

Aplicaciones: El entorno espacial de plasma y sus efectos

De José Manuel Donoso , desde notas previas de L. Conde y guiones de clase

Octubre 2025

Resumen

Como se ha visto en las clases, el entorno espacial, o "space weather" "space environment", es un campo de estudio interdisciplinar que abarca desde la física básica a la astrofísica y la ingeniería espacial. Se ha visto que la presencia del plasma ionosférico o interplanetario y la radiación afecta a la navegación espacial e incluso, indirectamente sobre todo, a la vida en nuestro planeta, a nuestras actividades vinculadas al uso de la tecnología de comunicaciones. Tratamos ante todo las interacciones físicas entre la radiación electromagnética, partículas cargadas y campos magnéticos sobre vehículos espaciales, lo que requiere conocimientos de física del plasma que se han tratado en la primera parte del curso. Se aplican ahora estos fundamentos teóricos y observacionales (estelas de plasma, carga eléctrica acumulada ...), usando ecuaciones de modelos matemáticos de clara efectividad en la descripción del entorno planetario, el sistema solar, la radiación, aplicando la física del plasma asociada.

En estas clases se tratan los efectos del entorno de plasma con modelos físicos para el viento solar, su interacción con vehículos espaciales en las diversas órbitas terrestres. En este contexto se referencian fenómenos como las tormentas geomagnéticas y su impacto en misiones espaciales. Este resumen se refiere a las clases sobre aplicaciones de teoría de plasma según varios capítulos de libros dados en la bibliografía (Hastings, Tribble ...). Añado varios apéndices para invitar a profundizar en los temas que tratan y para repaso que puede servir para problemas/examen del curso.

En la web de la asignatura se da material adicional relacionado con las referencias a conceptos e ideas de este resumen (consultar artículos científicos indexados con trabajos de revisión).

Índice

1. Introducción al Entorno Espacial	3
2. Entorno Planetario y Magnetosfera Terrestre	3
2.0.1. Estructura y Límites Externos de la Magnetosfera	3
2.1. Modelos Matemáticos de la Magnetosfera	4
3. El Viento Solar y el Sistema Solar	5
3.1. Aceleración y Fuentes del Viento Solar Lento	5
3.2. Fenómenos Transitorios: Eyecciones de Masa de la Corona (CME)	6
3.3. Modelos Físicos para el Viento Solar	6
3.3.1. Modelos Magnetohidrodinámicos (MHD)	7
3.3.2. Modelo de Parker Inicial	8
3.4. Modelos Cinéticos. Funciones de Distribución	8
4. Radiación y Física del Plasma	8

5. Recolección de Carga en Vehículos Espaciales	9
5.0.1. Objeto sin Polarización en LEO	9
5.0.2. Objeto con Polarización en LEO	10
5.0.3. Vehículo en LEO	10
6. Tormentas Magnéticas y Clima Espacial	11
6.1. Origen de las Tormentas Magnéticas	11
6.2. Efectos en Satélites en Diferentes Órbitas	11
7. Sobre las Estelas de Plasma	11
8. Estrategias de Mitigación de Efectos	12
APÉNDICES	12
A. Misiones Activas para Caracterizar el Viento Solar	12
A.1. Misiones Principales	12
A.2. Impacto Científico	13
B. Efectos de la Ionosfera en Transmisiones de Radio y TV	13
B.1. Mecanismos Físicos de Interferencia	13
C. Auroras Boreales y Australes: Procesos Físicos y Modelos de Plasma	14
C.1. Mecanismos Físicos de las Auroras	14
D. Efectos del Viento Solar en Seres Vivos	15
D.1. Efectos Indirectos del Viento Solar	15
E. Revisito Escalas de tiempo y espacio en Física de Plasmas	16
E.1. Apantallamiento de Debye	16
E.2. Oscilaciones de Plasma	17
E.3. Movimiento de Cargas en Campos Electromagnéticos	17
F. Términos colisionales de Fokker-Planck en la Física del Entorno Espacial	18
G. Distribuciones Maxwelliana y Kappa	19
Referencias	21

1. Introducción al Entorno Espacial

El entorno espacial, compuesto esencialmente por el viento solar y la interacción de éste con el campo magnético terrestre configurando la magnetosfera, representa un factor determinante para el diseño y operación de misiones espaciales. La comprensión de su dinámica requiere modelos físicos complejos y un conocimiento detallado de sus efectos sobre vehículos espaciales según la órbita que cada uno ejecute Gombosi [2004], Tribble [2003]. Por ejemplo, en órbitas bajas, LEO, domina el arrastre y la carga eléctrica acumulada en superficie, que siempre se observa, pero en órbitas medias, MEO, los efectos por radiación son ya relevantes y más aún en las órbitas geosíncronas GEO. El daño en superficies y sistemas electrónicos embarcados puede ser catastrófico. Los modelos de plasma vistos en clase, tiene su aplicación en este contexto, desde el hidrodinámico de Parker hasta simulaciones cinéticas con códigos PIC, que permiten predecir y mitigar estos efectos Parker [1958], European Cooperation for Space Standardization (ECSS) [2008].

El conocimiento sobre plasma y la caracterización del mismo con sondas en misiones dedicadas es fundamental en Entorno Espacial. En la antigua Grecia, se creía que toda la materia se componía de los cuatro estados fundamentales: tierra, agua, aire y fuego, curiosamente, hoy la cultura popular ya cuenta con el conocimiento de que hay cuatro estados básicos de la materia que etiquetamos como sólido, líquido, gas y plasma Chen [1984], Bittencourt [1986]. A nivel más profundo, sabemos que las diferencias entre los estados de la materia condensada se deben a la energía térmica (agitación de partículas) disponible: si un sólido se calienta (aporte de energía por calor) se puede pasar a estado líquido líquido y de éste a gas. Es lógico pensar que dando energía al gas se produce un estado en el que, por choques, las partículas (átomos o moléculas) pueden perder o ganar carga eléctrica, formando un plasma que, por tanto, se produce cuando un electrón atómico recibe suficiente energía para escapar de la atracción eléctrica del núcleo. Más formalmente, un plasma puede ser un gas de partículas neutras y otras cargadas eléctricamente en el que la

energía potencial de atracción coulombiana entre una partícula de referencia (prueba) con otra carga próxima es menor que su energía cinética. En el plasma, los electrones tienen suficiente cinética para permanecer casi-libres respecto al resto de partículas con carga, sin este nivel de agitación térmica (energía cinética, en el fondo) se recombinarían rápidamente y se restablecería la neutralidad absoluta, dando un gas de neutros.

Se intuye que no estamos ante un estado de equilibrio termodinámico clásico que atribuimos a la materia condensada en los tres estados estables, siempre el estado de plasma ha de ser sostenido con aporte de energía. En la mayoría de los plasmas, la densidad de electrones n_e es igual a la densidad de iones n_i , hay pues una neutralidad eléctrica en entornos de volumen dados que puede violarse microscópicamente, siendo su característica más definitoria el que es un sistema de partículas que responde colectivamente ante acción de campos electromagnéticos. Más del 99% del universo, el Sol y las estrellas, está en un estado de plasma (ver el NRL PLasam Formulary) Baumjohann and Treumann [1997].

2. Entorno Planetario y Magnetosfera Terrestre

El entorno planetario es el espacio físico (zona caracterizable por propiedades físicas, termodinámicas, campos...) relativo a la región de influencia gravitacional, magnética y atmosférica de un planeta por interacción de partículas del espacio interplanetario (del Sol o exo-sistema solar) con la magnetosfera (zona donde el campo magnético es relevante) y la ionosfera planetaria Kivelson and Russell [1995a]. Para la Tierra, este entorno va desde la superficie hasta varios radios terrestres R_E , estando delimitado por la llamada *pausa de Chapman* de radio $r \approx 10R_E$.

2.0.1. Estructura y Límites Externos de la Magnetosfera

La zona más inmediata a la superficie y que es parte esencial del entorno espacial es la magnetosfera terrestre que puede entenderse como una cavidad dinámica (varía temporal y espacialmente de noche a día) for-

mada por la interacción del campo magnético del planeta con el viento solar (extensión de plasma solar) y que está delimitada por la **magnetopausa** Kivelson and Russell [1995b]. La magnetosfera terrestre actúa de escudo dinámico contra el viento solar al confinar partículas con carga de éste. Su estructura incluye:

Línea de campo cerrada: En la región ecuatorial, las líneas magnéticas forman un dipolo (modelo dipolar de Chapman-Ferraro), confinando plasma atrapado en las cinturones de radiación de Van Allen (cinturón interno: protones de 1-10 MeV a 1.5-2 R_E ; cinturón externo: electrones relativistas a 3-7 R_E).

Línea de campo abierta: En las regiones polares, la reconexión magnética permite la entrada de plasma solar, generando auroras y subtormentas.

Así, sus componentes principales son:

- **Onda de choque de proa o frontal (Bow Shock, técnicamente)** A 13-15 R_E en dirección solar, donde el viento solar supersónico se vuelve subsónico.
- **Magnetopausa** Límite a 10-12 R_E en el lado diurno, separando el plasma magnetosférico del viento solar.

Las llamadas Regiones Internas son:

- **Magnetocola** (Magnetotail) Estructura alargada en el lado nocturno, extendida cientos de R_E , con lóbulos norte/sur separados por la lámina de plasma.
- **Cinturones de Van Allen** Regiones toroidales de partículas atrapadas:
 - Cinturón interno (1-2 R_E): Protones energéticos (10-100 MeV).
 - Cinturón externo (3-7 R_E): Electrones relativistas (0.1-10 MeV).
- **Corriente de anillo:** (Ring Current) Es una corriente toroidal de iones y electrones (1-300 keV) entre 2-7 R_E . Ver gráficas de la Presentación del curso.

