



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA DE MEXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

**“ CORRELACIÓN DE LOS FLUJOS
MAGNÉTICOS SOLARES Y LA
TEMPERATURA TROPOSFÉRICA
GLOBAL TERRESTRE ”**

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TITULO DE

F Í S I C O

P R E S E N T A:

JAIME ARTURO OSORIO ROSALES

ASESORA DE TESIS:

DRA. BLANCA EMMA MENDOZA ORTEGA



2006



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

Hoja de Datos del Jurado

1. Datos del alumno.
Osorio
Rosales
Jaime Arturo
55 38 28 81
Universidad Nacional Autónoma de México
Facultad de Ciencias
Física
2. Datos del tutor.
Dra.
Blanca Emma
Mendoza
Ortega
3. Datos del sinodal 1.
Dr.
Agustín
Muhlia
Velásquez
4. Datos del sinodal 2.
M. en C.
Ignacio
Campos
Flores
5. Datos del sinodal 3.
Dra.
María Guadalupe
Cordero
Tercero
6. Datos del sinodal 4.
Dr.
Ernesto
Jáuregui
Ostos
3. CORRELACIÓN DE LOS FLUJOS MAGNÉTICOS SOLARES Y LA
TEMPERATURA TROPOSFÉRICA GLOBAL TERRESTRE.
125
1996



UNIVERSIDAD NACIONAL
AVENIDA DE
MEXICO

ACT. MAURICIO AGUILAR GONZÁLEZ
Jefe de la División de Estudios Profesionales de la
Facultad de Ciencias
Presente

Comunicamos a usted que hemos revisado el trabajo escrito:
"Correlación de los Flujos Magnéticos Solares y la Temperatura Troposférica
Global Terrestre"

realizado por Osorio Rosales Jaime Arturo

con número de cuenta 09136649-2 , quien cubrió los créditos de la carrera de: Física

Dicho trabajo cuenta con nuestro voto aprobatorio.

Atentamente

Director de Tesis		
Propietario	Dra. Blanca Emma Mendoza Ortega	
Propietario	Dr. Agustín Muhlia Velásquez	
Propietario	M. en C. Ignacio Campos Flores	
Suplente	Dra. María Guadalupe Cordero Tercero	
Suplente	Dr. Ernesto Jáuregui Ostos	

Consejo Departamental de Física



M. EN C. ALICIA ZARZOSA PÉREZ
FACULTAD DE CIENCIAS
DEPARTAMENTO DE FÍSICA

AGRADECIMIENTOS

Quiero expresar mis agradecimientos a todas las personas que aportaron algo para mi superación académica y personal; así también a todas aquellas que no lo hicieron por que lograron darme el coraje y la razón para conseguir la meta deseada.

Le doy las gracias a toda mi familia por el apoyo que me han brindado durante toda mi vida, lo cual no puedo pagar con nada. A mis padres Marina y Jaime, mis hermanos Iliana y Eduardo, mis tíos, mis primos y a mi abuelo David por su manera tan singular de apoyarme y estar siempre conmigo.

Gracias a todos mis compañeros de la Facultad de Ciencias y del Instituto de Geofísica por hacer tan amena la estancia durante todo este tiempo y la cual será un lapso inolvidable en mi vida.

Agradezco todas las atenciones y apoyo del personal del Departamento de Investigaciones Solares y Planetarias del Instituto de Geofísica de la UNAM para lograr esta tesis.

Un agradecimiento muy especial a la Dra. Blanca Mendoza Ortega por todo el tiempo que me dedico, ayuda y apoyo para lograr este trabajo.

También deseo expresar mis agradecimientos a la Dra. Nelly Escamilla por ser una parte muy esencial en esta etapa de mi vida, por la comprensión y cariño que me ha dado, y por darme las fuerzas para seguir adelante. Con mucho cariño para ella.

En un lugar muy privilegiado quiero agradecerle a mi tío el Dr. Arturo Rosales por darme el apoyo, coraje y confianza en mi mismo para salir adelante, así como todos sus comentarios e ideas que me ha dado siempre para ser mejor en la vida.

Toda nuestra ciencia,
comparada con la realidad,
es primitiva e infantil;
y sin embargo es lo máspreciado
que tenemos.

Albert Einstein
(1879 – 1955)

ÍNDICE

INTRODUCCIÓN	1
CAPÍTULO 1 - EL SOL	
1 INTRODUCCIÓN	3
2 INTERIOR SOLAR	7
2.1 NÚCLEO	8
2.2 ZONA RADIATIVA	10
2.3 ZONA CONVECTIVA	11
3 ATMÓSFERA SOLAR	11
3.1 FOTÓSFERA	12
3.2 MANCHAS SOLARES	13
3.3 CROMÓSFERA	14
3.4 CORONA SOLAR	18
3.5 VIENTO SOLAR	19
4 ACTIVIDAD SOLAR	20
4.1 DÍNAMO SOLAR	21
4.2 CICLO DE MANCHAS SOLARES	23
CAPÍTULO 2 - RELACIONES SOL - CLIMA	
2.1 MAGNETOSFERA	26
2.2 ATMÓSFERA TERRESTRE	28
2.2.1 CRITERIO POR TEMPERATURA	31
2.2.2 LA IONOSFERA	33
2.2.3 CRITERIO POR COMPOSICIÓN	38
2.2.4 BALANCE DE ENERGÍA	39
2.2.5 EQUILIBRIO HIDROSTÁTICO	40
2.2.6 INESTABILIDAD CONVECTIVA	42
2.2.7 PARÁMETROS ATMOSFÉRICOS ESTRUCTURALES	45

2.2.8 RELACIÓN ENTRE PARÁMETROS ATMOSFÉRICOS ESTRUCTURALES	46
2.2.9 PERFIL VERTICAL DE LA PRESIÓN ATMOSFÉRICA $p(z)$	47
2.2.10 PERFIL HORIZONTAL DE LA PRESIÓN ATMOSFÉRICA $p(x,y)$	49
2.3 RELACIONES SOL – CLIMA	50
2.4 FORMACIÓN Y CLASIFICACIÓN DE NUBES	59
2.4.1 INTERACCIÓN NUBES-RADIACIÓN	59
2.5 RAYOS CÓSMICOS	60
2.5.1 MODULACIÓN POR EL CAMPO MAGNÉTICO INTERPLANETARIO Y SU INGRESO A LA ATMÓSFERA	63

CAPÍTULO 3 - CAMPO MAGNÉTICO SOLAR

3.1 VIENTO SOLAR	70
3.2 CAMPO MAGNÉTICO INTERPLANETARIO (IMF)	76
3.2.1 TOPOLOGÍA DEL CAMPO MAGNÉTICO INTERPLANETARIO	81
3.3 FLUJO MAGNÉTICO	82
3.4 FLUJO MAGNÉTICO SOLAR	83

CAPÍTULO 4 - DATOS Y RESULTADOS

4.1 TEMPERATURA DE BRILLO	85
4.2 TEMPERATURA GLOBAL	86
4.3 VARIABILIDAD CLIMÁTICA Y ACTIVIDAD SOLAR	87
4.4 DATOS	88
4.5 RESULTADOS	89
4.5.1 SERIES DE TIEMPO DE LA TEMPERATURA Y DEL FLUJO MAGNÉTICO SOLAR	90
4.5.2 CORRELACIONES ENTRE TEMPERATURA Y FLUJO MAGNÉTICO SOLAR	93
4.5.3 CORRELACIONES ENTRE EL FLUJO MAGNÉTICO SOLAR Y MANCHAS SOLARES	103
4.6 RESUMEN DE RESULTADOS	107

CAPÍTULO 5 – CONCLUSIONES

CONCLUSIONES	112
---------------------	-----

APÉNDICE I

A1. DIAGRAMA HERTZPRUNG – RUSSELL	115
--	-----

A2. CLASIFICACIÓN ESPECTRAL DE LAS ESTRELLAS	117
---	-----

APÉNDICE II

A2. ESPECTRO ELECTROMAGNÉTICO	119
--------------------------------------	-----

REFERENCIAS

LIBROS	124
---------------	-----

DATOS	124
--------------	-----

ARTÍCULOS	125
------------------	-----

INTRODUCCIÓN

Los fenómenos que se dan en las estrellas y principalmente en el Sol, que es la estrella más cercana a la Tierra, son una muestra de los procesos que se dan en el espacio, los cuales nos afectan de manera directa como planeta.

El Sol es la estrella que podemos observar con mayor detalle, el estudio de sus diferentes partes y los fenómenos que en él se generan, nos aportan una herramienta muy valiosa para entenderlo mejor. Las condiciones bajo las cuales éstos suceden, exceden las condiciones reproducibles en la Tierra, por lo que su estudio representa un invaluable lugar donde estudiar procesos y fenómenos físicos, que por mucho rebasan nuestra capacidad de experimentación, y están muy por encima de los modelos que se van generando para su mejor entendimiento.

El Sol es nuestra principal fuente de luz y calor, por lo que sus emisiones determinan las características del entorno de la Tierra, condicionan el clima así como sus variaciones, y son las responsables de la vida en nuestro planeta. Algunos fenómenos solares muy extremos y violentos tienen repercusiones en nuestro planeta Tierra, en forma de perturbaciones geomagnéticas, perturbaciones ionosféricas, auroras boreales, interferencia en las radiocomunicaciones, efectos en la salud humana, variaciones climáticas, cambios de temperatura en la atmósfera, etc., etc.

El sistema Sol-Tierra puede considerarse constituido principalmente por cuatro componentes principales: el Sol, el medio interplanetario con sus diferentes poblaciones de partículas y campos, la magnetosfera o cavidad dominada por el campo magnético de la Tierra, y la atmósfera terrestre. Se deben de considerar para tal sistema los agentes externos, como los rayos cósmicos y los meteoritos. En general, la comprensión global de este sistema es sumamente compleja e interdisciplinaria. Cualquier cambio detectable en el sistema es, en última instancia, resultado de la interacción, retroalimentación o incluso la posible amplificación de muchos factores causantes. Para entender todas las manifestaciones de la actividad solar y en particular, los fenómenos transitorios que afectan el medio ambiente terrestre, es necesario tener una idea de la importancia de los campos magnéticos presentes en la superficie del Sol.

Si bien el campo solar promedio es de aproximadamente 1 gauss (apenas un poco mayor que el terrestre), aparecen aisladamente extensas estructuras magnéticas con campos muy intensos, de hasta varios miles de gauss, en las manchas y zonas aledañas (regiones activas).

El Sol es, desde el punto de vista de su actividad magnética, una estrella variable; la física de las relaciones Sol-Tierra y el estudio sistemático del Sol, ha permitido concluir en estos últimos años, que la actividad solar desempeña un papel muy importante en diversos fenómenos que ocurren y observamos en el entorno terrestre. Los dos parámetros más comunes usados para definir el clima han sido la precipitación y la temperatura, y éstos han sido utilizados en una gran cantidad de estudios sobre la asociación Sol-clima-tiempo.

El objetivo de la presente tesis es encontrar una correlación entre los flujos magnéticos solares, las variaciones de la temperatura global terrestre y los posibles mecanismos asociados.

En el primer capítulo, se explican las propiedades generales del Sol así como una explicación detallada de las partes que lo conforman. Posteriormente se explican los conceptos de la actividad solar, dínamo solar y el ciclo de manchas solares.

En el capítulo 2, las relaciones Sol - Tierra, se resumen las características de la magnetosfera terrestre y la atmósfera terrestre, en el siguiente apartado se dan los conceptos generales sobre la formación y clasificación de nubes; finalmente se explica en detalle los rayos cósmicos; su composición, el espectro de su energía, la interacción con el campo geomagnético, la interacción con la atmósfera terrestre, y su posible participación en la nucleación.

En el capítulo 3 se plantea el desarrollo de las ecuaciones más importantes del viento solar, campo magnético, flujo magnético solar y se da una descripción de la topología del campo magnético interplanetario.

El capítulo 4 se refiere a los datos y las gráficas obtenidas a partir de estos, y se realiza un proceso estadístico llamado suavizamiento de series de tiempo (movimientos medios); para lo cual se manejaron series de tiempo a 12 meses; y finalmente se dan las tablas con los resultados obtenidos con una breve explicación.

En el último capítulo el 5 se dan las conclusiones obtenidas del trabajo, las cuales en este apartado se justifican y se discuten.

CAPÍTULO 1

EL SOL

1. INTRODUCCIÓN

En las últimas décadas se han hecho descubrimientos asombrosos del cosmos, se hallaron galaxias, soles y planetas; unos naciendo, evolucionado y otros muriendo. Se han encontrado diversas formas de materia; rocas, hielo, gases y quizás agua. Sin embargo la asombrosa maquinaria de la naturaleza esta plagada de interrogantes, de las posibles y necesarias interrelaciones entre la materia y la energía que la constituyen. La ciencia ha revelado al explorar el universo que en todas partes los patrones de la naturaleza son los mismos, que las mismas leyes físico químicas se aplican en todo el universo, las que apenas empezamos a entender y que se sugieren como un rico misterio por indagar. Así, los fenómenos físico químicos y termonucleares que se producen en las estrellas especialmente en nuestro Sol que es la estrella más cercana a la Tierra, son procesos muestra a estudiar.

Cada día que sentimos el calor y vemos el brillo del Sol, parece que el sol brilla y calienta de la misma manera al día anterior igual que siempre, que no hay variación en su emisión energética. Nuestros receptores corporales no son lo suficientemente sensibles a estas variaciones energéticas que el sol aporta a la Tierra. La Tierra, al igual que los demás cuerpos del sistema solar, se encuentra bajo su influencia directa al estar dentro de la atmósfera solar o Heliósfera, de modo tal que las perturbaciones que suceden en el Sol afectan directamente a nuestro planeta de diversas formas. Al Sol lo han personificado como a un dios en diversas mitologías y nombrado de diferentes modos: Los griegos le llamaron Helios, los Aztecas Tonatiuh “El que va haciendo el día” y los Romanos Sol.

El Sol mediante la radiación electromagnética que emite, aporta casi toda la energía que mantiene la vida terrestre. Hay una química común; moléculas orgánicas, complejos macro moleculares alrededor del átomo de carbono y una herencia evolutiva común entre las plantas y los animales.

Las plantas toman el agua del suelo y el CO₂ del aire, convirtiéndolos en alimento para ellas y los animales, las plantas y los animales se usan mutuamente en una naturaleza prolífica movidos en un ciclo impulsado por la radiación electromagnética que el Sol emite aportando la energía. El estudio del Sol se ha dividido en dos partes: El interior, que es imposible observar directamente; y su atmósfera, que puede observarse directamente, aunque no a simple vista.

El Sol es la estrella más cercana a la Tierra, se encuentra a una distancia media de 150 millones de Kilómetros¹ (máxima 1.52×10^8 y mínima de 1.43×10^8 km) en promedio. Debido al gran efecto gravitacional de su masa es el cuerpo dominante del sistema solar.

Es una estrella de clase espectral G2, enana de color amarillo por situarse en el centro de la secuencia principal en el diagrama Hertzsprung-Russell (H-R²). Se encuentra en un brazo periférico girando alrededor de la galaxia en un tiempo de 250 millones de años aproximadamente. Es el objeto mas grande del sistema solar y contiene el 99.8% de toda la masa del conjunto planetario. Se calcula que el Sol tiene una edad de aproximadamente de 4.5×10^9 años.

Es un cuerpo gaseoso muy caliente compuesto principalmente de hidrogeno (71%), también contiene helio (27%), oxígeno (1%) y elementos mas pesados (1%). Su diámetro es de 1.4×10^6 km, aproximadamente 100 veces mayor al de la Tierra. Como todas las estrellas, el Sol se formó cuando el gas y el polvo locales se aglutinaron, a la vez que generaban un efecto de gravedad, arremolinándose hasta formar una esfera. A medida que la masa crecía, el hidrógeno en el centro era aplastado por la gigantesca presión, hasta que finalmente se desató una reacción de fusión en la que los núcleos de hidrógeno se unieron en una reacción de múltiples etapas para crear helio. La masa de los núcleos de helio resultante es apenas menor que la de los núcleos de hidrógeno que los formaron, y la diferencia se convierte en energía de acuerdo con la ecuación $E = mc^2$. La mayor parte de esta energía es emitida como radiación electromagnética.

¹ UA = Unidad Astronómica, distancia media de la Tierra al Sol.

² Ver Apéndice I

La fuente de energía en el Sol, es la fusión de núcleos de hidrógeno (protones) para producir núcleos de helio. En este proceso, se pierde una pequeña cantidad de masa que es transformada en energía. Esta reacción nuclear, sólo puede ocurrir en el muy caliente ($1.5 \times 10^7 K$) y denso centro del Sol. El Sol pierde medio millón de toneladas cada segundo en esta destrucción de masa para producir energía, pero se calcula que mantendrá su actual producción de energía durante cerca de 5×10^9 años más.

El Sol posee dos movimientos; el de rotación, que cumple sobre su mismo eje y el de traslación, que realiza en torno a la galaxia. El movimiento de traslación lo realiza a una velocidad de 2.15 km/seg y demora aproximadamente 225 millones de años en una revolución alrededor del centro galáctico. Como el Sol no es un cuerpo rígido, las zonas ecuatoriales giran más rápido que las zonas polares, lo que se conoce como **Rotación Diferencial**. Para determinar la velocidad de rotación del Sol se consideró la velocidad en el ecuador solar y en latitudes situadas 16° por encima y debajo del mismo. En el ecuador la rotación es de 25.38 días, a los 16° de 27.275 días y en los polos de 36 días. El núcleo rota como un sólido.

El Sol es un plasma que permite transportar ondas gravitacionales, ondas de flotación, ondas de sonido y ondas de plasma. Las fuerzas restauradoras involucradas en cada una de ellas son la gravedad, la fuerza de flotación, la presión del gas y la fuerza electromagnética.

En la Tabla 1 se muestran los datos más significativos sobre nuestra estrella.

La composición química del Sol resulta ser muy parecida a la de otros objetos cósmicos (exceptuando la Tierra y otros planetas). En la Tabla 2 señalamos que el hidrógeno es el elemento más abundante en el Sol. Por el número de átomos su cantidad es aproximadamente diez veces mayor que la de todos los demás elementos, perteneciéndole casi el 71% de la masa del Sol (el hidrógeno es el elemento más ligero).

Por su contenido, el helio es el segundo elemento: ocupa casi el 27% de la masa del Sol. A todos los elementos restantes tomados conjuntamente, le corresponden aproximadamente el 2%.

Tabla 1. Algunos datos del Sol:

Aceleración (en caída libre en la superficie)	274 m/s ²
Densidad Media	1410 kg/m ³
Distancia Media a la Tierra ^c	1.496 × 10 ⁸ Km (1 UA)
Edad aproximada del Sol	4.52 × 10 ⁹ años
Energía Radiada	10 ³³ erg/s
Luminosidad Solar	3.8515 × 10 ³³ erg/s
Magnitud Visual Absoluta	4.79
Magnitud Visual Aparente	- 26.78
Masa	1.9891 × 10 ³⁰ kg
Masa (relativa a la de la Tierra)	333.400
Periodo de Rotación ^a	37 d (polos) y 25.38 d (ecuador)
Periodo Orbital (galáctico)	220 millones de años
Potencia de Radiación ^b	3.90 × 10 ²⁶ W
Radio Medio	6.96 × 10 ⁸ m
Temperatura del Núcleo	15 000 000 °K
Temperatura Efectiva	5785 °K
Tipo Espectral	G2
Velocidad de Escape	618 km/s
Velocidad Orbital	220 km/s
Volumen	1.41 × 10 ²⁷ m ³

^a Medida con respecto a las estrellas distantes

^b Justo fuera de la atmósfera de la Tierra se recibe energía solar, suponiendo incidencia normal, a razón de 1340 W/m²

^c UA = Unidad Astronómica = 149 600 000 km (distancia media Tierra-Sol)

Tabla 2. Composición química del Sol:

Elemento	Nº relativo de átomos
Hidrógeno	1.000.000
Helio	100.000
Oxígeno	1.000
Carbono	400
Neón	200
Nitrógeno	100
Silicio	60
Azufre y Magnesio	20
Hierro	6
Sodio, Aluminio, Argón y Calcio	2

2. INTERIOR SOLAR

El interior solar no se puede estudiar directamente, por lo que se han desarrollado diferentes técnicas de estudio que ayudan a deducir sus características principales y han permitido el desarrollo de modelos teóricos. Las partes internas del Sol sugeridas por diversos estudios se muestran en la figura 1.1.

Esta formado por: a) **Núcleo**: Es la parte más profunda del Sol donde la energía es generada por reacciones nucleares, b) **Zona Radiativa**: Es donde la energía viaja hacia afuera por radiación en aproximadamente un 70% del interior solar, c) **Zona Convectiva**: Es donde las corrientes de convección ponen en circulación hacia la superficie la energía generada en el núcleo.



Fig. 1.1 Regiones interiores mayores del Sol.

2.1 NÚCLEO

El núcleo solar es la parte más interna, tiene un radio aproximado de 2×10^5 km, se encuentra aproximadamente a 1.5×10^7 K, a esta temperatura es posible convertir átomos de hidrógeno en átomos de helio.

La presión ($\sim 10^{11}$ atm) y la temperatura ($\sim 10^7$ K) son tan altas que las interacciones nucleares se dan de manera natural. Como el elemento más abundante en el Sol es el hidrógeno ($\sim 75\%$), las interacciones entre protones tienen gran probabilidad de ocurrir.

El resultado final de las interacciones entre núcleos de hidrógeno son núcleos de helio. Cada segundo el Sol produce 1×10^{38} átomos de helio. Cada átomo de helio se forma de cuatro átomos de hidrógeno, y ya que el átomo de helio tiene menos masa que los cuatro átomos de hidrógeno, la diferencia de masa multiplicada por la velocidad de la luz al cuadrado se convierte en energía. También se obtienen neutrinos y fotones gamma; debido a que la interacción de los neutrinos con la materia es casi nula, salen del núcleo y de las restantes capas del Sol a la velocidad de la luz.

Todas estas reacciones liberan energía que finalmente llega a la superficie como luz visible. Una enorme cantidad de núcleos reaccionan a cada segundo, generando una energía equivalente a la que se produciría por la explosión de 1×10^{11} bombas de hidrógeno de un megatón por segundo. La combustión nuclear del hidrógeno en el centro del Sol se extiende a un 25% del radio solar.

La cadena protón-protón es la fuente primaria de energía de una estrella en la secuencia principal, es decir, de una estrella que se halla en la etapa en que utiliza hidrógeno como combustible. Para poder funcionar, la cadena protón-protón requiere temperaturas en torno a los 1×10^7 °C. A esas temperaturas los elementos no existen en forma de átomos, sino en forma de plasma. En una primera reacción, dos núcleos de hidrógeno, es decir dos protones, se combinan dando deuterio. Este proceso produce además como subproductos un positrón y un neutrino. El deuterio se fusiona con mucha más facilidad que el hidrógeno normal, así que se combina con otro protón más para dar un isótopo del helio llamado helio-3, produciéndose también un fotón, es decir energía. Por último, el núcleo de helio-3 se fusiona con otro núcleo de helio-3. Esta reacción conduce a la formación de un núcleo helio-4, que es el isótopo más abundante del helio y a la pérdida de dos protones que volverán a fusionarse reiniciando la cadena de reacciones.

El proceso puede verse globalmente con más facilidad si se considera que es equivalente a que tres protones se fusionen para dar un núcleo de helio-3, un positrón, un neutrino y un fotón. Luego dos núcleos de helio-3 dan un núcleo de helio-4 y dos protones. Haciendo un balance de estos procesos de fusión obtenemos que en la cadena protón-protón se generan, a partir de cuatro protones, dos positrones, dos neutrinos, dos fotones y el helio-4. Y si tenemos en cuenta que el positrón no es más que antimateria y se aniquila casi inmediatamente para dar un fotón de rayos gamma, el balance es de cuatro protones para dar helio-4 y energía (ver figura 1.2).

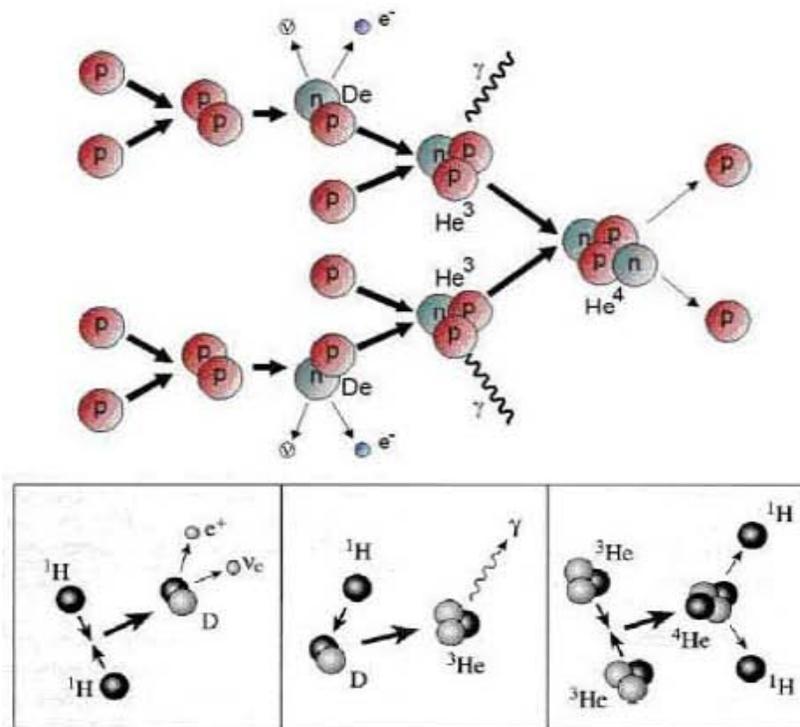


Fig. 1.2 Cadena Protón - Protón

2.2 ZONA RADIATIVA

Envolviendo al núcleo se encuentra la Zona Radiativa. Esta zona tiene un grosor aproximado de 3×10^5 km. Su denominación proviene del mecanismo de transporte de la energía generada en el núcleo hacia capas más exteriores, transporte llevado a cabo por los fotones. Debido a la densidad que existe en la zona radiativa los fotones no recorren mucha distancia sin colisionar con un átomo: aproximadamente entre uno y dos centímetros.

Durante el viaje del fotón a la superficie solar, éste va de colisión tras colisión lo que le hace perder energía convirtiéndolo en un fotón menos energético, lo que produce un cambio en su espectro de emisión que va de rayos gamma a los rayos X, al continuar las colisiones y perder mas energía esta emisión se convierte en rayos ultravioleta extremos (UVE) y finalmente a rayos ultravioleta (UV), hasta que emergen en la superficie como luz visible o rayos infrarrojos. El viaje del fotón dura entre 1×10^4 y 1×10^6 años.

En esta zona que se extiende desde el exterior del núcleo hasta aproximadamente el 80% del radio solar, la densidad y la temperatura disminuyen desde 20 g/cm^3 y $7 \times 10^6 \text{ K}$ respectivamente en la parte interior hasta valores de 0.2 g/cm^3 y $2 \times 10^6 \text{ K}$ en la parte más exterior.

2.3 ZONA CONVECTIVA

La Zona Convectiva es llamada así porque en ésta zona se produce el fenómeno de la convección: La convección es el modo que tiene el calor de propagarse en los fluidos al haber un cierto gradiente de temperatura. Los fluidos por el calor se dilatan y disminuyen su densidad. Se forman entonces corrientes cuando se excede un cierto gradiente de temperatura y de este modo se calentará todo el fluido, incluso la parte superior.

La zona convectiva rodea la zona radiativa, los gases calentados por la radiación procedente de la zona radiativa, se expanden y suben a la superficie, liberando la energía absorbida, los gases se enfrían, se hacen más densos y vuelven a bajar, completando el proceso. Esta parte del Sol queda intermedia entre la zona radiativa y la superficie; tiene una extensión de $2 \times 10^5 \text{ km}$ y constituye aproximadamente el 15% del tamaño del Sol.

3. ATMÓSFERA SOLAR

Aun cuando el Sol es enteramente gaseoso y no puede tener superficie sólida o líquida como los planetas, está lejos de carecer de rasgos característicos. Las capas exteriores que son accesibles a la observación, están clasificadas en varios niveles diferentes de acuerdo a su perfil de temperatura. Cada uno de éstos muestra tipos característicos y siempre cambiantes de actividad. La atmósfera solar se divide en 3 capas: *Fotósfera* (zona ligada a su superficie), *Cromósfera* (porción intermedia) y *Corona Solar* (la capa más externa). Esta división se puede observar en la figura 1.3.

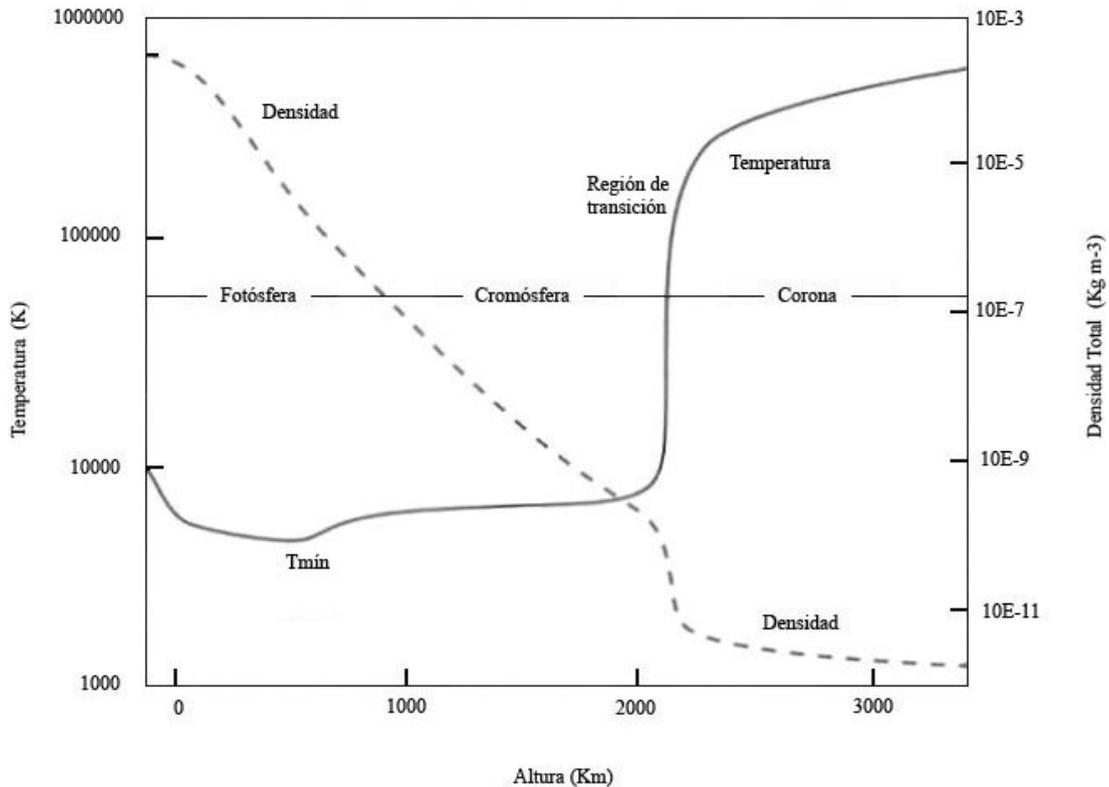


Fig. 1.3 Perfil de temperatura de la atmósfera solar.

3.1 FOTÓSFERA

La Fotosfera (esfera de luz) es la capa solar más baja externa del Sol; aquí se origina la radiación visible, tiene un espectro continuo e irradia la mayor parte de la energía solar que nos llega. La luz que vemos del Sol es emitida en esta zona. Es una capa muy delgada con un espesor aproximado de 500 km. En total la parte interna y la fotosfera constituyen la esfera solar de unos 6.96×10^5 km de radio. La fotosfera absorbe casi totalmente la radiación que emite la parte interna. Su espectro de radiación es prácticamente igual al de un cuerpo negro³ a esa temperatura.

A lo largo de la fotosfera la temperatura disminuye conforme aumenta la distancia del centro del Sol hasta una temperatura de aproximadamente 4000 K, en la base de la cromósfera.

³ Aquel que absorbe toda la radiación que incide sobre él.

3.2 MANCHAS SOLARES

Las manchas solares son fenómenos consecuentes al efecto del campo magnético solar, son una manifestación visible del campo magnético que es dinámico y da origen a una amplia variedad de fenómenos físicos. Su campo magnético es miles de veces más intenso que los de las regiones aledañas. Este campo magnético tan intenso inhibe el transporte de material, por lo que en estas regiones el plasma es más frío comparado con sus alrededores y radía menos energía hacia el espacio, es por ello que las manchas se ven oscuras al ser contrastadas con los alrededores. La naturaleza de las manchas solares fue motivo de muchas especulaciones en los albores de la astronomía y sigue siendo uno de los temas de mayor atención y estudio en la astrofísica moderna.

