

Del Dinamo Solar a la Magnetosfera Terrestre

Francisco Frutos Alfaro

7 de octubre de 2025

Índice

1. El Sol: Estructura, Magnetismo y Actividad	2
1.1. Estructura Interna y Atmósfera Solar	2
1.1.1. La Corona Solar y el Problema del Calentamiento	2
1.2. La Dínamo Solar y su Mecanismo	3
1.2.1. El Modelo α - Ω	4
1.2.2. La Tacoclina	4
1.2.3. El Proceso Babcock-Leighton	4
1.2.4. Ley de Spörer y el Diagrama de Mariposa	4
1.2.5. El Mínimo de Maunder	5
1.3. Fenómenos de la Actividad Solar	5
1.3.1. Manchas Solares y Fáculas	5
1.3.2. Espículas	5
1.3.3. Bucles Coronales, Filamentos y Protuberancias	5
1.3.4. Helmet Streamers	5
1.3.5. Erupciones Solares (Flares)	5
1.3.6. Eyecciones de Masa Coronal (CMEs)	5
1.4. Comparación con otros Cuerpos Celestes	6
1.4.1. Magnetismo en Estrellas Masivas vs. Tipo Solar	6
1.4.2. Campos Magnéticos Planetarios	6
2. El Medio Interplanetario	8
2.1. El Viento Solar	8
2.2. Campo Magnético Interplanetario (IMF) y la Espiral de Parker	8
3. La Magnetosfera Terrestre y su Dinámica	9
3.1. Estructura General y Fronteras	9
3.1.1. Choque de Proa (Bow Shock)	10
3.1.2. La Magnetopausa	10
3.1.3. Cola Magnetosférica y Hoja de Corriente	10
3.2. Reconexión Magnética	10
3.2.1. Modelos de Reconexión	10
3.3. Cinturones de Radiación de van Allen	11
3.3.1. El Mecanismo CRAND	11
3.4. Espejos Magnéticos, Auroras y Precipitación de Partículas	12
3.5. Tormentas y Subtormentas Geomagnéticas	12
3.6. Clima Espacial	13

1. El Sol: Estructura, Magnetismo y Actividad

1.1. Estructura Interna y Atmósfera Solar

El Sol presenta una estructura en capas bien definida [1]. En su interior se encuentran:

- **Núcleo** ($R \lesssim 0,25R_{\odot}$): Es la región donde ocurren las reacciones de fusión nuclear que alimentan a la estrella: $4p \rightarrow 4\text{He} + 2e^+ + 2\nu_e + 26,7 \text{ MeV}$ [1].
- **Zona Radiativa**: El transporte de energía se realiza predominantemente por radiación [1].
- **Tacoclina**: Es una delgada capa de transición entre la zona radiativa (con rotación casi rígida) y la zona convectiva externa (con rotación diferencial). Es una región clave para la dínamo solar [1, 2].
- **Zona Convectiva**: El transporte de energía se realiza por convección [1].

La atmósfera solar visible se compone de [1, 3]:

- **Fotosfera**: Es la superficie visible del Sol, con una temperatura de aproximadamente 5800 K [1]. En ella se observa la granulación, que son celdas convectivas de $\sim 1 \text{ Mm}$ [4].
- **Cromosfera**: Una capa de 2000-3000 km de espesor, caracterizada por líneas de emisión [3].
- **Región de Transición**: Una zona donde la temperatura aumenta abruptamente de 10^4 K a 10^6 K [3].
- **Corona**: La atmósfera externa, extremadamente caliente ($10^6 - 10^7 \text{ K}$), que es el origen del viento solar [3].

1.1.1. La Corona Solar y el Problema del Calentamiento

La corona solar es la capa más externa de la atmósfera del Sol, visible durante los eclipses totales. Su característica más enigmática es que, mientras la fotosfera tiene una temperatura de $\sim 6000 \text{ K}$, la corona alcanza temperaturas de millones de Kelvin, lo cual requiere mecanismos de calentamiento adicionales [5]. Los modelos propuestos incluyen la disipación de ondas de Alfvén, la reconexión magnética en forma de "nanofulguraciones" y la turbulencia [6].

La luz coronal se descompone en tres componentes [7]:

- **Corona K (Kontinuierlich)**: Proviene de la dispersión Thomson de la luz fotosférica por electrones libres en la corona interna [7].
- **Corona F (Fraunhofer)**: Causada por la dispersión de luz en partículas de polvo interplanetario. Presenta las mismas líneas de absorción que la fotosfera [7, 8].
- **Corona E (Emission)**: Consiste en líneas de emisión de iones altamente ionizados (ej. FeXIV), lo que fue crucial para deducir las altas temperaturas coroneales [8].