Los procesos físicos característicos relevantes en estas zonas son:

- **Reconexión magnética:** Transfiere energía del viento solar al interior magnetosférico.

- **Inyección de plasma:** Transporte desde la magnetocola a los cinturones durante tormentas geomagnéticas.

Donde el fenómeno de reconexión magnética, comentado brevemente en clase, se refiere a la destrucción y formación de líneas de campo magnético en la zona donde los campos magnéticos solar y terrestre confluyen (más en líneas anti-paralelas), esta variación del campo B produce campos eléctricos inducidos que transfieren energía (enorme) a electrones e iones.

La línea que marca la región donde los campos magnéticos solar y terrestre son aproximadamente de igual magnitud se refiere como la **línea de magnetopausa**. Dado que las líneas de campo magnético del Sol fluyen hacia fuera de su corona, la magnetopausa fluye alrededor de la Tierra arrastrándose hacia el espacio en el lado nocturno. Periódicamente, se observan fluctuaciones en el campo magnético del Sol. Estas fluctuaciones resultan en una compresión de las líneas de campo magnético de la Tierra, que se refieren como tormentas geomagnéticas.

2.1. Modelos Matemáticos de la Magnetosfera

Matemáticamente, el campo magnético terrestre puede modelarse como un campo dipolar (debido aun dipolo con polos Norte y Sur invertidos respecto a los polos geográficos) como:

$$\mathbf{B}(\mathbf{r}) = \frac{\mu_0}{4\pi} \left[\frac{3(\mathbf{m} \cdot \mathbf{r})\mathbf{r} - \mathbf{m}}{r^3} \right] \quad (1)$$

donde \mathbf{m} es el momento magnético terrestre ($m \approx 8 \times 10^{22} \text{ A m}^2$), y μ_0 es la permeabilidad del vacío. Perturbaciones debidas al viento solar (corrientes eléctricas de cargas energéticas) distorsionan esta geometría comprimiendo la magnetosfera del lado diurno y extendiendo la cola magnética en el lado nocturno hasta cientos de R_E . En particular, el campo magnético interno se aproxima por esto como:

$$\mathbf{B} = \frac{B_0 R_E^3}{r^3} \left(2 \cos \theta \hat{\mathbf{r}} + \sin \theta \hat{\boldsymbol{\theta}} \right) \quad (2)$$

donde $B_0 \approx 3,12 \times 10^{-5} \text{ T}$ Kivelson and Russell [1995b]. El modelo de Chapman-Ferraro describe el

equilibrio en la magnetopausa:

$$\frac{1}{2}\rho v^2 = \frac{B^2}{2\mu_0} \quad (3)$$

No obstante, para ciertas misiones y para analizar efectos de transmisiones de señales, hay que recurrir a modelos más sofisticados que los modelos MHD ideal (no resistiva), plasma como fluido único conductor Birdsall and Langdon [2004]:

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

$$\rho \left(\frac{\partial \mathbf{v}}{\partial t} + \mathbf{v} \cdot \nabla \mathbf{v} \right) = -\nabla p + \mathbf{J} \times \mathbf{B} \quad (5)$$

$$\nabla \times \mathbf{B} = \mu_0 \mathbf{J} \quad (6)$$

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) + \eta \nabla^2 \mathbf{B} \quad (7)$$

que se completan con modelos de partículas que describen efectos no capturado por las ecuaciones fluidas, tales como modelos cinéticos teóricos u otros que incluyen simulaciones Particle-In-Cell PIC (resuelve movimiento individual de macropartículas simulando dinámica Newtoniana, tal vez con correcciones estocásticas, de partículas en campos) y modelos híbridos (iones como partículas, electrones como fluido, vistos en clase).

3. El Viento Solar y el Sistema Solar

El viento solar (VS, Solar Wind) puede entenderse como un sistema de plasma expansión continua de la corona solar, es un plasma caliente y magnetizado compuesto principalmente por protones, electrones (95%) y núcleos de helio (4%, partículas alfa) Parker [1958], Kivelson and Russell [1995b]. En la órbita terrestre (1 UA), tiene una temperatura promedio de 10^5 K, una velocidad media de 400 km/s (con variaciones hasta 800 km/s), una densidad de $1-10$ partículas/ cm^3 , y un campo magnético interplanetario (IMF) de $1-10$ nT, alcanzando hasta 50 nT en zonas con ondas intensificadas de choque.

Así pues, el sistema solar es un sistema dinámico de plasma dominado por el Sol, que representa el 99.8% de su masa total. Consiste en el Sol (una estrella de tipo G2V, radio $R_\odot \approx 6,96 \times 10^8$ m, masa $M_\odot \approx$

$1,99 \times 10^{30}$ kg) Gombosi [2004].

El viento solar se clasifica según su velocidad en las diferentes zonas por donde se extiende Parker [1958]:

1. **Viento Solar Rápido (VSR):** Con velocidades de $500-1000$ km/s, menos denso y estable, emanado de las manchas solares coronales (CHs) en las regiones polares durante baja actividad solar Kivelson and Russell [1995b].
2. **Viento Solar Lento (VSL):** Con velocidades < 500 km/s, más denso y de mayor variabilidad química.

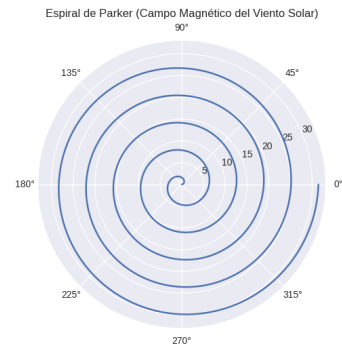


Figura 1: La espiral de Parker, mostrando las líneas de campo magnético del viento solar enrolladas debido a la rotación solar (Fuente: Wikipedia, adaptado de Parker, 1958).

3.1. Aceleración y Fuentes del Viento Solar Lento

La aceleración del plasma coronal hasta velocidades supersónicas (respecto de la velocidad sónica dada por su densidad y temperatura) es un problema de la física solar que aún tiene aspectos oscuros y por resolver, aunque hoy se sabe del papel que las Ondas de Alfvén, generadas en el Sol, juegan en la transmisión de energía a lo largo de todo el plasma solar. Aunque su energía es órdenes de magnitud menor que la radiación solar total, es un sistema muy activo e influyente en todo el medio interplanetario Gombosi [2004].

Los datos de misiones como la de la sonda Parker Solar Probe (PSP, ver apéndices) y Solar Orbiter han redefinido las hipótesis y certezas sobre las fuentes del VSL, sugiriendo que se origina en la corona cerrada

Cuadro 1: Parámetros característicos del plasma en diferentes regiones espaciales

Parámetro	LEO	MEO	GEO	Viento Solar (1 UA)
Densidad n_0 (m^{-3})	10^8 - 10^{12}	10^6 - 10^8	10^5 - 10^7	5×10^6
Temperatura T_e (eV)	0.1-0.3	0.5-5	0.1-10	10-100
Longitud Debye λ_D (m)	0.01-0.1	0.1-1	1-10	10
Frecuencia plasma f_p (Hz)	10^6 - 10^7	10^5 - 10^6	10^4 - 10^5	2×10^4
Campo magnético B (T)	3×10^{-5}	10^{-7} - 10^{-6}	10^{-8}	5×10^{-9}
Velocidad térmica $v_{th,e}$ (km/s)	1300-2300	4200-13000	1300-13000	4200-13000

mediante ruptura y reconexión magnética (en la corona solar se da reconexión magnética y disrripción en plasmas de estructura fluida filamentaria, una física apasionante). Se ha visto que Incluso las manchas coronales, entendidas como fuentes tradicionales del VSR, contribuyen al VSL en regiones más calientes donde se dan inversiones de sentido de líneas magnéticas de topologías complejas.

La sonda Solar Orbiter identificó un viento rápido en regiones de **super-expansión**, donde las líneas de campo magnético abiertas se ensanchan progresivamente (disminución de intensidad, formando como toberas magnéticas donde juegan paples internacionalizado las presiones cinética y magnética) dando un efecto contrario a la física de fluidos tradicional, que predice ralentización. Las ecuaciones de Navier-Stokes en presencia de campos electromagnéticos, la MHD, explica fenómenos que indican que la geometría magnética (topolgái del campo) y la disipación de ondas magnéticas (e.g., ondas de Alfvén) juegan un papel clave en una dinámica fluida compleja que no se da en fluidos tradicionales. Difícil estudio, aún con hipótesis simplificadoras extremas.

3.2. Fenómenos Transitorios: Eyecciones de Masa de la Corona (CME)

Además del flujo continuo, el Sol genera actividades transitorias, con cierta periodicidad, que suponen perturbaciones a gran escala afectando al entorno espacial global, como las **Eyecciones de Masa Coronal (CME)** que son nubes muy masivas de material de la corona solar, acompañadas de perturbaciones del campo magnético, lanzadas al espacio interplanetario. Las CME que afectan a la Tierra causan perturbaciones significativas en la magnetosfera, incrementan los riesgos para vehículos espaciales. Estas perturbaciones pueden inducir bf tormentas geomagnéticas aumen-

tando el flujo de partículas energéticas y afectando la electrónica y estructuras de satélites, no sólo en su superficie.