Las manchas en general se encuentran en regiones activas de la fotosfera y aunque pueden verse en el Sol manchas individuales, es más frecuente que aparezcan en grupos que contienen manchas grandes y pequeñas; las más grandes pueden llegar a medir hasta 4×10^4 km (tres veces el diámetro de la Tierra) y las más pequeñas pueden ser simples poros de 1 ó 2×10^3 km de diámetro. Como caso excepcional, en 1858 se registró una enorme mancha de 2.3×10^5 km de diámetro, casi 20 veces el diámetro de la Tierra. Los grupos de manchas en ocasiones pueden ser tan grandes como de un sexto del diámetro del Sol. Una mancha individual pequeña puede durar un día o menos, mientras que las manchas grandes y los grupos pueden estar presentes durante tres o cuatro meses.

En la figura 1.4 se muestran un grupo de manchas solares en la cual los diferentes tamaños nos dan una referencia de tamaños de las manchas solares respecto a la Tierra, el círculo negro representa el tamaño de la Tierra y en la parte superior derecha se encuentra todo el disco solar visible. La *umbra* es el centro de la mancha en donde el campo magnético es más intenso y se encuentra rodeada de una región compuesta por filamentos oscuros llamada *penumbra*. En los grupos complejos la penumbra es compartida por varias manchas.

Las manchas aparecen solas y con configuración magnética unipolar, a veces en grupos con configuraciones dipolares. Los tubos de flujo de campo magnético que surgen en regiones tales como las manchas se extienden hacia el resto de la atmósfera solar creando las llamadas *regiones activas*, por lo cual las manchas solares constituyen los pies de estas regiones.

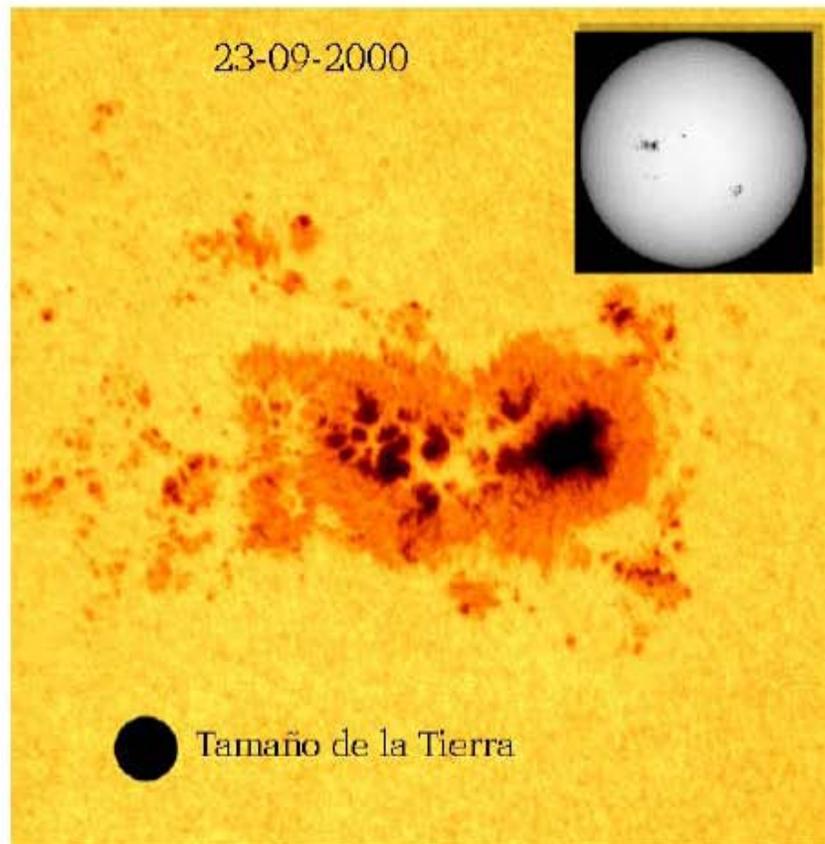


Fig. 1.4 Mancha solar comparativa al tamaño de la Tierra (punto negro).

3.3 CROMÓSFERA

La cromósfera es la capa de la atmósfera solar gaseosa del Sol que está por arriba de la fotosfera, tiene alrededor de 2000-3000 km de espesor. La temperatura aumenta gradualmente de 4000 K hasta 10000 K.

El nombre cromósfera significa literalmente esfera de color, debido a que su color característico rojizo proviene de la emisión en la parte visible de su espectro, de la línea roja del hidrógeno, y de la línea H alfa ($H\alpha$) o en una del helio (10830 \AA).

La cromosfera está formada principalmente de hidrógeno, helio y algunos metales; también hay numerosos picos llamados *espiculas* (ver figura 1.4), las cuales son potentes chorros de plasma (hasta 7500 K) que alcanzan una altura de $\sim 1 \times 10^4$ km, a una razón de 20 kilómetros por segundo, duran unos pocos minutos.

Las espículas se localizan generalmente en las periferias de los supergránulos, que pertenecen a la fotosfera y que son las partes superiores de las grandes celdas convectivas de la zona convectiva. La densidad de los gases en esta zona disminuye a medida que se aleja de la superficie solar; es difícil de observar la cromósfera debido a su proximidad con la fotosfera, las mejores ocasiones para observarla es cuando la fotosfera es ocultada por la luna durante un eclipse solar total.



Fig. 1.4 Vista de la cromósfera solar, espículas y supergránulos, también se observa el campo magnético cerrado formando los tubos de flujo magnético.

En la cromósfera el campo magnético domina el movimiento del gas. Esto es debido a que la escala de alturas de la presión magnética puede llegar a los mil kilómetros, mientras que la de la presión del gas es del orden de la centena de kilómetros.

Así, la cromósfera presenta una estructura bien ordenada, gobernada por el patrón magnético de la fotosfera, compuesta de redes y regiones activas.

La cromósfera presenta unas estructuras gigantescas llamadas *protuberancias* de más de 1×10^5 km de longitud en promedio; siguen las líneas del campo magnético solar y alcanzan temperaturas cercanas a 1×10^4 K.

Las protuberancias pueden ser activas o eruptivas (violentas y de escasa duración), y quietas (tranquilas, subsisten durante varias semanas), como se observa en la figura 1.5. Cuando las protuberancias se observan en el disco solar se llaman **filamentos** y aparecen más oscuros que sus alrededores. También se observa que los filamentos corren paralelos a la frontera entre regiones de polaridad opuesta.

A veces, la desaparición de un filamento trae consigo una fulguración. Los filamentos tienen un espesor de unos 5000 km, altura de 50 000 km adentrándose en la corona solar, y una longitud de unos 200 000 km. La temperatura del gas contenido es de unos 10 000 K.

Las protuberancias se clasifican por asociación y por morfología en Clase I y Clase II. Las protuberancias de Clase I presentan un espectro de baja excitación y tienen una larga vida. Las protuberancias de Clase II o protuberancias activas, tienen una vida tan corta que solo representan una pequeñísima fracción de las protuberancias solares en cualquier tiempo.

En las protuberancias de Clase I, la densidad ($< 10^{11} \text{ cm}^{-3}$) y la temperatura (10^4 K) son tan bajas que no hay excitación por colisiones, de manera que la emisión que se observa es debida a la excitación de niveles por la radiación fotosférica; así pues, absorben la luz que les llega de la fotosfera y la emiten en todas las direcciones, de manera que la que llega a nosotros es menor que la que nos llegaría de la fotosfera si no estuviera la protuberancia y en consecuencia en el disco solar se ven oscuras.

En protuberancias activas o energéticas, la densidad es superior a 10^{12} cm^{-3} , por lo que la excitación por colisiones excede a la excitación fotosférica y en consecuencia la emisión intrínseca de la protuberancia excede a la de la fotosfera.

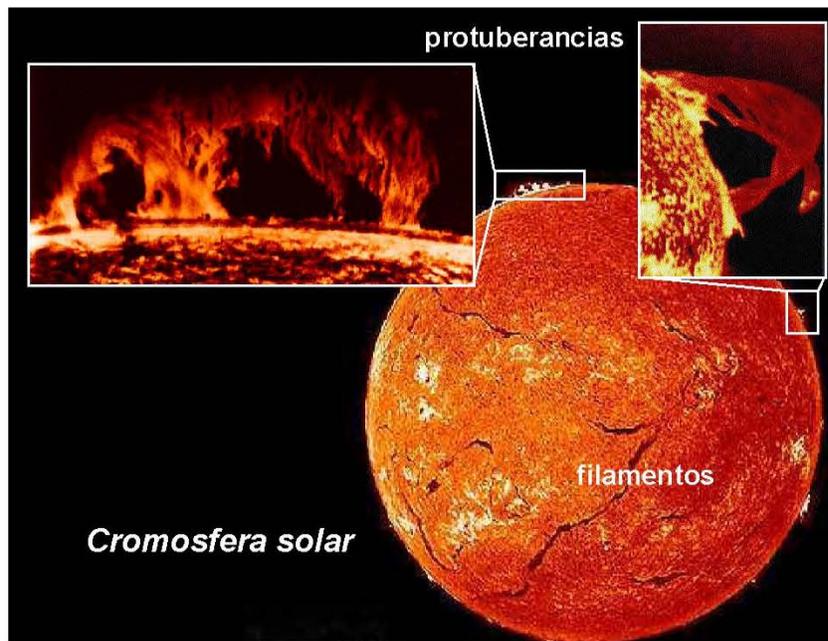


Fig. 1.5 Vista de la cromósfera solar donde se aprecian las protuberancias y los filamentos.

Las protuberancias de Clase I o filamentos, se clasifican de acuerdo con su duración. Las de vida más corta son las que están cerca o dentro de regiones activas (ARF): son más oscuras, más pequeñas y presentan una estructura más fibrosa a lo largo de su eje que las que están en regiones no activas (QRF); presentan un campo magnético a lo largo de su eje, desconectado del resto, permitiendo un flujo considerable de material a lo largo de él; acaban su vida con una erupción que produce una apreciable fulguración; las ARF erupcionan y vuelven a formarse varias veces. Los filamentos en regiones tranquilas (QRF), esto es fuera de las regiones activas, suelen ser extensos filamentos con unos cuantos puntos de contacto con la superficie que coincide con pequeños dipolos; acaban su vida de forma espectacular eyectando masa a la corona solar (son responsables de una gran fracción de las eyecciones de masa coronal).

3.4 CORONA SOLAR

La corona solar es la parte más externa de la atmósfera del Sol y se extiende desde la parte superior de la cromósfera hasta algunos millones de kilómetros de altura, donde gradualmente se convierte en viento solar. La luz visible que emite es muy débil si la comparamos con la emitida por la fotosfera (su superficie), que es mil millones de veces más intensa; por lo cual la corona no puede observarse perfectamente, para ello se emplea un instrumento llamado coronógrafo o se espera el momento que durante un eclipse total pueda ser observada (el disco lunar oculta el solar). La corona esta compuesta por gases a muy baja densidad, se encuentran muy calientes, en el rango de $\sim 2 \times 10^6$ K por lo que emiten en rayos X (ver figura 1.6).

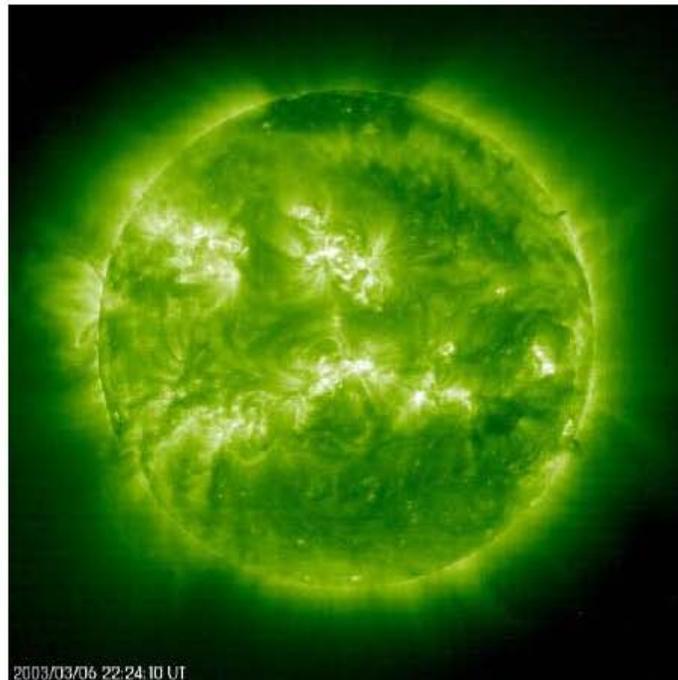


Fig. 1.6 Vista de la corona solar en rayos X.

La causa de esta temperatura elevada es objeto de intenso estudio, se ha sugerido que es debido a la disipación de campos magnéticos y ondas de choque generadas en la zona convectiva donde hay movimientos violentos. De esta manera se transmiten grandes cantidades de energía a la corona y debido a esto el gas se encuentra a esa elevada temperatura.

La corona es extremadamente tenue, ya que su densidad es un billón de veces inferior comparándola a la atmósfera de la Tierra a una altura de 90 km.

Ocasionalmente en la corona hay grandes perturbaciones que producen expulsión de materia llamadas transientes coronales las que al llegar a la Tierra producen problemas en las comunicaciones radiales terrestres. Una prolongación de la misma corona solar que está en constante expansión, la constituye el *viento solar*, que es un flujo continuo de plasma que al pasar por la Tierra tiene unos 400 km/seg de velocidad y llega más allá de los confines de la heliósfera.

Tal como se le observa en los eclipses totales de Sol, la corona presenta diferencias en su estructura relacionadas estrechamente con el número de manchas solares y los hoyos coronales: cuando el número es máximo la corona muestra una forma circular; en cambio, en el mínimo de manchas, tiende a ser un halo de apariencia alargada hacia la región de los polos.

3.5 VIENTO SOLAR

La corona se escapa del Sol en lo que se denomina viento solar. Su existencia es debida a que la alta temperatura coronal produce un gradiente de presión que domina a la fuerza gravitacional y por tanto el plasma se expande.

El *viento solar rápido* es un flujo de materia de baja densidad que se origina en el centro de los llamados *hoyos coronales* del Sol. Los hoyos coronales son zonas donde las líneas de los campos magnéticos no se cierran sobre la superficie solar y la corona solar presenta (desde el punto de vista de rayos X) un aspecto oscuro como se muestra en la figura 1.7.

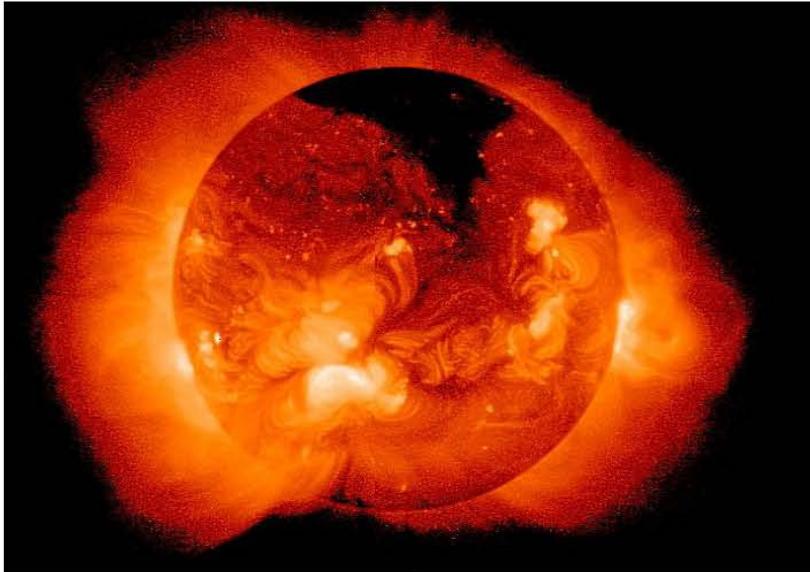


Fig. 1.7 Vista de los agujeros coronarios en los polos solares.

Este viento solar tiene una densidad menor que la de la corona circundante (de 1/2 a 1/3 menor) y se mueve a velocidades que llegan incluso a 1×10^3 km/seg a la altura de la órbita terrestre. De las regiones ecuatoriales del Sol surge una componente mucho más densa y lenta (7-9 protones por cm^3) del viento solar que viaja a velocidades que van desde los 200 a los 500 km/seg. Cuando las componentes más rápidas del viento solar alcanzan las componentes más lentas, interactúan con ellas formando lo que se conocen como *Regiones Corrotantes* a distancias mayores que la órbita terrestre.

4. ACTIVIDAD SOLAR

Los campos magnéticos desempeñan un papel preponderante en la evolución, la estructura y la dinámica del Universo. El campo magnético de las estrellas se genera en la zona convectiva, pues es allí donde existe un conductor en movimiento. El Sol nuestra estrella, presenta una rotación diferencial en la fotosfera. Debido a la rotación diferencial del Sol, el campo dipolar se convierte en toroidal y viceversa a lo largo de aproximadamente 11 años. En la figura 1.8 se esquematiza este proceso.

4.1 DÍNAMO SOLAR

El movimiento de los gases a alta temperatura (plasma) en la zona convectiva del Sol, se considera como una corriente de cargas eléctricas en movimiento. Esto genera un campo magnético, de forma bipolar con su eje paralelo al eje de giro. El dínamo solar es el proceso por el cual el campo magnético del sol es generado a través de la interacción de la rotación y la convección. Dos procesos básicos están involucrados en la actividad del dínamo. Cuando la presión del fluido domina a la presión magnética, la rotación diferencial modifica la estructura del campo bipolar estirando las líneas de campo magnético en las latitudes bajas y dejándolas casi intactas en latitudes altas (efecto ω) y de forma muy similar a los huracanes en la Tierra, la fuerza de coriolis⁴ hace que el gas, y por lo tanto el campo que arrastra, giren formando lazos o espiras de tubos magnéticos (efecto α).

Estos dos procesos pueden estar activos en cualquier parte en la zona de convección solar pero con diferentes resultados dependiendo de su fuerza relativa. Para el Sol en un periodo de aproximadamente 5.5 años, los efectos ω y α han deformado el campo magnético a tal grado que pasa de una estructura básicamente dipolar al inicio del ciclo a una estructura aproximadamente toroidal durante el máximo de actividad como se ve en la figura 1.7

La ecuación básica de la teoría del dínamo es la ecuación de inducción magnética construida a partir de las ecuaciones de Maxwell y la Ley de Ohm.

El campo magnético alrededor de los polos del Sol invierte su polaridad cada 11 años, cerca del máximo de manchas: el polo sur magnético pasa a ser un polo norte y viceversa; después de otros 11 años ambos polos vuelven a adquirir su polaridad anterior. Así, a diferencia de la Tierra que conserva su orientación magnética durante mucho más tiempo, el Sol invierte sus polos magnéticos en periodos muy cortos y en forma evidentemente asociada con los ciclos de manchas.

⁴ La Fuerza de Coriolis ó Efecto de Coriolis es la fuerza producida por la rotación de la Tierra en el espacio, que tiende a desviar la trayectoria de los objetos que se desplazan sobre la superficie terrestre; a la derecha en el hemisferio norte y a la izquierda, en el sur. Esta fuerza aparece durante la rotación de cualquier objeto con masa que se desplaza a una determinada velocidad en un objeto en rotación.

4.2 CICLO DE MANCHAS SOLARES

El Sol no mantiene una actividad constante; hay épocas en que las manchas, fulguraciones, protuberancias y todas las manifestaciones de actividad solar son muy numerosas y otras en las que están prácticamente ausentes. A estos dos extremos de la actividad se les llama *Sol Activo* y *Sol Quieto*.

Los fenómenos de la actividad solar que se han registrado por más tiempo son las manchas solares. Su número tiene un ciclo promedio de 11 años (ver figura 1.9). Sin embargo los ciclos de manchas solares no se repiten de igual forma, ni en duración, ni en números extremos de manchas. Hay ciclos que han durado alrededor de ocho años mientras que otros se han extendido hasta casi 16.

Pero también el número de manchas en el máximo varía considerablemente habiendo ciclos que han tenido cinco o siete veces más manchas en el máximo que otros ciclos menos intensos. En la figura 1.9 se muestra el registro del comportamiento de las manchas solares en función del tiempo.

Durante un ciclo, el número de manchas empieza a aumentar desde un mínimo hasta un máximo en un lapso de cuatro a cinco años y después vuelve a decaer hasta un mínimo en un periodo de entre seis y siete años. Durante el mínimo, el Sol puede estar por completo libre de manchas aun durante semanas, también es frecuente que se vean algunas pequeñas manchas durante este periodo. Cuando el ciclo llega a su máximo, se suelen observar varios grupos de gran tamaño conteniendo cada uno docenas de manchas.

Las manchas solares aparecen en diferentes latitudes solares según la fase del ciclo solar. A esta aparición de las manchas solares durante el ciclo se le conoce como *Ley de Spörer*, esta ley establece que las primeras manchas de un nuevo ciclo aparecen en una franja alrededor de los 30 grados de latitud norte y sur, aunque en raras ocasiones han aparecido cerca de los 40 grados.

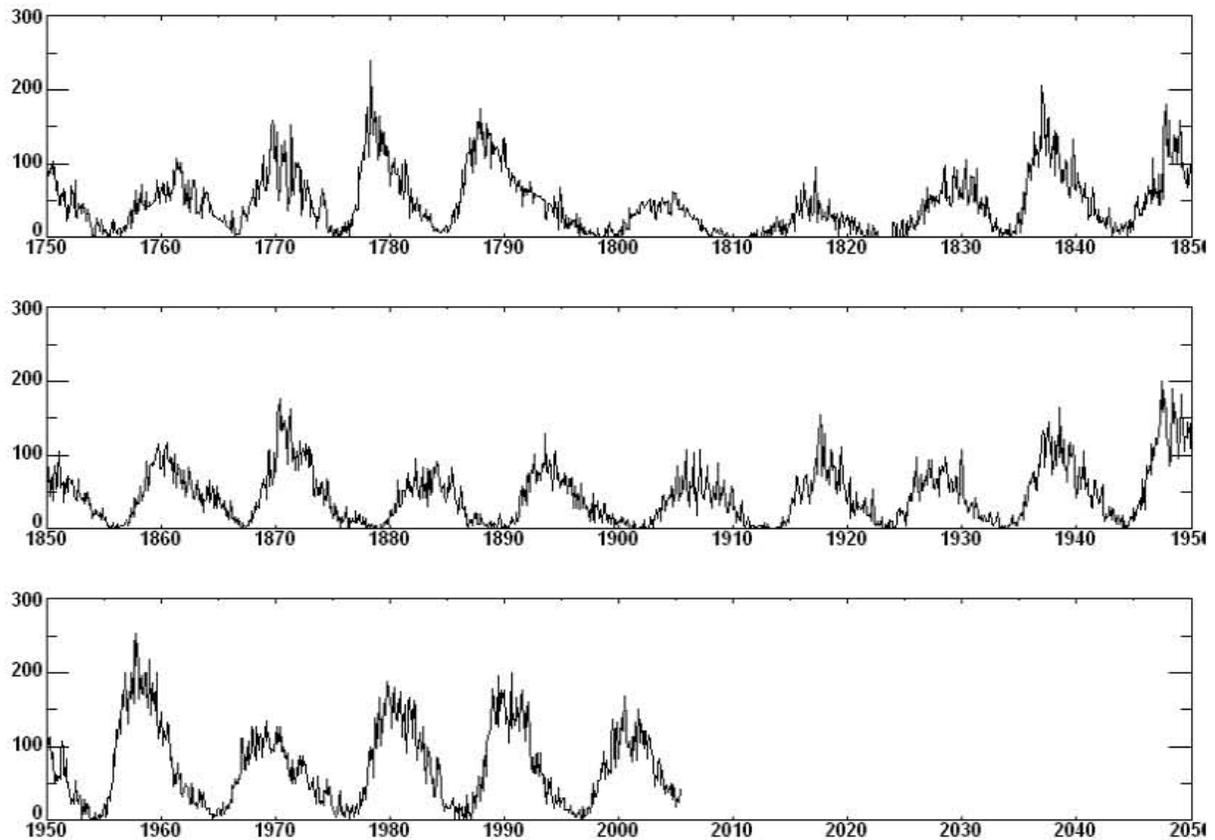


Fig. 1.9 Número de manchas solares en función del tiempo.

Al pasar el tiempo, estas manchas desaparecen y surgen otras nuevas, pero ahora más cerca del ecuador solar, a latitudes menores tanto en el norte como en el sur. Conforme el ciclo progresa, las nuevas manchas que van apareciendo son cada vez más y lo hacen a latitudes cada vez menores y durante el máximo del ciclo, cuando hay más manchas, éstas se encuentran alrededor de los 15 grados de latitud tanto norte como sur.

Al final del ciclo, las manchas aparecen ya bastante cerca del ecuador, a una latitud aproximada de 8 grados en ambos hemisferios del Sol y en algunas ocasiones hasta 5 grados. No es raro que las manchas del inicio de un nuevo ciclo empiecen a aparecer a 30 grados de latitud cuando aún están presentes las últimas del ciclo anterior cerca del ecuador.

Otra característica importante del ciclo solar y que tiene que ver con la polaridad magnética de las manchas es la llamada *Ley de Hale*, esta ley se refiere al hecho de que todos los grupos bipolares de manchas en el hemisferio norte tienen la misma alineación y en el hemisferio sur tienen la alineación contraria. Esto quiere decir que, en un hemisferio, todas las manchas de polaridad norte se encontrarán a la derecha de las manchas de polaridad sur, mientras que en el otro será al revés, es decir las de polaridad norte se encontrarán a la izquierda.

Estas polaridades se invierten de un ciclo de manchas al siguiente, o sea que si en un ciclo las manchas de polaridad norte estaban a la derecha en el hemisferio norte y a la izquierda en el hemisferio sur, en el ciclo siguiente será al revés y las manchas de polaridad norte estarán ahora a la izquierda en el hemisferio norte y a la derecha en el hemisferio sur.

Así pues, las manchas del inicio de un nuevo ciclo se distinguen de las últimas del ciclo anterior no sólo por su latitud, sino también por su polaridad magnética. Esto es otra manifestación del ciclo magnético de 22 años.

CAPÍTULO 2

RELACIONES SOL - CLIMA

El Sol y el planeta Tierra forman un sistema. La actividad solar tiene una considerable influencia en las condiciones de nuestro planeta. La actividad solar afecta al campo magnético terrestre o campo geomagnético produciendo perturbaciones del mismo, ejemplos de las cuales son las tormentas magnéticas y las subtormentas. Las ráfagas o fulguraciones solares pueden provocar apagones en plantas eléctricas, daño en los satélites de comunicaciones, y afectar a astronautas. Se han encontrado cada vez más evidencias de que la actividad solar afecta al clima y, aunque más controversial, pero también hay indicios de efectos en la biota. En esta capítulo daremos una breve descripción sobre esta relación Sol - Tierra.

2.1 MAGNETOSFERA

La magnetosfera es un espacio que rodea a la Tierra en el cual el campo magnético del planeta domina sobre el campo magnético del medio interplanetario. A pesar de su nombre, la magnetosfera no es esférica. En el lado de la magnetosfera que está orientado hacia el Sol, las líneas del campo magnético terrestre están comprimidas por el viento solar que incide a velocidades de entre 100 y 800 km/s. En este lado, la magnetopausa o frontera de la magnetosfera está a unos 10 radios terrestres, pero en el lado opuesto, el alejado del Sol, la magnetosfera presenta una cola muy larga, que se extiende hasta un millón de kilómetros o más. La magnetósfera esta formada de plasma y determinada en la frontera que ve al Sol por el balance de dos presiones, la solar y la terrestre. La solar básicamente depende de la densidad y velocidad del plasma solar, la terrestre es principalmente debida a la intensidad del campo geomagnético.

Las principales regiones de la magnetosfera se aprecian en la Figura 2.1 y son: ***Magnetocola***, cola magnética cilíndrica en la región del lado noche, cuyas líneas de campo se reconectan a los 100 radios terrestres y que está formada por parte del momento transferido por el viento solar. ***Magnetopausa***, es la frontera de la magnetosfera y esta localizada a 10 radios terrestres del lado día. ***Onda de Choque***, está formada por el frente de onda del viento solar con

velocidad superalfvénica que se impacta con el plasma quieto que rodea la Tierra. **Magnetofunda**, es una capa de plasma turbulento que separa a la magnetopausa de la onda de choque. **Anillos de radiación de Van Allen**, son regiones de radiación atrapada que se localizan a distancias de entre 1 y 6 radios terrestres. Constan de iones de $\sim 10^8$ eV de energía y electrones de $\sim 10^6$ eV. **Cúspide del lado día o conos polares**, son regiones ártica y antártica, en forma de embudo aplastado que separan las líneas de campo geomagnético de la magnetopausa del lado día y la magnetocola. **Viento Polar**, son partículas de baja energía (protones e iones de O) provenientes de la Ionósfera. **Hoja de Plasma**, está formada por el plasma que conforme fluye hacia la cola sufre de convecciones hacia el centro del plano de la misma. Esta capa se hace más ancha al aumentar la distancia. **Anillo de Corriente**, consta de las partículas de la hoja de plasma que se calientan al disminuir su distancia a la Tierra y conforme entran a la magnetósfera cuasi-polar sufren de convecciones hacia el lado día. **Plasmasfera**, consiste de plasma frío (hidrógeno y helio) proveniente de la parte más alta de la ionósfera y que tiene tendencia a corrotar con la Tierra.

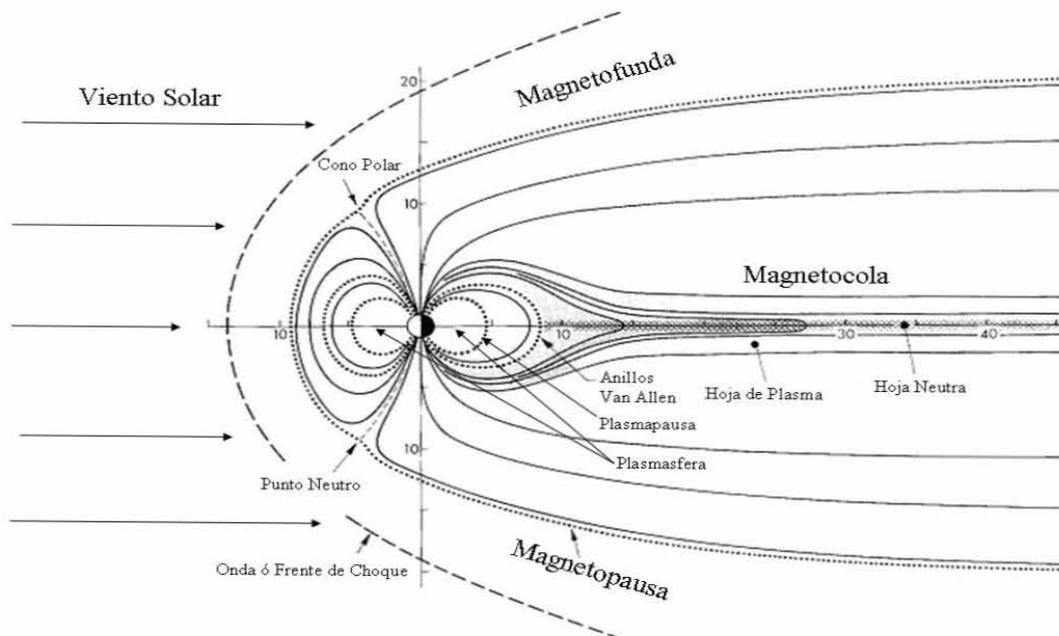


Figura 2.1 regiones principales de la magnetosfera terrestre.

2.2 ATMÓSFERA TERRESTRE

La palabra atmósfera es un término compuesto por dos vocablos, *atmos*, que en griego significa vapor o aire y la palabra *esfera*; es decir, que es la envoltura gaseosa que cubre a un cuerpo celeste tal como un planeta. La Tierra tiene una atmósfera que permite la existencia de agua en sus tres estados: líquido, sólido y gaseoso. Esto se debe en parte a que la distancia de la Tierra al Sol es la apropiada en cuanto a la temperatura en la órbita terrestre, y en parte a que la Tierra por su masa es capaz de retener una atmósfera. La atmósfera de la Tierra es única en el sistema planetario y esto se ha comprendido más completamente en los últimos años. La atmósfera es una mezcla de varios gases que rodea un objeto celeste cuando éste cuenta con un campo gravitatorio suficiente para impedir que escapen. Dentro de la Heliosfera solo ocho lunas y planetas tienen una atmósfera de consideración: Tierra, Marte, Venus, Júpiter, Saturno, Urano, Neptuno y Titán (la luna mayor de Saturno).

El que un planeta tenga una atmósfera es necesario para poder albergar vida. La atmósfera es uno de los componentes básicos del clima terrestre. Es el balance energético de ella el que primordialmente determina el estado del clima global, por ello es esencial comprender su composición y estructura. Los gases que la constituyen están bien mezclados pero no es físicamente uniforme pues tiene variaciones significativas en temperatura, presión y composición química relacionadas con la altura sobre el nivel del mar (s.n.m.).

La atmósfera terrestre comenzó a formarse hace unos 4600 millones de años con el nacimiento de nuestro planeta. La mayor parte de la atmósfera primitiva se perdió en el espacio, pero nuevos gases y vapor de agua se fueron liberando de las rocas que forman nuestro planeta.