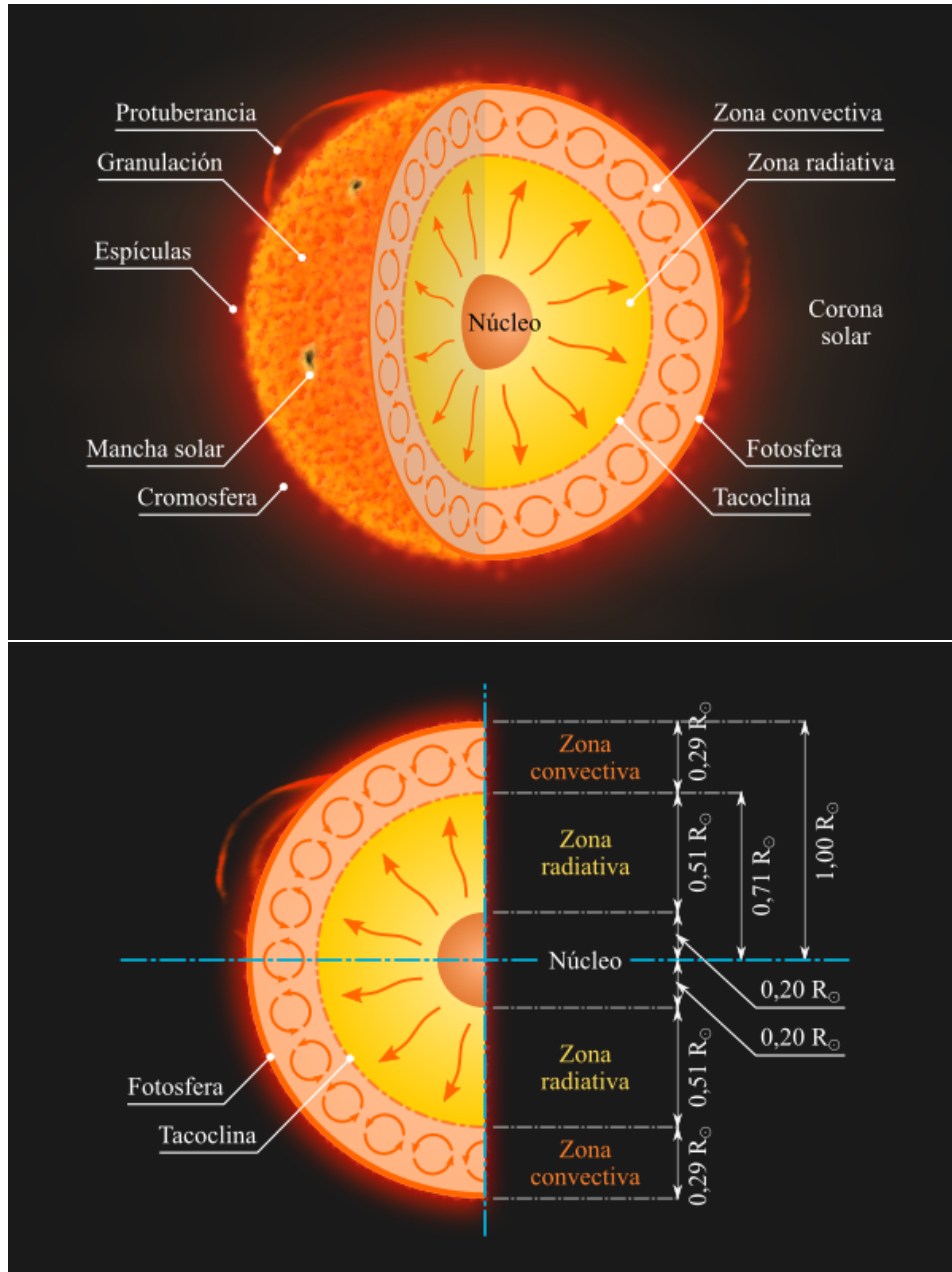


Figura 1: Estructura solar

1.2. La Dínamo Solar y su Mecanismo

El campo magnético del Sol se genera mediante un mecanismo de **dínamo magnetohidrodinámica (MHD)** en la zona convectiva, en interacción con la rotación diferencial y la tacoclina [3, 9]. La evolución del campo magnético $\vec{B}$ está gobernada por la ecuación de inducción [3, 10]:

$$\frac{\partial \vec{B}}{\partial t} = \nabla \times (\vec{v} \times \vec{B}) - \nabla \times (\eta \nabla \times \vec{B})$$

donde $\vec{v}$ es la velocidad del plasma y η la difusividad magnética. En el Sol, el número de Reynolds magnético $R_m = vL/\eta$ es muy grande ($R_m \gg 1$), lo que implica que el campo está "congelado" en el plasma [10].

1.2.1. El Modelo α - Ω

El modelo de dínamo más aceptado es el de α - Ω [11]:

- **Efecto Ω :** La rotación diferencial (más rápida en el ecuador) estira y convierte un campo magnético poloidal (norte-sur) en un campo toroidal (este-oeste), amplificándolo en la tacoclina [11, 12].
- **Efecto α :** La convección turbulenta y la fuerza de Coriolis tuercen las líneas de campo toroidal, regenerando el campo poloidal y cerrando el ciclo [11].

Este ciclo magnético completo dura aproximadamente 22 años, durante el cual la polaridad de los campos poloidal y toroidal se invierte y regresa a su estado original [13].

1.2.2. La Tacoclina

La tacoclina es la capa de transición entre la zona radiativa interna (con rotación rígida) y la zona convectiva externa (con rotación diferencial) [2]. Se caracteriza por un fuerte gradiente de velocidad angular y es considerada la región principal de almacenamiento y amplificación del campo magnético solar [12, 14]. Es clave para entender la periodicidad del ciclo solar y fenómenos como el Mínimo de Maunder [12, 15].

1.2.3. El Proceso Babcock-Leighton

Este modelo es crucial para explicar cómo se regenera el campo poloidal a gran escala. El flujo magnético de las manchas solares (regiones bipolares inclinadas) se desintegra, y el flujo de la polaridad siguiente migra hacia los polos mediante la circulación meridional. Este proceso cancela y reemplaza el campo polar existente, transformando efectivamente el campo toroidal de vuelta a poloidal, cerrando el ciclo de la dínamo [16-18].

1.2.4. Ley de Spörer y el Diagrama de Mariposa

La **Ley de Spörer** describe cómo la latitud de aparición de las manchas solares varía a lo largo del ciclo de 11 años. Al inicio de un ciclo, las manchas aparecen en latitudes altas ($\sim 30^\circ - 45^\circ$), y a medida que el ciclo avanza, su latitud promedio migra hacia el ecuador [15, 19]. Este patrón, cuando se grafica (latitud vs. tiempo), crea el famoso **diagrama de mariposa** [20].

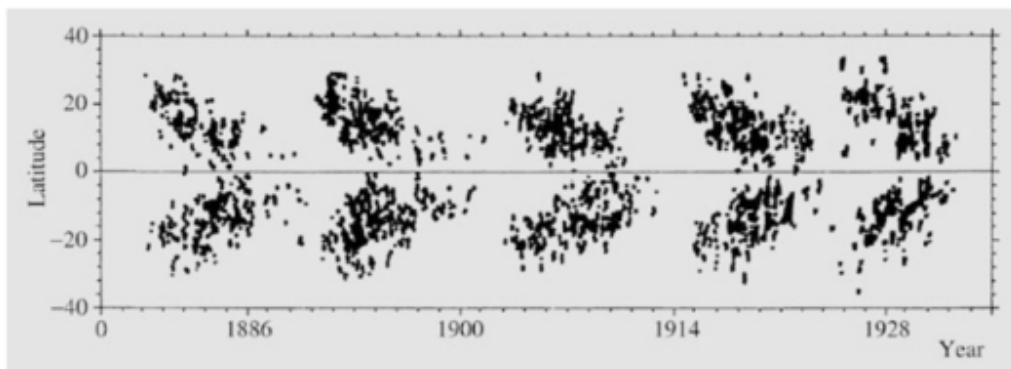


Figura 2: Diagrama de mariposa

1.2.5. El Mínimo de Maunder

El Mínimo de Maunder fue un período entre 1645 y 1715 caracterizado por una actividad solar drásticamente reducida, con casi ninguna mancha solar observada [21, 22]. Este evento coincidió con una fase fría de la Pequeña Edad de Hielo en Europa, aunque la relación causal es compleja y probablemente multifactorial [21, 23].

