión

CAPÍTULO 7

Conclusiones y perspectivas

Bibliografía

1. ASPLUND, Martin; GREVESSE, Nicolas; SAUVAL, A. Jacques; SCOTT, Pat. The chemical composition of the sun. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*. 2009, vol. 47, n.º 1, pp. 481-522. Disp. desde DOI: [10.1146/annurev.astro.46.060407.145222](https://doi.org/10.1146/annurev.astro.46.060407.145222).
2. BIERMANN, L. Kometenschweife und solare Korpuskularstrahlung. *Zeitschrift für Astrophysik*. 1951, vol. 29, p. 274.
3. CERMAK, Alicia. - *NASA Science*. 2025. urlalso: <https://science.nasa.gov/learn/heat/big-ideas/big-idea-3-1/>.
4. COWLING, Thomas George. *Magnetohydrodynamics*. 1976.
5. CURD, P. *Anaxagoras of Clazomenae: Fragments and Testimonia : a Text and Translation with Notes and Essays*. University of Toronto Press, 2010. Phoenix pre-Socratics. ISBN 9781442611634. urlalso: <https://books.google.com.ni/books?id=240MF0fzc8wC>.
6. GALLAGHER, Peter T.; LAWRENCE, Gareth R.; DENNIS, Brian R. Rapid acceleration of a coronal mass ejection in the low corona and implications for propagation. *The Astrophysical Journal*. 2003, vol. 588, n.º 1, pp. L53-L56. Disp. desde DOI: [10.1086/375504](https://doi.org/10.1086/375504).
7. GONZALEZ-ESPARZA, A.; SANTILLÁN, A.; FERRER, J. A numerical study of the interaction between two ejecta in the interplanetary medium: one- and two-dimensional hydrodynamic simulations. *Annales Geophysicae*. 2004, vol. 22, n.º 10, pp. 3741-3749. Disp. desde DOI: [10.5194/angeo-22-3741-2004](https://doi.org/10.5194/angeo-22-3741-2004).
8. GOPALSWAMY, N.; YASHIRO, S.; KAISER, M. L.; HOWARD, R. A.; BOUGERET, J.-l. Radio Signatures of Coronal mass ejection interaction: Coronal

- Mass ejection Cannibalism? *The Astrophysical Journal*. 2001, vol. 548, n.º 1, pp. L91-L94. Disp. desde DOI: [10.1086/318939](https://doi.org/10.1086/318939).
9. HATHAWAY, David H. The solar cycle. *Living Reviews in Solar Physics*. 2015, vol. 12, n.º 1. Disp. desde DOI: [10.1007/lrsp-2015-4](https://doi.org/10.1007/lrsp-2015-4).
 10. HOWARD, T. *Space Weather and Coronal Mass Ejections*. SpringerBriefs in Astronomy, 2014. Disp. desde DOI: [10.1007/978-1-4614-7975-8](https://doi.org/10.1007/978-1-4614-7975-8).
 11. LONGCOPE, Dana. *Solar Flares*. Oxford University Press, 2020. Disp. desde DOI: [10.1093/acrefore/9780190871994.013.20](https://doi.org/10.1093/acrefore/9780190871994.013.20).
 12. LUGAZ, N.; MANCHESTER IV, W. B.; GOMBOSI, T. I. Numerical Simulation of the Interaction of Two Coronal Mass Ejections from Sun to Earth. *The Astrophysical Journal*. 2005, vol. 634, n.º 1, pp. 651-662. Disp. desde DOI: [10.1086/491782](https://doi.org/10.1086/491782).
 13. LUGAZ, Noé; TEMMER, Manuela; WANG, Yuming; FARRUGIA, Charles J. The interaction of successive coronal mass ejections: a review. *Solar Physics*. 2017, vol. 292, n.º 4. Disp. desde DOI: [10.1007/s11207-017-1091-6](https://doi.org/10.1007/s11207-017-1091-6).
 14. LYMAN, Jr. Spitzer. The dissipation of planetary filaments. *The Astrophysical Journal*. 1939, vol. 90, p. 675. Disp. desde DOI: [10.1086/144138](https://doi.org/10.1086/144138).
 15. MAYANK, Prateek; VAIDYA, Bhargav; CHAKRABARTY, D. SWASTI-SW: Space Weather Adaptive Simulation Framework for Solar Wind and its relevance to the Aditya-L1 Mission. *The Astrophysical Journal Supplement Series*. 2022, vol. 262, n.º 1, p. 23. Disp. desde DOI: [10.3847/1538-4365/ac8551](https://doi.org/10.3847/1538-4365/ac8551).
 16. MAYANK, Prateek; VAIDYA, Bhargav; MISHRA, Wageesh; CHAKRABARTY, D. SWASTI-CME: A Physics-based Model to Study Coronal Mass Ejection Evolution and Its Interaction with Solar Wind. *The Astrophysical Journal Supplement Series*. 2023, vol. 270, n.º 1, p. 10. Disp. desde DOI: [10.3847/1538-4365/ad08c7](https://doi.org/10.3847/1538-4365/ad08c7).
 17. MISHRA, Wageesh; WANG, Yuming; SRIVASTAVA, Nandita; SHEN, Chen-glong. Assessing the nature of collisions of coronal mass ejections in the inner heliosphere. *The Astrophysical Journal Supplement Series*. 2017, vol. 232, n.º 1, p. 5. Disp. desde DOI: [10.3847/1538-4365/aa8139](https://doi.org/10.3847/1538-4365/aa8139).