La atmósfera de las primeras épocas de la historia de la Tierra estaría formada por vapor de agua, dióxido de carbono (CO_2) y nitrógeno, junto a muy pequeñas cantidades de hidrógeno (H_2) y monóxido de carbono (CO) pero con ausencia de oxígeno (O_2). Era una atmósfera ligeramente reductora hasta que la actividad fotosintética de los seres vivos introdujo oxígeno y ozono (O_3), a partir de hace unos 2500 ó 2000 millones de años y hace unos 1000 millones de años la atmósfera llegó a tener una composición similar a la actual.

También ahora los seres vivos siguen desempeñando un papel fundamental en el funcionamiento de la atmósfera. Las plantas y otros organismos fotosintéticos toman CO₂ del aire y devuelven O₂, mientras que la respiración de los animales y la quema de bosques o combustibles realiza el efecto contrario: retira O₂, y devuelve CO₂ a la atmósfera.

Los gases fundamentales que forman la atmósfera terrestre se pueden observar en la Tabla 3:

Tabla 3. Composición química de la atmósfera terrestre

Elemento	% (en volumen)
Nitrógeno (N ₂)	78.084
Oxígeno (O ₂)	20.946
Argón (Ar)	0.934
Helio (He)	5.200
Dióxido de Carbono (CO ₂)	0.033

Otros gases de interés presentes en la atmósfera son el vapor de agua (H₂O), el O₃ y diferentes óxidos de nitrógeno, azufre, etc. También hay partículas de polvo en suspensión, como por ejemplo, partículas inorgánicas, pequeños organismos o restos de ellos, cloruro de sodio marino, etc. Muchas veces estas partículas pueden servir de núcleos de condensación en la formación tanto de nubes como de nieblas muy contaminantes. La Tabla 4 nos muestra algunas de estas partículas.

Tabla 4. Materiales Sólidos en la Atmósfera Terrestre

Materiales sólidos en la atmósfera (Partículas/cm ³)	
Alta mar	1000
Alta montaña (más de 2000 m)	1000
Colinas (hasta 1000 m)	6000
Campos cultivados	10 000
Ciudad pequeña	35 000
Gran ciudad	150 000

Los volcanes y la actividad humana son responsables de la emisión a la atmósfera de diferentes gases y partículas contaminantes que tienen una gran influencia en los cambios climáticos y en el funcionamiento de los ecosistemas.

Debido a la gravedad terrestre la mayoría de los gases que componen la atmósfera terrestre, se concentra a una altitud por debajo de los 20km, pero existen componentes atmosféricos en altas altitudes, con densidades extremadamente bajas. La Tabla 5 muestra valores de temperatura y densidad de la atmósfera a diferentes alturas.

No hay un límite específico donde finalice la atmósfera y empiece el espacio exterior; se encuentran trazas de nuestra atmósfera a distancias de miles de kilómetros sobre la superficie terrestre.

Tabla 5. Propiedades físicas de la atmósfera con la altitud

Altura (Km)	Temperatura (°C)	Densidad (g/cm³)
0	25	1.225
5	-17	0.736
10	-50	0.414
15	-56	0.195
20	-56	0.089
30	-46	1.8×10^{-2}
40	-20	4×10^{-3}
50	-2	10^{-3}
100	-63	10^{-7}

Los componentes de la atmósfera se encuentran concentrados cerca de la superficie, comprimidos por la atracción de la gravedad. Conforme aumenta la altura la densidad de la atmósfera disminuye con gran rapidez. En los 5.5 kilómetros más cercanos a la superficie se encuentra la mitad de la masa total y antes de los 15 kilómetros de altura está el 95% de toda la materia atmosférica. La mezcla de gases que llamamos aire mantiene la proporción de sus distintos componentes casi invariable hasta los 80 km aunque cada vez menos densa conforme vamos ascendiendo. A partir de los 80 km la composición se hace más variable.

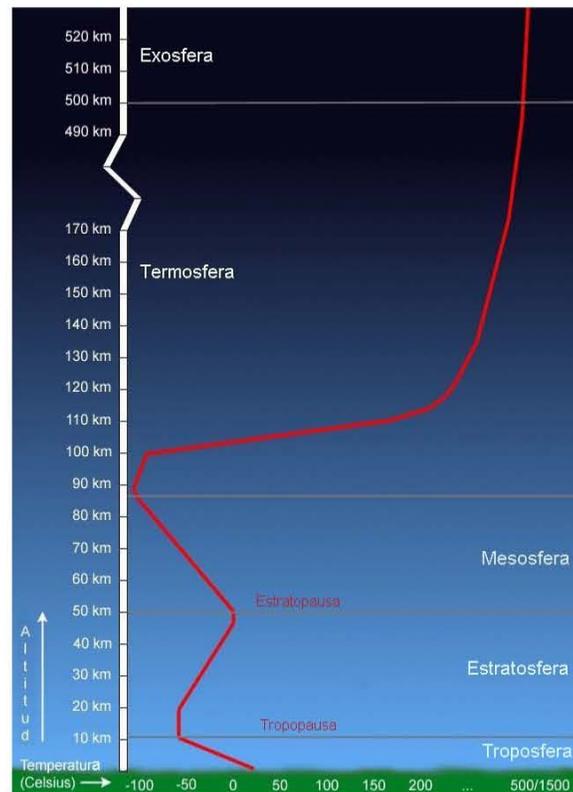


Figura 2.2 La gráfica nos muestra altitud contra temperatura a través de las diferentes capas de la atmósfera terrestre.

2.2.1 CRITERIO POR TEMPERATURA

La atmósfera terrestre se divide en varias capas como se muestra en la figura 2.2:

La **Troposfera** o baja atmósfera, es la que está en íntimo contacto con la superficie terrestre y se extiende hasta los 11 km s.n.m. en promedio. Tiene un grosor que varía desde 8 km en los polos hasta 16 km en el ecuador, principalmente debido a la diferencia de calentamiento solar en esos lugares. Abarca el 75% de la masa de gases totales que componen la atmósfera, el 99% de la masa de la atmósfera se encuentra bajo los 30 km s.n.m. Consta en particular, en 99% de dos gases, el Nitrógeno (78%) y Oxígeno (21%). El 1% que resta consta principalmente de Argón y Dióxido de Carbono (0.035%). El aire de la troposfera incluye vapor de agua en cantidades variables de acuerdo a condiciones locales, por ejemplo desde 0.01% en los polos hasta 5% en los trópicos (1991). La temperatura disminuye con la altura, en promedio 6.5°C por kilómetro.

La mayoría de los fenómenos que involucran el clima ocurren en esta capa de la atmósfera, en parte sustentados por procesos convectivos que son establecidos por calentamiento de gases superficiales que se expanden y ascienden a niveles más altos de la troposfera donde nuevamente se enfrían. Esta capa incluye además los fenómenos biológicos.

La **Tropopausa** marca el límite superior de la troposfera sobre la cual la temperatura se mantiene constante antes de comenzar a aumentar por sobre los 20 km s.n.m. Esta condición térmica evita la convección del aire y confina de esta manera el clima a la troposfera. La capa por sobre la tropopausa en la que la temperatura comienza a ascender se llama **Estratosfera**, una vez que se alcanzan los 50 km de altura, la temperatura ha llegado a los 0°C. Se extiende desde los 20 km hasta 48-50 km s.n.m. Contiene pequeñas cantidades de los gases de la troposfera en densidades decrecientes proporcional a la altura. Incluye también cantidades bajísimas de Ozono (O₃), la famosa capa de O₃, que filtran el 99% de los rayos ultravioleta (UV) provenientes de la radiación solar. Es esta absorción de UV la que hace ascender la temperatura hasta cerca de los 0°C. Este perfil de temperaturas permite que la capa sea muy estable y evita turbulencias, algo que caracteriza a la Estratosfera. Esta capa a su vez, está delimitada por la **Estratopausa**, donde ocurre otra inversión térmica a los 50 km.

La **Mesosfera** es la capa situada entre 50 y 80 km por encima de la superficie. Está por encima de la Estratosfera y por debajo de la Termosfera, que es la capa de la atmósfera situada por encima de los 85 km de altura y sin límite superior definido que se caracteriza por un incremento continuo de la temperatura. La Estratosfera y la Mesosfera reciben a veces el nombre de **Atmósfera Media**.

La interfase entre Estratosfera y Mesosfera como mencionamos anteriormente se llama Estratopausa y **Mesopausa** a la que separa la Mesosfera de la Termosfera. Pese a que la Mesosfera contiene sólo cerca del 0.1% de la masa total de la atmósfera por debajo de 80 km, es importante por la ionización y las reacciones químicas que ocurren en ella.

La atmósfera media está formada por los mismos componentes que la Troposfera (sobre todo nitrógeno y oxígeno), pero también contiene algunos gases menores muy importantes, en especial ozono, que, pese a que alcanza su máxima concentración en la Estratosfera, provoca el máximo calentamiento solar cerca de la Estratopausa.

La Mesosfera es distinta de la Estratosfera, sobre todo porque el calentamiento del ozono disminuye con la altura desde su valor máximo cerca de la Estratopausa y por tanto, también disminuye la temperatura mesosférica. Esta reducción rápida de la temperatura con la altitud es la principal característica de la Mesosfera. La disminución de la temperatura combinada con la baja densidad del aire en la Mesosfera (aproximadamente mil veces menos que a nivel del mar) determina la formación de turbulencias y ondas atmosféricas¹ que actúan a escalas espaciales y temporales muy grandes. Esto se debe a que al bajar la temperatura se genera un gradiente, el cual genera convección en la atmósfera o movimiento de ondas atmosféricas.

En el verano local la Mesopausa polar es el lugar más frío de la Tierra; la temperatura normal es de -110°C y se han registrado valores inferiores a -140°C . A veces estas bajas temperaturas parecen asociarse con la formación de delgados estratos nubosos, que se ven mejor durante el crepúsculo (cuando la Mesosfera está aún iluminada por el Sol, mientras que la superficie está ya en la oscuridad). Estas nubes se llaman Noctilucentes, aparecen por la noche, normalmente una hora después de la puesta, cuando el Sol está más de 10 grados por debajo del horizonte. Esto ocurre cerca del solsticio de verano entre latitudes de 45° y 60° . Las nubes se forman a altitudes de 80 km. donde la temperatura es de -150°F . La escasa cantidad de vapor de agua se condensa en polvo meteórico y forma nubes, que muchas veces adoptan una forma de espiga.

2.2.2 LA IONOSFERA

La Ionosfera es una parte de la atmósfera que está ionizada por la radiación solar. Esta capa permite el paso de señales de radio y su densidad electrónica es función de la radiación solar por lo que varía diaria y estacionalmente, y también de acuerdo con el ciclo de actividad solar. Se encuentra a partir de la Mesosfera y se divide en varias capas, conforme lo indica la figura 2.3.

¹ Perturbación atmosférica provocada por un cambio de presión y temperatura.

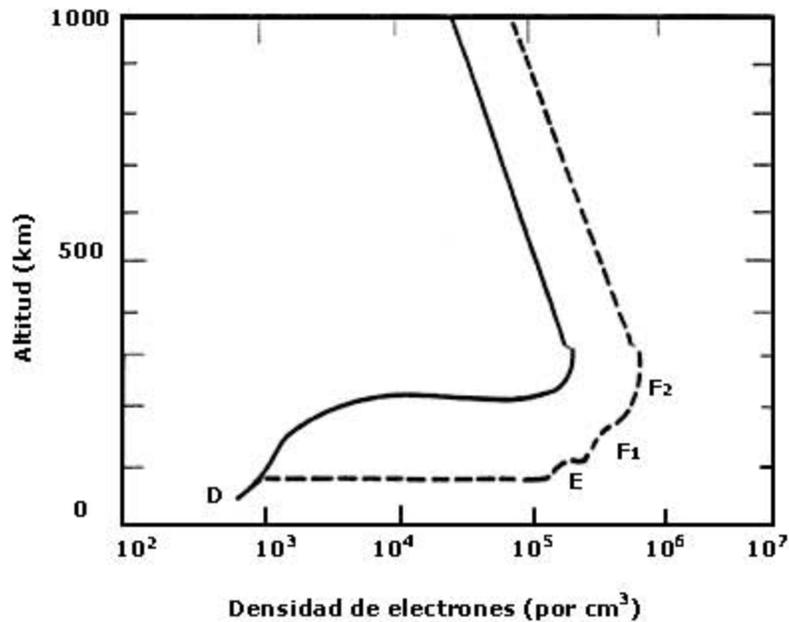


Figura 2.3 La grafica nos muestra la densidad de la Ionosfera en función de la altura.

La ionosfera es una región que inicia en la mesosfera, entre 60 y 70 km de altura, en la que las moléculas de N_2 y O_2 se encuentran ionizadas por acción de la radiación solar de longitud de onda corta. Los iones positivos así formados y los electrones liberados en el proceso, confieren una estructura eléctricamente cargada a esta región, lo que hace su estudio particularmente interesante. La existencia de la ionosfera terrestre fue pronosticada teóricamente por Carl Friedrich Gauss desde 1839, antes de que se pudiera demostrar su existencia. Los avances en las comunicaciones por radio, condujeron a la demostración de la existencia de esta capa ionizada de la alta atmósfera.

Ya en 1925 se realizaron las primeras mediciones exactas de la ionósfera en el laboratorio Appleton y Barnett en Londres. El experimento de Appleton y Barnett consistía en emitir una señal de onda continua y de fase variable con el tiempo. En un receptor próximo se recibía la interferencia de la onda directa y reflejada. A partir de la formación de interferencias constructivas y destructivas fue posible determinar la altura de la capa ionizada.

A esta capa se le llamó *capa eléctrica* ó *capa E*. Investigaciones posteriores revelaron la existencia de capas inferiores y superiores a la *capa E*, a las que manteniendo el orden alfabético se les denominó *D* y *F* respectivamente. Bajo ciertas condiciones la *capa F* se desdobra en dos capas, la *capa F1* y la *capa F2*. Como se aprecia de la figura la ionización ni permanece constante con el tiempo ni es igual en todos los puntos de la ionosfera a causa de la variación de la radiación solar incidente en esta capa. La *capa D* se extiende entre los 60 y 90 km de altura aproximadamente.

La ionización es muy pequeña y procede principalmente de las radiaciones solares, por lo que presenta fuertes variaciones entre el día y la noche. En la noche prácticamente desaparece por lo que habitualmente se considera que la *capa D* es una capa diurna.

La *capa E* o *capa Kennelly-Heaviside*, comprende una zona intermedia que abarca de 90 a 150 km de altura aproximadamente. Su comportamiento responde fuertemente al ciclo solar. A pesar de sufrir grandes variaciones de ionización conserva un nivel apreciable durante la noche. Alcanza el máximo de ionización durante el mediodía en los meses de verano. En ciertas ocasiones aparece una ionización anómala en la *capa E* denominada *capa E_s*. En zonas templadas la *capa E_s* es bastante frecuente en verano, alcanzando densidades iónicas varias veces superiores a las de la *capa E*.

La *capa F* se extiende a partir de los 150 km de altitud. Debido al comportamiento distinto de la capa en sus partes superior e inferior, ésta se puede dividir en la *capa F1* entre los 150 y 210 km y la *capa F2* a partir de los 210 km. La *capa F1* desaparece durante la noche mientras que la *capa F2* mantiene niveles de ionización relativamente constantes entre el día y la noche.

Existen variaciones ionosféricas que aparecen inesperadamente y que están asociadas a episodios transitorios de la actividad solar. Se han identificado principalmente tres tipos de perturbaciones ionosféricas anómalas:

- a) **Perturbaciones Ionosféricas Súbitas (SID):** Causan un fuerte aumento de la absorción de la capa D, esto provoca la atenuación de las señales, logrando hacerlas desaparecer por períodos que comprenden un par de horas.

Se asocian a los comienzos repentinos de una tormenta magnética. La penetración de rayos X de una ráfaga asociada a la tormenta hasta las capas D y E causan un aumento en la densidad electrónica.

b) Tormentas Ionosféricas: Son perturbaciones ionosféricas que empiezan gradualmente y persisten por días abarcando latitudes altas.

Uno de los usos prácticos de la ionosfera se encuentra en la propagación de señales de radio. La propagación de las ondas que viajan por esta capa depende de la ionización, que es el número de iones por unidad de volumen. Las ecuaciones para determinar la propagación de las ondas en la ionosfera se definen a continuación.

La velocidad de fase v de una onda se define como:

$$v = c \left[\sqrt{1 - \frac{N_e q^2}{\pi m_e f^2}} \right]^{-1} \quad (2.1)$$

donde

$$\begin{aligned} N_e &= \text{Densidad de electrones en cm}^{-3} \\ q &= \text{Carga del electrón} \\ m_e &= \text{Masa del electrón en gramos} \\ f &= \text{Frecuencia en MHz} \\ n &= \frac{c}{v} = \text{Índice de refracción} \end{aligned}$$

Si consideramos la frecuencia constante, entonces la ecuación (2.1) indica que v aumenta si aumenta N_e . De la definición de índice de refracción obtenemos:

$$n = \sqrt{1 - 8.1 \times 10^{-5} \frac{N_e}{f^2}} \quad (2.2)$$

con f en MHz.

Para ondas con f dada, n decrece si N_e se incrementa de acuerdo a la figura 2.4

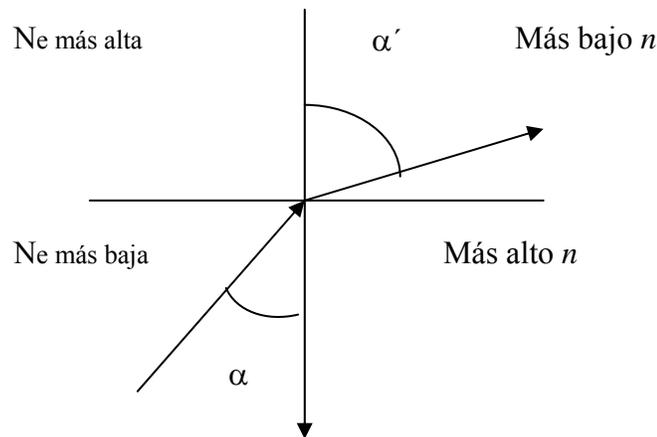


Figura 2.4. Esquema de la Ley de Snell o de Refracción.

De la ley de Snell (Figura 2.4), se llega a la relación:

$$n = \frac{\text{sen}(\alpha)}{\text{sen}(\alpha')}$$

como n disminuye esto implica que:

$$\text{sen}(\alpha) < \text{sen}(\alpha')$$

o lo que es lo mismo los ángulos cumplen la siguiente desigualdad:

$$\alpha' > \alpha$$

Para $n = 0$, la onda ya no se propaga, sino que se refleja y la densidad de electrones, de acuerdo a la ecuación (2.2) es igual a:

$$N_e = 1.24 \times 10^4 f^2 \tag{2.3}$$

La ecuación (2.3) es válida para propagación cercana a la vertical (con ángulos pequeños).

A la densidad en (2.3) se le llama **Densidad Crítica** y la frecuencia asociada es la **Frecuencia Crítica**. Cuando se transmite a grandes distancias el ángulo α debe ser grande respecto a la vertical y se añade un factor $\cos(\alpha)$.

$$N_e = 1.24 \times 10^4 (f \cos \alpha)^2 \tag{2.3'}$$

Para que una onda salga al espacio la frecuencia f debe ser suficientemente alta para penetrar el pico de la ionosfera en F₂: $f > f_{critica}$

Después N_e disminuye con la altura (a partir de los ~300 Km).

Los componentes menores de la atmósfera media, incluidos los compuestos químicos naturales y antropogénicos (es decir, debidos a la actividad humana) se transportan desde la estratosfera hasta la mesosfera, desde donde pueden desplazarse rápidamente (en menos de seis meses) hasta cualquier latitud. Debido a los rápidos movimientos y a las bajas densidades naturales de la Mesosfera, éste es el primer lugar en que se dejan sentir los efectos de cantidades pequeñas de algunos compuestos antropogénicos.

La **Exosfera** es la parte más exterior de la atmósfera terrestre que se extiende por encima de los 600 km a 1000km de altura. Se halla muy rarificada y no tiene un límite superior definido ya que, simplemente, la densidad disminuye de forma gradual hasta la desaparición total de la atmósfera. Se ha intentado definir el límite superior de la exosfera situándolo a unos 9000 km de altura. Es la zona de tránsito entre la atmósfera terrestre y la Magnetosfera.

2.2.3 CRITERIO POR COMPOSICIÓN

La composición de la atmósfera es prácticamente homogénea en las capas bajas, hasta unos 80km, por lo que a esta región se le llama **Homosfera**. Sin embargo, por encima de dicha altitud, la distribución de moléculas o iones dista de ser uniforme, por lo que recibe el nombre de **Heterósfera**. Los gases ocupan esferas concéntricas, con los elementos más pesados en capas inferiores: nitrógeno molecular, oxígeno atómico, helio y en la zona más exterior, hidrógeno atómico.

La Troposfera, es también conocida como **Atmósfera Baja**. La estratosfera y mesosfera, son conocidas como la **Atmósfera Media**, y junto con la troposfera conforman la Homosfera debido a la mezcla homogénea del gas principal.

La Termosfera y la Exosfera, denominadas **Atmósfera Superior**, también se conocen colectivamente como Heterósfera, debido a que los gases en esta región de la atmósfera no se mezclan.

2.2.4 BALANCE DE ENERGÍA

La mayor parte de la energía que llega a nuestro planeta procede del Sol. La energía que llega a la parte alta de la atmósfera posee varias longitudes de onda. Los diferentes gases y otros componentes de la atmósfera no absorben de igual forma los distintos tipos de radiaciones. Algunos gases, como el oxígeno y el nitrógeno son transparentes a casi todas las longitudes de onda, mientras que el vapor de agua, bióxido de carbono, metano y óxidos de nitrógeno son transparentes a la radiación de onda corta (ultravioletas y visibles), pero absorben las radiaciones de onda largas (infrarrojas). La interacción de la irradiancia solar con la atmósfera terrestre se puede observar en la Tabla 6.

Tabla 6. Interacción de la irradiancia solar con la atmósfera terrestre

λ (nm)	Nombre (radiación)	Efecto	Altura (km)	Capa Atmosférica
Hasta 10	Rayos γ Rayos x	Ioniza todos los gases	70 -100	Mesosfera Termosfera
10-100	XUV	Ioniza N_2 , O , O_2	100-300	Termosfera
100-120	EUV	Ioniza O_2	80-100	Termosfera
120-200	VUV	Disocia O_2	40-130	Estratosfera Mesosfera y Termosfera
175-200	VUV y UV	Disocia O_2 Forma O_3	30	Estratosfera
200-240	UV	Disocia O_2 , O_3	20-40	Estratosfera
240-300	UV	Disocia O_3	<40	Estratosfera

$1nm = 1 \times 10^{-9} m$, XUV- Rayos X- ultravioleta, EUV- extremo ultravioleta, VUV- ultravioleta vacío, UV- ultravioleta

Por encima de la troposfera, la atmósfera absorbe casi toda la radiación con longitud de onda igual a 300nm o por debajo de este valor (rayos x y ultravioleta). El vapor de agua y otros componentes atmosféricos en la troposfera absorben en mayor o menor medida la luz visible e infrarroja y debido a ello esta capa se calienta.

La estratosfera se calienta por el ozono (O_3) que absorbe entre 200 a 300nm y se enfría por radiación. En la mesosfera el CO_2 se excita por colisiones y se enfría emitiendo fotones. La emisión es más rápida que la excitación, pero la conducción hacia la mesosfera de la termosfera tiende a equilibrar el proceso. La termosfera se calienta por EUV (extremo ultravioleta), UV (ultravioleta) y rayos X que absorbe el oxígeno atómico y por precipitación de partículas en zonas aurales. Esta capa se enfría por conducción hacia la mesosfera.

El 70% de la energía solar que llega es absorbida por la atmósfera; en un día nublado se absorbe un porcentaje mucho más alto de energía, especialmente en la zona del infrarrojo.

La absorción es mayor en las zonas ecuatoriales que en los polos y es mayor en la superficie de la Tierra que en la parte alta de la atmósfera. Estas diferencias originan tanto fenómenos de convección que transportan calor generando las corrientes atmosféricas, como fenómenos de evaporación y condensación.

Las observaciones realizadas por los satélites de la radiación infrarroja emitida por el planeta indican que la temperatura de la Tierra debería ser de unos $-18^\circ C$, sin embargo la temperatura media de la superficie de la Tierra es de $15^\circ C$; la diferencia de $33^\circ C$ se debe al efecto invernadero y a las nubes. Para un cielo claro el vapor de agua contribuye entre el 60 y el 70% en la generación del efecto invernadero, después de él son importantes el dióxido de carbono, el metano, ozono y óxidos de nitrógeno.

2.2.5 EQUILIBRIO HIDROSTÁTICO

La característica física básica de la atmósfera es la disminución de la presión y densidad con el aumento de la altura. Esta variación se describe por la ecuación del equilibrio hidrostático, la cual se deriva considerando las propiedades básicas de la atmósfera: la densidad ρ , la presión P , la temperatura T y la composición. Consideremos un elemento de volumen con altura δr y área δs como el que se muestra en la figura 2.5.

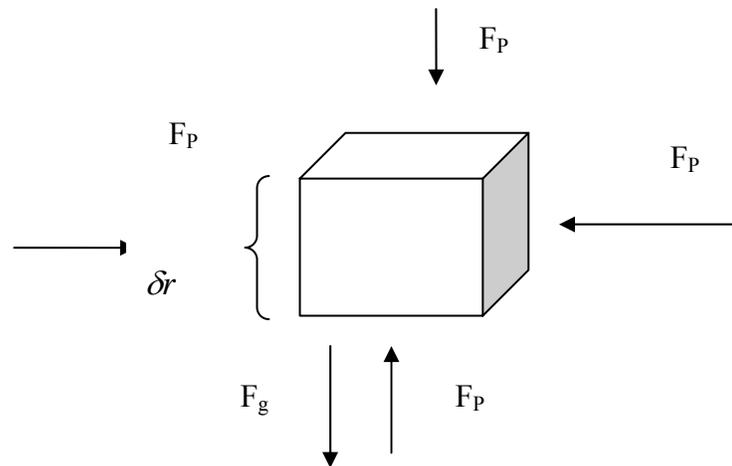


Figura 2.5 Fuerzas sobre un elemento de volumen atmosférico.

Para este elemento la densidad a una cierta altura r , ρ_r , está descrita en términos de la masa m y el volumen V como:

$$\rho_r = \frac{m}{V} = \frac{m}{\delta s \delta r}$$

La fuerza gravitatoria F_g es:

$$F_g = \rho_r g \delta s \delta r$$

con g la aceleración de la gravedad.

La fuerza de presión se balancea para las caras laterales. Pero para las caras superiores e inferior tenemos $P_r \delta s$ y $P_{r+\delta r} \delta s$ respectivamente, entonces la ecuación del equilibrio será

$$\begin{aligned}
 P_{r+\delta r} \delta s - P_r \delta s + \rho_r g \delta s \delta r &= 0 \\
 P_{r+\delta r} - P_r &= -\rho_r g \delta r \\
 \frac{dP}{dr} &= -\rho g \tag{2.5}
 \end{aligned}$$

La ecuación 2.5 es conocida como la **Ecuación del Equilibrio Hidrostático**. Si dividimos todo por la presión podemos escribir (1) de la siguiente manera:

$$\frac{1}{P} \frac{dP}{dr} = \frac{-\rho g}{P} = \frac{-nm g}{nk_B T} \tag{2.6}$$

En (2.6) hemos considerado $\rho = nm$, con n el número de partículas por unidad de volumen. Además, las propiedades básicas de la atmósfera no son independientes sino que están relacionadas por la ecuación del gas ideal: $P = nk_B T$, con k_B la constante de Boltzmann. Podemos definir un parámetro H llamado la escala de altura como:

$$H = \frac{k_B T}{mg} \quad (2.7)$$

Si integramos (2.6) y usamos (2.7) obtenemos:

$$\int \frac{dP}{P} = - \int \frac{dr}{H}$$

$$\ln\left(\frac{P}{P_0}\right) = - \int \frac{dr}{H}$$

$$\frac{P}{P_0} = \exp\left\{- \int \frac{dr}{H}\right\}$$

obtenemos

$$P = P_0 \exp\left\{- \int \frac{dr}{H}\right\} \quad (2.8)$$

P_0 es la presión en r_0 .

Si asumimos que H es constante, la ecuación (2.8) se reduce a:

$$P = P_0 \exp\left\{- (r-r_0)/H\right\} \quad (2.9)$$

Podemos interpretar H como la distancia vertical en la cual P_0 cambia por un factor de e . Si $r_0 = 0$, que es el nivel del mar, $P = P_0 \exp\{-r/H\}$, con $P_0 = 1.01 \times 10^5 \text{ N/m}^2$.

2.2.6 INESTABILIDAD CONVECTIVA

Los fenómenos de convección atmosférica pueden ser incluso de escala planetaria, llevando calor de las regiones ecuatoriales hasta las polares. Es pues muy importante derivar las expresiones que nos indican bajo que condiciones podemos tener convección.

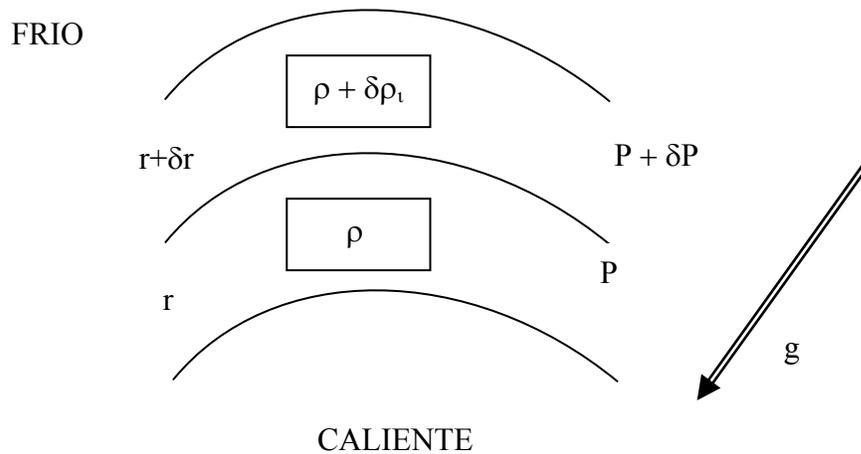


Figura 2.6 Esquema de una parcela de atmósfera

En la figura 2.6 se representa en un rectángulo una parcela de material con densidad ρ y presión P a una altura r . La parcela se desplaza hacia arriba una altura $r + \delta r$, de tal manera que siempre está en equilibrio horizontal de presiones. Para que la parcela se siga elevando entonces la densidad en este estrato horizontal debe de cumplir que:

$$\delta\rho_i < \delta\rho \tag{2.10}$$

La ley del gas ideal podemos reescribirla como

$$P = \rho T \frac{k_B}{m_p} \tag{2.11}$$

donde m_p = masa del protón.

De la ecuación (2.11) se obtiene:

$$\log P = \log \rho + \log T + \log const \tag{2.12}$$

Diferenciando (2.12) obtenemos para la parcela:

$$\frac{\delta P_i}{P} = \frac{\delta \rho_i}{\rho} + \frac{\delta T_i}{T} \tag{2.11'}$$

y para los alrededores:

$$\frac{\delta P}{P} = \frac{\delta \rho}{\rho} + \frac{\delta T}{T} \tag{2.12'}$$

El equilibrio de presiones horizontales, significa que:

$$\delta P_i = \delta P \quad (2.13)$$

y de (2.11') y (2.12') se deduce que

$$\frac{\delta \rho_i}{\rho} + \frac{\delta T_i}{T} = \frac{\delta \rho}{\rho} + \frac{\delta T}{T} \quad (2.14)$$

multiplicando por ρ la ecuación (2.14) obtenemos:

$$\delta \rho_i + \frac{\rho \delta T_i}{T} = \delta \rho + \frac{\rho \delta T}{T} \quad (2.15)$$

pero de la ecuación (2.10) implica que:

$$\frac{\rho \delta T_i}{T} > \frac{\rho \delta T}{T} \rightarrow \delta T_i > \delta T \quad (2.16)$$

o bien multiplicando por -1:

$$-\delta T_i < -\delta T$$

como la parcela es inestable, se elevará siempre y cuando

$$\frac{-dT_i}{dr} < \frac{-dT}{dr} \quad (2.17)$$

Es decir la temperatura ambiental (T) disminuye mas rápidamente con la altura que la temperatura de la parcela (T_i). Las propiedades dentro de la parcela son:

$$P_i = n_i T_i k_B$$

$$\rho = n m_p$$

La ecuación (2.11) para el gas ideal la escribimos de la siguiente forma:

$$P_i = k_B T_i \frac{\rho_i}{m_p} \quad (2.18)$$

Si derivamos con respecto a r , obtenemos:

$$\frac{dP_i}{dr} = -\rho_i g$$

Si el movimiento es relativamente lento lo podemos considerar adiabático, por lo cual se aplica que:

$$\frac{P_i}{\rho_i^\gamma} = \text{cte.}$$

Y si combinamos estas ecuaciones tenemos:

$$\frac{dT_i}{dr} = \frac{(\gamma-1) T_i}{\gamma P_i} \frac{dP_i}{dr} = -\frac{(\gamma-1) g m_p}{\gamma k_B} \quad (2.19)$$

Sustituyendo (2.19) en (2.17) tenemos:

$$\frac{-dT}{dr} > \frac{(\gamma-1) g m_p}{\gamma k_B} \quad (2.20)$$

Ecuación conocida como Ecuación de Schwarzschild o de la Inestabilidad Convectiva.