1.3. Fenómenos de la Actividad Solar

La actividad magnética del Sol se manifiesta a través de diversas estructuras y fenómenos gobernados por la MHD [4].

1.3.1. Manchas Solares y Fácúlas

Las **manchas solares** son regiones oscuras en la fotosfera con un campo magnético intenso (hasta varios kilo Gauß) que inhibe la convección, reduciendo su temperatura ($\sim 3500 - 4500$ K) [24]. Se componen de una umbra central oscura y una penumbra filamentosa [24]. Su número sigue un ciclo de ~ 11 años y son indicadores clave de la actividad solar [25]. Las **fácúlas** son regiones brillantes asociadas a concentraciones de flujo magnético, más notorias hacia el limbo solar, que modulan la irradiancia solar total [26].

1.3.2. Espículas

Son chorros finos y ascendentes de plasma que se extienden desde la cromosfera hacia la corona [26, 27]. Existen dos tipos: el **Tipo I**, más lento, y el **Tipo II**, más rápido y efímero, que podría contribuir a la masa y energía de la corona y el viento solar [28].

1.3.3. Bucles Coronales, Filamentos y Protuberancias

Los **bucles coronales** son arcos de plasma caliente ($\sim 10^6$ K) guiados por líneas de campo magnético cerradas, principalmente sobre regiones activas [27, 28]. Los **filamentos** o **protuberancias** son condensaciones de plasma frío y denso ($\sim 10^4$ K) suspendidas en la corona por el campo magnético [29, 30]. Se denominan filamentos cuando se ven como estructuras oscuras sobre el disco solar y protuberancias cuando se ven como arcos brillantes en el limbo [29, 30].

1.3.4. Helmet Streamers

Son grandes estructuras coronales con una base de bucles cerrados y una cúspide que se extiende hacia el espacio, formando la hoja de corriente heliosférica [31, 32]. Son la principal fuente del viento solar lento [31, 32].

1.3.5. Erupciones Solares (Flares)

Son explosiones repentinas de energía ($10^{22} - 10^{25}$ J) en la atmósfera solar, causadas por la **reconexión magnética** [33, 34]. Liberan radiación en todo el espectro electromagnético y se clasifican por su intensidad en rayos X (Clases A, B, C, M, X) [34]. Pueden perturbar la ionosfera terrestre y las comunicaciones [35].

1.3.6. Eyecciones de Masa Coronal (CMEs)

Son expulsiones masivas de plasma ($10^{12} - 10^{13}$ kg) y campo magnético desde la corona hacia el medio interplanetario, con velocidades de 100 a 3000 km/s [32, 36, 37]. Son un impulsor clave de las tormentas geomagnéticas en la Tierra [36, 38].

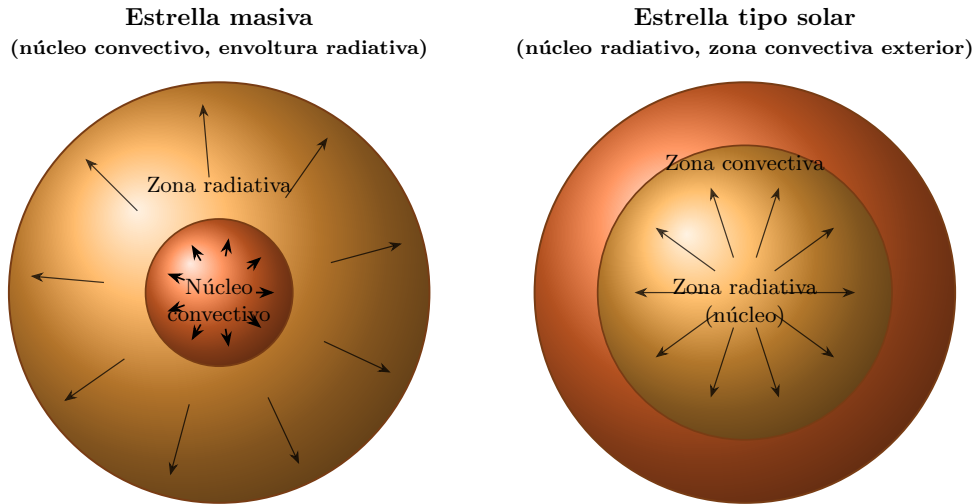
Cuadro 1: Comparativa de fenómenos solares [39].

Rasgo	Altura/Región	Escalas típicas	Física dominante / Observables
Gránulos	Fotosfera	1 Mm; 5–10 min	Convección; continuo, Fe I, Doppler
Fáculas	Fotosfera–baja cromó	$\lesssim$ decenas Mm; horas–días	Concentraciones kG; TSI
Espículas	Cromosfera	Alturas 4–10 Mm; 0.2–10 min	Chorros magnetizados; H α , Ca II
Bucles	Corona baja	Longitudes 10–200 Mm; min–horas	Calentamiento impulsivo/ondas; EUV/X
Prom./Protub.	Corona baja	Horas–semanas	Soporte magnético; H α , He I
Helmet Str.	Corona media-alta	$> R_{\odot}$; días	Hoja de corriente; luz blanca
CMEs	Corona $\rightarrow$ heliosfera	$10^{12} - 10^{13}$ kg; 100–3000 km/s	Pérdida de equilibrio; coronógrafos

1.4. Comparación con otros Cuerpos Celestes

1.4.1. Magnetismo en Estrellas Masivas vs. Tipo Solar

A diferencia de estrellas como el Sol, que generan su campo magnético en una zona convectiva externa, las estrellas masivas (tipos O y B) tienen una envoltura radiativa que inhibe este tipo de dínamo [40]. Por ello, la mayoría no presenta campos magnéticos intensos [41]. Las pocas estrellas masivas magnéticas que se observan probablemente albergan **campos fósiles**, remanentes de su formación, que son estables y de gran escala [42].