El Sol genera el entorno espacial planetario mediante procesos de reacciones nucleares que se dan en su núcleo (fusión de hidrógeno a helio, liberando $3,8 \times 10^{26}$ W de energía) y la actividad continua en la corona (temperatura $T \approx 1 - 2 \times 10^6$ K). El viento solar emerge así como flujo supersónico de plasma llenando la heliosfera (burbuja magnética solar que se extiende hasta la heliopausa a 120 UA). La rotación solar secuencial del sol (periodo 25 días en el ecuador) enrolla las líneas de campo magnético en **espirales de Parker**, ver gráficas de la presentación del curso, creando el campo interplanetario (IMF) mencionado antes, de intensidad de unas 5 nT a la distancia de 1 UA Parker [1958] suficiente para dar el plasma magnetizado que es el viento solar.

El sistema solar se modeliza como un entorno multi-fluidos, donde la heliósfera interactúa con el medio interestelar, modulando la propagación de rayos cósmicos galácticos (GCRs). Algunos fenómenos, como la existencia de partículas supratérmicas (energía mucho mayor que la energía cinética media) no se explican por estos modelos, siendo necesarios otros como los cinéticos y recurrir a mecanismos que expliquen la transferencia de energía a gran distancia, como la ondas de Alfvén.

3.3. Modelos Físicos para el Viento Solar

El viento solar puede verse como un flujo radial de plasma coronal (densidad 10 cm^{-3} con base solar, velocidad 400-800 km/s)a 1 UA). El modelo pionero y base es el debido a Eugene Parker (1958), elaborado tres años después de descubrirse los Cinturones de Van Allen por la sonda Observer, resuelve las ecuaciones hidrodinámicas en geometría esférica para un

Cuadro 2: Parámetros del viento solar a 1 UA

Parámetro	Valor típico
Velocidad	300-800 km/s
Densidad	5-10 cm ⁻³
Temperatura protón	10 ⁴ -10 ⁵ K
Temperatura electrón	10 ⁵ -10 ⁶ K
Campo magnético	5 nT
Flujo de partículas	2 × 10 ⁸ -4 × 10 ⁸ cm ⁻² s ⁻¹
Presión dinámica	1-4 nPa
Composición (protones)	95 %
Composición (partículas alfa)	4 %
Composición (otros iones)	1 %

flujo isotérmico estacionario con las ecuaciones:

$$\frac{d}{dr}(r^2 \rho v) = 0 \quad (8)$$

$$v \frac{dv}{dr} = -\frac{1}{\rho} \frac{dP}{dr} - \frac{GM_{\odot}}{r^2} \quad (9)$$

donde $P = \rho k_B T / \mu$ (presión cinética hidrostática isotérmica). Integrando, se obtiene la ecuación de Bernoulli modificada por la presencia del campo, y predice la existencia de un punto crítico a la distancia $r_c \approx 5 - 10 R_{\odot}$ donde $v = c_s = \sqrt{kT/\mu}$ (velocidad del sonido) donde el VS el flujo acelera a supersónico desde esa distancia. Este modelo fundacional describe por tanto, el viento solar como una expansión supersónica Parker [1958]:

$$\begin{aligned} \frac{d}{dr}(\rho v r^2) &= 0 \quad (\text{Conservación de masa}) \\ \rho v \frac{dv}{dr} &= -\frac{dp}{dr} - \frac{GM_{\odot} \rho}{r^2} \quad (\text{Ec. momento}) \\ p &= \frac{2k_B \rho T}{m_p} \quad (\text{Ec. de estado}) \end{aligned}$$

La ecuación del momento, o velocidad fluida da:

$$\left(v - \frac{c_s^2}{v}\right) \frac{dv}{dr} = \frac{2c_s^2}{r} - \frac{GM_{\odot}}{r^2} \quad (10)$$

donde $c_s = \sqrt{\frac{2k_B T}{m_p}}$ es la velocidad del sonido. El punto crítico r_c donde $v(r_c) = c_s$ es:

$$r_c = \frac{GM_{\odot}}{2c_s^2} \quad (11)$$

3.3.1. Modelos Magnetohidrodinámicos (MHD)

Los modelos MHD 3D describen el viento solar más allá de la aproximación estacionaria de Parker, implicando la dinámica transitoria del campo magnético, ya que el modelo de Parker no incorpora efectos transitorios como la CME y sus efectos. Las ecuaciones:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho \mathbf{v}) = 0 \quad (12)$$

$$\rho \left(\frac{\partial \mathbf{v}}{\partial t} + (\mathbf{v} \cdot \nabla) \mathbf{v} \right) = -\nabla p + \mathbf{J} \times \mathbf{B} - \rho \frac{GM_{\odot}}{r^2} \hat{\mathbf{r}} \quad (13)$$

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) \quad (14)$$

$$\nabla \times \mathbf{B} = \mu_0 \mathbf{J} \quad (15)$$

que han de resolverse incorporando datos de sondas para predecir efectos en las órbitas de navegación de satélites.

A su vez, dado que los modelos fluidos no capturan efectos observados (partículas supratérmicas) se requieren Modelos Cinéticos que recogen fenómenos de pequeña escala que trascienden a escalas mayores, por efectos de transporte de energía y partículas, donde la descripción MHD es insuficiente Kivelson and Russell [1995b]. Como se vio en clase, de los modelos de Boltzmann se derivan ecuaciones fluidas que incorporan más información del sistema, estas extensiones a los modelos fluidos estacionarios incluyen:

Cuadro 3: Parámetros del modelo de Parker

Parámetro	Valor	Unidad
Temperatura coronal (T)	$1,5 \times 10^6$	K
Velocidad del sonido (c_s)	150	km/s
Punto crítico (r_c)	$4R_\odot$	-
Velocidad a 1 UA	500	km/s

3.3.2. Modelo de Parker Inicial

El modelo hidrodinámico de Parker (1958) describe el viento solar como un flujo radial isotérmico. La ecuación de conservación de masa es:

$$r^2 \rho v = \text{constante} \quad (16)$$

y la ecuación del momento:

$$v \frac{dv}{dr} = -\frac{1}{\rho} \frac{dP}{dr} - \frac{GM_\odot}{r^2} \quad (17)$$

donde $P = \rho kT/\mu$. Operando se obtiene:

$$\left(v - \frac{c_s^2}{v}\right) \frac{dv}{dr} = \frac{2c_s^2}{r} - \frac{GM_\odot}{r^2} \quad (18)$$

con $c_s = \sqrt{kT/\mu}$. El punto crítico ocurre cuando $v = c_s$, a una distancia $r_c = \frac{GM_\odot}{2c_s^2}$. Para $T \approx 10^6$ K, $r_c \approx 5 - 10R_\odot$. Más allá, el flujo se vuelve supersónico ($v \approx 400 - 800$ km/s a 1 UA). El modelo MHD incorpora el campo magnético solar, con:

$$B_r = B_0 \left(\frac{R_\odot}{r}\right)^2 \quad (19)$$

$$B_\phi = -\frac{\Omega R_\odot^2 \sin \theta}{vr} B_0 \quad (20)$$

formando la mencionada espiral de Parker. La interacción del viento solar con la magnetosfera terrestre (reconexión magnética) ocurre cuando la componente del campo B_z (del MIF) es opuesto al campo terrestre, dando subtormentas.

3.4. Modelos Cinéticos. Funciones de Distribución

Las funciones de distribución describen la probabilidad de encontrar partículas del viento solar con ciertas velocidades, como se ha estudiado, por la presencia del campo magnético, se usan funciones anisótropas con dos dinámicas, sin termalización entre ellas, de

partículas distintas caracterizadas por temperaturas paralela y perpendicular al campo. Las sondas han observado la presencia de partículas con energías altas con densidades superiores a las que predicen las distribuciones Maxwellianas, cuyas colas decaen rápidamente, de forma exponencial con el cuadrado de la velocidad. Se proponen otras funciones alternativas con colas en las que las colas de la distribución que capturen este hecho, como las funciones kappa, cuyas colas decaen como una potencia de la distribución,

Distribucion Maxwelliana (Termica Isotrópica) Modelo simple, asumiendo equilibrio termico local.

$$f(\mathbf{v}) = n \left(\frac{m}{2\pi kT}\right)^{3/2} \exp\left(-\frac{m|\mathbf{v} - \mathbf{u}|^2}{2kT}\right)$$

Distribución Bi-Maxwelliana (Anisotrópica) Para plasmas magnetizados, donde $T_{\parallel} \neq T_{\perp}$.

$$f(v_{\parallel}, v_{\perp}) = n \left(\frac{m}{2\pi kT_{\perp}}\right) \left(\frac{m}{2\pi kT_{\parallel}}\right)^{1/2} \exp\left(-\frac{mv_{\perp}^2}{2kT_{\perp}} - \frac{m(v_{\parallel} - v_{\parallel 0})^2}{2kT_{\parallel}}\right)$$

Distribucion **Kappa** (No-Termica con Colas Supratermales) Modelo empirico para plasmas con exceso de particulas de alta energia (colas "pesadas").

$$f(\mathbf{v}) = n \left(\frac{m}{2\pi kT\kappa}\right)^{3/2} \frac{\Gamma(\kappa + 1)}{\Gamma(\kappa - 1/2)} \left(1 + \frac{m|\mathbf{v} - \mathbf{u}|^2}{2kT\kappa}\right)^{-(\kappa+1)}$$

4. Radiación y Física del Plasma

Vinculada a la dinámica del viento solar se encuentra la radiación en el entorno espacial, cuyos efectos también son importantes sobre vehículos espaciales y en las comunicaciones, ésta incluye:

Radiación electromagnética: Desde rayos X solares (durante flares) hasta ondas de radio de la heliosfera.

Partículas energéticas: Rayos cósmicos (protones > 100 MeV), partículas solares energéticas (SEPs, durante eyecciones de masa coronal, CMEs) y partícu-

las atrapadas en magnetósferas.