2.2.7 PARÁMETROS ATMOSFÉRICOS ESTRUCTURALES

Se tienen 5 parámetros estructurales de la atmósfera terrestre:

- La presión atmosférica o barométrica, p ; sus unidades más comunes son: milibarios (mb), atmósferas (atm), milímetros de mercurio (mmHg, torricelis), pascales (Pa), torricelis (Tor).
- La temperatura del aire, atmosférica o del medio ambiente, T ; sus unidades: °K ó grados absolutos, °C ó grados Celsius.
- La densidad del aire, atmosférica o del medio ambiente, ρ ; sus unidades: kg/m^3 .
- La concentración numérica del aire, n ; sus unidades: número de moléculas de aire/ $\text{m}^3 = 1/\text{m}^3$.
- La masa molar, también llamada, erróneamente, peso molar, μ ; sus unidades: kg/mol .

2.2.8 RELACIÓN ENTRE PARÁMETROS ATMOSFÉRICOS ESTRUCTURALES

La primera es la Ecuación de Estado. Por el rango de los valores que T y p toman en las diferentes regiones atmosféricas, como se ha comprobado experimentalmente, el estado termodinámico de la atmósfera terrestre se describe con suficiente exactitud por medio de la Ley de los Gases Ideales o Ley de Clapeyron:

$$p = \rho \frac{RT}{\mu} \quad (2.21)$$

donde R , $8.314 \text{ J}^\circ\text{K}^{-1}\text{mol}^{-1}$, es la Constante Universal de los Gases. Para el aire puro, es decir, seco, sin gases contaminantes, sin materia suspendida, y en condiciones estándar de temperatura y presión: $T=0^\circ\text{C}$, $p=1\text{atm}$, se tiene que la masa molar μ_a es igual a 0.0289 kg/mol . Se define entonces la constante R_a para el aire puro como:

$$R_a = \frac{R}{\mu_a} = 287.05, \text{ J kg}^{-1}\text{K}^{-1},$$

La ecuación de estado toma la forma:

$$p = R_a \rho T, \quad (2.22)$$

La ecuación de estado en la forma de la ecuación (2.21) se obtiene si se considera volúmenes de aire de dimensiones mucho mayores que la distancia media entre las moléculas, es decir, cuando el aire es considerado un medio continuo. Para otras condiciones, es decir, en el caso de una atmósfera discreta, es válida la siguiente forma de la ecuación de estado:

$$p = nkT \quad (2.23)$$

donde k , $1.38044 \times 10^{-23} \text{ J}^\circ\text{K}^{-1}$, es la constante de Boltzmann.

La segunda ecuación de relación entre los parámetros estructurales es la Ecuación Hidrostática. Definamos la columna unitaria como una columna vertical de aire con sección transversal A de área unitaria (1m^2) y altura dada; para un columna de aire unitaria y de altura igual al espesor total de la atmósfera, a cierta altura z sobre el nivel del mar actúa una fuerza que puede calcularse como el peso p de dicha columna de z hasta el tope de la misma:

$$p = \int_z^\infty \rho g dz, \text{ kg m}^{-3} \text{ m s}^{-2} \text{ m} = \text{N m}^{-2} = \text{Pa}$$

Diferenciando ambos miembros de la igualdad con respecto a z se obtiene la ecuación hidrostática en su forma diferencial:

$$dp = -\rho g dz \quad (2.24)$$

Con lo cual, la variación de la aceleración de la gravedad con la altura, de acuerdo con las leyes de la mecánica clásica, para un planeta esférico se tiene:

$$g(z) = g(0) \left(\frac{R_0}{R} \right)^2 \quad (2.25)$$

2.2.9 PERFIL VERTICAL DE LA PRESIÓN ATMOSFÉRICA $p(z)$

Substituyendo la densidad de la ecuación de estado en la ecuación hidrostática puede escribirse:

$$\frac{dp}{p} = -g \frac{\mu p}{RT} dz \quad (2.26)$$

Definiendo $H(z)$ como:

$$H(z) \equiv \frac{R T(z)}{g \mu(z)} \quad (2.27)$$

Entonces, podemos escribir (2.26) como:

$$\frac{dp}{p} = -\frac{dz}{H(z)} \quad (2.28)$$

$H(z)$ se denomina Altura de la Atmósfera Homogénea o Escala de Alturas.

Sea $p(z_0) = p_0$, entonces:

$$p(z) = p_0 \exp\left(-\int_{z_0}^z \frac{dz}{H(z)}\right) \quad (2.29)$$

esta ecuación describe el perfil vertical de la presión atmosférica.

La función $p(z)$ es una función que tiene una variación más fuerte que $T(z)$ y $\mu(z)$ en el mismo rango de alturas. Por ejemplo, T varía entre 150 y 1000°K entre los 0 y los 200km sobre el nivel del mar; en cambio, en ese mismo rango de alturas, $p(z)$ va de 10,000 a 0Pa.

Por eso, en muchos problemas T y μ pueden considerarse constantes y por consiguiente hacer $H = cte$. Nótese que en tal caso la ecuación (28) se convierte en la ecuación hidrostática:

$$p(z) = p_0 \exp\left(-\frac{z - z_0}{H}\right) \quad (3.30)$$

En esta expresión se observa el sentido que tiene la denominación de H como escala de alturas, pues para $\Delta z = H$ la presión barométrica p se reduce en e veces, es decir, H es la escala de velocidad de decaimiento de la presión con la altura. Tomando en cuenta que la constante universal de los gases ideales R es igual a $8.314 \text{ J}^\circ\text{K}^{-1}\text{mol}^{-1}$, y que la masa molar del aire puro es igual a $28.964 \cdot 10^{-3} \text{ kg mol}^{-1}$, se tiene $R_a = 287.05 \text{ J}^\circ\text{K}^{-1}\text{kg}^{-1}$.

Así, en condiciones estándar de temperatura (273.15°K) y presión (1 atm) se tiene:

$$H_0 = 7,993.6 \text{ m} \approx 8 \text{ km}$$

Sean μ y T constantes. Puede usarse la expresión (30) para calcular $\rho(z)$ y la masa de aire en la columna unitaria:

$$M_0 = \rho_0 \int_{z_0}^{\infty} \exp\left(-\frac{z - z_0}{H}\right) dz$$

$$M_0 = \rho_0 H_0, \text{ kg m}^{-2}$$

Substituyendo los valores de estas constantes en las unidades correspondientes, se obtiene que la masa de la columna de aire de sección transversal unitaria es igual a 10.3 ton m^{-2} .

Nótese que si toda esta masa de aire la lleváramos a la presión p_0 , la capa atmosférica correspondiente tendría un espesor igual a la altura de la atmósfera homogénea (8 km).

En la capa de los primeros 100 km de la atmósfera terrestre puede considerarse, como una gruesa y primera aproximación, que la temperatura media de la capa es igual a 240°K (-33°C). También, debido al eficiente mezclamiento la masa molar del aire puede considerarse constante.

En esa misma capa, en promedio, la presión disminuye 10 veces cada 16 km. En la siguiente capa, en la zona de la termosfera, la presión y la densidad decaen significativamente más despacio por el aumento de la temperatura y la disminución de la masa molar.

El llamado modelo de atmósfera es una determinada dependencia de los parámetros estructurales de la atmósfera con respecto a la altura: $p(z)$, $T(z)$, $\mu(z)$ y $\rho(z)$, relacionadas entre sí por medio de las ecuaciones de estado e hidrostática, y lo más cercano posible a las condiciones reales. Lo más frecuente es proponer un modelo para $T(z)$ y $\mu(z)$, o bien $\mu(z)$ y $\rho(z)$, y calcular el resto de los parámetros.

2.2.10 PERFIL HORIZONTAL DE LA PRESIÓN ATMOSFÉRICA $p(x,y)$

Si consideramos 4 isobaras tales que: $p_1 > p_2 > p_3 > p_4$, en la dirección horizontal, la distribución de la presión atmosférica se caracterizara por ser no homogénea. Podemos definir dos zonas de distribución (a) Distribución ciclónica y presiones bajas, (b) Distribución anticiclónica y de presiones altas. En la atmósfera real pueden observarse valores extremos de p_0 como 887mb en ciclones tropicales y 1078mb en anticiclones.

La causa primaria de la no homogeneidad horizontal en la distribución de la presión y de la circulación atmosférica la constituye el calentamiento irregular de la superficie subyacente del planeta y de la atmósfera. Ya que en un cierto momento, una parte de la porción de atmósfera observada comienza a calentarse. Consideramos una situación donde la temperatura no es función de las coordenadas (x,y) , es decir, $T \neq T(x,y)$.

En consecuencia, la altura de la atmósfera homogénea aumenta en un lado, la parte que se encuentra a mayor temperatura, se crea un gradiente de presión en la dirección horizontal y se establece una corriente de aire, hacia la parte derecha. Ahí la corriente de aire provoca el aumento de la masa, un movimiento descendente, un aumento de p_0 y a una corriente de retorno, por la capa inferior, hacia la parte izquierda, formando una celda de circulación.

2.3 RELACIONES SOL – CLIMA

La relación entre el Sol y el clima terrestre es de gran importancia para los ecosistemas terrestres, esto es debido a que existe la posibilidad de que las variaciones del Sol afecten el clima y el tiempo atmosférico terrestre. El clima es el conjunto de condiciones atmosféricas que caracterizan una región. Según se refiera al mundo, a una región ó a una localidad concreta se habla de clima global, clima local ó microclima respectivamente.

El clima es un sistema complejo por lo que su comportamiento es muy difícil de predecir. Por una parte hay tendencias a largo plazo debidas, normalmente, a variaciones sistemáticas como el aumento de la radiación solar o las variaciones orbitales pero por otra, existen fluctuaciones caóticas debidas a la interacción entre forzamientos, retroalimentaciones y moderadores. Ni siquiera los mejores modelos climáticos tienen en cuenta todas las variables existentes por lo que hoy día solamente se puede aventurar una previsión de lo que será el clima del futuro más próximo. Asimismo, el conocimiento de los climas del pasado es también, más incierto a medida que se retrocede en el tiempo. Esta faceta de la climatología se llama paleoclimatología y se basa en los registros fósiles, los sedimentos, las marcas de los glaciares y las burbujas ocluidas en los hielos polares.

El clima sobre la superficie terrestre es consecuencia de múltiples y complejos factores. Estos factores pueden influir al clima en el periodo de días, meses y a largo plazo en el periodo de años y siglos.

Uno de estos factores proviene de la interacción Sol-Atmósfera-Clima. De hecho es esta interacción una de las que de manera global han determinado el clima que prevalece sobre la superficie terrestre en el largo plazo.

Las variaciones de la actividad solar afectan el clima de la Tierra, pero las manifestaciones de la actividad solar llegan a la Tierra en una gran variedad de formas, algunas de las cuales pueden ser desviadas por el campo geomagnético. Además, existe también una gran variedad de posibles combinaciones de altitud, latitud y longitud para que la energía, que finalmente es transformada en calor, esté disponible para impulsar la circulación de la atmósfera.

Además, la atmósfera es un sistema extremadamente complejo con muchas retroalimentaciones y efectos de segundo orden, aparentemente no relacionados con la actividad solar, que puede ocultar su influencia. Un incremento en la temperatura puede, por ejemplo, causar un aumento de la evaporación, de la humedad absoluta e inestabilidad atmosférica.

Como resultado de lo anterior tendríamos la formación de nubes, las cuales puesto que son mejores reflectores de la radiación solar que la superficie de la Tierra, causarían un decremento en la cantidad de radiación solar que llega a la baja atmósfera y consecuentemente en la temperatura durante el día. Efectos meteorológicos asociados a estas condiciones serían un incremento en la ciclogénesis² que daría lugar al desarrollo de centros de baja presión y un aumento en la velocidad de los vientos y de la precipitación pluvial. Una de las posibles causas de los cambios climáticos en la Tierra pudieran ser los forzamientos radiativos. Las causas y el origen de los cambios importantes están determinadas por alteraciones en el balance global de radiación.

La energía recibida en nuestro planeta es en promedio de $240\text{W}/\text{m}^2$ considerando una reflexión o albedo³ del 30%. En el equilibrio, la energía devuelta al espacio exterior por el conjunto de nuestro planeta debe ser de $240\text{ W}/\text{m}^2$, de no ser así se producirían calentamientos o enfriamientos hasta alcanzar un nuevo equilibrio.

Los factores conocidos que perturban el balance de radiación son numerosos y se conocen como agentes de forzamiento radiativo⁴. Conocemos bien algunos de esos forzamientos externos: Los propios cambios en las emisiones solares, muchos de ellos cíclicos; los cambios en la energía recibida producidos en escalas de miles de años por la evolución de trayectoria de la Tierra alrededor del Sol y el cambio de la inclinación del eje de rotación (ciclos de Milankovitch⁵ controlados por los parámetros astronómicos de excentricidad de la órbita e inclinación y precesión del eje de rotación de la Tierra).

² Se denomina Ciclogénesis a los procesos atmosféricos que generan centros de baja presión.

³ Porcentaje de flujo luminoso reflejado o difundido por un cuerpo en relación con el flujo luminoso incidente.

⁴ El Forzamiento Radiativo es el flujo neto medido en la parte alta de la atmósfera conocida como tropopausa (unos 12 km en promedio) en W/m^2 .

⁵ Los Ciclos de Milankovitch son parte de la teoría que considera el efecto en el clima por efecto del cambio del balance de radiación en el tope de la atmósfera por la variación de parámetros orbitales tales como la excentricidad de la órbita terrestre, oblicuidad de la inclinación del eje de rotación y movimiento de precesión.

Otros cambios, como son la diferente disposición de los continentes, océanos y la composición diferente de la atmósfera, explican que climas diferentes al actual dominaron hace millones de años en nuestro planeta.

El balance energético de la Tierra resume lo que conocemos hoy en día sobre las partes que controlan la temperatura terrestre. Toda la energía proviene del Sol, y una cantidad de energía igual a esta debe devolverse al espacio o si no, la temperatura terrestre cambiará. Este panorama muestra que las nubes son las que más contribuyen a reflejar energía, y a emitir calor (las nubes actúan como calefactores en la atmósfera).

Podemos decir que las nubes son un termostato que determina la temperatura de la Tierra. Si se aumentara sólo un poco el grosor medio de las nubes bajas (es decir, se hacen más reflectantes), la temperatura terrestre disminuiría un poco. El efecto es igual que si se apagara un poco el termostato.

Las nubes pueden actuar tanto para calentar como para enfriar la Tierra. A menudo las nubes altas son delgadas y no demasiado reflectantes. Así pues, permiten que el sol caliente por debajo de ellas. También están en regiones altas del cielo, donde la temperatura del aire es bastante fría; por tanto, no emiten demasiado calor. En el balance total, las nubes altas tienden a calentar la tierra. Las nubes bajas son generalmente gruesas y reflejan gran parte de la luz solar devolviéndola al espacio. También están en regiones más bajas de la atmósfera donde el aire es más caliente, por lo que emiten más calor. En el balance, las nubes bajas tienden a enfriar la Tierra.

Dentro de un contexto global en las relaciones Sol-Clima, se puede remarcar tres aspectos y un cuarto aun en estudio. Primeramente, manifestaciones de la actividad solar, algunas de las cuales exhiben periodicidades bien definidas, mientras que otras ocurren de manera impredecible, se trata de eventos transitorios.

Segundo, los estudios y las observaciones meteorológicas y climatológicas han mostrado características, tanto periódicas como aperiódicas, que sólo pueden ser explicadas de manera parcial con base en procesos meteorológicos de corto y largo periodo.

La tercera, es la consecuencia de las dos primeras, esto es la similaridad de las periodicidades observadas, tanto en la actividad solar como en los fenómenos del tiempo, la cual sugiere alguna conexión entre estos dos.

La cuarta faceta menciona cuáles son los procesos químicos y físicos atmosféricos que permiten que las relativamente menores fluctuaciones inducidas por la actividad solar en los productos solares que llegan a la Tierra, influyan en la inmensamente más energética dinámica de la troposfera; es la más reciente en el problema de las relaciones Sol-Tiempo, y la menos estudiada de todas. Debido a los factores planteados la Tierra y el Sol tienen que ser estudiados en conjunto; la actividad solar tiene una considerable influencia en las condiciones de la Tierra. La variabilidad solar tiene varias propiedades, una de las más importantes es la escala de tiempo en el que ocurren las variaciones, siendo la más destacada el periodo del ciclo solar de 11 años, pero también se están encontrando ciclos menores y mayores, que incluso pueden alcanzar los 1000 años.

Se ha observado que en un máximo de actividad solar (máximo número de manchas solares) el Sol irradia en promedio, una mayor cantidad de luz ó energía que en períodos de mínima actividad, por lo que aquí en la Tierra se recibe en períodos de máxima actividad un poco más de calor que en períodos de mínima actividad, como se observa en la figura 2.7. También el viento solar en períodos de máxima actividad impacta más frecuentemente a la Tierra alcanzando las capas altas de la atmósfera terrestre e influyendo sobre el campo geomagnético.

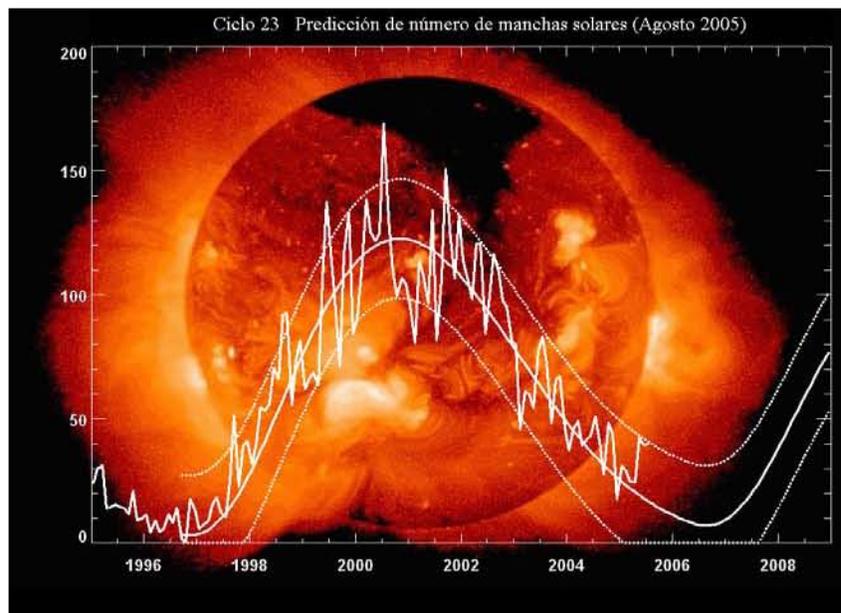


Figura 2.7 Gráfico de la actividad solar en el último máximo de su ciclo. Esta actividad se representa según el número de manchas solares que se detectan sobre la fotosfera (número de Wolf). Se indican las predicciones para el resto del ciclo. La imagen es una fotografía del Sol en rayos X.

Indicios de la relación actividad solar clima de la Tierra, serian las correlaciones⁶ existentes entre, el grosor de los anillos de los árboles, la temperatura promedio en la superficie de la Tierra, movimiento de glaciares, épocas de sequías, abundancia de cosechas, etc. con los ciclos de actividad solar. Los dos parámetros más comunes para definir el clima han sido la precipitación y la temperatura, y éstos han sido utilizados en una gran cantidad de estudios sobre la asociación Sol-clima/tiempo. Indicadores indirectos de la precipitación tales como los niveles del agua en lagos, también han sido correlacionadas con el número de manchas solares.

En algunas regiones, la presión, temperatura y cantidad de lluvia parecen estar mejor relacionados con el ciclo de Hale⁷ que con el ciclo de manchas solares. La precipitación pluvial por ejemplo, se ha asociado con la actividad solar. Pero la correlación entre el número de manchas solares y la precipitación pluvial anual puede ser positiva, negativa o inexistente, dependiendo del lugar donde se han efectuado las mediciones meteorológicas.

Se encontró un exceso de lluvia durante el máximo de manchas solares en diferentes estudios realizados en diferentes zonas de la Tierra. Así, por ejemplo, en las latitudes ecuatoriales se han encontrado correlaciones positivas según las cuales, en promedio, cae más lluvia durante los años del máximo solar que durante los del mínimo. Por otro lado, en las estaciones de latitud media (20°– 40°) parece haber menos precipitación alrededor de los años del máximo que en los cercanos al mínimo. Esto se ve claramente en la figura 2.8 donde, además de las medias anuales, se han graficado promedios móviles para suavizar las fluctuaciones de corto periodo.

⁶ El análisis de correlación es el método más común usado para examinar las similitudes entre dos cantidades.

⁷ Ley de Hale: Ciclo Magnético o doble Ciclo Solar

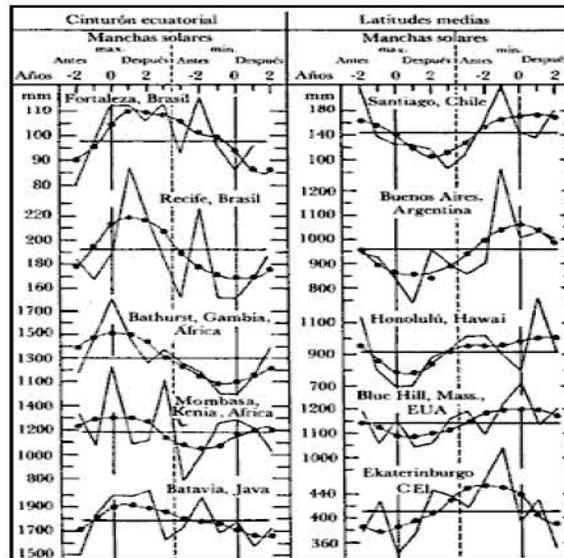


Figura 2.8 Relación entre la precipitación pluvial anual promedio y los años alrededor de los máximos y mínimos de actividad solar en las estaciones ecuatoriales y de las latitudes medias para los años 1860-1917. Las líneas sólidas representan los promedios móviles de 5 años, centrados en el año en que se suavizan las fluctuaciones de corto periodo. Las líneas verticales punteadas indican que las curvas son discontinuas entre las porciones correspondientes al máximo y al mínimo de actividad solar.

En general, los intentos de correlacionar la temperatura en la superficie de la Tierra con el ciclo de manchas solares han arrojado resultados contradictorios, la correlación con el ciclo de 11 años puede ser positiva (máxima temperatura promedio en el máximo de manchas solares) o negativa, esto dependiendo de la región geográfica y la extensión en tiempo de los datos. Cuando se usan series mas largas de datos, que abarcan aproximadamente un par de siglos, las temperaturas globales parecen estar correlacionadas positivamente, periodos largos de frio coinciden con los de mínima actividad solar. Por ejemplo, W. Köppen, en 1914, usando series largas de datos de temperatura recolectadas de todas las fuentes disponibles en el mundo, mostró que, durante los años 1804-1910, la temperatura media global anual fue más baja durante el máximo que durante el mínimo de manchas solares. Esta correlación negativa seguía siendo válida si se dividía la serie de datos originales en subconjuntos de datos organizados en regiones tropicales y extratropicales de ambos hemisferios (figura 2.9). La variación en las temperaturas medias globales entre sucesivos máximos y mínimos de manchas solares es de aproximadamente 0.3 a 0.4°C. Este cambio en la temperatura es suficiente como para causar cambios climáticos importantes en la Tierra.

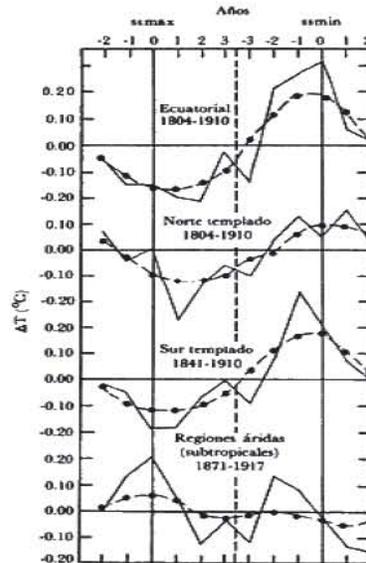


Figura 2.9 Desviaciones de la temperatura respecto de los valores normales (promedio) para diferentes regiones de la Tierra. Las líneas sólidas y punteadas representan lo mismo que en la figura 2.8 más para el caso de la temperatura. Aquí, las curvas son ligeramente discontinuas entre las porciones del máximo (33max) y el mínimo de manchas solares (33min).

Se han realizado correlaciones entre el número de manchas solares y la cantidad de hielo a latitudes altas o el número de icebergs observados en el Océano Antártico indicadores indirectos de la temperatura. Al parecer existe una correlación positiva entre el número anual de icebergs durante los años de máxima actividad solar que durante los de mínima por razones enteramente no relacionadas, como se observa en la figura 2.10.

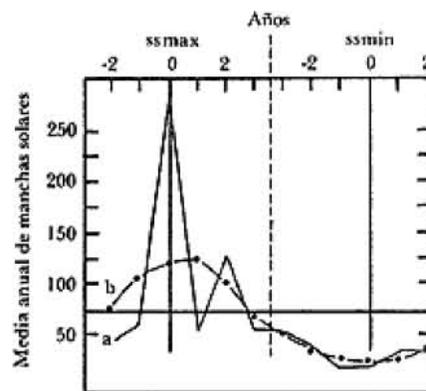


Figura 2.10 Número anual promedio (curva a) y promedios móviles de 5 años (curva b) de los icebergs observados en las aguas de la Antártida durante el periodo 1890-1912.

Un gran número de estudios indican que algunos parámetros meteorológicos están mejor correlacionados con el doble ciclo solar que con el de 11 años. La precipitación pluvial anual tiene una mejor correlación cuando se utiliza en doble ciclo solar. La figura 2.11 muestra la impresionante correlación entre el doble ciclo solar y la precipitación en tres estaciones de África del sur. La periodicidad de 22 años en la precipitación pluvial de 1910 a 1965 está, como puede verse en la figura, en fase con el doble ciclo solar.

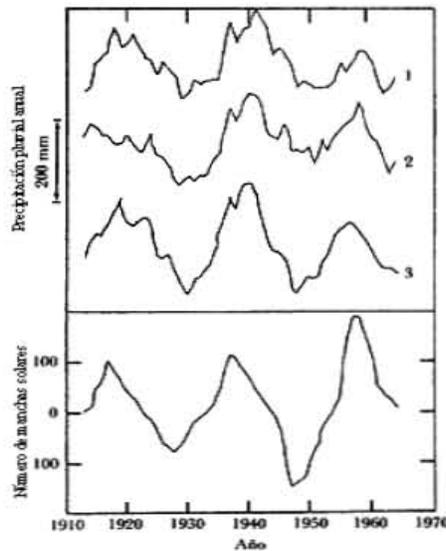


Figura 2.11 Precipitación pluvial anual en tres localidades de África del sur y el doble ciclo de manchas solares. Curva 1, Rustenburg (26° S, 27° E); curva 2, Bethal (27° S, 30° E); curva 3, Dundee (28° S, 30° E). Los datos han sido suavizados utilizando medias móviles con objeto de eliminar las variaciones de corto periodo.

Relacionado con la cantidad de precipitación pluvial se encuentran las sequías, definiendo sequía como un prolongado periodo seco en una cierta región en la cual se espera lluvia o caída de rocío normalmente, pero donde ésta se encuentra ausente o por debajo de lo normal. Las sequías más importantes se han dado en regiones de altas planicies; y varios estudios han mostrado que existe una marcada tendencia de las sequías a repetirse con intervalos de 20 a 22 años en las regiones de las altas planicies, y su ocurrencia mantiene una fase casi constante con el doble ciclo solar.

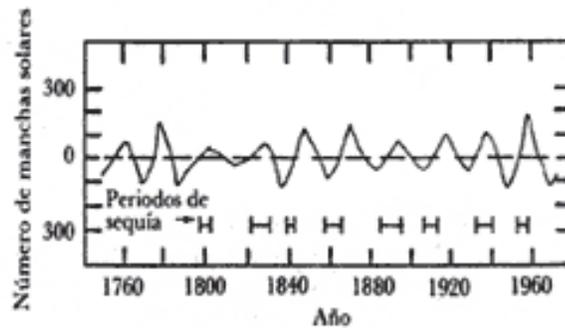


Figura 2.12 Periodos de sequías en Nebraska, EUA entre 1740 y 1970

La relación entre la actividad solar y la biota también se puede correlacionar positiva o negativamente con el número de manchas solares y los ciclos magnéticos solares. Podemos definir Biota como todos los organismos vivos de una zona; la flora y la fauna consideradas como una unidad. Se dan varios fenómenos biológicos que podrían de una u otra forma responder a los cambios de radiación solar a través de alteraciones en el tiempo y en el clima. Se puede incluir la población de insectos, población de mamíferos, densidad de alga marina, migración de aves, pesca, etc.

Ninguna de las correlaciones mencionadas puede ser perfecta, lo cual sugiere que las fluctuaciones en los parámetros meteorológicos y la biota tienen lugar ya sea que exista o no una fluctuación⁸ en la actividad solar. Sin embargo, puesto que se da una correlación estadísticamente significativa en muchos casos, parece que la actividad solar puede producir cambios o perturbaciones en el tiempo, clima y biota de la Tierra.

⁸ Diferencia entre el valor instantáneo de una cantidad fluctuante y su valor normal.

2.4 FORMACIÓN Y CLASIFICACIÓN DE NUBES

La mayoría de las nubes se desarrollan a través de movimiento vertical, cuando el aire húmedo asciende y se vuelve sobresaturado. Las nubes se clasifican en tres grandes categorías.

- 1) Estratiformes, son nubes que se forman por la ascensión a gran escala de una capa estable. Este proceso se lleva a cabo cuando el aire húmedo tibio anula al aire pesado frío a lo largo de un frente tibio. El movimiento vertical es del orden de 1cm/s y el tiempo de vida característico de estas nubes es del orden de un día.
- 2) Cumuliformes, son el tipo de nubes que se forma por plumas de aire que ascienden por efectos de flotación. Estas nubes están asociadas con convección celular y los cúmulos crecen por la boyanza positiva suministrada vía la transferencia de calor sensible desde la superficie y calor latente liberado al aire durante la condensación.

La velocidad implicada en los movimientos verticales es del orden de 1m/s durante el desarrollo de cúmulos, pero puede ser de varias decenas de m/s en el caso de cumulonimbus. El tiempo de vida característico de los cúmulos oscila entre los minutos hasta horas.

- 3) Cirriformes, los cirrus están compuestos principalmente por partículas de hielo y son nubes que se forman a gran altura.

2.4.1 INTERACCIÓN NUBES-RADIACIÓN

Las nubes consisten de gotas de agua líquida o partículas de hielo suspendidas en la atmósfera. Se forman por condensación de vapor de agua atmosférico cuando la temperatura cae debajo de la temperatura de saturación. Las gotas de agua y partículas de hielo tienen interacciones sustanciales con la radiación solar y terrestre. La naturaleza de estas interacciones depende de la masa total de agua, del tamaño y forma de las gotas o partículas y de su distribución espacial.

Las nubes tienen dos efectos importantes en la radiación del tope de la atmósfera; por un lado está el efecto del albedo, el cual tiene lugar por que las nubes presentan un efecto de abrillantamiento del cielo y consecuentemente ellas incrementan la cantidad de energía solar reflejada hacia el espacio; por lo tanto, el sistema Tierra-atmósfera con cielo nuboso recibe menos energía solar que la que recibe con un cielo claro. Por otro lado, debido a las propiedades de absorción a longitudes de onda largas, las nubes reducen la radiación de onda larga emitida hacia el espacio, este es el llamado efecto invernadero.

2.5 RAYOS CÓSMICOS

Los rayos cósmicos son partículas subatómicas procedentes del espacio exterior que tienen una energía elevada debido a su gran velocidad. Fueron descubiertos cuando se comprobó que la conductividad eléctrica de la atmósfera terrestre se debía a la ionización causada por radiaciones de alta energía. El físico estadounidense de origen austriaco Victor F. Hess demostró en 1911 que la ionización atmosférica aumenta con la altitud, y sacó la conclusión de que la radiación debía proceder del espacio exterior. El descubrimiento de que la intensidad de radiación depende de la latitud, implica que las partículas que forman la radiación están eléctricamente cargadas y son desviadas por el campo magnético terrestre.