Esquemas cualitativos (no a escala). En estrellas masivas domina un *núcleo convectivo* y una *envoltura radiativa*; en estrellas tipo solar el transporte central es *radiativo* y la *convección* ocurre en la envoltura externa.

Figura 3: Estructura estelar

1.4.2. Campos Magnéticos Planetarios

Muchos planetas generan campos magnéticos mediante un mecanismo de dínamo interna que requiere un fluido conductor en rotación y convección [43]. La evolución del campo magnético se describe por la misma ecuación de inducción que en el Sol [44].

- **Planetas rocosos** (Tierra, Mercurio): La dínamo opera en un núcleo externo de hierro-níquel líquido [43, 45].
- **Gigantes gaseosos** (Júpiter, Saturno): El fluido conductor es **hidrógeno metálico líquido**, un estado de la materia que se alcanza a presiones extremas y que es altamente conductor. Esto genera campos magnéticos muy intensos (el de Júpiter es $\sim 20,000$ veces más fuerte que el terrestre) [43, 46, 47].

- **Gigantes helados** (Urano, Neptuno): La dínamo actúa en una capa iónica de agua, amoníaco y metano [43, 47].

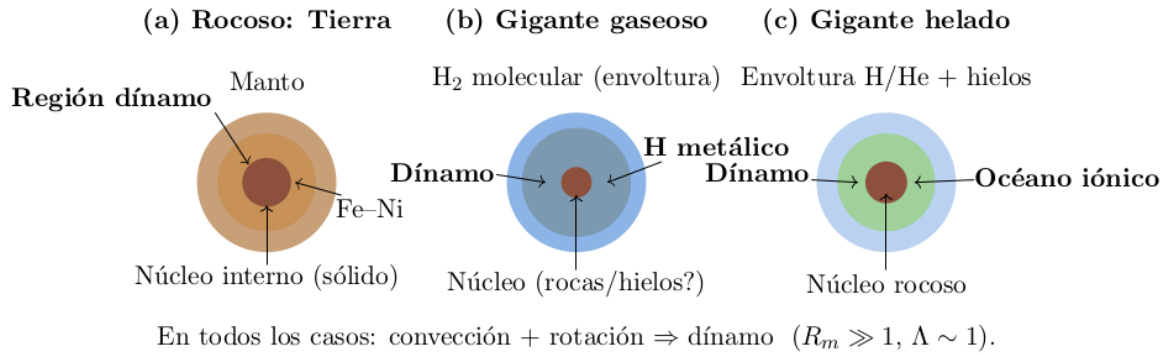


Figura 4: Regiones dínamo planetarias: (a) núcleo externo líquido en rocosos; (b) hidrógeno metálico líquido en gigantes gaseosos; (c) “océano iónico” en gigantes helados [46].

Cuadro 2: Comparativa de parámetros relevantes para dínamos planetarias [48, 49].

Planeta	Período (h)	B_{eq} (μT / G)	Región dínamo (conductor; radio fracc.)
Tierra	23.93	~ 31 / 0.31	Núcleo externo (Fe–Ni líquido; 0.19–0.55 $R_{\oplus}$)
Júpiter	9.93	~ 430 / 4.3	H metálico líquido (0.2–0.8 R_J)
Saturno	10.7	~ 21 / 0.21	H metálico líquido (~ 0.5 –0.7 R_S)
Urano	17.24	~ 23 / 0.23	Océano iónico (H ₂ O–NH ₃ –CH ₄ ; 0.42–0.8 R_U)
Neptuno	16.11	~ 14 / 0.14	Océano iónico (H ₂ O–NH ₃ –CH ₄ ; 0.42–0.8 R_N)

2. El Medio Interplanetario

2.1. El Viento Solar

El viento solar es un flujo continuo y supersónico de plasma (protones, electrones, partículas alfa) que se expande desde la corona solar a todo el sistema solar [50]. Sus características típicas cerca de la Tierra son una densidad de ~ 5 partículas/cm³ y velocidades de 300 a 800 km/s [50]. El modelo de Parker describe su expansión radial [51]. Existen dos tipos principales de viento solar [50]:

- **Viento lento:** ~ 300 - 400 km/s, asociado con los *helmet streamers* y regiones ecuatoriales [50].
- **Viento rápido:** ~ 700 - 800 km/s, que emana de los agujeros coronales, generalmente en las zonas polares del Sol [50].

2.2. Campo Magnético Interplanetario (IMF) y la Espiral de Parker

El campo magnético solar es arrastrado por el viento solar, formando el **Campo Magnético Interplanetario (IMF)** [52]. Debido a la rotación del Sol, las líneas de campo no son radiales, sino que forman una espiral de Arquímedes conocida como la **espiral de Parker** [53, 54]. La ecuación de la espiral es [54]:

$$r(\phi) = \frac{V_{sw}}{\Omega_{\odot}}(\phi - \phi_0)$$

donde V_{sw} es la velocidad del viento solar y $\Omega_{\odot}$ la velocidad angular del Sol. La **hoja de corriente heliosférica** es una vasta superficie que separa regiones del IMF con polaridad magnética opuesta, adoptando una forma ondulada similar a una "falda de bailarina" [53]. El IMF es el vínculo magnético fundamental entre el Sol y los planetas [55].