Ambos efectos se verán en el tramo final del curso, pero señalo ahora que radiación y plasma están vinculados porque las partículas y la energía de radiación ionizan y excitan tanto a neutros como a cargas, generando o modificando el plasma tanto por efectos de colisiones (simulación de procesos ionizantes) como por el acoplamiento de las ecuaciones de Maxwell

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = -\nabla \times \mathbf{E} \quad (21)$$

$$\frac{\partial \mathbf{E}}{\partial t} = c^2 \nabla \times \mathbf{B} - \frac{1}{\epsilon_0} \mathbf{J} \quad (22)$$

a la dinámica de fluidos Chen [1984]. Aquí, $\mathbf{J} = n_e e (\mathbf{v}_i - \mathbf{v}_e)$ es la corriente de plasma (densidad n_e , carga e , velocidades \mathbf{v}).

Esta interacción que señala una competencia entre dinámicas de procesos mecánicos y magnéticos se evalúa con el llamado **Parámetro de plasma**: $\beta = \frac{8\pi n k T}{B^2}$, que mide la presión térmica vs. presión magnética (en la corona solar, $\beta \gg 1$; en el viento solar lejano, $\beta \ll 1$). En cuanto a los efectos del VS a diferentes órbitas destacan:

En LEO Alta densidad y colisiones ión-neutro generan estelas de plasma cortas tras el vehículo con depresión electrónica y acumulación iónica con potenciales de decenas de voltios.

En MEO Densidad menor ($n_e \sim 10^9 \text{ m}^{-3}$), efectos de radiación solar más pronunciados.

En GEO Plasma tenue ($n_e \sim 10^6 \text{ m}^{-3}$), con la recolección de carga en superficie como efecto dominante.

También se dan Efectos derivados sobre la instrumentación y electrónica que llevan a:

- Errores en medidas de potencial por sondas embarcadas.
- Corrientes espurias en estructuras.
- Variaciones en el potencial flotante.

5. Recolección de Carga en Vehículos Espaciales

Vemos que el entorno de plasma genera efectos sutiles en vehículos espaciales. El apantallamiento de campo de Debye, con longitud típica de 1 cm en órbita

terrestre baja (LEO), apantalla el potencial eléctrico a distancias de unas pocas longitudes de Debye. Así, un astronauta a 1 m de una fuente de alto voltaje queda aislado por el plasma, pero los instrumentos científicos también pueden quedar apantallados, dificultando mediciones directas. Las vainas (sheath) de plasmas alrededor de objetos grandes o polarizados son complejas (recordar tratamiento en superficie plana, ya no es simple Tribble [2003]).

Por otra parte, las oscilaciones del plasma producen ruido electromagnético. Ondas naturales como las conocidas *whistlers* (susurrantes) o *chorus* se detectan en interferencias de radiofrecuencia y, durante tormentas solares, causan interrupciones en comunicaciones y navegación, más en zona polar. La principal preocupación es la carga acumulada de la nave a altos potenciales, que puede desencadenar arcos eléctricos con consecuencias nefastas, ver Hastings and Garrett [1995] y el capítulo de su libro. La polarización de la superficie respecto al plasma y el establecimiento de una tierra (potencial nulo referente) es esencial para controlar los efectos de acumulación de carga que, han de comprenderse para desarrollar mecanismos de mitigación de efectos nocivos.

5.0.1. Objeto sin Polarización en LEO

Un conductor sin polarización definida respecto del plasma circundante en LEO desarrolla carga neta por flujo descompensado en carga de iones y electrones. En LEO, para el vehículo, $v_{i,th} < v_{orb} < v_{e,th}$, por lo que los iones solo impactan el lado frontal, zona llamada (*ram*) en el análisis de estelas de plasma dejadas por la nave (plasma wakes), con corriente Tribble [2003]

$$I_i = en_0 v_{orb} A_i, \quad (23)$$

donde A_i depende de la orientación. Los electrones, muy móviles, acceden a todas las superficies del vehículo en escala temporal reducida:

$$I_e = \frac{1}{4} en_0 \exp\left(\frac{eV}{kT_e}\right) v_{e,th} A_e. \quad (24)$$

El factor 1/4 refleja el (flujo) promedio de electrones incidentes en la vaina de Debye. La carga negativa persiste hasta equilibrar corrientes, alcanzando el po-

tencial flotante

$$V_f = -\frac{kT_e}{e} \ln\left(\frac{I_e}{I_i}\right) \sim -1 \text{ V}. \quad (25)$$

Este se mide respecto al plasma en superficies conductoras (tierra eléctrica). Los dieléctricos cargan localmente, con diferencias de pocos voltios en LEO.

5.0.2. Objeto con Polarización en LEO

En paneles solares, células (2×4 cm) se conectan en serie mediante interconexiones metálicas (0,1 % del área expuesta). Cada célula genera 1 V; cadenas en serie producen voltaje y en paralelo corriente. En amanecer orbital, el lado frontal permite recolección iónica en conductores. La corriente neta es

$$J = n_0 e v_{\text{orb}} f - \frac{1}{4} n_0 e v_{e,\text{th}} (1 - f), \quad (26)$$

donde f es la fracción polarizada negativamente respecto al plasma. En equilibrio, $f \approx 1$: la recolección fácil de electrones requiere que la mayor parte del panel flote negativamente para compensar los iones de acceso restringido.

5.0.3. Vehículo en LEO

Las naves combinan superficies sin polarización y paneles solares. El potencial flotante se da a corriente neta, respecto a tierra, positiva o negativa, depende del conexionado:

- **Tierra negativa**, las estructuras recolectan iones; el panel se desplaza positivamente, pero la nave tiene potencial tal que flota significativamente por debajo del potencial del plasma.
- **Tierra positiva**, las estructuras recolectan electrones; el panel aporta poca área iónica, manteniendo $V_f \approx 0$.
- **Tierra flotante**, ahora las estructuras y panel flotan independientemente, con $V_f \sim -1 \text{ V}$ en tales estructuras.

Durante el tiempo de eclipse todas son equivalentes. Se prefieren tierra positiva o flotante para minimizar perturbación al plasma. La tierra negativa complica diagnósticos, puede haber *sputtering* y aumenta riesgo de arco. Es la convención por diseño con transistores

npn. Tierra flotante evita daños por arco a la fuente, usada en Mir y misiones interplanetarias.

En la ISS (160 V, a tierra negativa), sus estructuras pueden flotar hasta -140 V , generando un riesgo para acoplamiento con el transbordador o paseos espaciales de astronautas. La tierra (polarización) positiva era inviable en los 1990 por falta de transistores p-canal de alta potencia.

Por otra parte, aparecen en una misma estructura conductora Potenciales Inducidos pues, por la fuerza de Lorentz, un conductor en movimiento induce un campo que en su sistema vale

$$\mathbf{E} = \mathbf{v} \times \mathbf{B}, \quad V = vBL. \quad (27)$$

En LEO, $V \sim 0,3 \text{ V/m}$; en ISS (100 m), $\sim 30 \text{ V}$. Tethers como TSS intentaron generar energía, pero fallaron por arcos. Otros fenómenos que contribuyen a la carga pueden ser debidos a fenómenos de

Fotoemisión que da electrones se liberan por fotones solares: $\sim 20 \mu\text{A/m}^2$ en LEO, $\sim 42 \mu\text{A/m}^2$ en GEO. Insignificante en LEO, relevante en GEO.

Emisión Secundaria y Retrodispersión, las partículas incidentes liberan electrones adicionales (máximo a cientos de eV) o se reflejan. Importantes en GEO, despreciables en LEO inicialmente.

Hay numerosos modelos, como NASCAP/LEO, que simulan recolección de carga en LEO considerando geometría, materiales y orientación. En GEO, hay herramientas evalúan efectos de las tormentas, con estos modelos se proponen: **Pautas de Diseño y Mitigación** conducentes a minimizar carga en LEO, con:

materiales conductores expuestos a plasmas, estudios de conexión a tierra, recubrimiento de interconexiones, orientación óptima de paneles, etc.

En GEO se sitúan en el vehículo emisores de electrones y recubrimientos dieléctricos (que pueden dañarse por rayos cósmicos o VS intenso). En ingeniería de Sistemas siempre ha de proceder al monitoreo *in situ* y pruebas prelanzamiento, que son esenciales para no poner en peligro las misiones.

6. Tormentas Magnéticas y Clima Espacial

Las tormentas magnéticas, o tormentas geomagnéticas, son perturbaciones significativas en la magnetosfera terrestre causadas por la interacción del viento solar con el campo magnético de la Tierra.

6.1. Origen de las Tormentas Magnéticas

Las tormentas magnéticas son desencadenadas principalmente por eventos solares que alteran las propiedades del viento solar, entre ellas desatco:

Eyecciones de Masa Coronal (CME). Expulsiones masivas de plasma que viaja congelada (frozen in) con el campo magnético desde la corona solar, con densidades y velocidades mucho mayores que el viento solar promedio (hasta 2000 km/s y densidades ≥ 100 partículas/cm³).

Flujos de alta velocidad, como corrientes de viento solar rápido (600-800 km/s) desde agujeros coronales, pueden comprimir la magnetosfera.

Reconexiones magnéticas, ya mencionadas que se dan cuando el campo magnético interplanetario (IMF) transportado por el viento solar (descrito por el modelo de Parker en su forma de espiral) tiene una componente sur (B_z negativa), se conecta (superposición de campos) con el campo magnético terrestre transfiriendo energía a la magnetosfera (da partículas energéticas supratérmicas)

Estos eventos perturban el equilibrio de la magnetosfera, causando fluctuaciones en el campo geomagnético. La intensidad de las tormentas se mide con índices como Dst (valores típicos de -50 a -200 nT, tormentas moderadas a severas).