Las tres propiedades fundamentales de una partícula de rayos cósmicos son: su carga eléctrica, su masa en reposo y su energía. La energía depende de la masa en reposo y la velocidad. Los distintos métodos de detección de rayos cósmicos proporcionan información sobre una combinación determinada de estas propiedades. Alrededor del 87% de los rayos cósmicos son protones (núcleos de hidrógeno), y aproximadamente el 12% son partículas alfa (núcleos de helio). También hay elementos más pesados, pero en cantidades mucho menores. Los elementos restantes se dividen en elementos ligeros (litio, berilio y boro), medios (carbono, nitrógeno, oxígeno y flúor) y pesados (todos los demás elementos). Los elementos ligeros constituyen aproximadamente el 0.25% de los rayos cósmicos. Teniendo en cuenta que estos elementos sólo representan alrededor de una milmillonésima parte de toda la materia del Universo, se cree que los rayos cósmicos de elementos ligeros se

deben en parte a la fragmentación de rayos cósmicos más pesados al colisionar con protones, algo que sucede necesariamente al atravesar el espacio interestelar.

La abundancia de elementos ligeros en los rayos cósmicos permite deducir que los rayos atraviesan antes de llegar a la Tierra una cantidad de materia equivalente a una capa de agua de 4 cm de espesor. Los elementos medios están presentes en los rayos cósmicos en una proporción aproximadamente 10 veces mayor a la del resto de la materia del Universo, y en el caso de los elementos pesados el factor es del orden de 100, lo que sugiere que al menos las fases iniciales de aceleración de los rayos cósmicos hasta las energías observadas se producen en regiones ricas en elementos pesados. Las energías de las partículas de los rayos cósmicos se miden en GeV por cada protón o neutrón del núcleo.

La distribución de las energías nucleónicas de los rayos cósmicos tiene su máximo en 0.3 GeV, valor que corresponde a una velocidad de dos tercios de la velocidad de la luz; a energías mayores, la proporción de partículas es menor, aunque se han detectado indirectamente partículas de hasta 10^{11} GeV a través de la lluvia de partículas secundarias que se crea cuando colisionan con núcleos de la atmósfera.

En nuestra galaxia, los rayos cósmicos suponen un promedio de 1 eV de energía por cada centímetro cúbico de espacio. Basta un campo magnético extremadamente débil para desviar los rayos cósmicos de una trayectoria rectilínea; un campo de 3×10^{-6} gauss, como el que se cree que existe en el espacio interestelar, basta para obligar a un protón de 1 GeV a describir una trayectoria curva con un radio de 10^{-6} años luz. Una partícula de 10^{11} GeV gira con un radio de 10^5 años luz, aproximadamente el tamaño de la galaxia. Por tanto, el campo magnético interestelar impide que los rayos cósmicos lleguen a la Tierra directamente desde su origen, y las direcciones de llegada tienen una distribución isotrópica (independiente de la dirección) incluso para las energías más altas.

En la década de 1950 se descubrieron ondas de radio procedentes del disco de la Vía Láctea y se interpretaron como radiación de sincrotrón debida a electrones de alta energía que giran en campos magnéticos interestelares. La intensidad del componente electrónico de los rayos cósmicos, aproximadamente el 1% de la intensidad de los protones de la misma energía, coincide con el valor deducido para el espacio interestelar en general a partir de las ondas de radio antes citadas. El origen de los rayos cósmicos sigue sin estar claro.

El Sol emite rayos cósmicos de baja energía en los periodos en que se producen grandes erupciones solares, pero estos fenómenos son demasiado infrecuentes para explicar la mayor parte de los rayos cósmicos.

Tampoco las erupciones de otras estrellas semejantes al Sol pueden explicar estos rayos. Las explosiones de supernovas son responsables al menos de la aceleración inicial de gran parte de los rayos cósmicos, ya que los restos de dichas explosiones son potentes fuentes de radio, que implican la presencia de electrones de alta energía.

A partir de estas observaciones y de la frecuencia conocida de las supernovas, podría deducirse que estas fuentes proporcionan suficiente energía para compensar la que nuestra galaxia pierde a través de los rayos cósmicos, aproximadamente 10^{34} J cada segundo.

Se cree que los núcleos de los elementos pesados se forman precisamente en las supernovas, por lo que es comprensible que los rayos cósmicos sean ricos en estos elementos si proceden de ellas. También se cree que en el espacio interestelar se produce una aceleración adicional como resultado de las ondas de choque procedentes de las supernovas que se propagan hasta allí. No existen pruebas directas de que las supernovas contribuyan de forma significativa a los rayos cósmicos. Sin embargo, la teoría sugiere que las estrellas binarias de rayos X, como Cygnus X-3, pueden ser fuentes de rayos cósmicos. En esos sistemas, una estrella normal cede masa a su compañera, una estrella de neutrones o un agujero negro.

Los estudios radioastronómicos de otras galaxias muestran que también contienen electrones de alta energía. Los centros de algunas galaxias emiten ondas de radio con mucha mayor intensidad que la Vía Láctea, lo que indica que contienen fuentes de partículas de alta energía. No se conoce el mecanismo físico que produce esas partículas. El primer hecho importante conocido acerca de la radiación cósmica se refiere a su composición química; en general se ha observado una sobrepoblación de núcleos pesados con respecto a las abundancias universales.

Esta sobreabundancia es mucho más pronunciada en el grupo L (Li, Be, B) cuyo número es 3×10^5 veces mayor. Los electrones constituyen tan sólo el 2% del total de la radiación cósmica primaria (radiación que llega al tope superior de la atmósfera). En la tabla siete se puede observar la composición de la radiación primaria y sus cantidades para cada grupo.

Tabla 7. Composición de la radiación primaria

Grupo	Elemento	Número Atómico z	Porcentaje de Abundancia Cósmica (AC)	Razón RC/AC
Protón	H	93	90.7	1
Alfa	He	6.3	9.1	0.7
L	Li, Be, B	0.10	4×10^{-7}	3×10^5
M	C, N, O, F	0.42	0.14	3
H	Ne, F	9.14	0.054	10
VH	Ca – Zn	0.04	2×10^{-3}	20
VVH	Ga, U	2×10^{-6}	10^{-6}	2
SH	> U	?	?	?

La componente electrónica primaria constituye un pequeño porcentaje de los rayos cósmicos que llegan al tope de la atmósfera, parecen predominar partículas cargadas negativamente. A energías de varios GeV, la fracción de positrones es del orden del 10%. Existen componentes neutras en la radiación cósmica: Rayos γ , neutrinos y neutrones que son generados hasta en el mismo Sol en eventos como las ráfagas solares.

2.5.1 MODULACIÓN POR EL CAMPO MAGNÉTICO INTERPLANETARIO Y SU INGRESO A LA ATMÓSFERA

Generalmente, el nombre de radiación cósmica se le ha dado a la totalidad de los diferentes partículas que llegan al tope de la atmósfera a la que se le llama radiación cósmica primaria, así como las partículas secundarias producidas en la atmósfera por interacciones nucleares entre las primarias y los núcleos atmosféricos, la llamada radiación cósmica secundaria.

Una de las consecuencias de la existencia del campo magnético terrestre es que no todas las partículas que llegan a sus inmediaciones pueden penetrar hasta la superficie de nuestro planeta. Para cada punto de la Tierra, cada dirección de acercamiento, época del año y tiempo local existe un umbral, como esto está determinado básicamente por el campo geomagnético se le conoce como umbral geomagnético, el efecto hacia los polos donde se detectan menos partículas se conoce como efecto latitudinal. Además el campo se comporta como un complicado sistema de lentes que impone ciertas restricciones a las direcciones desde las cuales los rayos cósmicos pueden arribar a un punto dado.

El punto exacto donde ocurre la primera colisión es, de hecho, una cuestión aleatoria. En promedio, los protones chocan después de haber atravesado 800 Kg/m^2 de materia o alrededor de un catorceavo de la masa total de aire sobre el nivel del mar; las partículas alfa chocan después de haber atravesado alrededor de 250 Kg/m^2 y núcleos más pesados, después de atravesar aún menores espesores atmosféricos. Por lo tanto, la probabilidad de que un rayo cósmico escape de una colisión nuclear y llegue al nivel del mar es prácticamente cero. En montañas de gran altura uno puede encontrar uno que otro rayo cósmico primario, pero partículas alfa o núcleos más pesados sólo se encuentran cerca del tope de la atmósfera. cuando la radiación cósmica primaria penetra en la atmósfera, todo lo que sucede resulta de las colisiones de un protón con la materia atmosférica.

Dichas colisiones pueden ser de dos tipos, con la estructura del átomo o con el mismo núcleo. Debido a que el núcleo es muy pequeño el segundo tipo es menos común, pero involucran cambios de energía muy grandes, y son éstos, cuando ocurren, los que determinan toda la formación de rayos cósmicos secundarios.

Las colisiones del primer tipo, generalmente dan lugar a que un electrón sea liberado de la estructura del átomo. Este mecanismo se conoce como ionización; un protón de energía relativista da lugar aproximadamente a 6000 colisiones ionizantes en un metro de aire a presión normal, o lo que es lo mismo, en aproximadamente 0.01 kg/cm^2 de espesor de materia. La energía transferida en cada colisión está más relacionada con la energía de amarre de los electrones del átomo, que con la energía de la partícula proyectil (siempre y cuando ésta sea mucho mayor), y varía poco de una sustancia a otra, para muchos materiales es de 30 eV .

Las colisiones individuales tienen sólo un ligero efecto en partículas como los rayos cósmicos primarios al moverse a través de la atmósfera, las deflexiones en sus trayectorias son prácticamente despreciables y la pérdida de 30eV, de los varios millones que traen, son mínimas. Sin embargo, dado que existen muchas de éstas, los efectos cumulativos son sustanciales.

A partir de estos valores se puede estimar que si un protón penetrase verticalmente toda la atmósfera, interaccionando únicamente de esta manera, perdería sólo 2GeV de energía ionizando el aire. Por esta razón, aun si no existiesen otros tipos de interacción, un rayo cósmico primario con energía cinética inicial menor de 2GeV al llegar a la atmósfera no produciría efecto alguno observable al nivel del mar.

Las colisiones del segundo tipo son nucleares y se dan cuando un rayo cósmico primario choca directamente con el núcleo de un átomo atmosférico y lo desintegra. Es únicamente en este tipo de colisiones donde el número de partículas cargadas secundarias puede incrementarse. Para tener una idea de que tan frecuente son este tipo de interacciones en la atmósfera, es útil expresar la probabilidad de una reacción nuclear particular en términos de un área efectiva de sección transversal del núcleo. Esta no es más que el área asociada con cada núcleo, tal que si una partícula incidente penetra dicha área la interacción tendrá lugar.

Dado que la mayor parte de la materia contiene aproximadamente 10^{25} átomos por kilogramo y el área efectiva que presenta un núcleo (el tamaño en el cual las partículas que lo forman parecen estar empacadas) es de aproximadamente $10^{-28} m^2$, una colisión nuclear ocurrirá en promedio después de que la partícula incidente atraviese alrededor de $850 kg/m^2$ de aire, distancia que se conoce como longitud de interacción y que equivale aproximadamente a un catorceavo de la masa total de la atmósfera sobre el nivel del mar.

Por otra parte, el número de partículas que atraviesan la materia sin interaccionar disminuye exponencialmente; de estos dos hechos podemos ver que la primera colisión que sufrirá un protón primario al llegar a la atmósfera será, en general, muy arriba, y ese protón tendrá entonces una probabilidad mínima de llegar hasta la superficie sin haber sufrido una interacción nuclear.

Cuando un rayo cósmico primario choca directamente con el núcleo de un átomo atmosférico, dependiendo de la energía de la partícula primaria y del tamaño del núcleo impactado se pueden generar diferentes procesos. Estos pueden dividirse en procesos de absorción y dispersión (elástica e inelástica). En los procesos de dispersión elástica la cantidad de movimiento y la energía cinética se conservan.

En la dispersión inelástica, una fracción de energía del rayo cósmico incidente es absorbida por el núcleo, el cual queda, a su vez excitado. Esta energía es reemitida posteriormente en forma de rayos γ , partículas α , etc., lo que se conoce como proceso de evaporación.

Debido a la energía tan grande de la partícula incidente, la mayor parte de las partículas secundarias que se producen sea propagan en la misma dirección que tenía la partícula primaria.

Existen tres modos como se puede observar en la figura 2.13, a través de los cuales la partícula primaria cede su energía a la atmósfera hasta el nivel del mar o aun más abajo:

- 1) La componente nucleónica o nuclear activa.
- 2) La componente dura o masónica.
- 3) La componente blanda o electromagnética.

Dependiendo de la energía que trae la partícula primaria, predomina uno de esos tres mecanismos de conversión de la energía primaria en una componente secundaria.

Neutrones y protones, productos de la desintegración de un átomo atmosférico por una partícula primaria de baja energía con los que dan lugar a la componente nucleónica. Sin embargo, estos nucleones, de energía menor que la partícula primaria, tienen suficiente energía como para actuar como si fuesen partículas primarias e interaccionar con nuevos átomos atmosféricos, dando lugar a lo que se conoce como proceso de cascada. Al llegar a las capas bajas de la atmósfera, el flujo de esta componente decrece rápidamente con la profundidad atmosférica y constituye tan solo un pequeño porcentaje del flujo total de partículas cerca del nivel del mar.

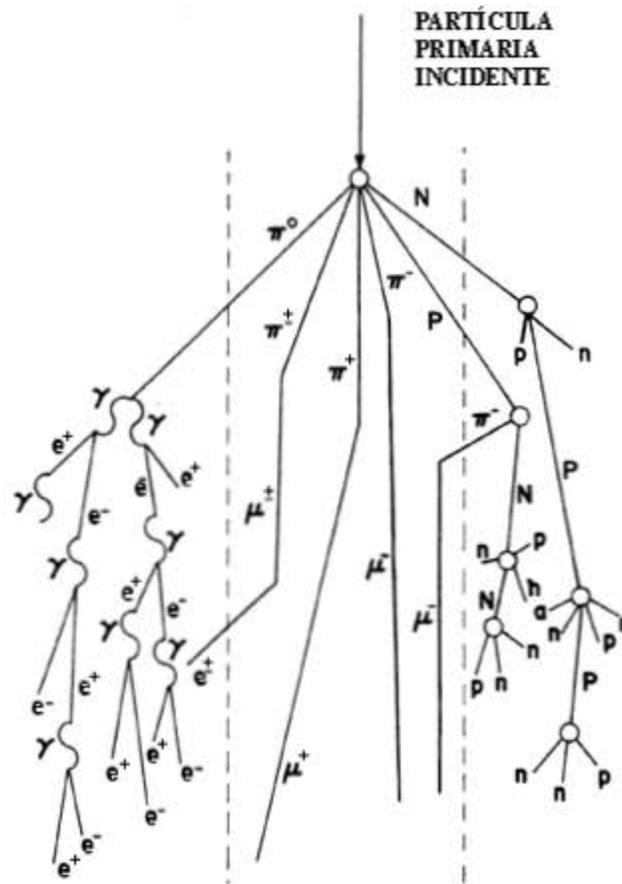


Figura 2.13 Principales modos de producción de partículas secundarias a través de la atmósfera.

A mayores energías de la partícula primaria, las interacciones nucleares no son elásticas, parte de la energía de la partícula primaria se ha ido en la creación de un nuevo tipo de partículas y en proveerles la energía cinética con la cual se alejan del punto donde ocurrió la interacción. Son estas nuevas partículas, los mesones π , o los piones y en lo que se convierten, lo que determina casi toda la radiación cósmica secundaria que observamos al nivel del mar. Los piones, al igual que todas aquellas partículas que son creadas en interacciones nucleares son inestables, por lo tanto tienen que decaer en algún tipo de partícula estable. Los piones existen en tres diferentes estados de carga, es decir, pueden tener carga eléctrica positiva, negativa o ser neutros. Los piones cargados decaen en mesones μ de la misma carga, los neutros decaen en rayos γ , los cuales mediante una sucesión de procesos electromagnéticos dan lugar a un gran número de partículas que se extienden sobre grandes áreas.

El número de partículas es proporcional a la energía primaria. Los mesones μ son también inestables, pero gracias a la dilatación del tiempo su vida media ($2 \times 10^{-6} s$) es lo suficientemente larga como para que algunos de ellos sobrevivan el largo viaje hasta la superficie. De hecho, los mesones μ son el tipo de partículas más abundantes de la radiación cósmica secundaria a nivel del mar. La componente blanda o electromagnética está formada principalmente por electrones y positrones resultantes del decaimiento de los mesones μ (negativos y positivos), de los procesos de ionización, de la producción de pares y de las cascadas fotón-electrón. Los positrones resultantes del decaimiento de los mesones μ positivos y de la producción de pares tienden a desaparecer en la atmósfera a través de procesos de aniquilamiento con electrones de los átomos del aire. Los electrones producto del decaimiento de los muones pueden ser lo suficientemente energéticos como para iniciar un chubasco.

Algunos mesones π pueden ser producidos en interacciones nucleares de los nucleones secundarios más energéticos. Más aun, algunos muones, aunque son partículas que interactúan débilmente, en ocasiones pueden producir nucleones. Del carácter de la producción de partículas y de los procesos de decaimiento podemos ver que la composición de la radiación cósmica secundaria varía con la altura. Hay dos variaciones de la intensidad de los rayos cósmicos, que se piensa son características globales de la heliósfera. Estas variaciones tienen su origen en el Sol, pero se han observado algunas de ellas alejadas hasta 40UA, las cuales son el efecto Forbush y la variación de 11 años. El efecto Forbush es con seguridad la variación más espectacular que se conoce en la radiación cósmica.

En el lapso de unas cuantas horas, la intensidad registrada en una estación particular puede verse reducida hasta en un 10%, y en algunos casos 20 o 30%, después de llegar a un mínimo, la intensidad comienza a recuperarse lentamente, lo cual puede durar desde unos días hasta semanas. Este fenómeno se observa en forma simultánea en casi todo el mundo. No existe aún explicación universalmente aceptada para los decrecimientos Forbush, pueden estar asociados a la eyección de plasma coronal de altas velocidades como consecuencia de una eyección de masa coronal (EMC), de la desaparición de un filamento, o de algún proceso aún desconocido en la evolución de hoyos coronales de baja latitud.

Un plasma rápido, mucho más que el viento solar normal, provoca la formación de una onda de choque, la cual actúa como una barrera magnética, impidiendo parcialmente el paso de la radiación cósmica en su viaje hacia la Tierra. Las condiciones magnéticas que prevalecen en la heliósfera son distintas a medida que el ciclo solar evoluciona. Según el nivel de actividad del Sol, las irregularidades presentes en el medio interplanetario aumentarán o disminuirán haciendo que el clima heliosférico cambie y provoque el cambio de estaciones a lo largo del ciclo solar de 11 años. Durante la fase de máximo solar, el campo magnético interplanetario es tal que sus muchas irregularidades provocan un efecto de apantallamiento para los rayos cósmicos en su viaje por la heliósfera.

En la figura 2.14 se muestran los tres últimos ciclos solares representados por el número de manchas, junto con la intensidad de la radiación cósmica registrada en la Tierra. Claramente se aprecia cómo, al aumentar el número de manchas, la intensidad de la radiación decrece y viceversa; la reducción total en el nivel de la radiación es alrededor del 20%, con algunas diferencias de ciclo a ciclo.

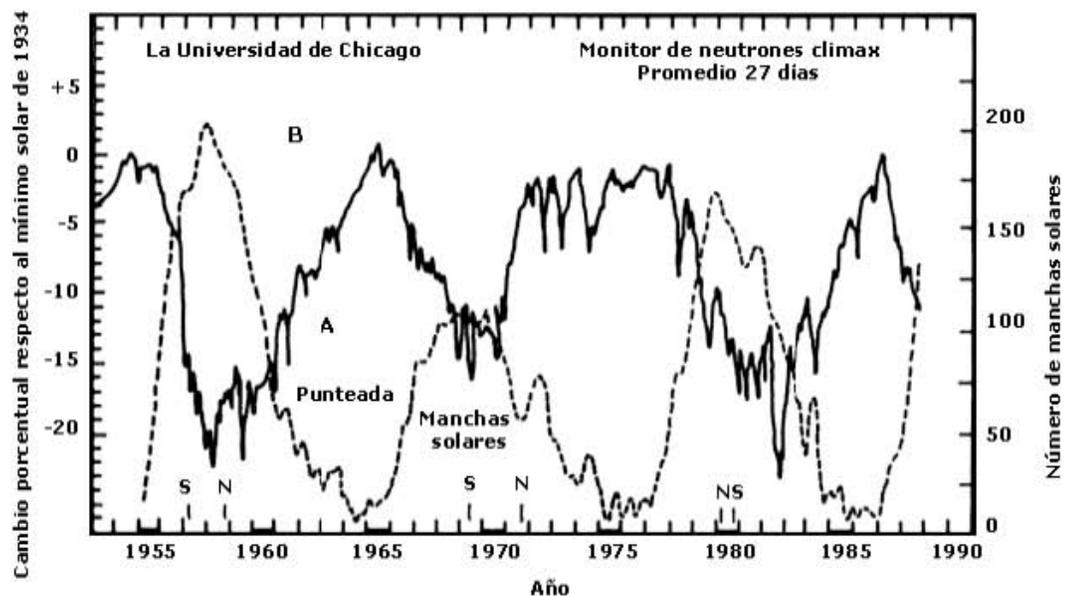


Figura 2.14 Intensidad de la radiación cósmica (línea continua) de 1953 a la fecha detectada en el monitor de climax, EUA, junto con el ciclo de manchas solares (línea punteada) para el mismo periodo.

CAPÍTULO 3

CAMPO MAGNÉTICO SOLAR

3.1 VIENTO SOLAR

El viento solar es un flujo de plasma y campo magnético que permea el espacio interplanetario. El viento solar y los fenómenos que en él se propagan tienen gran importancia en lo que se conoce como las relaciones Sol-Tierra y es un ingrediente fundamental en el clima espacial. Las primeras predicciones teóricas de la existencia del viento solar surgieron de considerar el estado de equilibrio del plasma coronal (muy caliente) inmerso en el campo gravitacional del Sol. Para llegar a las ecuaciones del viento solar, con el objeto de encontrar el estado de equilibrio en forma simplificada, podemos partir de las ecuaciones 3.1, 3.2 y 3.3:

$$\text{Conservación de la masa} \quad \frac{d}{dr}(\rho r^2 v) = 0 \quad (3.1)$$

$$\text{Ecuación de momento} \quad \rho \frac{dv}{dt} = -\frac{dP}{dr} - \rho \frac{GM_{\odot}}{r^2} \quad (3.2)$$

$$\text{Ecuación de energía (gas politrópico)} \quad P = \rho^{\gamma} \quad \therefore \gamma = \text{razón de calores específicos} \quad (3.3)$$

Estado Estacionario

$$\nabla \cdot (\rho \bar{v}) = 0 \quad (3.4)$$

$$\rho \bar{v} \cdot \nabla \bar{v} = -\nabla P - \frac{\rho GM_{\odot}}{r^2} \quad (3.5)$$

Simetría esférica con cambios relevantes en la dirección radial

$$\frac{d}{dr}(\rho r^2 v) = 0 \quad (3.6)$$

$$\rho v r^2 = \text{cte.} = \rho_0 v_0 r_0^2 \quad (3.7)$$

$$\rho v \frac{dv}{dr} = -\frac{dp}{dr} - \frac{\rho GM_{\odot}}{r^2} \quad (3.8)$$

Las ecuaciones 3.7, 3.8 y 3.3 son el sistema a resolver $\rho(r)$, $v(r)$ y $P(r)$

Tomemos (3.3)

$$\frac{dP}{dr} = \gamma \rho^{\gamma-1} \frac{d\rho}{dr} = \gamma \frac{\rho^\gamma}{\rho} \frac{d\rho}{dr}$$

$$\frac{dP}{dr} = \gamma \frac{P}{\rho} \frac{d\rho}{dr}$$

$$V_s^2 = \gamma \frac{KT}{m_p} = \gamma \frac{P}{\rho} \quad \therefore P = nKT \quad \text{y} \quad \rho = m_p n$$

$$\Rightarrow \frac{dP}{dr} = v_s^2 \frac{d\rho}{dr} \quad (3.9)$$

Sustituimos (3.9) en (3.8)

$$\rho v \frac{dv}{dr} = -v_s^2 \frac{d\rho}{dr} - \frac{\rho GM_\odot}{r^2} \quad (3.8')$$

de (3.7)

$$\rho = \frac{cte}{vr^2} = cte \left[v^{-1} r^{-2} \right]$$

$$\frac{d\rho}{dr} = cte \left[-\frac{1}{r^2 v^2} \frac{dv}{dr} - \frac{2}{v} \frac{1}{r^3} \right] \quad (3.10)$$

Sustituimos (3.10) en (3.8')

$$\rho v \frac{dv}{dr} = cte v_s^2 \left[\frac{dv}{dr} \frac{1}{r^2 v^2} + \frac{2}{vr^3} \right] - \frac{\rho GM_\odot}{r^2}$$

factorizando $\frac{dv}{dr}$ y dividiendo entre ρ

$$\frac{dv}{dr} \left[v - \frac{cte v_s^2}{r^2 v^2 \rho} \right] = \frac{cte v_s^2}{\rho v r^2} \frac{2}{r} - \frac{GM_\odot}{r^2} \quad \text{pero} \quad \rho = \frac{cte}{vr^2}$$

$$\Rightarrow \frac{dv}{dr} \left[v - \frac{v_s^2}{v} \right] = v_s^2 \frac{2}{r} - \frac{GM_\odot}{r^2}$$

$$\begin{aligned} v \frac{dv}{dr} \left[1 - \frac{v_s^2}{v^2} \right] &= v_s^2 \frac{2}{r} - \frac{GM_\odot}{r^2} \\ \frac{d}{dr} v^2 &= \frac{d}{dr} (\bar{v} \cdot \bar{v}) = \bar{v} \cdot \frac{d\bar{v}}{dr} + \frac{d\bar{v}}{dr} \cdot \bar{v} = 2v \frac{dv}{dr} \\ \therefore v \frac{dv}{dr} &= \frac{1}{2} \frac{dv^2}{dr} \\ \Rightarrow \frac{1}{2} \frac{dv^2}{dr} \left[1 - \frac{v_s^2}{v^2} \right] &= v_s^2 \frac{2}{r} - \frac{GM_\odot}{r^2} \end{aligned} \quad (3.11)$$

Antes de integrar (3.11)

$$\frac{dv^2}{dr} = \frac{2v_s^2 \frac{2}{r} - \frac{2GM_\odot}{r^2}}{\left(1 - \frac{v_s^2}{v^2} \right)}$$

$$\frac{dv^2}{dr} \text{ se vuelve infinita si } \boxed{v = v_s} \quad (3.12)$$

$$\frac{dv^2}{dr} \text{ se vuelve cero si } \boxed{r = \frac{GM_\odot}{2v_s^2}} \quad (3.13)$$

Los valores 3.12 y 3.13 son los valores críticos de la ecuación, matemáticamente son los valores para los cuales la ecuación esta indefinida y físicamente 3.13 es la distancia a la cual el viento solar se vuelve supersónico como lo indica 3.12.

Integrando (3.11)

$$v^2 - v_0^2 - v_s^2 \ln \frac{v^2}{v_0^2} = 4v_s^2 \ln \frac{r}{r_0} + 2GM \left(\frac{1}{r} - \frac{1}{r_0} \right) \quad (3.14)$$

$$\therefore v_s, G, M_\odot \text{ son constantes.}$$

v_0 es el valor de v en $r = r_0$, para el Sol $v_0 \sim 10 - 20 \text{ km s}^{-1}$ en $r_0 = \text{base de la corona}$.

La familia de soluciones se muestra esquemáticamente en la figura 3.1. El punto crítico (A) es un punto silla, y dv/dr llega a ser infinito en $v = v_c (r \neq r_c)$, cuando dv/dr desaparece en $r = r_c (v \neq v_c)$.

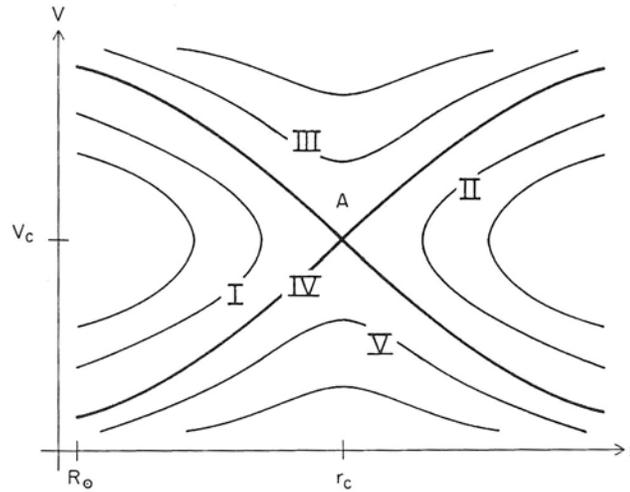


Figura 3.1 La velocidad del viento solar, como una función del radio, r para varios valores de la constante C . Se muestra el diagrama de soluciones isotérmicas de Parker, con las diferentes clases de soluciones I, II, III, IV, V.

La clase I y II son doble valuadas, en particular la clase II no producen soluciones que conecten a la superficie del Sol con posiciones alejadas de la misma, mientras que la clase I además requiere velocidades supersónicas en la base de la corona solar, lo cual no se observa. La clase III nuevamente tiene velocidades supersónicas muy altas cerca del Sol, las cuales no se observan.

La clase IV y V son posibles, en la clase IV la solución pasa por el punto crítico (A) y corresponde a $C = -3$ de $v = v_c$ y $r = r_c$ en la ecuación 3.15. La clase V es subsónica y se denomina brisa solar, el término también puede ser usado para referirse a las soluciones del viento solar con energía total cero. En distancias largas donde $v \ll v_c$, el segundo y tercer término balancean en la ecuación 3.19 y así la velocidad del flujo tiene una caída cerrada a cero como $v \sim r^{-2}$. Al mismo tiempo, la densidad y presión se aproximan a valores constantes; lo cual excluye esta solución; esta solución además predice que la velocidad para la órbita terrestre es de $\sim 10 \text{ km/s}$.

Cuando el Mariner II voló hacia Venus, no detectó solo un flujo continuo de viento solar, sino que observó también sus chorros rápidos y lentos con velocidades severas de cientos de kilómetros por segundo cerca de la Tierra, que se repetían aproximadamente a intervalos de 27 días, sugiriendo que sus orígenes giraban con el Sol. Con estas observaciones quedó demostrado que la brisa solar no es una posibilidad de solución, si no que es el viento solar.

Posteriormente algunas naves como Ulysses confirmaron la existencia de un flujo rápido continuo de viento solar sobre los polos y observó muchos fenómenos interesantes asociados con él.

Las ecuaciones de continuidad de masa y movimiento para un flujo simétrico y esférico de un plasma isothermal (densidad n y velocidad v) son:

$$4\pi r^2 n v = cte \quad (3.15)$$

$$m n v \frac{dv}{dr} = -\frac{dp}{dr} - \frac{GM_{\odot} m n}{r^2} \quad (3.16)$$

donde

$$p = n k_B T \quad (3.17)$$

Así, el plasma saliente esta sujeto a un gradiente de presión y a la fuerza de gravedad. T se asume uniforme, n puede eliminarse entre 3.15 y 3.16 y con lo cual nos queda

$$\left(v - \frac{v_c^2}{v} \right) \frac{dv}{dr} = \frac{2v_c^2}{r} - \frac{GM_{\odot}}{r^2} \quad (3.18)$$

Donde $v_c = (k_B T / m)^{1/2}$ es la velocidad del sonido isotérmica, que es algo menor que la velocidad del sonido (adiabática). La ecuación 3.18 tiene un punto crítico (A), donde dv/dr es indefinido. Esto sucede cuando $v = v_c$, $r = r_c \equiv GM_{\odot} / (2v_c^2)$ así que ambos coeficientes de dv/dr y del lado derecho de la ecuación, desaparecen.

La ecuación 3.18 es tan simple que puede ser integrada analíticamente para dar una forma implícita a $v(r)$

Por lo cual, integrando analíticamente 3.18 nos queda:

$$\left(\frac{v}{v_c}\right)^2 - \log_e \left(\frac{v}{v_c}\right)^2 = 4 \log_e \frac{r}{r_c} + \frac{2GM}{rv_c^2} + C \quad (3.19)$$

Una suposición en los modelos anteriores, es que el viento solar tiene una expansión esférica y simétrica, pero esta es una pobre aproximación del Sol. En un eclipse y en fotografías de rayos x, se muestran evidencias de algunas regiones con un predominante campo magnético cuya topología es abierta (los hoyos coronales) y otras con campo cerrado. Como se observa en la figura 3.2.