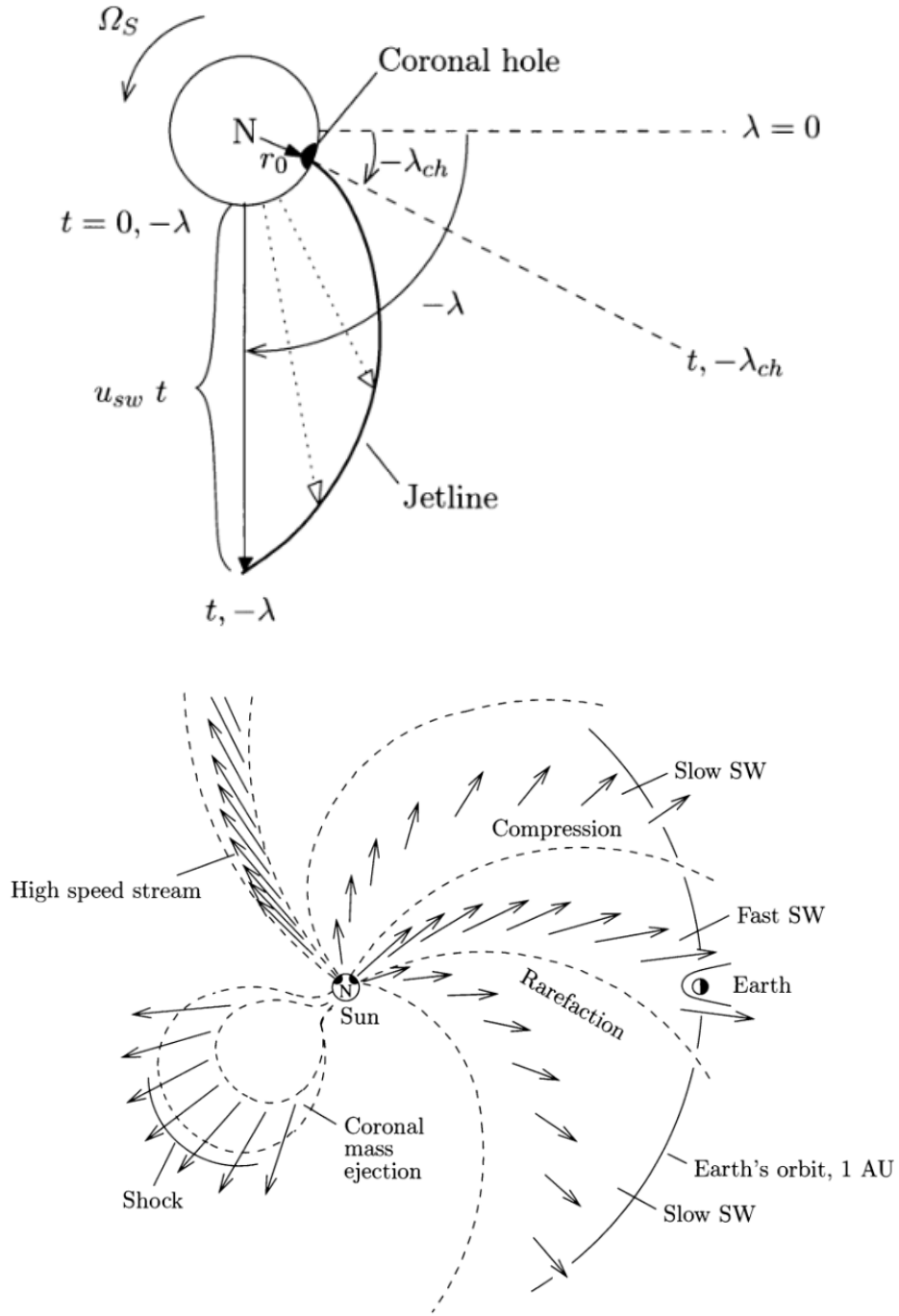


Figura 5: Espiral de Parker y la Bailarina

3. La Magnetosfera Terrestre y su Dinámica

3.1. Estructura General y Fronteras

La magnetosfera es la región del espacio dominada por el campo magnético terrestre, que actúa como un escudo protector contra el viento solar [56]. Su forma resulta del equilibrio entre la presión dinámica del viento solar y la presión magnética de la Tierra [56].

3.1.1. Choque de Proa (Bow Shock)

Es la zona donde el viento solar supersónico se frena bruscamente al encontrar el obstáculo que representa la magnetosfera terrestre [54, 56].

3.1.2. La Magnetopausa

Es la frontera exterior de la magnetosfera, donde la presión dinámica del viento solar se equilibra con la presión del campo magnético terrestre [54, 57, 58]. El balance de presiones se expresa como [57, 59]:

$$\frac{B^2}{2\mu_0} \approx \frac{1}{2}\rho V^2$$

Su posición típica en el lado diurno es de ~ 10 radios terrestres ($R_\oplus$), pero es muy dinámica y varía con las condiciones del viento solar [60].

3.1.3. Cola Magnetosférica y Hoja de Corriente

La **cola magnetosférica (magnetotail)** es una región alargada en el lado nocturno, que se extiende millones de kilómetros [58]. Dentro de ella se encuentra la **hoja de corriente**, una capa delgada de plasma y corriente eléctrica que separa los lóbulos norte y sur de la cola, que tienen polaridad magnética opuesta [61, 62]. Esta región es un sitio clave para la reconexión magnética y el almacenamiento de energía [62].

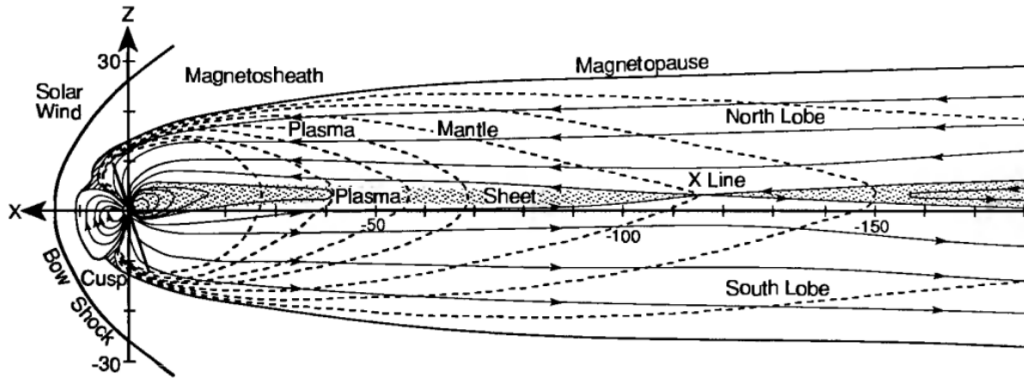


Figura 6: Magnetosfera

3.2. Reconexión Magnética

La reconexión magnética es un proceso fundamental en plasmas mediante el cual líneas de campo magnético de orientación opuesta se rompen y reconectan, liberando energía de forma explosiva [63, 64]. Este proceso es crucial tanto en el Sol (causante de erupciones y CMEs) como en la magnetosfera terrestre [65, 66]. La transferencia de energía y plasma del viento solar a la magnetosfera es especialmente eficiente cuando la componente del IMF es hacia el sur ($B_z < 0$) [53].