6.2. Efectos en Satélites en Diferentes Órbitas

En Órbitas Bajas Terrestres (LEO)

Carga superficial Potenciales de -1 a -10 V; electrones de keV causan arcos en paneles solares.

Arrastre atmosférico Calentamiento solar expande la atmósfera, aumentando la fricción.

Radiación Exposición a cinturones de Van Allen internos; protones atrapados aumentan en mínimo solar.

Mitigación Materiales conductores, propulsores para corrección orbital ?.

En Órbitas Medias Terrestres (MEO)

Carga: Potenciales más altos (-100 V o más); electrones de 10 keV-MeV causan cargas internas en dieléctricos, llevando a descargas electrostáticas (ESD).

Radiación: Dosis alta de electrones y protones; efectos en electrónica (e.g., fallos en GPS durante flares solares).

Arrastre: Menor que en LEO, pero relevante en tormentas.

Mitigación: Blindaje radiativo, diseños redundantes.

En Órbitas Geosíncronas / Geoestacionarias (GEO)

Carga: Extrema durante eclipses (-20,000 V); corrientes de 1 nA/cm² causan ESD, dañando antenas y electrónica.

Radiación: Alta fluencia de electrones energéticos; dosis total ionizante (TID) y eventos únicos (SEU) en chips.

Otros: Interrupciones en transmisiones TV/comunicaciones; plasma de propulsión interactúa con viento solar.

Comento finalmente que el modelo de Parker, en su forma básica estacionaria, no describe directamente las tormentas magnéticas, ya que asume un flujo estacionario. Sin embargo, su extensión MHD (espiral de Parker) es crucial para modelar el campo IMF durante eventos transitorios como CME. La componente B_z del IMF, derivada de B_r y B_ϕ en el modelo, determina la probabilidad de reconexión magnética, el detonante de las tormentas.

7. Sobre las Estelas de Plasma

Las estelas de plasma o *plasma wake*, son perturbaciones en el plasma ambiental generadas por el movimiento de vehículos espaciales en el mismo, como un barco que deja estela en el agua. Estos fenómenos son relevantes en órbitas terrestres donde la densidad de plasma varía significativamente. En Órbita Terrestre Baja el plasma está dominado por iones de oxígeno atómico (O^+) y electrones, con densidades entre 10^9 y 10^{12} m⁻³. La comprensión de las estelas de plasma es crucial para:

- Predecir interferencias en sistemas de comunicación
- Mitigar cargas electrostáticas en estructuras espaciales
- Diseñar instrumentos científicos precisos
- Desarrollar sistemas de propulsión avanzados

Según la órbita, la forma y extensión de las estelas varía ya que las características del plasma circunante perfilan su geometría según sea la dinámica de electrones e iones y la distribución de cargas respecto al potencial superficial. No es simple de estudiar, hacen falta modelos cinéticos, MHD e híbridos y simulaciones PIC.

La Figura dasda en los guiones de clase (ver artículo de revisión en el Material Adicional) muestra la estructura típica de una estela de plasma en LEO, calculada mediante simulaciones PIC. Se observa:

- Una región de vacío de electrones detrás del vehículo
- Un pico de densidad iónica en los bordes de la estela
- Oscilaciones del potencial electrostático

La caracterización de las estelas vale también para poder detectar frafmentos de mteoroides y de basura espacial atendiendo a la perturbación local que provocan sobre el plasma.

8. Estrategias de Mitigación de Efectos

Los reecuros más usados son la **mejora de Resistencia por Diseño** y el **Blindaje Pasivo** que protege, pero el blindaje excesivo genera radiación secundaria y (*bremsstrahlung*) con acumulación de dosis peligrosas. Ha de controalrse también la **Tolerancia a Fallos Electrónicos** mediante diseños de la electrónica de abordó. En todos estos recursos , el **Modelado y Predicción** es esencaial, y suele hacerse con modelos MHD 3D que predican CMEs y flujos, con satélites que proporcionan alertas de 15-60 minutos, lo que permite **poner en Modo Seguro** apagando a tiempo los subsistemas vulnerables durante tormentas geomagnéticas.

También es fundamental atender a la **Seguridad de Personal** de humanos. En LEO, los astronautas se refugian en áreas blindadas durante activisa solar extrema. Para misiones lunares se desarrollan chalecos y se investoga sobre refugios (como cuevas) en misiones a Marte. La Corrosión por Oxígeno Atómico es también un efecto que puede dañar estructiras y hay medios para tasarlo y analizar la tolerancia.

APÉNDICES

A. Misiones Activas para Caracterizar el Viento Solar

A octubre de 2025, varias son las misiones espaciales activas que están dedicadas a caracterizar el viento solar con datos cruciales sobre su origen coronal, composición, dinámica y efectos en la heliosfera, sirven para alertar sobre perturbaciones que afectan a la maganetosfera terrestre. Estas misiones combinan observaciones in-situ y remotas para validar modelos como el de Parker (1958) y mejorar los pronósticos de clima espacial Gombosi [2004].

A.1. Misiones Principales

- **Parker Solar Probe** (NASA, lanzada en 2018), diseñada para acercarse al Sol (hasta 6.1 millones de km en perihelio), mide directamente el viento solar y la corona con instrumentos como SWEAP (Solar Wind Electrons Alphas and Protons , buscar inforamción en web) para velocidades/densidades y FIELDS para campos electromagnéticos. En 2025, tras más de 20 órbitas, ha confirmado la reconexión magnética como fuente clave del viento rápido. Estado: Activa, con operaciones previstas hasta al menos 2030.
- **Solar Orbiter** (ESA/NASA, lanzada en 2020). En órbita heliocéntrica inclinada (hasta 25° respecto al ecuador solar), estudia el viento solar con el coronógrafo METIS, el espectrómetro UV EUV y el analizador de plasma SWA. Sus datos han identificado regiones de super-expansión coronal que generan viento rápido. Estado: Activa, con extensión planeada hasta 2030.

- **SOHO** (ESA/NASA, lanzada en 1996). A pesar de su antigüedad, sigue operativa en el punto L1, utilizando el coronógrafo LASCO para detectar eyecciones de masa coronal (CMEs) y el espectrómetro UVCS para analizar la composición iónica del viento. Contribuye a alertas tempranas de eventos solares. Estado: Activa, con múltiples extensiones.
- **ACE y Wind** (NASA, lanzadas en 1997 y 1994). Ubicadas en L1, estas misiones miden el viento solar en tiempo real (densidad, velocidad, campo magnético) y partículas energéticas. Aunque más antiguas, sus datos son esenciales para validación cruzada con misiones modernas. Estado: Ambas activas en 2025.

A.2. Impacto Científico

Estas misiones han transformado nuestra comprensión del viento solar, confirmando la existencia del punto crítico coronal predicho por Parker (5-10 R_{\odot}) y revelando la complejidad de las fuentes del viento lento (e.g., reconexiones en bucles coronales). Sus datos abiertos, integrados en modelos como WSA-ENLIL, permiten predecir la llegada de CMEs y mitigar riesgos para satélites y astronautas.

Un enlace de referencia (con imágenes, en los guiones hay otros) NASA Heliophysics Missions (lista actualizada de misiones activas con acceso a datos en vivo).

B. Efectos de la Ionosfera en Transmisiones de Radio y TV

La ionosfera, atmósfera entre 50 y 1000 km de altitud, contiene plasma debido a radiación ionizante solar y cósmica, con densidades de electrones entre los órdenes de magnitud 10^8 y 10^{12} m^{-3} . Esta capa afecta significativamente las transmisiones de televisión y radio, ya que las ondas electromagnéticas en las bandas de frecuencia de radio (RF) y microondas interactúan con el plasma ionosférico, causando refracción, dispersión, absorción o reflexión, dependiendo de las condiciones del entorno espacial Hargreaves [1992].

B.1. Mecanismos Físicos de Interferencia

Los principales efectos de la ionosfera en las transmisiones de TV y radio se deben a las variaciones en la densidad de electrones (n_e) y a las perturbaciones inducidas por el clima espacial. Los mecanismos clave son:

- **Refracción y Retardo de Ondas.** La ionosfera actúa como un medio dieléctrico con un índice de refracción dependiente de la frecuencia de la onda (f) y la frecuencia de plasma (f_p), que se revisa en el Apéndice E redefinida como

$$f_p = \frac{1}{2\pi} \sqrt{\frac{n_e e^2}{\epsilon_0 m_e}} \approx 9\sqrt{n_e} \text{ (Hz)}, \quad (28)$$

donde n_e es la densidad de electrones (m^{-3}), e es la carga del electrón, ϵ_0 es la permitividad del vacío (que es en realidad un tensor ante un campo magnético, como la conductividad) y m_e es la masa del electrón. Para frecuencias de transmisión de TV/radio (típicamente 30 MHz a 3 GHz), si $f < f_p$, las ondas se reflejan (como en la propagación de onda corta), pero si $f > f_p$, las ondas se refractan, causando retardos en señales de satélites en órbita geostacionaria (GEO). Durante tormentas solares, el aumento de n_e amplifica estos retardos, afectando la sincronización de señales digitales Schunk and Nagy [2009].

- **Dispersión por Inhomogeneidades.** Las irregularidades en la densidad de plasma provocan dispersión de las ondas. Estas irregularidades, comunes en regiones ecuatoriales o durante tormentas geomagnéticas, generan fluctuaciones rápidas en la amplitud y fase de la señal, conocidas como *fading*, que distorsionan transmisiones de TV y radio, especialmente en frecuencias VHF/UHF (30-300 MHz).
- **Absorción por Colisiones.** En la región D de la ionosfera (50-90 km), las colisiones entre electrones y partículas neutras absorben energía de las ondas en la banda HF (3-30 MHz). Durante eventos solares *flares* (erupciones) la ionización en la región D aumenta, incrementando la absorción y causando apagones de radio (*radio blackouts*) que afectan comunicaciones de onda corta.