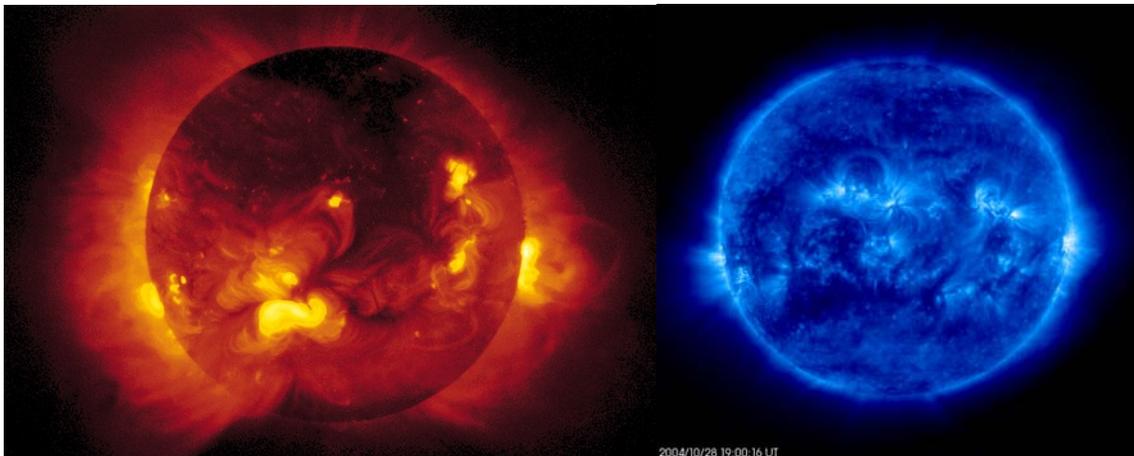


Figura 3.2 Fotografías del Sol mostrando regiones magnéticas con topología abierta y cerrada

Para las variaciones de la velocidad del viento solar, está bien establecido que en las regiones de campo abierto se acelera el viento a grandes velocidades (mayores a 400 km/s a la altura de la órbita terrestre). Por el contrario el viento asociado con regiones de campo cerrado es más lento (menores a 400 km/s a la altura de la órbita terrestre). En promedio la velocidad del viento solar a la altura de la órbita terrestre es de 400 km/s, pero sus variaciones pueden ser considerables, desde valores menores que 100 hasta más de 1000 km/s. Aunque cabe aclarar que mencionar un viento solar promedio o quieto es muy difícil, las variaciones en todos los parámetros observados del viento solar son grandes y hay una gran cantidad de perturbaciones que viajan a través de este medio. En la tabla 8 se muestran algunos valores promedio aceptados para el viento solar a la altura de la Tierra:

Tabla 8. Parámetros del Viento Solar a la altura de la órbita de la Tierra

Densidad (Protones)	6.6 cm^{-3}
Densidad (Electrones)	7.1 cm^{-3}
Densidad (He^2)	0.25 cm^{-3}
Velocidad Radial	450 km s^{-1}
Temperatura (Protones)	$1.2 \times 10^5 \text{ K}$
Temperatura (Electrones)	$1.4 \times 10^5 \text{ K}$
Campo Magnético	$7 \times 10^{-9} \text{ Teslas}$

3.2 CAMPO MAGNÉTICO INTERPLANETARIO (IMF)

El campo magnético interplanetario es el campo magnético solar transportado por el viento solar. Cuando el plasma de la corona solar se desprende del Sol para fluir como el viento solar, se lleva consigo el campo magnético de su lugar de partida. Esto se debe a que el plasma tiene una conductividad eléctrica muy alta y en estas condiciones no puede separarse del campo magnético contenido en él. Así, el viento solar establece también un campo magnético interplanetario.

Como el viento solar fluye radialmente hacia afuera del Sol, podría esperarse que estableciera un campo cuyas líneas fueran también radiales, pero como el Sol gira y al girar traslada el pie de las líneas, la geometría que finalmente resulta para las líneas del campo magnético interplanetario es la de una espiral. En el plano del ecuador solar, que es muy cercano al plano de la eclíptica (el plano de la órbita de la Tierra alrededor del Sol), las líneas del campo interplanetario tienen la forma que se muestra en la figura 3.3 donde las flechas radiales muestran la dirección de flujo del viento solar.

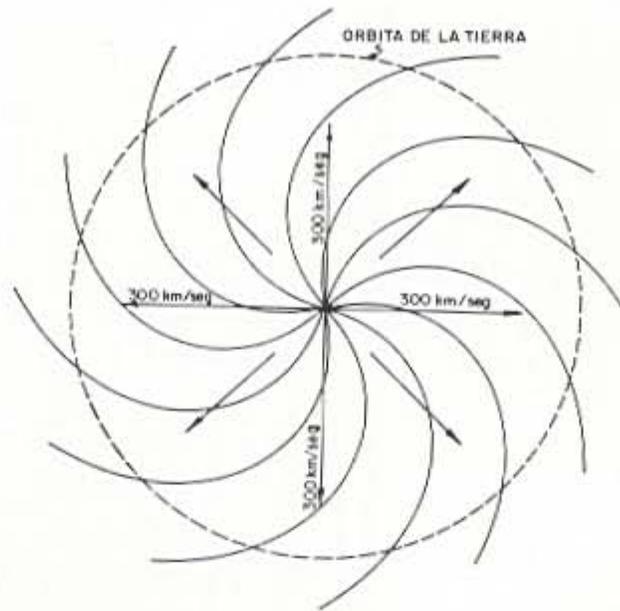


Figura 3.3 Esquema de líneas de campo magnético interplanetario en el cual las flechas muestran la dirección del flujo del viento solar, que en este caso tienen una velocidad de 300 km/s a la altura de la órbita terrestre.

Cerca del Sol, el ángulo que forma la línea de campo con la dirección radial es pequeño. Pero al aumentar la distancia, el ángulo aumenta y a la altura de la órbita de la Tierra es de unos 45° . Este ángulo, llamado ángulo de manguera, continúa aumentando con la distancia.

La magnitud del campo transportado por el viento disminuye al alejarse del Sol, primero como el cuadrado de la distancia y luego solamente como $1/r$. Si el campo magnético del Sol no fuera transportado por el viento, decaería mucho más rápidamente como el de un dipolo, es decir $1/r^3$. A la altura de la órbita de la Tierra, este campo tiene un valor de unas 5γ ($1\gamma = 10^{-10}$ Teslas) = 5×10^{-10} Teslas. Por supuesto que estos valores son solo promedios representativos. La dirección y la magnitud del campo magnético interplanetario varían dependiendo de la velocidad del viento solar y pueden tomar valores muy diversos en el viento transitorio originado en algún evento de actividad del Sol.

El campo magnético tiene efectos importantes en las propiedades del viento solar, esto causa diferencias en algunos parámetros paralelos y perpendiculares al campo, como la temperatura; también soporta ondas y produce micro-inestabilidades.

Consideramos sólo el efecto causado por su trayectoria, es decir el camino que sigue. Suponemos que el campo magnético esta inclinado un ángulo ψ respecto a la velocidad radial del plasma.

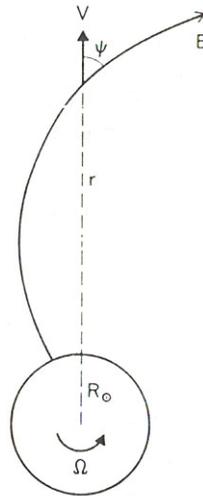


Figura 3.4 Espiral de campo magnético solar que esta rotando con una velocidad angular Ω vista desde el polo norte. El viento solar aquí esta asumiendo el dominio del campo magnético y moviéndose radialmente con una velocidad v , el campo magnético está inclinado un ángulo ψ .

de la figura 3.4 tenemos:

$$\tan \psi = \frac{\text{sen}\psi}{\text{cos}\psi} = \frac{ds}{dr} \quad , \quad ds = rd\varphi \quad (3.20)$$

$$\Rightarrow \tan \psi = \frac{rd\varphi}{dr} = \frac{rd\varphi}{\frac{dr}{dt} dt} = \frac{r}{v} \frac{d\varphi}{dt} \quad \therefore v = \text{velocidad del viento solar en } r \quad , \quad \Omega = \frac{d\varphi}{dt}$$

$$\Rightarrow \boxed{\tan \psi = \frac{\Omega}{v} r} \quad (3.21)$$

$\therefore \psi =$ Ángulo con el que la espiral pega en algún cuerpo

Como el viento solar tiene una conductividad eléctrica muy alta, plasma y campo están congelados. Definimos el parámetro β como el cociente entre la presión del plasma y la presión magnética.

$$\beta = \frac{2\mu p_0}{B_0^2} \quad (3.22)$$

donde B_0 es la magnitud del campo magnético típico y p_0 es la presión del plasma.

Cuando existe una velocidad significativa del material, el movimiento contribuye con una presión cinética $p_c = \rho v_0^2$ entonces β es expresada como:

$$\beta = \frac{2\mu p_0}{B_0^2} + \rho v_0^2 \quad (3.23)$$

En el medio interplanetario $\beta > 1$ donde el plasma jala al campo.

La ecuación 3.23 tiene sus componentes magnética y cinética. En otras palabras tenemos que considerar la expresión de un fluido en movimiento

$$nm \left[\frac{\partial U}{\partial T} + (U \cdot \nabla) U \right] = -\nabla p + J \times B \quad (3.24)$$

En equilibrio, $dU/dt = 0$; de ahí la ecuación de momento se reduce a $\nabla p = J \times B$ que es una condición en que el gradiente de presión de la partícula es balanceado por la tensión electromagnética.

Usando la relación $\nabla \times B = \mu_0 J$ podemos reescribir la ecuación 3.24 como

$$\nabla p = \frac{(\nabla \times B) \times B}{\mu_0} = \frac{(B \cdot \nabla) B}{\mu_0} - \frac{\nabla B^2}{2\mu_0} \quad (3.25)$$

Si el campo magnético no varia a lo largo de B , el primer termino del lado derecho desaparece.

$$\nabla \left(p + \frac{B^2}{2\mu_0} \right) = 0 \quad (3.26)$$

y

$$p + \frac{B^2}{2\mu_0} = cte \quad (3.27)$$

La suma de la presión de la partícula (p) y la presión magnética $\left(\frac{B^2}{2\mu_0} \right)$ es una constante para un plasma en equilibrio.

El parámetro del plasma beta (β) se define como

$$\beta = \frac{P}{\frac{B^2}{2\mu_0}} \quad \therefore \beta = \text{Presión de la partícula} / \text{presión del campo magnético} \quad (3.28)$$

Si los cambios son principalmente en r , entonces:

$$\begin{aligned} \bar{B} &= B_\varphi + B_r \\ \nabla \cdot \bar{B} &= 0 = \frac{1}{r^2} \frac{d}{dr} (B_r r^2) + \frac{1}{r \sin \theta} \frac{\partial B_\varphi}{\partial \varphi} \end{aligned}$$

En coordenadas esféricas polares el campo magnético y la velocidad de flujo en el plano ecuatorial suponemos las componentes $(B_r, 0, B_\varphi)$ y $(v_r, 0, v_\varphi)$ que dependen solo de r .

$$\begin{aligned} \frac{d}{dr} (B_r r^2) &= 0 \quad \Rightarrow \quad B_r r^2 = B_0 r_0^2 = cte \\ \Rightarrow \quad \boxed{B_r = \frac{B_0 r_0^2}{r^2}} \quad &\therefore B_0 = \text{Fuerza del campo en la superficie solar} \quad (3.29) \end{aligned}$$

pero

$$\begin{aligned} \tan \psi &= \frac{B_\varphi}{B_r} \\ B_\varphi &= \tan \psi B_r \\ B_\varphi &= \frac{\Omega}{v} r B_r \\ B_\varphi &= \frac{\Omega}{v} r \frac{B_0 r_0^2}{r^2} \quad \Rightarrow \quad \boxed{B_\varphi = \frac{B_0 r_0^2 \Omega}{r v}} \quad (3.30) \end{aligned}$$

donde la componente radial es aproximadamente $1/r^2$ y la componente azimutal $1/r$, es claro que después de una cierta distancia sólo persiste B_φ .

Con lo cual nos queda:

$$B_{total} = \sqrt{B_r^2 + B_\phi^2} = \left(\frac{B_0^2 r_0^4}{r^4} + \frac{B_0^2 r_0^4}{r^2} \frac{\Omega^2}{v^2} \right)^{1/2}$$

$$B_{total} = \frac{B_0 r_0^2}{r^2} \left(1 + \frac{\Omega^2}{v^2} r^2 \right)^{1/2} \quad (3.31)$$

3.2.1 TOPOLOGÍA DEL CAMPO MAGNÉTICO INTERPLANETARIO

El campo magnético interplanetario es la extensión del campo magnético solar. En una forma bastante aproximada, el campo magnético del Sol durante el mínimo solar es análogo a un campo bipolar.

Como ya se mencionó anteriormente, el viento solar extiende estas líneas de campo de tal forma que a grandes distancias del Sol, las líneas que emergen del hoyo coronal polar norte, están separadas de las líneas que regresan al hoyo polar sur, por una delgada hoja de corriente, es decir, una capa donde el campo magnético es nulo, a lo largo de la cual puede fluir libremente una corriente. A ésta delgada hoja de corriente se le conoce como la hoja neutra y se localiza básicamente a la altura del plano ecuatorial del Sol; por efecto de la rotación del Sol, las líneas de campo se deforman en el medio interplanetario, formando la espiral de Arquímedes como ya se mencionó anteriormente.

Conforme el Sol avanza hacia el máximo de actividad, las componentes multipolares aparecen provocando que el campo magnético interplanetario presente muchos sectores de polaridad diferente, ya que la hoja de corriente se distorsiona cada vez más. Los patrones de sectores presentan una estructura tridimensional; si el flujo del viento solar fuera uniforme e igual en ambos hemisferios, la hoja de corriente se encontraría cerca del plano de la eclíptica. Sin embargo, los ejes magnéticos y de rotación del Sol no coinciden así como la hoja de corriente no es plana sino que presenta ondulaciones hacia abajo y hacia arriba, debido a la topología de los hoyos coronales dando la apariencia de una gran falda de bailarina, la cual permea el medio interplanetario como se muestra en la figura 3.5.

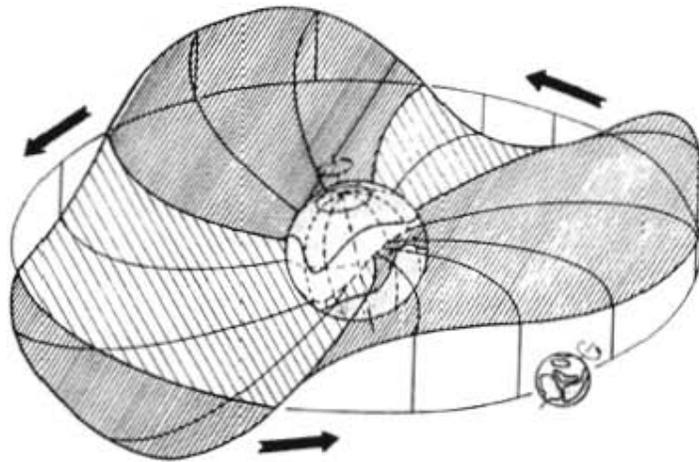


Figura 3.5 Esquemización del campo magnético hacia el medio interplanetario, donde se aprecia la hoja de corriente eléctrica entre campos magnéticos en la misma dirección pero de sentidos opuestos, es por ello que se le llama hoja de corriente neutra. Por el efecto de inclinación del dipolo polar solar y de rotación, la hoja neutra adopta la forma de una falda de bailarina.

3.3 FLUJO MAGNÉTICO

El número total de líneas de fuerza creadas por un campo magnético se denomina flujo magnético. Un campo magnético ocupa una cierta región del espacio y se puede considerar al flujo magnético como la cantidad de campo magnético que atraviesa una superficie, es decir, la cantidad de líneas de campo que atraviesan la superficie.

El flujo magnético generalmente es representado con la letra griega Φ . El flujo (Φ) a través de un área perpendicular a la dirección del campo magnético, es el producto escalar del vector campo por el vector superficie

$$\Phi = \mathbf{B} \cdot \mathbf{S} = BS \cos \theta$$

Si el campo no es constante o la superficie no es plana, el flujo se calcula mediante la integral

$$\Phi = \int_S \mathbf{B} \cdot d\mathbf{S}$$

El flujo representa el número neto de líneas que atraviesan la superficie en dirección del vector \mathbf{S} que la representa, al referirnos a número neto se entiende que se cuentan como

positivas las líneas que atraviesan la superficie en el sentido del vector S y negativas las del sentido contrario.

El flujo magnético a través de superficies cerradas es siempre cero

$$\oint B \cdot dS = 0 \quad (3.32)$$

En una superficie cerrada entran tantas líneas como salen, dentro de la superficie no nacen ni mueren las líneas, por lo cual las líneas de campo magnético son siempre curvas cerradas.

La unidad de flujo magnético en el Sistema Internacional de Unidades es el Weber (Wb), de manera que

$$[\Phi] = T \cdot m^2 = \frac{N \cdot m}{A} = \text{Weber (Wb)}$$

3.4 FLUJO MAGNÉTICO SOLAR

El campo magnético interplanetario (IMF) tiene su fuente en las regiones magnéticas abiertas del Sol, observacionalmente identificadas con los hoyos coronales (ver figura 3.2). La distribución latitudinal, polaridades e intensidad del campo magnético de los hoyos coronales varía con el ciclo de manchas solares; por lo cual es de esperarse que el campo magnético interplanetario también muestre variaciones con el ciclo¹.

Las medidas del magnetógrafo a bordo de la nave Ulysses en la década pasada, mostraron que la magnitud $|B_r|$ de la componente radial del campo magnético interplanetario es esencialmente independiente de la latitud y longitud heliográficas.

De la conservación del flujo, se sigue que $|B_r| \sim \Phi_{\text{abierto}} / (4\pi r^2)$, donde r denota el radio heliocéntrico y Φ_{abierto} es la cantidad total de flujo abierto que cruza la superficie solar. Este resultado simplifica mucho el problema de la variación del campo magnético interplanetario pues se tiene una sencilla relación entre el parámetro Φ_{abierto} a la evolución del campo magnético fotosférico.

Para determinar, la distribución del flujo abierto sobre la superficie solar a partir del campo fotosférico observado, se aplica el método de superficie fuente del campo potencial.

¹ En los años cercanos al mínimo existen dos grandes hoyos polares cuya vida media es de varios años. Cerca del máximo solar existen pequeños hoyos a medias y bajas latitudes cuya vida media suele ser de horas y días.

Sea λ la latitud heliografica y φ la longitud heliografica. En este método el campo magnético coronal $B(r, \lambda, \varphi)$ se asume que satisface la condición de libre de corriente $\nabla \times B = 0$, en una superficie esférica $r = R_{ss} = 2.5R_s$ donde el efecto del flujo del viento solar quasi-radial de salida es simulado requiriendo que $B_\lambda = B_\varphi = 0$. R_s denota el radio solar y R_{ss} denota la distancia a la cual se encuentra la superficie fuente en radios solares.

La condición límite en la fotosfera se toma

$$B_r(R_s, \lambda, \varphi) = B_{los}(R_s, \lambda, \varphi) / \cos \lambda \quad (3.33)$$

donde B_{los} es la componente observada en la línea de vista del campo fotosferico; esta condición radial igual toma en cuenta la quasi-radial y no potencial naturaleza del campo en la fotosfera donde es medido.

La solución de la ecuación de Laplace da las tres componentes del campo coronal se hace como una expansión que implica la función armónica esférica $Y_{lm}(\lambda, \varphi)$. Todas las líneas de campo que se extienden desde $r = R_s$ a $r = R_{ss}$ están definidas como abiertas, el campo magnético en la superficie fuente puede ser expresado como

$$B_r(R_{ss}, \lambda, \varphi) = \sum_{l=1}^{\infty} \sum_{m=-1}^{m=+1} c_l a_{lm} Y_{lm}(\lambda, \varphi) \quad (3.34)$$

donde

$$c_l = \frac{(2l+1)(R_s / R_{ss})^{l+2}}{l+1+l(R_s / R_{ss})^{2l+1}}$$

$$a_{lm} = \int B_r(R_s, \lambda, \varphi) Y_{lm}^*(\lambda, \varphi) d\Omega \quad (3.35)$$

En la ecuación (3.35) la integral esta tomada sobre todo el ángulo sólido Ω , el asterisco denota un complejo conjugado.

El flujo abierto total esta dado por:

$$\Phi_{abierto} = R_{ss}^2 \int |B_r(R_{ss}, \lambda, \varphi)| d\Omega \quad (3.36)$$

CAPÍTULO 4

DATOS Y RESULTADOS

La temperatura es la propiedad de los sistemas que determina si están en equilibrio térmico y una magnitud física descriptiva de un sistema que caracteriza la transferencia de energía térmica o calor, entre ese sistema y otros. El concepto de temperatura se deriva de la idea de medir el calor o frialdad relativos y de la observación de que el suministro de calor a un cuerpo conlleva un aumento de su temperatura mientras no se produzca la fusión o ebullición. En el caso de dos cuerpos con temperaturas diferentes, el calor fluye del más caliente al más frío hasta que sus temperaturas son idénticas y se alcanza el equilibrio térmico. Por tanto los términos de temperatura y calor, aunque relacionados entre sí, se refieren a conceptos diferentes: la temperatura es una propiedad de un cuerpo y el calor es un flujo de energía entre dos cuerpos a diferentes temperaturas. La temperatura es, desde un punto de vista microscópico, una medida de la energía cinética asociada al movimiento aleatorio de las partículas que componen el sistema.

En el Sistema Internacional de Unidades, la unidad de temperatura es el Kelvin. Sin embargo, está muy generalizado el uso de otras escalas de temperatura; concretamente la escala Celsius (o centígrada) y en los países anglosajones la escala Fahrenheit. Una diferencia de temperatura de un Kelvin equivale a una diferencia de un grado centígrado.

4.1 TEMPERATURA DE BRILLO

La radiación infrarroja es una emisión de energía en forma de ondas electromagnéticas en la zona del espectro electromagnético¹ situada inmediatamente después de la zona roja de la radiación visible. La longitud de onda de la radiación infrarroja es menor que la de las ondas de radio y mayor que la de la luz visible, oscila entre aproximadamente 10^{-6} y 10^{-3} metros. Esta radiación puede detectarse como calor.

La imagen infrarroja (IR) es aquella que toma un satélite en el llamado canal o banda infrarroja. Las longitudes de onda IR a las cuales son sensibles los sensores u ojos del satélite, están entre los 10 y los 12 micrómetros.

¹ Ver Apéndice II

En dicha zona del espectro electromagnético el ojo IR del satélite está detectando estructuras nubosas, terrestres o marítimas que emiten señales en dichas longitudes de onda. El canal IR se basa en un principio básico de la física que indica que todo cuerpo que se encuentre a una temperatura determinada emite una radiación electromagnética que depende de dicha temperatura de emisión. A esta temperatura se le denomina temperatura de brillo del cuerpo emisor (T_b). Por ejemplo, el Sol emite a una temperatura de brillo equivalente a 6000°C .

La Tierra, para un observador en el espacio como lo es un satélite, emite por término medio como si tuviera una temperatura de brillo del orden de 17 a 20°C . Lo mismo le sucede al ser humano: por poseer una temperatura dada, nuestro cuerpo emite radiación térmica que nuestros ojos, sensible a la luz visible o blanca, no ven.

4.2 TEMPERATURA GLOBAL

Una red de medidores independientes distribuida en una zona amplia da un promedio razonable de la temperatura para una región más pequeña y que tiene pocos medidores. Las regiones con pocos medidores, como las regiones polares, el interior de África y el Pacífico sur están asociadas con incertidumbres en la temperatura que son mayores que las de Europa y Estados Unidos que cuentan con muchos medidores. La falta de datos normalmente se llena por técnicas de interpolación, pero esto representa un problema para estimar la temperatura promedio global de la Tierra de manera más confiable.

La temperatura promedio global se calcula a partir de un gran número de medidas hechas por una red global de estaciones climáticas. Hay diferentes formas de calcular el valor del promedio global y diferentes tipos de datos de temperatura global. La diferencia entre varias series de datos refleja incertidumbres que pueden ser debidas al método analítico. Además, los datos de la temperatura global que se obtienen no son homogéneos ya que están basados en el número de estaciones, las cuales varían con el tiempo y el espacio.

4.3 VARIABILIDAD CLIMÁTICA Y ACTIVIDAD SOLAR

De medidas de la radiación terrestre realizadas por satélites se sabe que durante las condiciones presentes, las nubes reflejan más energía que la que atrapan, dando lugar a un enfriamiento neto. Un incremento de nubes de baja altitud dará como resultado un enfriamiento, mientras que un incremento de nubes de alta altitud resultará en un calentamiento del planeta. Un incremento de la cantidad total de nubes sin cambio en la fracción del tipo de nubes se cree que da como resultado un enfriamiento de la Tierra.

Una posible relación entre la variabilidad climática y la actividad solar podría ser a través de las nubes. El decremento o incremento en la cubierta de nubes parece estar asociada con cambios en el flujo de rayos cósmicos que a su vez son debidos a la variabilidad solar. En particular, es el campo magnético solar abierto, llevado por el viento solar al medio interplanetario, el que modula el flujo de rayos cósmicos. El efecto de los rayos cósmicos en la atmósfera se da en dos formas: Actuando como nucleadores de nubes o afectando la transparencia atmosférica. Las variaciones en la transparencia atmosférica pueden ser causadas por cambios en las concentraciones de ciertos aerosoles o por cambios en la composición química de los constituyentes menores de la atmósfera, que absorben radiación en diferentes longitudes de onda, al interaccionar con los rayos cósmicos. Por otro lado, los rayos cósmicos pueden producir un cambio en la densidad de la cubierta nubosa: la formación de nubes se lleva a cabo en la tropósfera y que esta capa esta permeada por un campo eléctrico vertical que se forma por la diferencia de potencial que existe entre la superficie y la ionosfera; en las regiones donde hay cubierta de nubes, este campo eléctrico polariza el tope y fondo de la cubierta de nubes induciendo nuevamente un campo eléctrico a través de la cubierta nubosa. Las gotas de nube pueden capturar carga eléctrica dependiendo de la concentración de iones atmosféricos disponibles la cual a su vez depende de los rayos cósmicos, ya que son los agentes ionizantes. Esto sugiere que el proceso de nucleación es eficiente en gotas de nubes con carga eléctrica, entonces, como resultado de la acción de los rayos cósmicos sobre la atmósfera se forma una especie de filtro opaco, el cual evita el paso de la radiación solar a las capas más bajas y esto puede afectar sin duda alguna el balance radiativo global del planeta y por ende la temperatura global y el clima. Esto queda mejor ilustrado en la figura 5.1 (ver capítulo 5) donde se muestra un esquema de los procesos mencionados anteriormente.

4.4 DATOS

Para encontrar una posible correlación entre el flujo magnético solar y la temperatura terrestre, se analizaron tres series de datos de temperatura, de los cuales, una era la temperatura de brillo troposférica global y las dos series restantes temperaturas globales terrestres GLB (Global Mean Monthly and Global Land-Ocean Temperature) y HadCRUG (Hadley Centre for Climate Prediction and Research).

Para la temperatura troposférica de brillo, los datos se obtuvieron directamente de la base de datos de satélites de la NASA, y se obtuvieron de NASA Global Hydrology and Climate Center's MSU, su página electrónica es: <http://www.ghcc.msfc.nasa.gov/temperature> los cuales fueron grabados por el Microwave Sounding Unit (MSU) un radiómetro² perteneciente a una serie de satélites de la National Oceanic and Atmospheric Administration, su página electrónica es: <http://www.noaa.com>. Estas temperaturas globales de brillo han sido monitoreadas desde 1979 con el MSU. Los datos dan un registro global de las fluctuaciones de temperatura en la troposfera y la estratosfera baja; y muestran los datos mensuales con anomalías de temperatura.

La siguiente serie de datos que se analizó (GLB) se obtuvo de la base de datos de NASA GISTEMP (Goddard Institute for Space Studies Surface Temperatura Analysis) su página electrónica es: <http://data.giss.nasa.gov/gistemp/tabledata/GLB.Ts+dSST.txt>.

GISTEMP da una medida mensual del cambio de la temperatura global superficial desde 1880, cuando una distribución global de estaciones meteorológicas fue establecida, introduciendo datos para su análisis, recolectados por los principales servicios meteorológicos nacionales alrededor del mundo, y que forman parte de lo que son los datos de la Global Historical Climatology Network. Estos datos fueron aumentados por SCAR una red de estaciones en la Antártida.

El índice de temperatura que se da en esta serie de datos, es el promedio de las mediciones obtenidas en estaciones meteorológicas medidas sobre tierra con temperaturas obtenidas en la superficie del océano medidas desde satélite.

² Un radiómetro es un instrumento que sirve para medir la temperatura de brillo.

La última serie de datos que se analizaron (HadCRUG), se obtuvieron del Hadley Centre for Climate Prediction and Research, su página electrónica es:

http://www.met-office.gov.uk/research/hadleycentre/CR_data/Monthly/HadCRUG.txt

Estos datos son promedios regionales mensuales y anuales desde 1870 en adelante, y son obtenidos de una red en tierra y registros de temperatura superficial. Estos datos fueron calculados usando un método estadístico llamado promedio óptimo que da una estimación del error en la precisión de los valores; es decir, el método consiste en dar una mejor estimación del valor real, a partir de incertidumbres independientes usando funciones de correlación estándar para estimar la covariabilidad local de los datos y dar un promedio global más preciso.

Los datos de los flujos magnéticos solares que se utilizaron en la presente tesis fueron proporcionados directamente por el Dr. Y. M. Wang (E.O. Hulburt Center for Space Research, Naval Research Laboratory) que los obtuvo por un procedimiento que él desarrolla en dos artículos publicados en Journal of Geophysical Research y The Astrophysical Journal (ver referencias).

El intervalo de tiempo de las tres series de datos de temperatura y de los flujos magnéticos solares que se manejaron, fue a partir de enero de 1979 a diciembre de 1998.

4.5 RESULTADOS

En esta sección se muestran todos los resultados del trabajo. Las gráficas se elaboraron con el paquete OriginLab 7.5 y Microsoft Excel 2003.

Primero se muestran los datos de las temperaturas tanto de brillo como globales y del flujo magnético solar con respecto al tiempo. Posteriormente se muestra una serie de gráficas suavizadas de estos mismos datos. Finalmente se presentan en tablas comparativas los coeficientes de determinación (R^2) para cada grupo de datos.

4.5.1 SERIES DE TIEMPO DE LA TEMPERATURA Y DEL FLUJO MAGNÉTICO SOLAR

En las siguientes tres gráficas se pueden observar las variaciones de la temperatura respecto a los años, En la figura 4.1 se observa la gráfica de la variación de la temperatura troposférica de brillo. En las figuras 4.2 y 4.3 respectivamente, se observan las temperaturas globales terrestres en el mismo intervalo de tiempo.

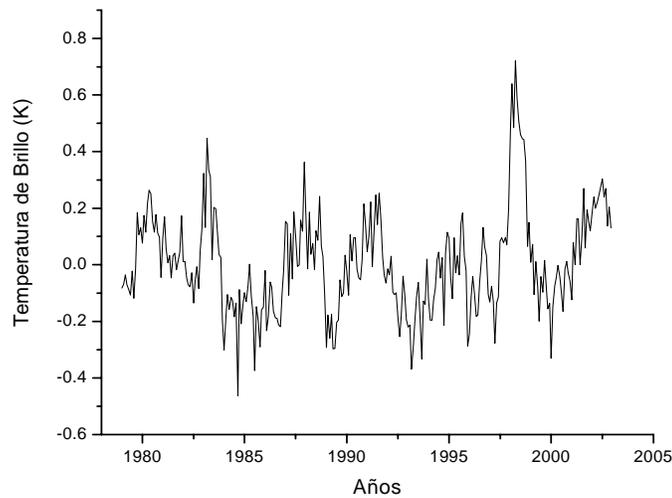


Figura 4.1 Gráfica de la Temperatura Troposferica de brillo respecto al tiempo.

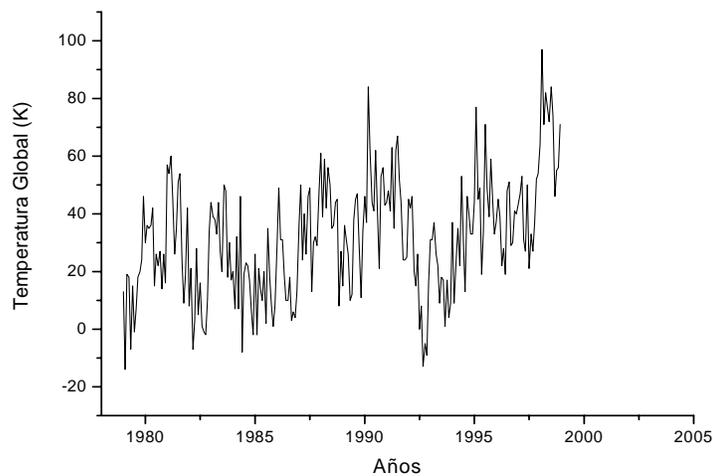


Figura 4.2 Gráfica de la Temperatura Global Terrestre (GLB) respecto al tiempo.