3.2.1. Modelos de Reconexión

- **Modelo de Sweet-Parker (1957-58):** Considera una lámina de corriente larga y delgada. Predice una velocidad de reconexión lenta [66, 67]:

$$v_{in} \sim \frac{v_A}{\sqrt{S}}$$

donde $v_A = B/\sqrt{\mu_0\rho}$ es la velocidad de Alfvén del plasma y $S = Lv_A/\eta$ (L es la escala de longitud típica del sistema, η es la difusividad magnética) es el número de Lundquist, que es muy grande en plasmas astrofísicos. Este modelo es demasiado lento para explicar fenómenos explosivos [68].

- **Modelo de Petschek (1964):** Propone que la reconexión ocurre en una región mucho más pequeña, con ondas de choque que facilitan una salida rápida del plasma. Predice una velocidad mucho mayor [67, 68]:

$$v_{in} \sim \frac{v_A}{\ln S}$$

Esta velocidad es compatible con las observaciones de fulguraciones solares y subtormentas magnéticas [69].

3.3. Cinturones de Radiación de van Allen

Son regiones toroidales alrededor de la Tierra donde partículas cargadas de alta energía (protones y electrones) quedan atrapadas por el campo magnético terrestre [70]. Fueron descubiertos en 1958 por el satélite Explorer 1 [70].

- **Cinturón interno:** Ubicado entre $\sim 1,000$ y $12,000$ km de altitud, está dominado por protones energéticos (decenas de MeV) [71].
- **Cinturón externo:** Se extiende entre $\sim 13,000$ y $60,000$ km y está dominado por electrones relativistas. Su dinámica está fuertemente acoplada a la actividad solar [71].

Las partículas atrapadas realizan tres movimientos: giro ciclotrón, rebote entre hemisferios y deriva longitudinal [72, 73]. Estos cinturones representan un peligro para satélites y astronautas, pero también son un laboratorio natural para la física de plasmas [74, 75].

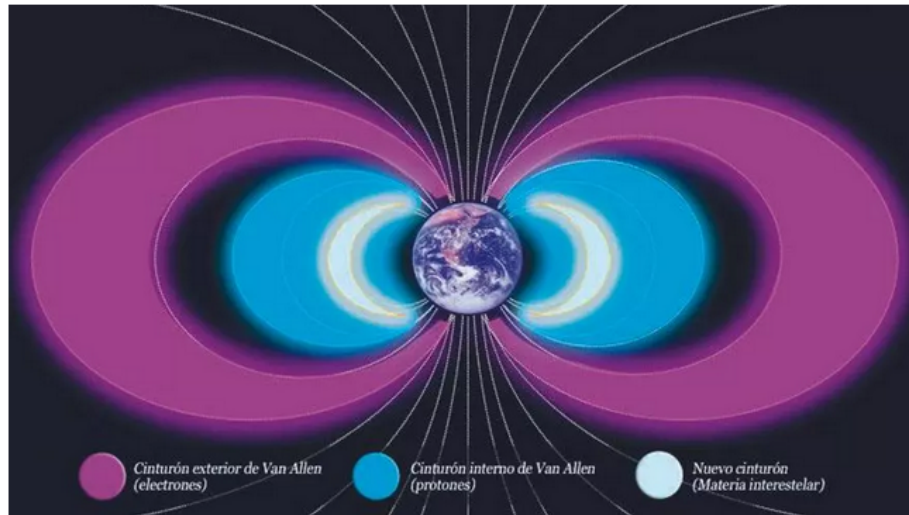


Figura 7: Cinturones de van Allen

3.3.1. El Mecanismo CRAND

El **Cosmic Ray Albedo Neutron Decay (CRAND)** es el proceso principal que puebla el cinturón interno con protones de alta energía [76]. Los rayos cósmicos galácticos impactan la atmósfera superior, produciendo neutrones secundarios [77]. Algunos de estos neutrones escapan hacia la magnetosfera y decaen ($n \rightarrow p^+ + e^- + \bar{\nu}_e$) con una vida media de ~ 886 s. Los protones resultantes son atrapados por el campo magnético, formando el cinturón interno [77, 78].