- **Efectos de Tormentas Geomagnéticas.** Las eyecciones de masa coronal (CMEs) y flujos de viento solar rápido perturban el campo magnético terrestre con inyecciones de plasma en la ionosfera. Esto eleva n_e en las regiones E y F (90-1000 km), alterando la propagación de señales. Así, se ve que las subtormentas aurorales inducen corrientes ionosféricas que modifican el índice de refracción, afectando señales de satélites GPS y de TV en frecuencias L (1-2 GHz) Kivelson and Russell [1995b].

El impacto en Transmisiones de TV y Radio es evidente ante los fenómenos descritos pues las transmisiones de TV y radio dependen de señales que surcan la ionosfera, ya sea desde estaciones terrestres (propagación de onda corta) o desde satélites en GEO (bandas C, Ku, Ka). Los efectos ionosféricos más comunes incluyen: **Apagones de señal** durante *flares* solares, **Interferencias en satélites GEO** mencionadas, más comunes durante picos del ciclo solar (11 años) y **Retardos en GPS/TV digital**, porque el aumento de n_e durante tormentas geomagnéticas introduce errores de tiempo en señales de alta frecuencia.

Para mitigar estos efectos, se utilizan modelos ionosféricos como el International Reference Ionosphere (IRI), que predice n_e y f_p según la actividad solar. Los operadores de satélites ajustan frecuencias o emplean técnicas de corrección de señal (e.g., modulación adaptativa). Las misiones como COSMIC-2 y estaciones terrestres de ionosondas miden f_p para optimizar la propagación de ondas cortas Hargreaves [1992].

Un enlace de referencia NOAA Space Weather Prediction Center - Ionospheric Effects (información actualizada sobre efectos ionosféricos en comunicaciones).

C. Auroras Boreales y Australes: Procesos Físicos y Modelos de Plasma

No las he estudiado, pero las he mencionado. Las auroras boreales (en el hemisferio norte) y australes (en el hemisferio sur) son fenómenos luminosos espectaculares observados en regiones polares, causados por la interacción de partículas cargadas del viento so-

lar con la magnetosfera y la ionosfera terrestres. Estas emisiones de luz, visibles en longitudes de onda ópticas (principalmente verde, rojo y azul), resultan de la excitación de átomos y moléculas atmosféricas por electrones energéticos precipitados a lo largo de líneas de campo magnético Kivelson and Russell [1995b].

C.1. Mecanismos Físicos de las Auroras

Las auroras se originan en procesos dinámicos de la magnetosfera terrestre, particularmente durante eventos de reconexión magnética debidos al viento solar. Los principales mecanismos son:

- **Reconexión Magnética.** Cuando el campo magnético interplanetario (IMF) transportado por el viento solar tiene una componente sur ($B_z < 0$), se conecta con las líneas de campo magnético terrestre en la magnetopausa del lado diurno. Esto transfiere energía y partículas del viento solar a la magnetosfera, especialmente a la magnetocola, donde se almacenan en los lóbulos magnéticos Schunk and Nagy [2009].
- **Aceleración de Electrones.** Durante subtormentas o tormentas geomagnéticas, la energía almacenada en la magnetocola se libera mediante reconexión en la lámina de plasma (a $100-200 R_E$ en el lado nocturno). Esto acelera electrones a energías de 1-100 keV, que viajan a lo largo de líneas de campo abiertas o cerradas hacia las regiones polares (latitudes $\geq 60^\circ$).
- **Excitación Atmosférica.** Los electrones energéticos chocan con moléculas de nitrógeno (N_2) y oxígeno (O_2) en la ionosfera (100-250 km de altitud), excitándolas a estados electrónicos superiores. La relajación de estos estados produce emisiones de luz características:
 - Verde (557.7 nm) del Oxígeno atómico .
 - Rojo (630.0 nm) por Oxígeno atómico en niveles superiores.
 - Azul/violeta (427.8 nm) debido al Nitrógeno molecular ionizado .

Las auroras se concentran en los llamados óvalos aurorales (anillos alrededor de los polos magnéticos), cuya

extensión depende del índice geomagnético K_p , en tormentas intensas ($K_p \geq 5$) se expanden hacia latitudes más bajas, haciendo las auroras visibles en regiones no polares, incluso en España.

Los **Modelos de Física del Plasma para Auroras** combinan ecuaciones de magnetohidrodinámica cinéticas y de transporte de partículas. Los **Modelos MHD** describen la dinámica global de la magnetosfera y la reconexión magnética que impulsa las auroras. Se usan las ecuaciones fundamentales MHD para la densidad, velocidad, presión, campo magnético y densidad de corriente para simular flujos de plasma desde la magnetocola a la ionosfera. Los **modelos cinéticos** se usan para capturar la aceleración de electrones en regiones aurorales, basados en la ecuación de Vlasov o Fokker-Planck que incluye interacciones con ondas y partículas neutras. Los **Modelos Híbridos** combinan MHD para flujos globales y simulaciones de partículas (e.g., Particle-in-Cell, PIC) para regiones localizadas, como las zonas de aceleración auroral (1000-10,000 km de altitud) Chen [2015].

Las auroras son indicadores clave del clima espacial, ya que su intensidad y extensión reflejan la actividad geomagnética. Durante tormentas solares severas, las eyecciones de masa coronal (CMEs) incrementan el flujo de partículas, intensificando las auroras y causando posibles interferencias en comunicaciones (como se detalla en el Apéndice B). Misiones como THEMIS y Cluster (activas en 2025) proporcionan datos in-situ de las regiones aurorales, mientras que observatorios terrestres y satélites ópticos (e.g., Polar) capturan imágenes de los óvalos aurorales.

Enlace de referencia: NOAA Space Weather Prediction Center - Aurora (información actualizada sobre auroras y su relación con el clima espacial).

D. Efectos del Viento Solar en Seres Vivos

El viento solar al ser flujo continuo de plasma emitido por el Sol, de protones, electrones y partículas alfa, tiene influencia significativa en el entorno espacial pero, sus efectos directos sobre los seres vivos son mínimos por la protección de la magnetosfera y la atmósfera terrestre. Los impactos indirectos, mediados por perturbaciones en el clima espacial afectan

a los sistemas tecnológicos y naturales que sustentan la vida en el planeta Gombosi [2004]. Este apéndice resume cómo el viento solar puede influir en los seres vivos, con énfasis en los efectos en humanos, ecosistemas y tecnología.

D.1. Efectos Indirectos del Viento Solar

El viento solar interactúa con la magnetosfera terrestre, generando tormentas geomagnéticas, eyecciones de masa coronal y partículas solares energéticas (SEPs), que desencadenan una serie de efectos indirectos, como

- **Perturbaciones en Sistemas Tecnológicos,** ya analizados, las tormentas geomagnéticas pueden dañar o interrumpir infraestructuras críticas: como **Redes Eléctricas** con corrientes inducidas que (GICs) en líneas de transmisión pueden causar apagones, como ocurrió en Quebec en 1989. Schrijver [2015]. En **comunicaciones** dan las variaciones en la densidad de electrones de la ionosfera, como se describe en el Apéndice B que perturba señales de radio, TV y GPS. En **Satélites**, la radiación de SEPs y electrones relativistas daña componentes electrónicos, como paneles solares y sensores, afectando satélites meteorológicos y de comunicación esenciales para la agricultura, la predicción climática y la seguridad Kivelson and Russell [1995b].
- **Riesgos para Astronautas y Aviación.** Durante eventos solares intensos, las partículas energéticas (SEPs, con energías ≥ 10 MeV) representan un peligro para los astronautas en órbita baja terrestre (LEO) o misiones extraplanetarias, aumentando el riesgo de daño por radiación (cáncer o efectos agudos). En vuelo transpolar a gran altitud (≥ 10 km) los pasajeros y tripulaciones están expuestos a dosis elevadas de radiación durante tormentas solares, especialmente en regiones cercanas a los óvalos aurorales (ver Apéndice C) Schunk and Nagy [2009].
- **Efectos en Ecosistemas.** Los cambios en el clima espacial pueden influir indirectamente en los ecosistemas, como en **cambios en el Campo**

Magnético con perturbaciones que pueden alterar los patrones de migración de aves y mamíferos marinos que dependen de la magnetorrecepción. Puede sarse **impacto climático** por variaciones en la radiación ultravioleta (UV) y rayos cósmicos galácticos (GCRs), modulados por el viento solar, que pueden influir en la formación de nubes y el clima terrestre a largo plazo Gombosi [2004].

Enlace de referencia: NOAA Space Weather Prediction Center - Space Weather and Society (información sobre impactos del clima espacial en la vida y la sociedad).