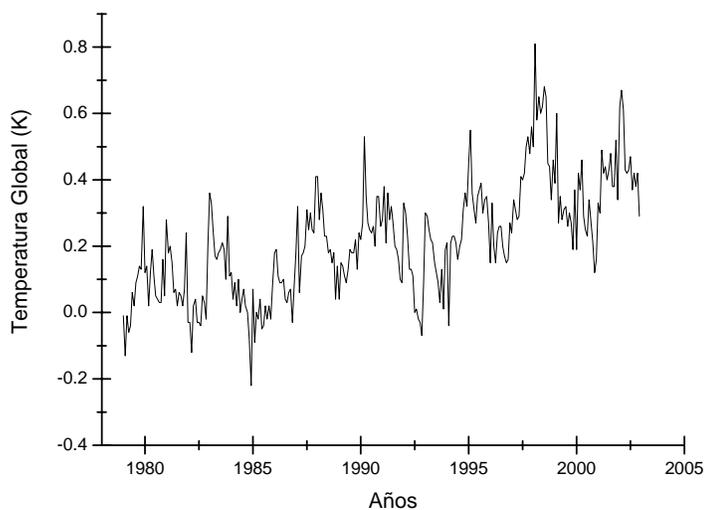


Figura 4.3 Gráfica de la Temperatura Global Terrestre (HadCRUG) respecto al tiempo.

En las figuras 4.4, 4.5 y 4.6 se grafica el comportamiento respecto al tiempo del flujo magnético abierto, cerrado y total del Sol en un intervalo de 1979 a 1998. Como se mencionó anteriormente, el flujo magnético está en Weber (Wb).

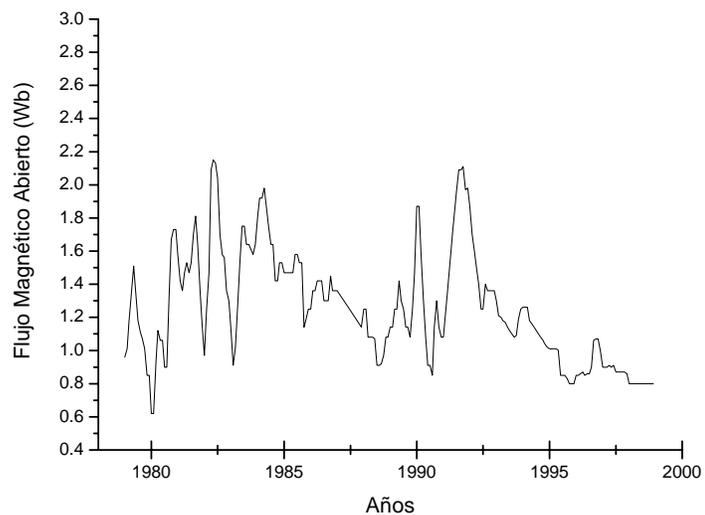


Figura 4.4 Gráfica del flujo magnético solar abierto respecto al tiempo.

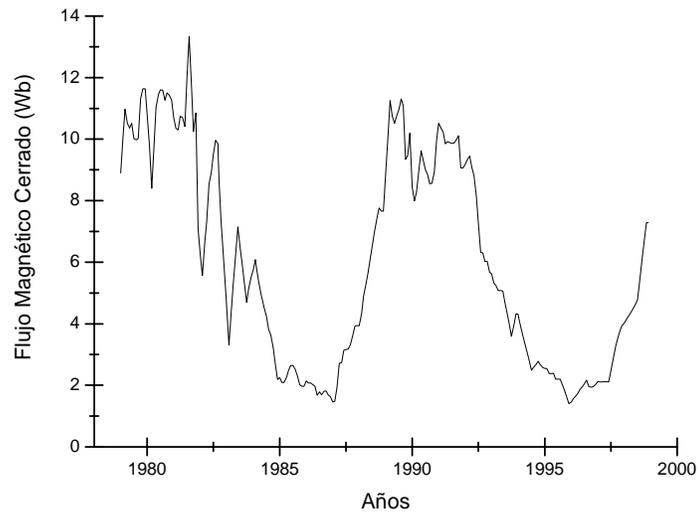


Figura 4.5 Gráfica del flujo magnético solar cerrado respecto al tiempo.

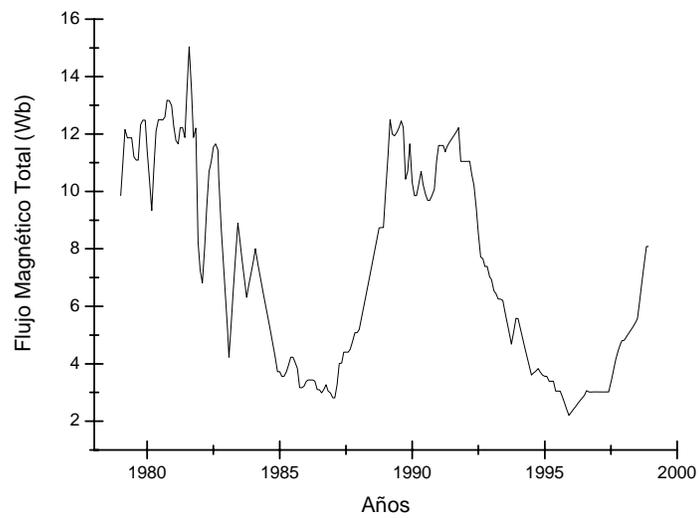


Figura 4.6 Gráfica del flujo magnético solar total respecto al tiempo.

En la figura 4.7 se presentan los tres flujos magnéticos solares respecto al tiempo, se observa un comportamiento similar entre el flujo magnético total y cerrado; notamos que el flujo abierto es casi 5 veces menos intenso que los otros dos.

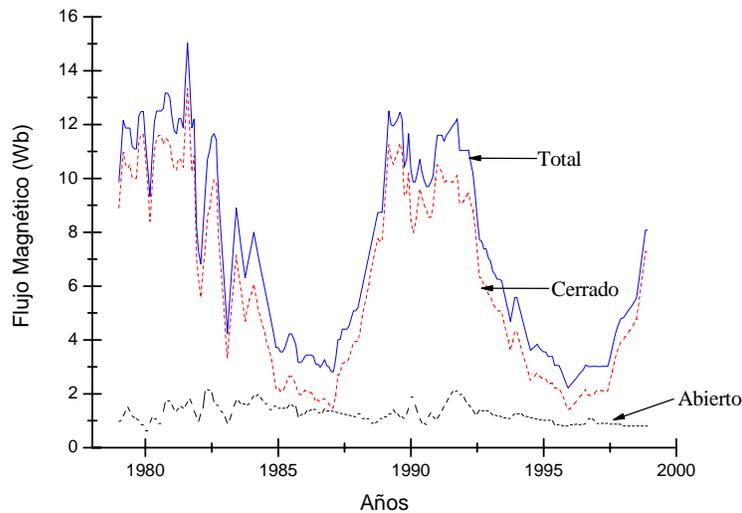


Figura 4.7 Gráfica de flujos magnéticos solares respecto al tiempo.

4.5.2 CORRELACIONES ENTRE TEMPERATURA Y FLUJO MAGNÉTICO SOLAR

Ahora, al graficar el flujo magnético solar total, cerrado y abierto respecto a la temperatura de brillo troposferica global se obtuvieron las siguientes gráficas.

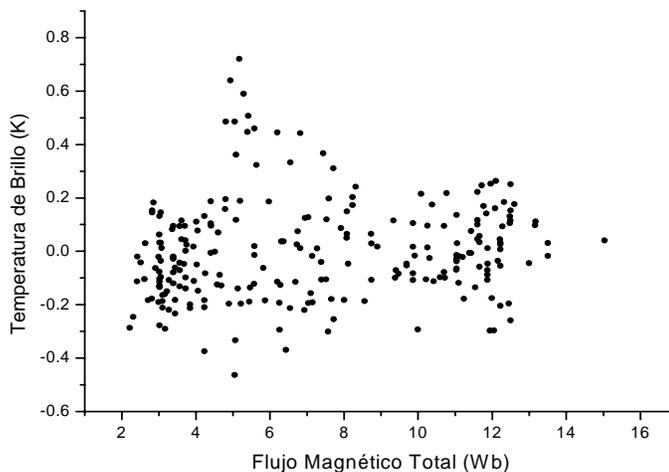


Figura 4.8 Gráfica del flujo magnético total respecto a la temperatura de brillo.

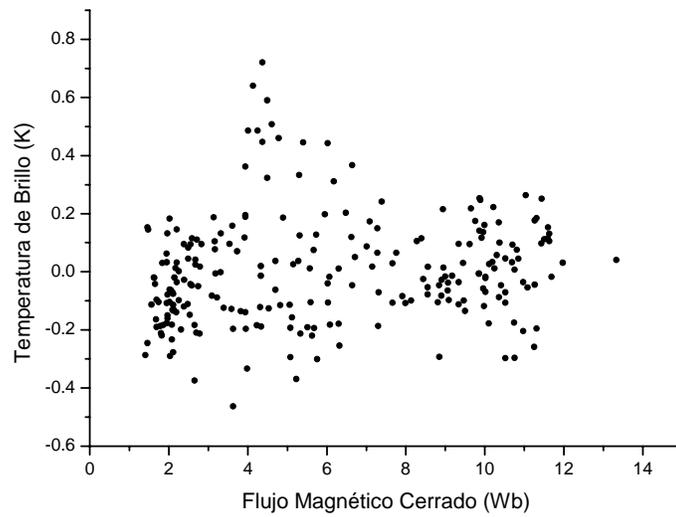


Figura 4.9 Gráfica del Flujo Magnético Cerrado respecto a la temperatura de brillo.

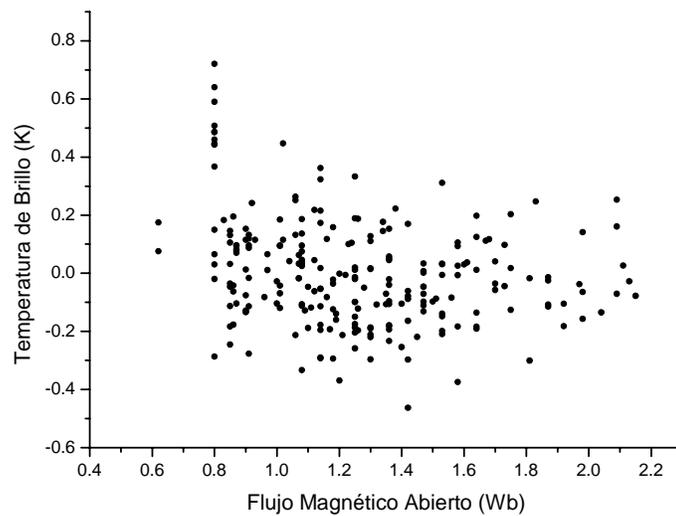


Figura 4.10 Gráfica del flujo magnético abierto respecto a la temperatura de brillo.

Igualmente se gráfica el flujo magnético solar total, cerrado y abierto respecto a las dos series de temperaturas globales obteniéndose las siguientes gráficas.

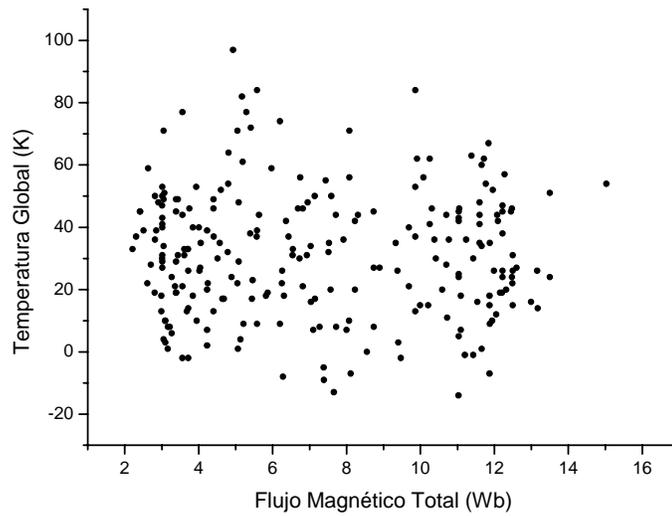


Figura 4.11 Gráfica del flujo magnético total respecto a la Temperatura Global Terrestre (GLB).

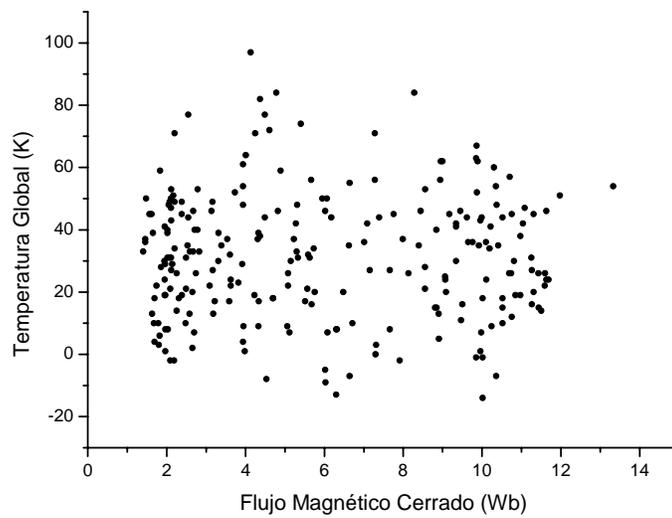


Figura 4.12 Gráfica del flujo magnético cerrado respecto a la Temperatura Global Terrestre (GLB).

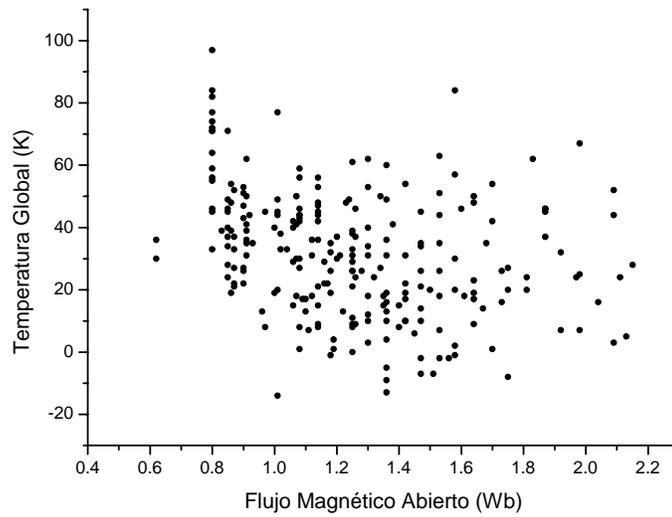


Figura 4.13 Gráfica del flujo magnético abierto respecto a la Temperatura Global Terrestre (GLB).

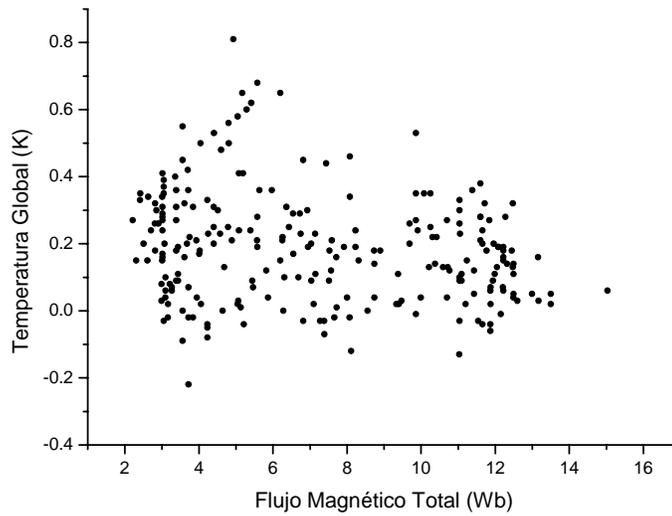


Figura 4.14 Gráfica del flujo magnético total respecto a la Temperatura Global Terrestre (HadCRUG).

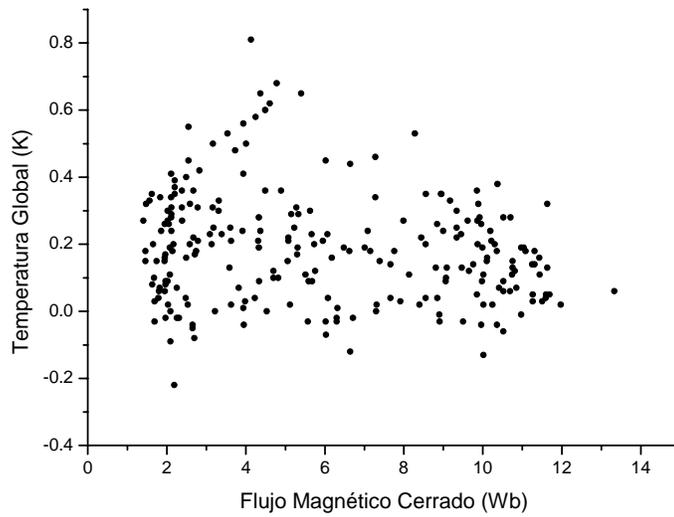


Figura 4.15 Gráfica del flujo magnético cerrado respecto a la Temperatura Global Terrestre (HadCRUG).

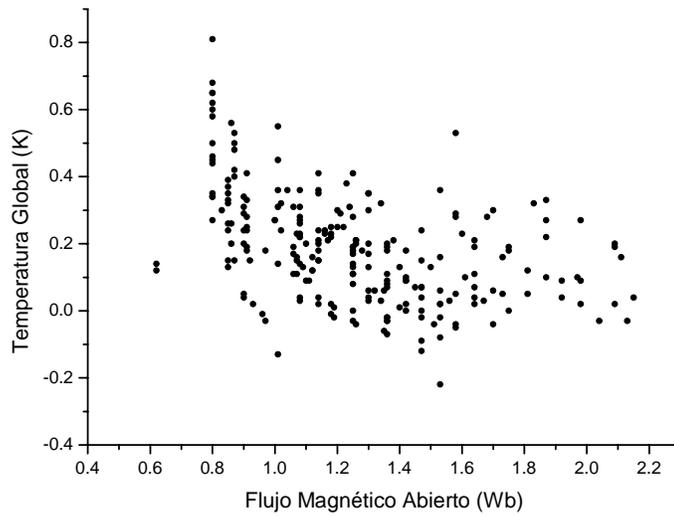


Figura 4.16 Gráfica del flujo magnético abierto respecto a la Temperatura Global Terrestre (HadCRUG).

Se observa una similitud en la dispersión de puntos en las gráficas de la temperatura y el flujo magnético total y cerrado, siendo que con el abierto se dispersan de forma diferente. En las siguientes gráficas se emplearon series con un suavizamiento de 12 meses. Se define la suavización de series de tiempo (movimientos medios) como sigue: Dado un conjunto de números Y_1, Y_2, Y_3, \dots . Un movimiento medio de orden N es aquel que viene dado por la sucesión de medias aritméticas.

$$\frac{Y_1 + Y_2 + \dots + Y_N}{N}, \frac{Y_2 + Y_3 + \dots + Y_{N+1}}{N}, \frac{Y_3 + Y_4 + \dots + Y_{N+2}}{N}, \dots \quad (4.1)$$

Las sumas de los numeradores de la ecuación (4.1) se llaman *movimientos totales de orden N* . Si por ejemplo los datos son dados anual o mensualmente, se llama movimiento medio de orden N a un movimiento medio de N años o un movimiento medio de N meses, respectivamente.

Así, se habla de movimientos medios de 5 años, movimientos medios de 12 meses, etc. Naturalmente que cualquier otra unidad de tiempo puede igualmente utilizarse. Los movimientos medios tienen la propiedad de tender a reducir la cantidad de variación presente en un conjunto de datos. En el caso de series de tiempo, esta propiedad se utiliza a menudo para eliminar las fluctuaciones no deseadas y el proceso se llama suavización de series de tiempo.

Si en la ecuación (4.1) se emplean las medias aritméticas ponderadas, siendo los pesos dados con antelación, la sucesión se llama movimiento ponderado de orden N .

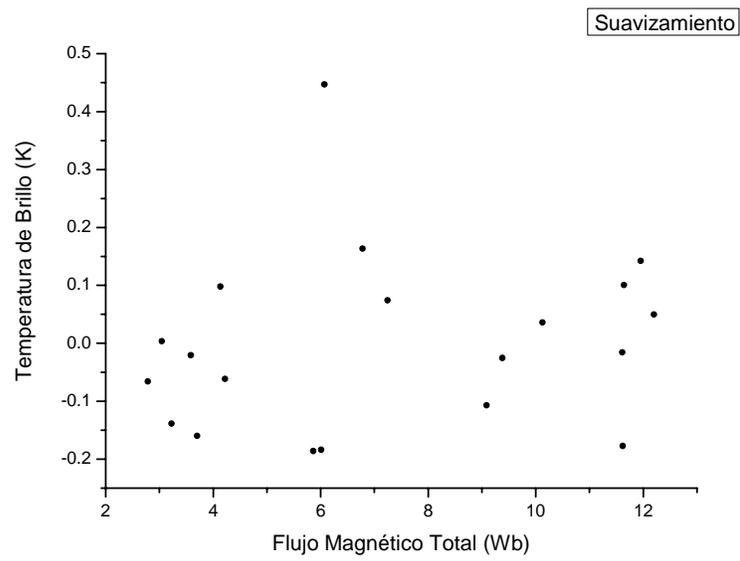


Figura 4.17 Gráfica suavizada del flujo magnético total respecto a la temperatura de brillo.

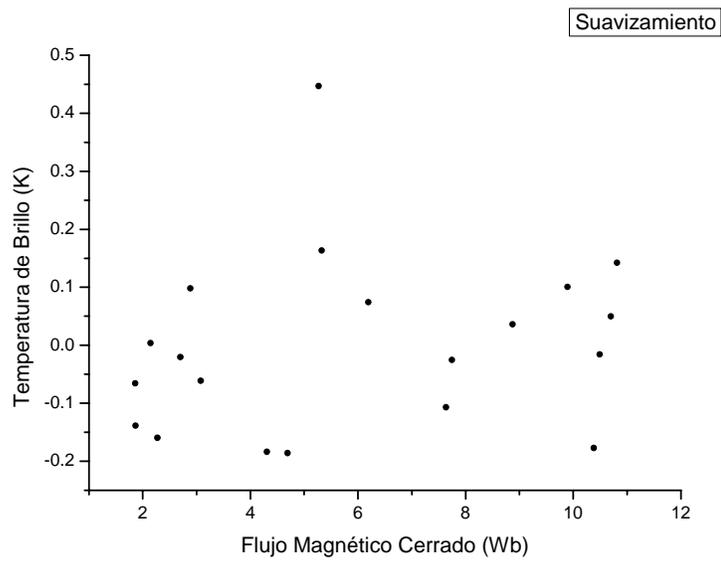


Figura 4.18 Gráfica suavizada del flujo magnético cerrado respecto a la temperatura de brillo.

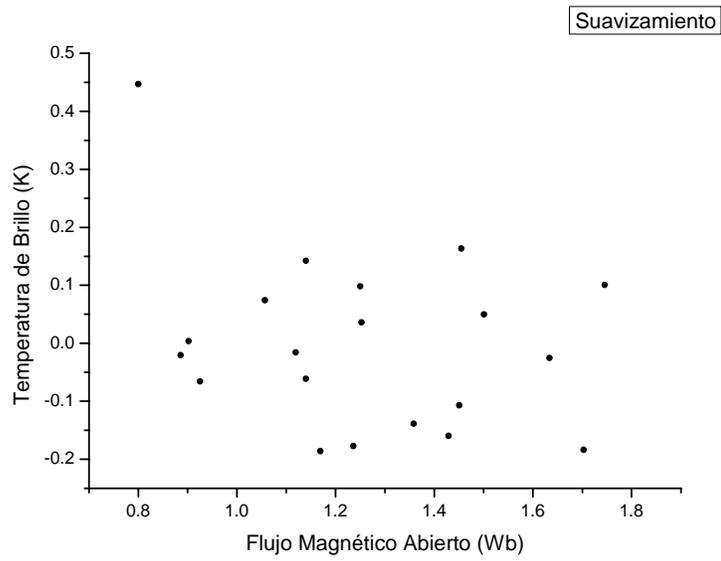


Figura 4.19 Gráfica suavizada del flujo magnético abierto respecto a la temperatura de brillo.

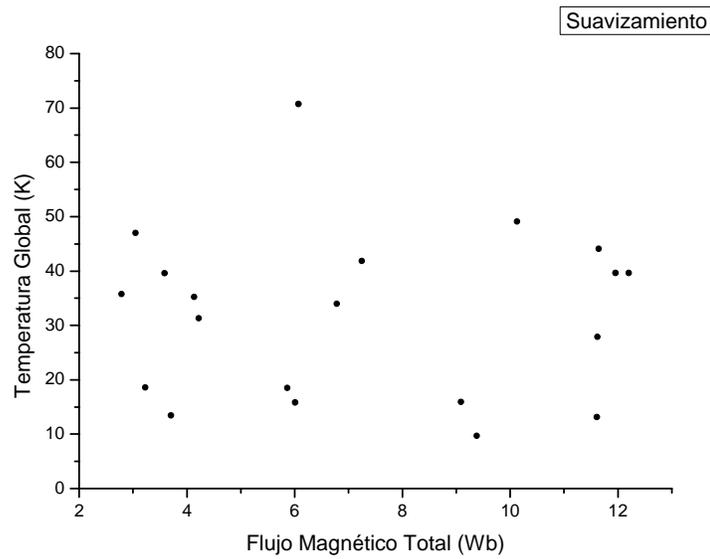


Figura 4.20 Gráfica suavizada del flujo magnético total respecto a la Temperatura Global Terrestre (GLB).

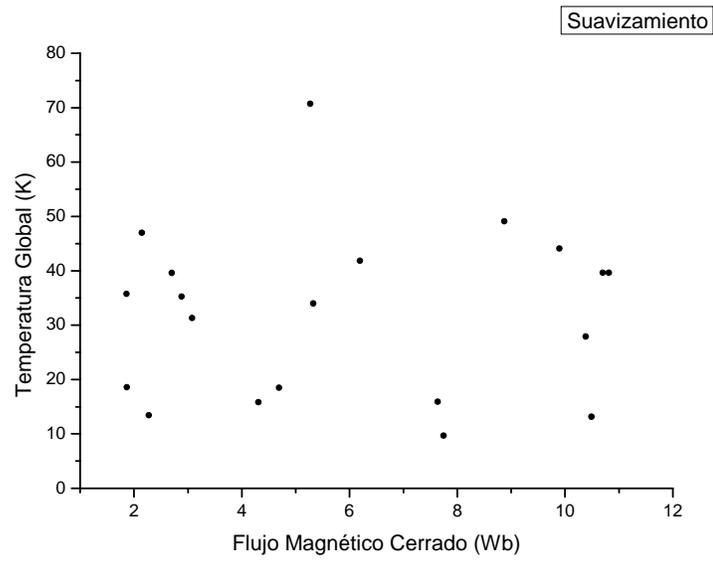


Figura 4.21 Gráfica suavizada del flujo magnético cerrado respecto a la Temperatura Global Terrestre (GLB).

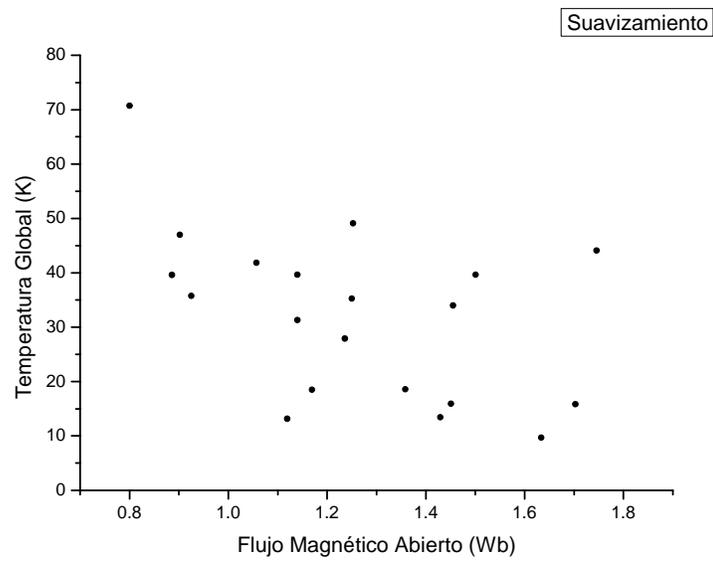


Figura 4.22 Gráfica suavizada del flujo magnético abierto respecto a la Temperatura Global Terrestre (GLB).

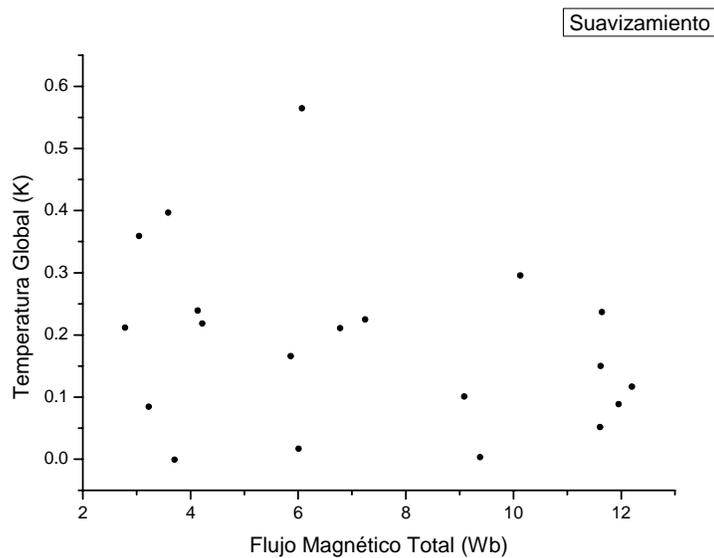


Figura 4.23 Gráfica suavizada del flujo magnético total respecto a la Temperatura Global Terrestre (HadCRUG).

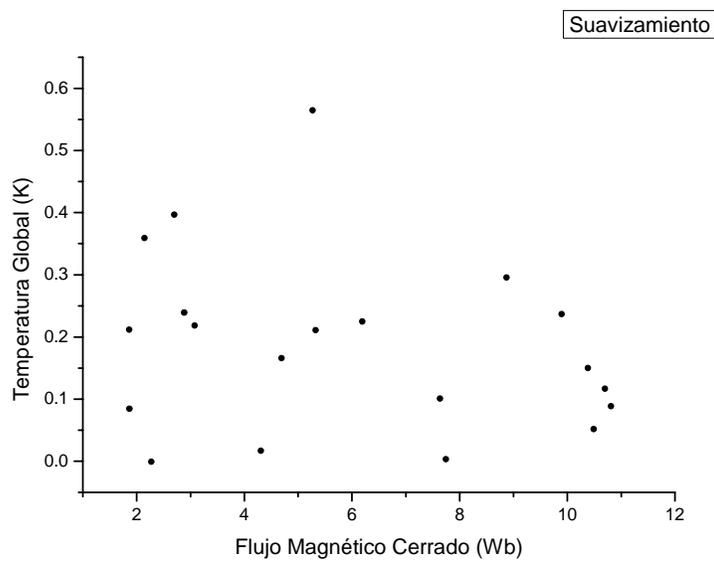


Figura 4.24 Gráfica suavizada del flujo magnético cerrado respecto a la Temperatura Global Terrestre (HadCRUG).

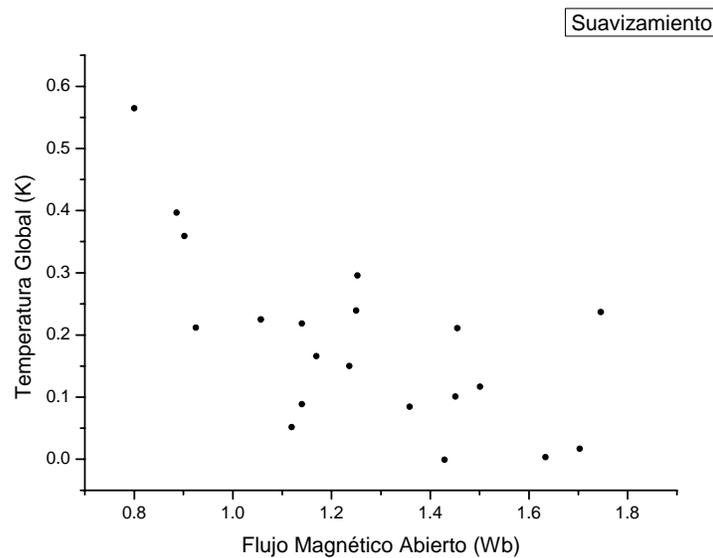


Figura 4.25 Gráfica suavizada del flujo magnético abierto respecto a la Temperatura Global Terrestre (HadCRUG).

4.5.3 CORRELACIONES ENTRE EL FLUJO MAGNÉTICO SOLAR Y MANCHAS SOLARES

Las siguientes gráficas muestran la correlación entre el flujo magnético solar y el número de manchas solares, de las cuales se han estudiado y clasificado hasta la fecha 23 ciclos solares. El ciclo 19 fue el mayor de la historia registrada (con un máximo de 201 manchas en marzo de 1958), y el ciclo 22 fue el tercero mayor (con un máximo de 159 manchas en julio de 1989).