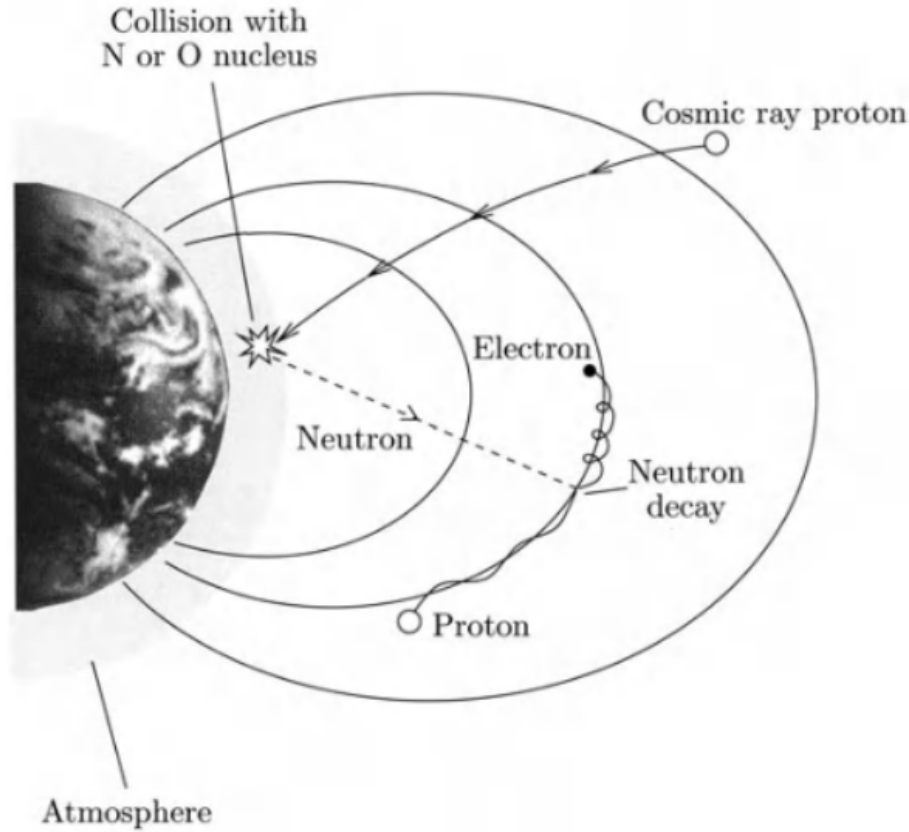


Figura 8: CRAND

3.4. Espejos Magnéticos, Auroras y Precipitación de Partículas

El campo magnético terrestre se intensifica hacia los polos, creando una configuración de **espejo magnético** natural [79, 80]. Las partículas cargadas atrapadas en los cinturones de van Allen rebotan entre los hemisferios debido a este efecto, ya que su momento magnético $\mu = mv_{\perp}^2/(2B)$ se conserva [81]. Sin embargo, las partículas con un ángulo de paso (pitch angle) muy pequeño no son reflejadas y pueden precipitarse en la atmósfera superior en las regiones polares [82]. Al colisionar con átomos de oxígeno y nitrógeno, los excitan, y estos emiten luz visible, creando las **auroras boreales y australes** [54, 82]. Los colores característicos dependen del átomo excitado: el verde (557.7 nm) y el rojo (630.0 nm) provienen del oxígeno, mientras que el azul/violeta proviene del nitrógeno [37, 73]. Este mecanismo explica por qué las auroras se forman en óvalos alrededor de los polos magnéticos [82].

3.5. Tormentas y Subtormentas Geomagnéticas

Son perturbaciones a gran escala de la magnetosfera causadas por la interacción con el viento solar [83].

- **Subtormentas magnéticas:** Son liberaciones de energía transitorias (~ 1 -3 horas) y localizadas, almacenadas en la cola magnetosférica [84]. Se desencadenan por reconexión magnética en la hoja de corriente y se manifiestan como intensificaciones aurorales bruscas [84, 85].
- **Tormentas geomagnéticas:** Son perturbaciones globales y de larga duración (días) [83]. Son causadas principalmente por la llegada de CMEs o vientos solares rápidos con un IMF orientado hacia el sur ($B_z < 0$), lo que permite una transferencia de energía sostenida a la magnetosfera

[86]. Provocan una intensificación de la **corriente de anillo** y pueden tener efectos adversos en redes eléctricas y satélites [84, 87]. Una tormenta geomagnética a menudo está compuesta por múltiples subtormentas sucesivas [85].

3.6. Clima Espacial

El término **clima espacial** describe las condiciones variables en el espacio, originadas por la actividad solar, que pueden afectar a la tecnología y la vida en la Tierra [88]. Los efectos incluyen tormentas geomagnéticas que inducen corrientes en redes eléctricas, aumento de la radiación para astronautas y vuelos polares, daños en satélites y sistemas de GPS, e interferencia en telecomunicaciones [88, 89].

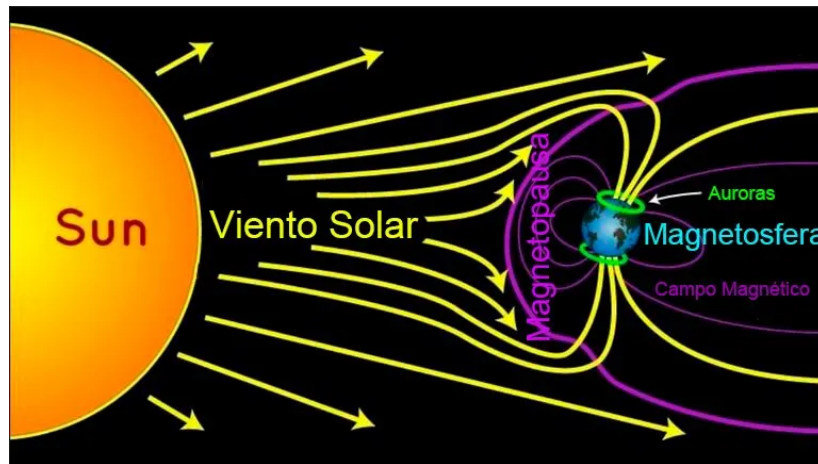


Figura 9: Clima Espacial

Referencias

- [1] Akasofu, S.-I. (1964). The development of the auroral substorm. *Planetary and Space Science*, 12, 273–282.
- [2] Aschwanden, M. J. (2004). *Physics of the Solar Corona: An Introduction*. Springer.
- [3] Baker, D. N. et al. (2013). A Long-Lived Relativistic Electron Storage Ring Embedded in Earth’s Outer Van Allen Belt. *Science*, 340, 186–190.
- [4] Benz, A. O. (2017). Flare Observations. *Living Reviews in Solar Physics*, 14(2).
- [5] Cao, H. & Stevenson, D. (2017). Planetary dynamos and magnetic fields. *SSRv*, 212, 1517–1540.
- [6] Charbonneau, P. (2020). Dynamo Models of the Solar Cycle. *Living Reviews in Solar Physics*, 17(4).
- [7] Chen, F. F. (2016). *Introduction to Plasma Physics and Controlled Fusion*, 3rd ed. Springer.
- [8] Chen, P. F. (2011). Coronal mass ejections: Models and their observational basis. *Living Reviews in Solar Physics*, 8(1).
- [9] Christensen, U. R. & Aubert, J. (2006). Scaling properties of convection-driven dynamos. *Geophys. J. Int.*, 166, 97–114.
- [10] De Pontieu, B. et al. (2007). A Tale of Two Spicules: The Impact of Spicules on the Corona and Solar Wind. *Publ. Astron. Soc. Japan*, 59, S655–S662.
- [11] De Pontieu, B. et al. (2014). The Interface Region Imaging Spectrograph (IRIS). *Solar Phys.*, 289, 2733–2779.
- [12] Dungey, J. W. (1961). Interplanetary Magnetic Field and the Auroral Zones. *Phys. Rev. Lett.*, 6, 47–48.
- [13] Foukal, P. (2004). *Solar Astrophysics*. Wiley-VCH.
- [14] Golub, L. & Pasachoff, J. (2009). *The Solar Corona*, 2nd ed. Cambridge University Press.
- [15] González, W. D. & Parker, E. N. (2016). *Magnetic Reconnection: Concepts and Applications*. Springer.
- [16] Gonzalez, W. D. et al. (1994). What is a Geomagnetic Storm?. *J. Geophys. Res.*, 99, 5771–5792.
- [17] Gopalswamy, N. (2006). Coronal Mass Ejections and Type II Radio Bursts. *Washington DC American Geophysical Union Geophysical Monograph Series*, 165, 207–220.
- [18] Guillot, T. (2005). Interiors of Giant Planets. *Annu. Rev. Earth Planet. Sci.*, 33, 493–530.
- [19] Hathaway, D. H. (2015). The Solar Cycle. *Living Reviews in Solar Physics*, 12(4).
- [20] Hones, E. W. (1979). Transient phenomena in the magnetotail and their relation to substorms. *Space Science Reviews*, 23, 393–410.
- [21] Hudson, H. S. (2011). Global properties of solar flares. *Space Science Reviews*, 158, 5–41.
- [22] Hundhausen, A. J. (1993). Sizes and locations of coronal mass ejections. *J. Geophys. Res.*, 98, 13177–13200.