E. Revisito Escalas de tiempo y espacio en Física de Plasmas

E.1. Apantallamiento de Debye

La longitud de Debye da la escala espacial que caracteriza a un plasma y respecto de la que se comparan otras escalas como la longitud de colisión. En ausencia de plasma, el potencial eléctrico a una distancia r de una carga Q puntual es

$$V = \frac{Q}{4\pi\epsilon_0 r} \quad (29)$$

En el interior de un plasma, cerca de la carga, partículas de carga opuesta serán atraídas hacia la carga lo que disminuye el potencial del resto del plasma. Consecuentemente el potencial caerá con distancia más rápido que el potencial de Coulomb $1/r$. Consideremos una carga de prueba $q_t > 0$ en un plasma. La ecuación de Poisson relaciona el potencial eléctrico $V(r)$ con la densidad de carga que tendrá tres términos en la ecuación, correspondientes a (1) los electrones, (2) los iones, y (3) la carga de prueba (ver texto de L. C. donde en el Material de clase)

$$\nabla \cdot \mathbf{E} = \nabla^2 V = \frac{\rho}{\epsilon_0} = \frac{e(n_i - n_e) + q_t \delta(\mathbf{r})}{\epsilon_0} \quad (30)$$

Como aumenta la densidad de electrones y disminuye la de iones cerca de la carga de prueba, hay violación de la neutralidad del plasma localmente. Si consideramos un equilibrio termodinámico a temperatura T , la relación entre la densidad de partículas y energía

electrostática E

$$n(E_2) = n(E_1) \exp\left(-\frac{E_2 - E_1}{kT}\right) \quad (31)$$

indica que los electrones ganarán, y los iones perderán, energía cinética igual a eV . n_0 (m^{-3}) es la densidad de plasma lejos de q , esto define el estado de energía promedio y se ve que

$$n_e(r) = n_0 \exp\left(\frac{eV(r)}{kT_e}\right) \quad (32)$$

$$n_i(r) = n_0 \exp\left(-\frac{eV(r)}{kT_i}\right) \quad (33)$$

Con un desarrollo en serie de Taylor y haciendo la asunción que $eV/kT \ll 1$ (la energía electrostática es muy pequeña respecto a la de agitación térmica, energía cinética media, característico de un plasma) se ve que lejos de la carga de prueba la ecuación se reduce a

$$\nabla^2 V = \frac{e^2 n_0}{\epsilon_0} \left(\frac{1}{kT_e} + \frac{1}{kT_i} \right) V \quad (34)$$

Definimos la longitud de Debye para electrones e iones por la relación

$$\lambda_{e,i} = \left(\frac{\epsilon_0 k T_{e,i}}{n_0 e^2} \right)^{1/2} \quad (35)$$

y la longitud de Debye total por

$$\frac{1}{\lambda_D^2} = \frac{1}{\lambda_e^2} + \frac{1}{\lambda_i^2} \quad (36)$$

Sustituyendo en la ecuación de Poisson, se simplifica a

$$\frac{1}{r^2} \frac{d}{dr} \left(r^2 \frac{dV}{dr} \right) = \frac{V}{\lambda_D^2} \quad (37)$$

La solución para $V(r)$ se ve que es

$$V(r) = \frac{Q}{4\pi\epsilon_0 r} \exp\left(-\frac{r}{\lambda_D}\right) \quad (38)$$

Como se deduce de la ecuación, a unas pocas longitudes de Debye lejos de una carga prueba su potencial ha sido efectivamente debilitado por el plasma. La longitud de Debye puede aproximarse por

$$\lambda_D(\text{cm}) \approx 69 \left(\frac{T(\text{K})}{n_0(\text{m}^{-3})} \right)^{1/2} \quad (39)$$

En la práctica, un campo electrostático no puede man-

tenerse intenso dentro de un medio conductivo como el plasma y cada partícula con carga ve que su zona de influencia coulombiana es reducida, contemplando el fondo que la rodea como un ambiente eléctricamente neutro.

E.2. Oscilaciones de Plasma

Un atributo característico del plasma es el movimiento colectivo, respuesta colectiva ante perturbaciones de fuerzas electromagnéticas. Si unas partículas en un plasma se desplazan, la fuerza eléctrica que ejercen en las otras partículas, causará un movimiento colectivo de todo el plasma. Consideremos una lámina de plasma de grosor L , donde los electrones se desplazan una distancia δ de los iones dando separación de carga que inducirá un campo eléctrico que actuará para atraer los electrones hacia ellos (los iones son casi inmóviles debido a sus masas). Los electrones se acelerarán de vuelta a la posición de equilibrio, pero su inercia (débil) por su velocidad, causará desplazamiento del orden de una distancia δ en la dirección opuesta: El plasma puede oscilar de esta manera en una frecuencia fundamental llamada la frecuencia de plasma. Esta frecuencia caracteriza la escala temporal de la dinámica del plasma a comparar con las escalas de otros fenómenos como las frecuencias de colisión o la ciclotrónica. en plasma magnetizados.

En una dimensión, la ecuación de Poisson se reduce a

$$\frac{dE}{dx} = \frac{\rho}{\epsilon_0} \quad (40)$$

El campo eléctrico sobre la mayor parte de la lámina de plasma depende de la distancia de desplazamiento δ según

$$E = \frac{n_0 e \delta}{\epsilon_0} \quad (41)$$

La fuerza/área, campo eléctrico multiplicado por la carga por área

$$\frac{F}{A} = \frac{n_0 e \delta}{\epsilon_0} \cdot n_0 e L \quad (42)$$

lo que da

$$n_0 L m_e \frac{d^2 \delta}{dt^2} = - \frac{n_0 e \delta}{\epsilon_0} \cdot n_0 e L \quad (43)$$

que se reduce a

$$\frac{d^2 \delta}{dt^2} + \frac{n_0 e^2}{\epsilon_0 m_e} \delta = 0 \quad (44)$$

Esta es la ecuación de un oscilador armónico simple de frecuencia fundamental

$$f_p = \frac{1}{2\pi} \left(\frac{n_0 e^2}{\epsilon_0 m_e} \right)^{1/2} \quad (45)$$

que se llama la frecuencia de plasma. Numéricamente, la frecuencia de plasma se aproxima por

$$f_p \approx 9\sqrt{n_0} \quad (\text{Hz}) \quad (46)$$

donde n_0 está en m^{-3} .

La capacidad de un plasma para responder colectivamente a fuerzas electromagnéticas debidas a campos (ondas) condiciona la transmisión de señales de radio y TV como se comentó. Si una onda de radio de frecuencia particular se dirige al plasma, el plasma oscilará a la misma frecuencia y, en esencia, reflejará la onda a la tierra. Este principio da un método para medir la densidad de electrones en altitudes orbitales usando radar Hargreaves [1992].

E.3. Movimiento de Cargas en Campos Electromagnéticos

Una partícula cargada moviéndose con velocidad \mathbf{v} en presencia de un campo eléctrico o magnético experimenta una fuerza dada por

$$\mathbf{F} = m\mathbf{a} = q(\mathbf{E} + \mathbf{v} \times \mathbf{B}) \quad (47)$$

En ausencia de campo eléctrico, si hay componente de la \mathbf{v} perpendicular a \mathbf{B} aparece sobre la partícula fuerza magnética perpendicular a ambos \mathbf{v} y \mathbf{B} , fuerza normal que no cambia la magnitud de \mathbf{v} , sólo su dirección y causará que la partícula gire alrededor de línea de campo magnético. Si \mathbf{B} está en eje z y \mathbf{v} es perpendicular a \mathbf{B}

$$m\dot{v}_x = qBv_y \quad (48)$$

$$m\dot{v}_y = -qBv_x \quad (49)$$

$$m\dot{v}_z = 0 \quad (50)$$

Diferenciando la primera expresión y sustituyendo

en la segunda da

$$m\ddot{v}_x = -\frac{q^2 B^2}{m} v_x \quad (51)$$

ecuación que define la frecuencia de giro ciclotrón, o simplemente la frecuencia ciclotrónica, dada por

$$f_c = \frac{|q|B}{2\pi m} \quad (52)$$

y la partícula debe girar alrededor de las líneas de campo magnético con frecuencia dada por la ecuación anterior. La restricción en movimiento circular es

$$\frac{mv_\perp^2}{r} = |q|v_\perp B \quad (53)$$

Consecuentemente, el radio de giro (radio de Larmor en teoría de plasmas) es

$$r_L = \frac{mv_\perp}{|q|B} \quad (54)$$

En cualquier texto elemental de fundamentos de plasmas pueden verse estudios del movimiento de partículas en campos electromagnéticos. Aconsejo leer sobre las llamadas velocidades de arrastre de cargas que se dan en presencia de campos especialmente variables, incluso unormes, como al velocidad de deriva proporcional a $E \times B$.

F. Términos colisionales de Fokker-Planck en la Física del Entorno Espacial

En el contexto de la magnetosfera terrestre, las ecuaciones FP se utilizan para modelar la difusión de partículas energéticas debida a interacciones con ondas electromagnéticas, como ondas *whistler-mode chorus* o *electromagnetic ion cyclotron* (EMIC). Estas interacciones provocan difusión en el ángulo de inclinación (*pitch-angle*), momento y posición radial, afectando la población de electrones relativistas en los cinturones de Van Allen. La ecuación FP general en el espacio de fases se escribe como:

$$\frac{\partial f}{\partial t} = -\nabla_{\mathbf{v}} \cdot (\mathbf{A}f) + \frac{1}{2} \nabla_{\mathbf{v}} \cdot (\mathbf{D} \nabla_{\mathbf{v}} f) + S - L \quad (55)$$

donde $f(\mathbf{v}, \mathbf{r}, t)$ es la función de distribución, y $S - L$ representa términos de fuente/pérdida, \mathbf{A} es el vector de deriva (que incluye fuerzas de campos eléctricos y magnéticos), y \mathbf{D} es el tensor de difusión que describe procesos estocásticos de naturaleza microscópica, como dispersión de partículas o la interacción con ondas Chen [2015]. En la heliosfera, esta ecuación modela el transporte de GCRs, donde las turbulencias magnéticas generan difusión espacial y en momento. Esta ecuación presenta la forma de una ecuación de advención-difusión muy común en muchos campos de la física matemática, como por ejemplo, la ecuación del calor. En forma escalar también se puede expresar como

$$\frac{\partial f}{\partial t} = -\sum_{i=1}^N \frac{\partial}{\partial x_i} (A_i(\mathbf{x}, t)f) + \sum_{i=1}^N \sum_{j=1}^N \frac{\partial^2}{\partial x_i \partial x_j} (D_{ij}(\mathbf{x}, t)f) + S(\mathbf{x}, t)$$