18. ODSTRCIL, D.; LINKER, J. A.; LIONELLO, R.; MIKIC, Z.; RILEY, P.; PIZZO, V. J.; LUHMANN, J. G. Merging of coronal and heliospheric numerical two-dimensional MHD models. *Journal of Geophysical Research Atmospheres*. 2002, vol. 107, n.º A12. Disp. desde DOI: [10.1029/2002ja009334](https://doi.org/10.1029/2002ja009334).
19. PALACIOS, J.; GUERRERO, A.; CID, C.; SAIZ, E.; CERRATO, Y. Defining scale thresholds for geomagnetic storms through statistics. *Natural Hazards and Earth System Sciences Discussions*. 2018, vol. 2018, pp. 1-17. Disp. desde DOI: [10.5194/nhess-2018-92](https://doi.org/10.5194/nhess-2018-92).
20. PARKER, E. N. Dynamics of the interplanetary gas and magnetic fields. *The Astrophysical Journal*. 1958, vol. 128, p. 664. Disp. desde DOI: [10.1086/146579](https://doi.org/10.1086/146579).
21. PEVTSOV, Alexei A. Transequatorial Loops in the Solar Corona. *The Astrophysical Journal*. 2000, vol. 531, n.º 1, p. 553. Disp. desde DOI: [10.1086/308467](https://doi.org/10.1086/308467).
22. Photographs and Drawings of the Corona. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. 1879, vol. 41, p. 575.
23. RILEY, Pete; CROOKER, N. U. Kinematic treatment of coronal mass ejection evolution in the solar Wind. *The Astrophysical Journal*. 2004, vol. 600, n.º 2, pp. 1035-1042. Disp. desde DOI: [10.1086/379974](https://doi.org/10.1086/379974).
24. SINGH, Talwinder; HEGDE, Dinesha V.; KIM, Tae K.; POGORELOV, Nikolai V. Magnetohydrodynamic Simulation of a Coronal Mass Ejection Observed during the Near-radial Alignment of Solar Orbiter and Earth. *The Astrophysical Journal*. 2025, vol. 981, n.º 1, p. 53. Disp. desde DOI: [10.3847/1538-4357/adb1ac](https://doi.org/10.3847/1538-4357/adb1ac).
25. SOKOLOV, I. V.; ROUSSEV, I. I.; GOMBOSI, T. I.; LEE, M. A.; KÓTA, J.; FORBES, T. G.; MANCHESTER, W. B.; SAKAI, J. I. A New Field Line Advection Model for Solar Particle Acceleration. *Astrophysical Journal Letters*. 2004, vol. 616, n.º 2, pp. L171-L174. Disp. desde DOI: [10.1086/426812](https://doi.org/10.1086/426812).
26. STAKHIV, Mark; LANDI, Enrico; LEPRI, Susan T.; ORAN, Rona; ZURBUCHEN, Thomas H. ON THE ORIGIN OF MID-LATITUDE FAST WIND: CHALLENGING THE TWO-STATE SOLAR WIND PARADIGM. *The Astrophysical Journal*. 2015, vol. 801, n.º 2, p. 100. Disp. desde DOI: [10.1088/0004-637x/801/2/100](https://doi.org/10.1088/0004-637x/801/2/100).

27. STONE, E. C.; CUMMINGS, A. C.; MCDONALD, F. B.; HEIKKILA, B. C.; LAL, N.; WEBBER, W. R. Voyager 1 observes Low-Energy galactic cosmic rays in a region depleted of heliospheric ions. *Science*. 2013, vol. 341, n.º 6142, pp. 150-153. Disp. desde DOI: [10.1126/science.1236408](https://doi.org/10.1126/science.1236408).
28. VAQUERO, J.M.; VÁZQUEZ, M. *The Sun recorded through history*. Springer, 2009. ISBN 978-0-387-92789-3.
29. ZHANG, J.; DERE, K. P. A statistical study of main and residual accelerations of coronal mass ejections. *The Astrophysical Journal*. 2006, vol. 649, n.º 2, pp. 1100-1109. Disp. desde DOI: [10.1086/506903](https://doi.org/10.1086/506903).

Índice Alfabético

- | | |
|---|-----------------|
| Coronal Mass Ejection, 15, 16, 23, 24,
26, 28–59 | Solar Flare, 15 |
| plasma, 16 | Solar Wind, 15 |
| | Sunspots, 15 |