- [23] Kivelson, M. G. & Russell, C. T. (eds.) (1995). *Introduction to Space Physics*. Cambridge University Press.
- [24] Klimchuk, J. A. (2006). On Solving the Coronal Heating Problem. *Solar Phys.*, 234, 41–77.
- [25] Koskinen, H. E. J. (2011). *Physics of Space Storms: From the Solar Surface to the Earth*. Springer.
- [26] Kosovichev, A. (2020). *The Sun: A Primer for Space Weather*. Oxford University Press.
- [27] Mackay, D. H. et al. (2010). Physics of Solar Prominences: II—Magnetic Structure and Dynamics. *Space Sci. Rev.*, 151, 333–399.
- [28] Miesch, M. S. (2005). Large-scale dynamics of the convection zone and tachocline. *Living Reviews in Solar Physics*, 2(1).
- [29] Millan, R. M. & Thorne, R. M. (2007). Review of radiation belt relativistic electron losses. *J. Atmos. Solar-Terr. Phys.*, 69, 362–377.
- [30] Moffatt, H. K. (1978). *Magnetic Field Generation in Electrically Conducting Fluids*. Cambridge University Press.
- [31] Northrop, T. G. (1963). *The Adiabatic Motion of Charged Particles*. Interscience.
- [32] Parenti, S. (2014). Solar Prominences: Observations. *Living Reviews in Solar Physics*, 11(1).
- [33] Parker, E. N. (1955). Hydromagnetic Dynamo Models. *Astrophysical Journal*, 122, 293–314.
- [34] Parker, E. N. (1957). Sweet’s Mechanism for Merging Magnetic Fields in Conducting Fluids. *J. Geophys. Res.*, 62, 509–520.
- [35] Parker, E. N. (1958). Dynamics of the interplanetary gas and magnetic fields. *Astrophysical Journal*, 128, 664.
- [36] Paschmann, G., Haaland, S., & Treumann, R. (2002). *Auroral Plasma Physics*. Space Science Series of ISSI, Springer.
- [37] Petschek, H. E. (1964). Magnetic Field Annihilation. In *Physics of Solar Flares*, NASA SP-50, 425–439.
- [38] Phillips, K. J. H., Feldman, U., & Landi, E. (2012). *Ultraviolet and X-ray Spectroscopy of the Solar Atmosphere*. Cambridge University Press.
- [39] Priest, E. (2014). *Magnetohydrodynamics of the Sun*. Cambridge University Press.
- [40] Priest, E. & Forbes, T. (2000). *Magnetic Reconnection: MHD Theory and Applications*. Cambridge University Press.
- [41] Pulkkinen, T. (2007). Space Weather: Terrestrial Perspective. *Living Reviews in Solar Physics*, 4(1).
- [42] Rachmeler, L. et al. (2022). The Large-Scale Structure of the Solar Corona and Heliosphere. *Space Sci. Rev.*, 218, 29.
- [43] Rempel, M. & Schüssler, M. (2014). Intense magnetic flux tubes and faculae in radiative MHD simulations. *ApJ*, 789, 132.

- [44] Roederer, J. G. (1970). *Dynamics of Geomagnetically Trapped Radiation*. Springer.
- [45] Schmieder, B., Malherbe, J. M., & Wu, S. T. (2014). Magnetic structures of solar filaments. *Solar Physics*, 289, 411–428.
- [46] Schrijver, C. J. & Siscoe, G. L. (2010). *Heliophysics: Space Storms and Radiation: Causes and Effects*. Cambridge University Press.
- [47] Schrijver, C. J. & Zwaan, C. (2000). *Solar and Stellar Magnetic Activity*. Cambridge Univ. Press.
- [48] Shibata, K. & Magara, T. (2011). Solar flares: magnetohydrodynamic processes. *Living Reviews in Solar Physics*, 8(6).
- [49] Singer, S. F. (1958). Trapped Albedo Theory of the Radiation Belt. *Phys. Rev. Lett.*, 1, 171–173.
- [50] Smith, E. J. (1995). The heliospheric magnetic field. *J. Geophys. Res.*, 100, 1953–1964.
- [51] Spiegel, E. A. & Zahn, J.-P. (1992). The solar tachocline. *Astronomy and Astrophysics*, 265, 106–114.
- [52] Stevenson, D. J. (2003). Planetary magnetic fields. *EPSL*, 208, 1–11.
- [53] Stix, M. (2004). *The Sun: An Introduction*, 2nd ed. Springer.
- [54] Sweet, P. A. (1958). The Neutral Point Theory of Solar Flares. In *Electromagnetic Phenomena in Cosmical Physics*, ed. B. Lehnert, IAU Symposium 6, 123.
- [55] Tandberg-Hanssen, E. (1995). *The Nature of Solar Prominences*. Kluwer Academic Publishers.
- [56] Tsurutani, B. T. & Gonzalez, W. D. (1997). The interplanetary causes of magnetic storms: A review. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 102(A1), 141–172.
- [57] Van Allen, J. A. (1959). The Geomagnetically Trapped Corpuscular Radiation. *J. Geophys. Res.*, 64, 1683–1689.
- [58] Vaquero, J. M. & Vázquez, M. (2016). *The Sun Recorded Through History: Scientific Data Extracted from Historical Documents*. Springer.
- [59] Warmuth, A. & Mann, G. (2015). Kinematics of coronal shock waves. *Astronomy & Astrophysics Review*, 23(3).