Un ejemplo concreto es el modelado de la difusión de electrones relativistas en los cinturones de Van Allen, donde las ondas tipo *chorus* citadas anteriormente inducen scattering (dispersión). La ecuación FP simplificada para la distribución $f(\mu, p, L, t)$ (donde $\mu = \cos \alpha$ es el coseno del ángulo de inclinación, p es el momento, y L es el parámetro de la línea de campo magnético) se expresa como Horne et al. [2005]:

$$\frac{\partial f}{\partial t} = \frac{1}{G} \frac{\partial}{\partial \mu} \left(G D_{\mu\mu} \frac{\partial f}{\partial \mu} \right) + \frac{1}{p^2} \frac{\partial}{\partial p} \left(p^2 D_{pp} \frac{\partial f}{\partial p} \right) + \frac{\partial}{\partial L} \left(D_{LL} \frac{\partial f}{\partial L} \right) - \frac{f}{\tau_L},$$

$G = \mu(1 - \mu^2)^{1/2}$ es un factor geométrico relacionado con el volumen del espacio de fases. $D_{\mu\mu}$, D_{pp} , y D_{LL} son los coeficientes de difusión para el ángulo de inclinación, momento y transporte radial, respectivamente, calculados a partir de la potencia espectral de las ondas ($|B_w|^2$). El factor τ_L es el tiempo característico de pérdida de partículas a la atmósfera o por otra fenomenología. Este modelo, descrito en detalle por Horne et al. (2005, DOI: 10.1029/2004JA010811), ha sido validado con datos de misiones demostrando cómo las tormentas geomagnéticas incrementan la difusión y afectan la electrónica de satélites.

En general, las ecuaciones FP permiten soluciones analíticas en regímenes quasi-lineales, pero en plasmas no colisionales del entorno espacial ($\lambda_{\text{mfp}} \gg 1$),

requieren métodos numéricos como Monte Carlo o herramientas para tratar ecuaciones diferenciales en parciales. Su integración en modelos híbridos (MHD + FP) mejora las predicciones de clima espacial, especialmente para mitigar riesgos en satélites durante eventos de alta energía incorporando coeficientes de difusión de la actividad solar in-situ de las misiones como Parker Solar Probe.

G. Distribuciones Maxwelliana y Kappa

Esta tabla resume los momentos de orden k , definidos como la integral de potencias de la velocidad $\langle v^k \rangle = \int v^k f(\mathbf{v}) d\mathbf{v}$, para las distribuciones de velocidad de Maxwelliana y Kappa, fundamentales en la física de gases y de plasmas Schunk and Nagy [2009].

Se utiliza $\alpha = \frac{m}{2k_B T}$ como el parámetro térmico. *Sin Deriva* ($\mathbf{u} = 0$)

- **Maxwelliana:** Válida para T bien definida.
- **Kappa:** Requiere $\kappa > 3/2$ para el momento de orden 2, y $\kappa > 5/2$ para el momento de orden 4. En el límite $\kappa \rightarrow \infty$, se recupera la distribución Maxwelliana.

Distribución Maxwelliana La función de distribución unidimensional (1D) sin deriva es

$$f_{1D}(v) = \sqrt{\frac{\alpha}{\pi}} e^{-\alpha v^2}$$

En **Física de Plasmas** las distribuciones Kappa son un formalismo común para describir plasmas con colas de alta energía no-térmicas, observadas en el viento solar y magnetosferas. Usa **Funciones Especiales** como la Función Gamma (Γ). La función de distribución de Kappa (3D isótropa) es

$$f_{3D}(\mathbf{v}) \propto \left(1 + \frac{1}{\kappa} \frac{|\mathbf{v} - \mathbf{u}|^2}{c^2} \right)^{-(\kappa+1)}$$

donde $c^2 = \frac{2k_B T}{m}$. Para la distribución **Kappa 3D** (**Sin Deriva**, $\mathbf{u} = 0$).

Cuadro 5: Momentos de la Distribución Maxwelliana 1D

Momento (k)	Integral	Resultado	Magnitud Física
k impar	$\int_{-\infty}^{\infty} v^{2n+1} f_{1D}(v) dv$	0	Velocidad media (Flujo de masa).
$k = 0$ (Normalización)	$\int_{-\infty}^{\infty} f_{1D}(v) dv$	1	Densidad de probabilidad.
$k = 1$ (Con Deriva u)	$\int_{-\infty}^{\infty} v f_{1D}(v - u) dv$	u	Velocidad de deriva (Flujo).
$k = 2$	$\langle v^2 \rangle$	$\frac{1}{2\alpha} = \frac{k_B T}{m}$	Energía térmica 1D.
$k = 2$ (Con Deriva u)	$\langle v^2 \rangle$	$u^2 + \frac{1}{2\alpha}$	Energía total.
$k = 2n$ (General)	$\langle v^{2n} \rangle$	$\frac{(2n)!}{n! 2^{2n} \alpha^n}$	Momentos pares generales.

Cuadro 6: Momentos de la Distribución Maxwelliana 3D

Momento (k)	Integral / Tensor	Resultado
$k = 0$ (Normalización)	$\int_{\mathbb{R}^3} f_{3D}(\mathbf{v}) d^3v$	1
$k = 1$ (Vector)	$\langle \mathbf{v} \rangle$	\mathbf{u}
$k = 2$ (Módulo, $ \mathbf{v} ^2$)	$\langle v^2 \rangle$	$\frac{3}{2\alpha} = \frac{3k_B T}{m}$
$k = 2$ (Tensor, $\mathbf{v}\mathbf{v}$)	$\langle \mathbf{v}\mathbf{v} \rangle$	$\mathbf{u}\mathbf{u} + \frac{1}{2\alpha} \mathbf{I}$

Cuadro 7: Momentos de la Distribución Kappa 3D (Sin Deriva)

Momento (k)	Resultado	Requisitos
$k = 0$ (Normalización)	1	$\kappa > 0$
$k = 1$ (Rapidez Media)	$\sqrt{\frac{k_B T}{m}} \frac{2\kappa}{\kappa-1} \frac{\Gamma(\kappa)}{\Gamma(\kappa+1/2)} \sqrt{\frac{2}{\pi}}$	$\kappa > 1$
$k = 2$ (Energía)	$\frac{3k_B T}{m} \left(\frac{\kappa}{\kappa-3/2} \right)$	$\kappa > 3/2$
$k = 4$	$\left(\frac{k_B T}{m} \right)^2 \frac{15\kappa^2}{(\kappa-3/2)(\kappa-5/2)}$	$\kappa > 5/2$

Cuadro 8: Momentos de la Distribución Kappa 3D (Con Deriva)

Momento (Tensor)	Resultado	Notas
Orden 1 (Vector)	$\langle \mathbf{v} \rangle = \mathbf{u}$	Velocidad de deriva.
Orden 2 (Tensor, $\mathbf{v}\mathbf{v}$)	$\langle \mathbf{v}\mathbf{v} \rangle = \mathbf{u}\mathbf{u} + \mathbf{I} \left[\frac{k_B T}{m} \left(\frac{\kappa}{\kappa-3/2} \right) \right]$	Tensor de Presión (P), incluye efecto de cola.

Referencias

- Wolfgang Baumjohann and Rudolf A. Treumann. Basic space plasma physics. *Imperial College Press*, 1997.
- C.K. Birdsall and A.B. Langdon. *Plasma Physics via Computer Simulation*. Taylor & Francis, 2004.
- J.A. Bittencourt. Fundamentals of plasma physics. 1986.
- F.F. Chen. *Introduction to Plasma Physics and Controlled Fusion*. Springer, 3rd edition, 2015.
- Francis F. Chen. *Introduction to Plasma Physics and Controlled Fusion*. Plenum Press, 2 edition, 1984.
- European Cooperation for Space Standardization (ECSS). Space engineering: Space environment. Technical Report ECSS-E-ST-10-04C, ECSS, 2008.
- Tamas I Gombosi. *Physics of the Space Environment*. Cambridge University Press, Cambridge, 2004.
- J. K. Hargreaves. *The Solar-Terrestrial Environment*. Cambridge University Press, 1992.
- Daniel E. Hastings and Henry B. Garrett. Spacecraft-environment interactions. 1995.
- Richard B. Horne, Richard M. Thorne, Sarah A. Glauert, Jay M. Albert, Nigel P. Meredith, and Roger R. Anderson. Timescale for radiation belt electron acceleration by whistler mode chorus waves. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, 110(A3), 2005. doi: 10.1029/2004JA010811.
- Margaret G. Kivelson and Christopher T. Russell. *Introduction to Space Physics*. Cambridge University Press, 1995a.
- Margaret G Kivelson and Christopher T Russell. *Introduction to Space Physics*. Cambridge University Press, Cambridge, 1995b.
- Eugene N Parker. Dynamics of the interplanetary gas and magnetic fields. *The Astrophysical Journal*, 128:664, 1958.
- Carolus J. Schrijver. Space weather: how forecasting solar storms can protect our technology. *Nature*, 523 (7561):398–399, 2015.
- R.W. Schunk and A.F. Nagy. *Ionospheres: Physics, Plasma Physics, and Chemistry*. Cambridge University Press, 2nd edition, 2009.
- Alan C. Tribble. *The Space Environment: Implications for Spacecraft Design*. Princeton University Press, Princeton, NJ, revised and expanded edition, 2003. ISBN 978-0691102993.