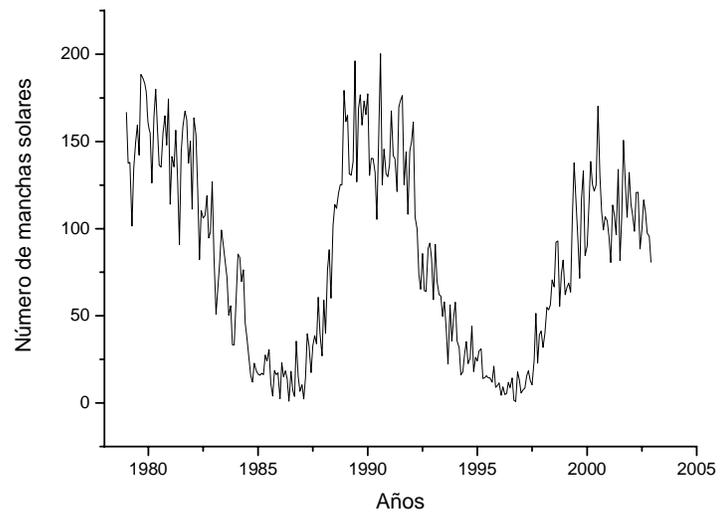


Figura 4.26 Gráfica de manchas solares respecto al tiempo.

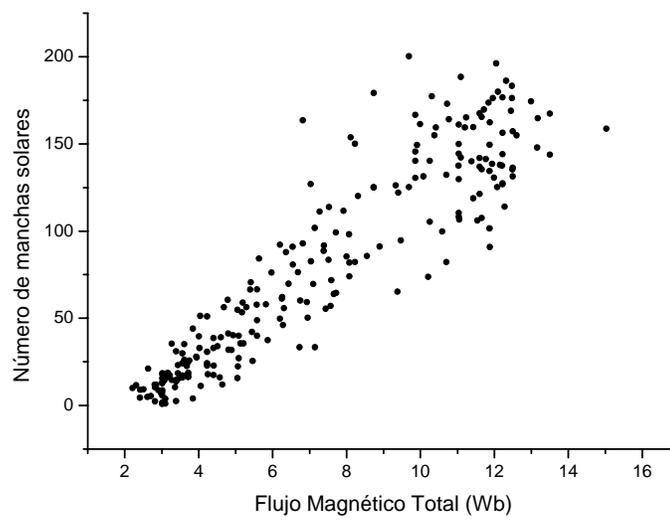


Figura 4.27 Gráfica de manchas solares respecto al flujo magnético total.

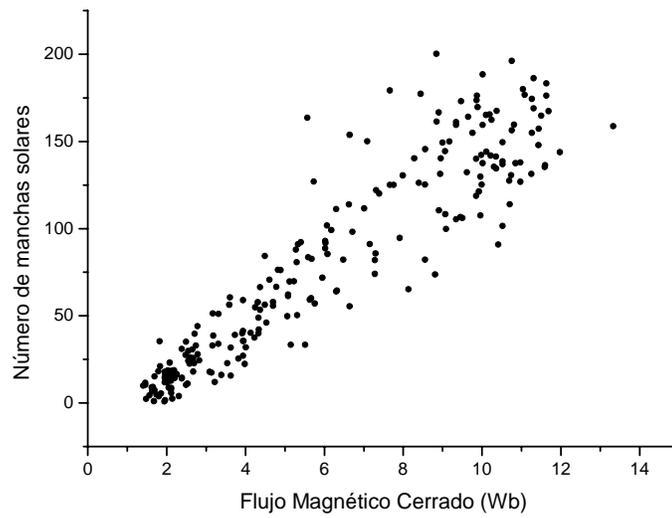


Figura 4.28 Gráfica de manchas solares respecto al flujo magnético cerrado.

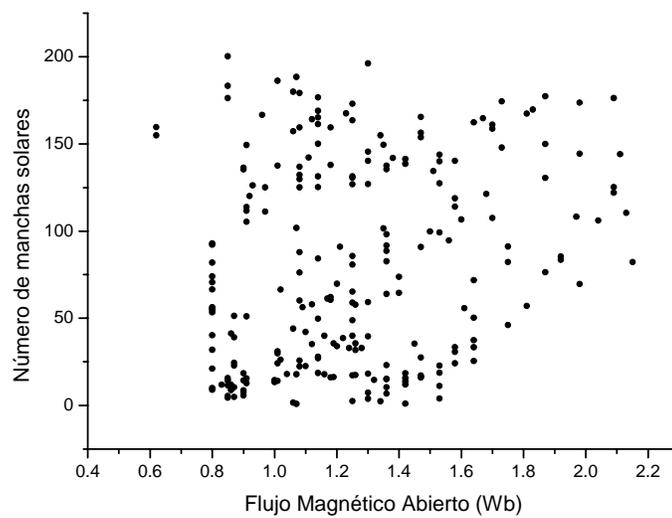


Figura 4.29 Gráfica de manchas solares respecto al flujo magnético abierto.

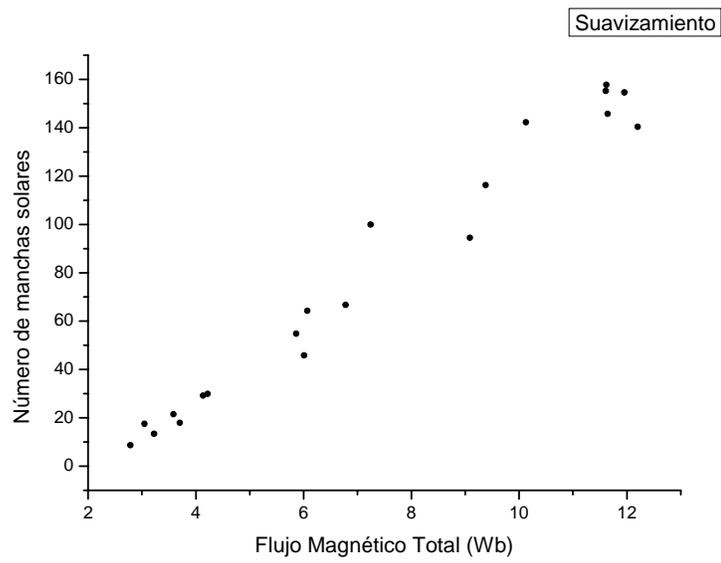


Figura 4.30 Gráfica suavizada de manchas solares respecto al flujo magnético total

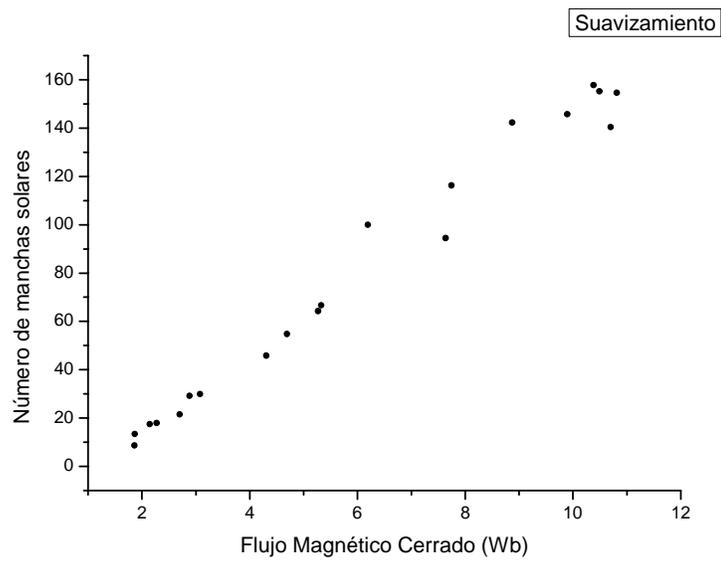


Figura 4.31 Gráfica suavizada de manchas solares respecto al flujo magnético cerrado

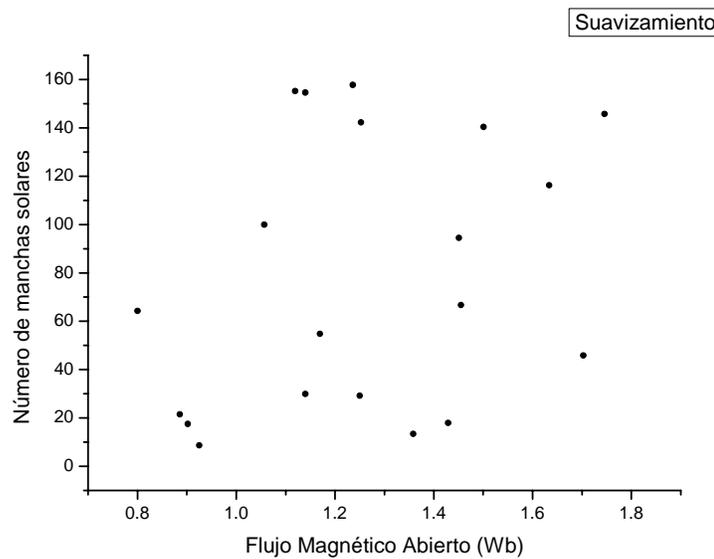


Figura 4.32 Gráfica suavizada de manchas solares respecto al flujo magnético abierto

4.6 RESUMEN DE RESULTADOS

En esta sección se muestran las tablas del coeficiente de determinación en los datos sin suavizar y suavizados, notando un incremento en el coeficiente de determinación en las gráficas suavizadas a 12 meses. Para poder entender el coeficiente de correlación y el coeficiente de determinación daré la siguiente definición:

El factor de correlación lineal lo podemos definir como una distribución bidimensional en la que puede ocurrir que las dos variables guarden algún tipo de relación entre si. El coeficiente de correlación lineal mide el grado de intensidad de esta posible relación entre las variables. Este coeficiente se aplica cuando la relación que puede existir entre las variables es lineal; es decir, si representamos en una gráfica los pares de valores de las dos variables la nube de puntos se aproximaría a una recta.

El coeficiente de correlación lineal se calcula aplicando la siguiente fórmula:

$$R = \frac{\frac{1}{n} * \sum (X_i - X_m) * (Y_i - Y_m)}{\left(\left(\frac{1}{n} * \sum (X_i - X_m)^2 \right) * \left(\frac{1}{n} * \sum (Y_i - Y_m)^2 \right) \right)^{1/2}}$$

El numerador se denomina covarianza y se calcula de la siguiente manera: en cada par de valores (X,Y) se multiplica la X menos su media, por la Y menos su media. Se suma el resultado obtenido de todos los pares de valores y este resultado se divide por el tamaño de la muestra. El denominador se calcula como el producto de las varianzas de X y de Y , a este producto se le calcula la raíz cuadrada.

Los valores que puede tomar el coeficiente de correlación " R " son: $-1 < r < 1$

Si " R " > 0 , la correlación lineal es positiva (si sube el valor de una variable sube el de la otra).

La correlación es tanto más fuerte cuanto más se aproxime a 1.

Si " R " < 0 , la correlación lineal es negativa (si sube el valor de una variable disminuye el de la otra). La correlación negativa es tanto más fuerte cuanto más se aproxime a -1.

Si " R " $= 0$, no existe correlación lineal entre las variables. Aunque podría existir otro tipo de correlación (parabólica, exponencial, etc.).

De todos modos, aunque el valor de " R " fuera próximo a +1 o -1, tampoco esto quiere decir obligatoriamente, que existe una relación de causa-efecto entre las dos variables, ya que este resultado podría haberse debido al azar. Se puede demostrar una relación algebraica entre R y el análisis de la varianza de la regresión de tal modo que su cuadrado (coeficiente de determinación) es la proporción de variación de la variable dependiente Y debida a la regresión.

Al coeficiente de correlación R elevado al cuadrado se le llama coeficiente de determinación y es una medida de la bondad del ajuste (grado en que cualquier conjunto de observaciones empíricas se adapta a un valor teórico) del modelo ya que da la proporción de variación de Y explicada por el modelo.

Una observación importante para nuestro trabajo es que se calculó R^2 y no R .

En el programa Excel donde se realizaron las gráficas, el cuadrado de la R nos recuerda que quizá la correlación lineal sea mala, pero otro tipo de correlación (logarítmica, polinómica, potencial o exponencial) podría ajustarse mejor. En este trabajo únicamente se usó la correlación lineal.

Tabla 9. Coeficientes de determinación en la temperatura de brillo y los flujos magnéticos solares.

Temperatura de Brillo	R^2
FMT vs Brillo	0.01
FMT vs Brillo (suavizada)	0.03
FMC vs Brillo	0.02
FMC vs Brillo (suavizada)	0.04
FMA vs Brillo	0.06
FMA vs Brillo (suavizada)	0.10

Tabla 10. Coeficientes de determinación en la temperatura global GLB y los flujos magnéticos solares.

Temperatura Global GLB	R^2
FMT vs Global	0.001
FMT vs Global (suavizada)	0.005
FMC vs Global	0.0005
FMC vs Global (suavizada)	0.001
FMA vs Global	0.09
FMA vs Global (suavizada)	0.26

Tabla 11. Coeficientes de determinación en la temperatura global HadCrut y los flujos magnéticos solares.

Temperatura Global HadCrut	R^2
FMT vs Global	0.05
FMT vs Global (suavizada)	0.08
FMC vs Global	0.03
FMC vs Global (suavizada)	0.05
FMA vs Global	0.22
FMA vs Global (suavizada)	0.44

Tabla 12. Coeficientes de determinación en las manchas solares y los flujos magnéticos solares.

Manchas Solares	R^2
FMT vs Manchas Solares	0.85
FMT vs Manchas Solares (suavizada)	0.98
FMC vs Manchas Solares	0.87
FMC vs Manchas Solares (suavizada)	0.99
FMA vs Manchas Solares	0.05
FMA vs Manchas Solares (suavizada)	0.09

Como se puede observar, los coeficientes en las gráficas suavizadas se incrementaron; también se observa que las gráficas del flujo magnético total y cerrado son muy similares. Se omitió la línea de tendencia lineal en las gráficas y únicamente se presenta el coeficiente de determinación. De las gráficas podemos concluir que no hay una buena correlación entre el flujo magnético solar y la temperatura terrestre, excepto para el caso del flujo magnético abierto y la temperatura global suavizada, en donde una posible correlación se pudiera presentar.

Además para las tres series de temperatura usadas el coeficiente de correlación máximo siempre correspondió al flujo magnético abierto. Se observa que hay una buena correlación entre las manchas solares que son estructuras de campo cerradas y el flujo magnético total y cerrado, lo cual es de esperarse ya que son fenómenos muy relacionados, no así para el flujo abierto; esto debido a que las regiones magnéticas abiertas del Sol (hoyos coronales) son la fuente del campo magnético interplanetario, y la intensidad del campo magnético de los hoyos coronales varía con el ciclo de manchas solares, por lo cual es de esperarse que el campo magnético también muestre variaciones con el ciclo, es decir que el campo magnético interplanetario es dependiente del campo magnético abierto y el campo magnético interplanetario es el campo magnético solar transportado por el viento solar.

CAPÍTULO 5

CONCLUSIONES

En el presente capítulo se dan las conclusiones generales y particulares sobre los resultados obtenidos en la presente tesis, así como las posibles causas que afectaron los mismos.

La emergencia del flujo magnético en la superficie del Sol es una manifestación básica de la actividad solar. Las manchas solares y las regiones activas en la fotosfera, ráfagas, hoyos coronales, eyecciones de masa coronal, etc., en la corona solar son el resultado de la emergencia, transporte e interacción del flujo magnético en la atmósfera del Sol. El flujo magnético se transporta a través del medio interplanetario, alcanzando la Tierra y produciendo entre otros fenómenos la actividad geomagnética. El flujo magnético puede ser dividido en total, cerrado y abierto de acuerdo a la topología de campo magnético de la región solar asociada. Por ejemplo, las manchas solares y las fáculas son regiones de campo cerradas mientras que los hoyos coronales son regiones de campo magnético abierto.

Al analizar tres series de datos de temperatura (Brillo, GLB y HadCRUG), se observa que la temperatura esta subiendo globalmente. Esto se ha atribuido al cambio climático del planeta. El planeta cambia constantemente su temperatura, actualmente la temperatura global promedio es de aproximadamente 15°C (288°K); evidencias geológicas y de otros tipos sugieren que en el pasado este promedio puede haber bajado hasta 7°C y subido hasta 27°C .

Del comportamiento estadístico de los flujos magnéticos solares, se observó un comportamiento similar entre el flujo cerrado y el flujo total. La intensidad del flujo magnético abierto es muy pequeña (~ 5 veces menor) en comparación con los otros dos flujos, esto se puede apreciar en la figura 4.7 donde ellos se comparan respecto al tiempo.

La correlación entre las temperaturas y los flujos magnéticos cerrado y total fue mínima, sus valores se pueden observar en las tablas de resultados del capítulo anterior (Tablas 6, 7 y 8). El flujo abierto es el que presenta la mayor correlación, el máximo coeficiente de determinación fue de 0.44 para el flujo abierto y la temperatura global HadCrut, aunque también para las otras temperaturas el máximo coeficiente se obtuvo para el flujo abierto.

Al tener bajos coeficientes de correlación lineal se uso un método estadístico para los datos llamado suavizamiento para series de tiempo, el cual se hizo a 12 meses, dando como resultado coeficientes de determinación más altos pero no significativos.

En el caso de series de tiempo, este método se utiliza para eliminar las fluctuaciones no deseadas. Las gráficas de manchas solares y flujo magnético muestran que la correlación más alta fue de 0.99 para el flujo cerrado, que es de esperarse ya que las manchas son estructuras de campo magnético cerrado. Esto, se verifica observando que la correlación entre las manchas solares y el flujo abierto es muy baja, de 0.09. Por lo tanto, el campo magnético cerrado del Sol tiene una influencia mínima sobre la temperatura troposférica global terrestre.

Todo lo anterior sugiere que el flujo magnético abierto es el único que puede indirectamente afectar la temperatura global terrestre, a través de su interacción con los rayos cósmicos y las nubes terrestres. Proponemos en la figura 5.1 un esquema de la influencia de la actividad solar en el clima terrestre.

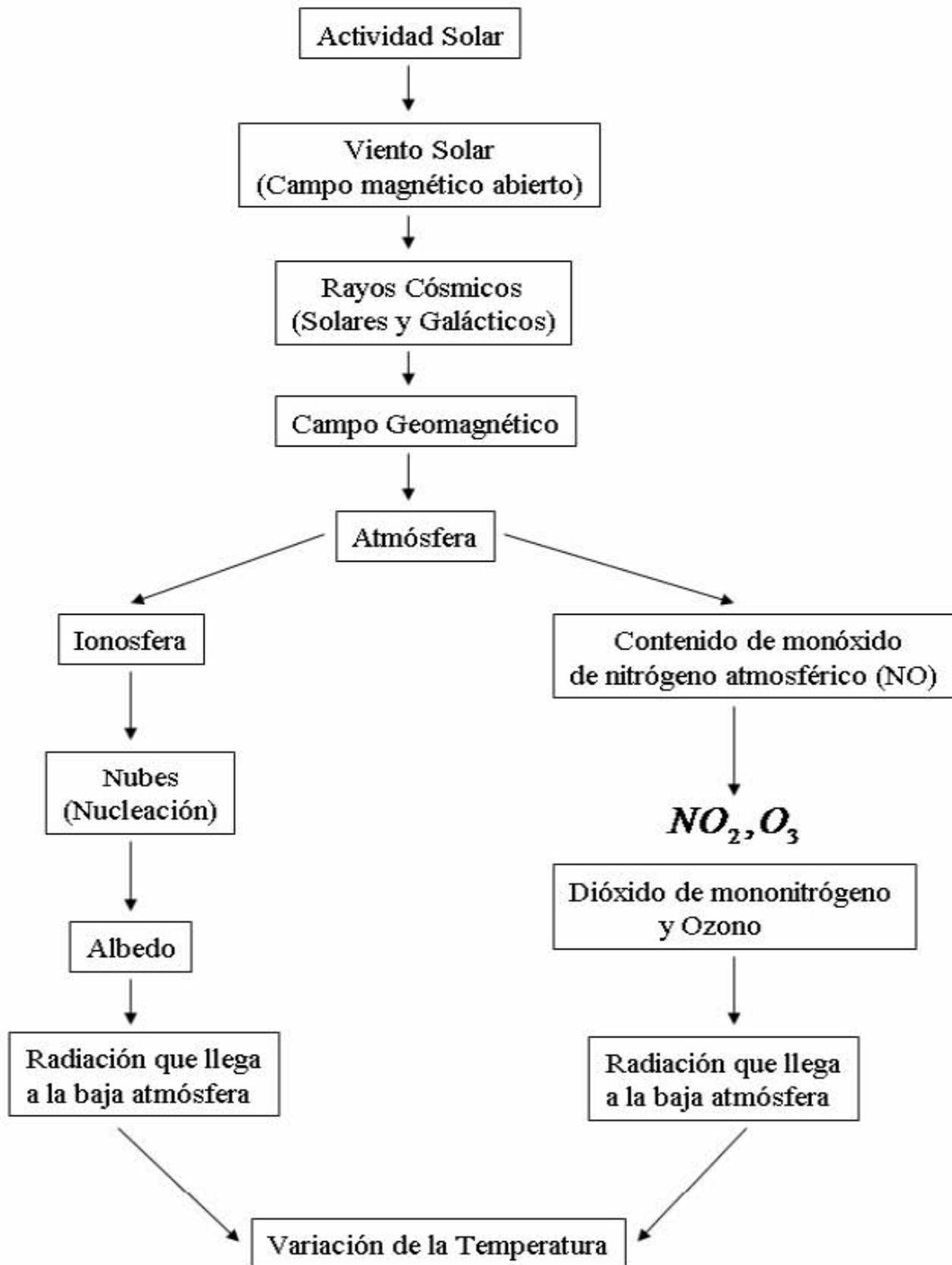


Figura 5.1 Esquema de la acci3n de la actividad solar en los procesos de la atm3sfera baja, los par3metros meteorol3gicos y clim3ticos.

APÉNDICE I

A1. DIAGRAMA HERTZPRUNG - RUSSELL

Los tipos de estrellas pueden caracterizarse por la temperatura (aproximadamente su color) y la cantidad de luz que radian (magnitud absoluta). El *diagrama H-R* es un plano cartesiano al cual llevamos las estrellas, según ese par de coordenadas. Se puede observar este diagrama en la figura A1.

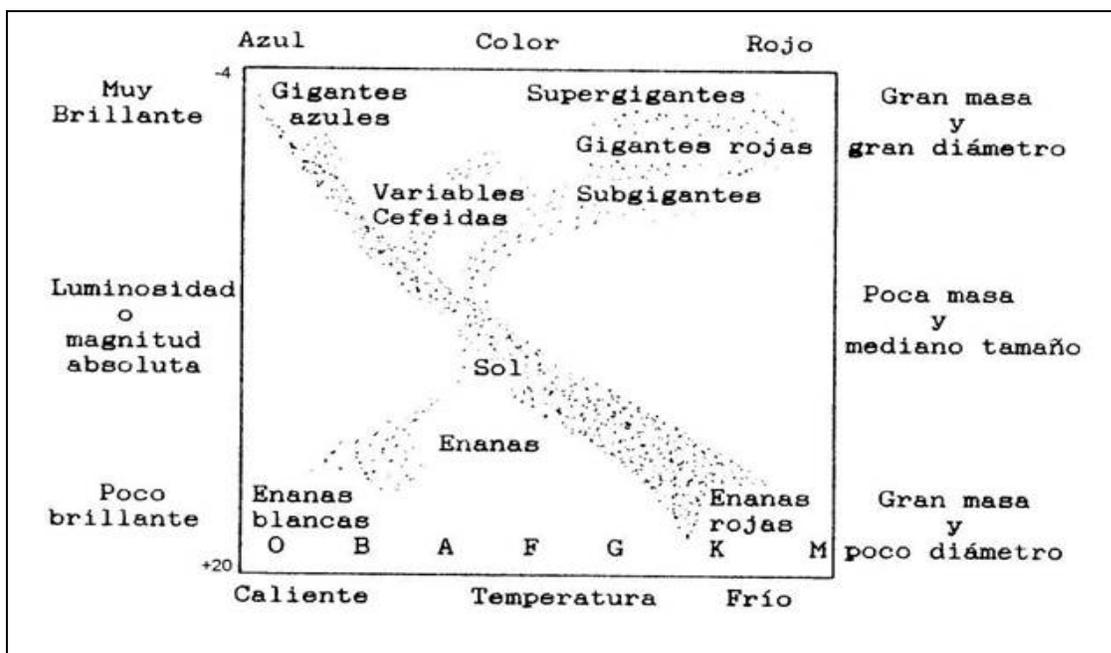


Figura A1. Diagrama H-R que involucra la magnitud, el color de todas las estrellas, la masa y tamaño para las estrellas de la secuencia principal solamente.

Si tomáramos las estrellas del cielo para llevarlas al diagrama H-R, registrando su brillo real, deberíamos conocer la distancia que nos separa de cada una, y adicionalmente, registrar con precisión su color. La relación entre el color y la temperatura superficial de los astros, está dada por la clase espectral de la estrella (O, B, A, F, G, K, M), al igual que la relación existente entre el brillo aparente y la distancia que está dada por la magnitud absoluta.

En el eje vertical figura la luminosidad absoluta en clases de magnitud o la luminosidad en unidades de luminosidad solar. En el eje horizontal se hallan las clases espectrales, o bien, la relación entre la temperatura superficial o el color.

La mayoría de las estrellas se sitúan sobre la secuencia principal que se extiende desde el ángulo superior izquierdo al inferior derecho. Arriba a la izquierda están las estrellas blancas y azules de gran luminosidad y masa, en el centro las estrellas amarillas parecidas al Sol y abajo a la derecha las enanas rojas. En la parte superior derecha se sitúan las gigantes rojas. Abajo a la izquierda se hallan algunas enanas blancas. Las restantes zonas del diagrama están prácticamente vacías. La mayoría de las estrellas consumen el principio y la mitad de su vida en el estado que las sitúa a lo largo de la línea de la secuencia principal (en la actualidad el Sol se halla en esta situación). Es la fase estable de combustión de hidrógeno. La posición a lo largo de la línea viene determinada por su masa: las estrellas de gran masa están en la región de las gigantes azules, y las de masa pequeña, entre las enanas.

Las demás regiones del diagrama sólo están pobladas cuando las *estrellas ordinarias* han quemado buena parte de su hidrógeno y empiezan a evolucionar, separándose de la línea de la secuencia principal, hacia la derecha y hacia arriba (fase de gigantes rojas) y posteriormente hacia la izquierda y hacia abajo (fase de enanas blancas).

Las estrellas de la Vía Láctea son más heterogéneas que las de cualquier tipo de cúmulo; las estrellas de un cúmulo globular difieren ostensiblemente, por su génesis, de las de un cúmulo galáctico; las primeras son estrellas viejas de primera generación y con bajo contenido metálico, mientras las segundas son jóvenes, de segunda generación y alto contenido metálico. Esa diferencia deberá expresarse en los diagramas H-R de ambos cúmulos.

Con el tiempo el diagrama H-R se va despoblado en la secuencia principal, y lo hará de arriba abajo, pues las estrellas de gran masa terminan primero sus reacciones termonucleares, mientras las de masa pequeña han de esperar. Los cúmulos galácticos o abiertos, nutridos de estrellas jóvenes, muestran un diagrama H-R nutrido en la secuencia principal a diferencia de los diagramas de los cúmulos globulares.

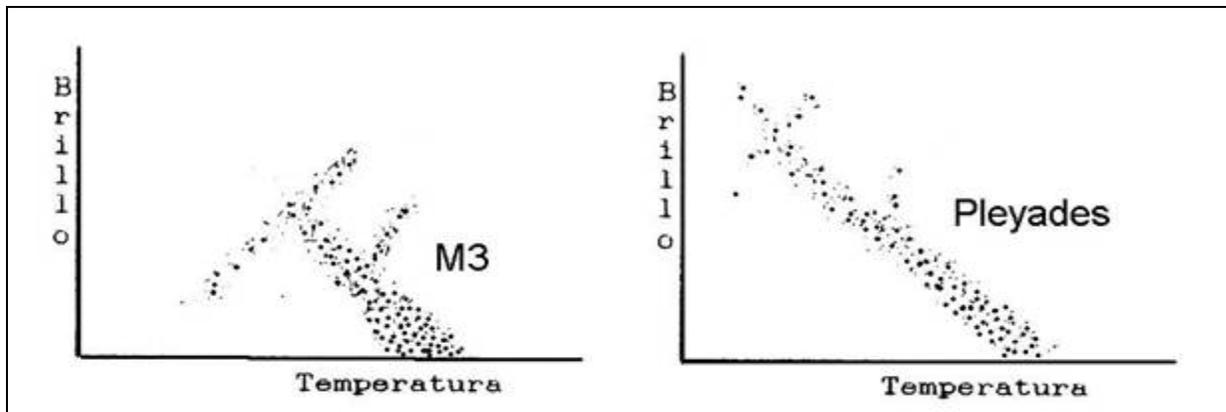


Figura A2. El diagrama H-R para estrellas con gran afinidad: de un cúmulo globular o cerrado y de un cúmulo galáctico o abierto.

A2. CLASIFICACIÓN ESPECTRAL DE LAS ESTRELLAS

Las estrellas se clasifican de acuerdo a su tipo espectral. El tipo espectral de cada estrella se determina dispersando su luz en un espectro, es decir, un arco iris artificial donde cada color representa cierta cantidad de energía. El espectro mostrará líneas oscuras o interrupciones cuando existe material absorbente entre la estrella y el observador (*espectro de absorción*) o líneas brillantes, cuando existe un gas que ha sido excitado (*espectro de emisión*).

Los tipos espectrales básicos son **O**, **B**, **A**, **F**, **G**, **K** y **M**. Las estrellas **O** son las calientes (25000 °K) y las estrellas **M** son las frías (3000 °K). Cada tipo espectral se subdivide del 0 al 9, siendo 9 la temperatura mínima para cada tipo espectral. El Sol es una estrella promedio, de tipo espectral G2, madura y su temperatura superficial es de casi 6000 °K. En general, las estrellas que son más calientes y brillantes que el Sol es porque tienen una masa superior.

- **Tipo O.-** Estrellas azules. Ejemplo del "vive rápido, muere joven", estas estrellas, las mas calientes, quemar su energía tan deprisa que se agotan en unos pocos millones de años.

- **Tipo B.-** Estrellas blanco-azuladas. Muy densas, incluso la mas pequeña de ellas tiene una masa muchas veces mayor que la de nuestro Sol. Su ciclo de vida es corto, pero no tanto como el de las tipo **O**. Su temperatura oscila entre los 10000 y los 30000 grados centígrados y su masa es de 5 a 60 veces la del Sol.
- **Tipo A.-** Estrellas blancas. Su temperatura va de 8000 a 10000 grados centígrados y su masa esta entre 2 y 20 veces la masa solar.
- **Tipo F.-** Estrellas blanco-amarillas. Con una masa que puede ir de 0.5 a 10 veces la del Sol, y una temperatura entre 6000 a 8000 grados centígrados, estas estrellas pueden tener alrededor planetas con condiciones de vida similares a las terrestres.
- **Tipo G.-** Estrellas amarillas. El Sol pertenece a esta categoría. Se piensa que son las más propicias a la existencia de vida, ya que emiten energía suficiente para calentar los planetas aunque sin achicharrarlos con su radiación. Su masa oscila entre una décima parte de la del Sol (para las enanas amarillas) a 12 veces la solar para las mas grandes. Su temperatura varía de los más de 4000 para las más frías a los 6000 de las más calientes.
- **Tipo K.-** Estrellas naranjas. Con masas entre un cuarto y 12 veces la masa del Sol, con temperaturas entre 3000 y 5000 grados centígrados, estas estrellas también pueden albergar planetas con condiciones de vida razonables.
- **Tipo M.-** Estrellas rojas. Es la clase más común de estrellas y la que tiene un ciclo de vida más alto, gracias a su reducido ritmo de consumo de energía. Masas de la mitad de la solar a 20 veces esta, y temperaturas entre 2000 y 3000 grados centígrados.
- **Tipo D.-** Estrellas enanas blancas. Como la luz que emiten no es su luz propia, sino de su atmósfera, no se puede usar su espectro para definir sus propiedades, cada una es diferente.

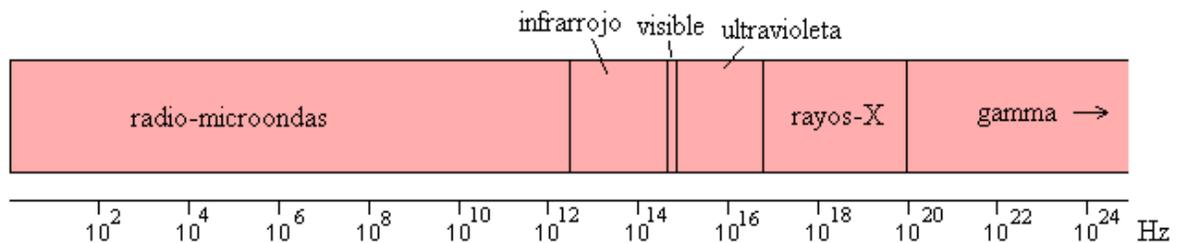
APÉNDICE II

A2. ESPECTRO ELECTROMAGNÉTICO

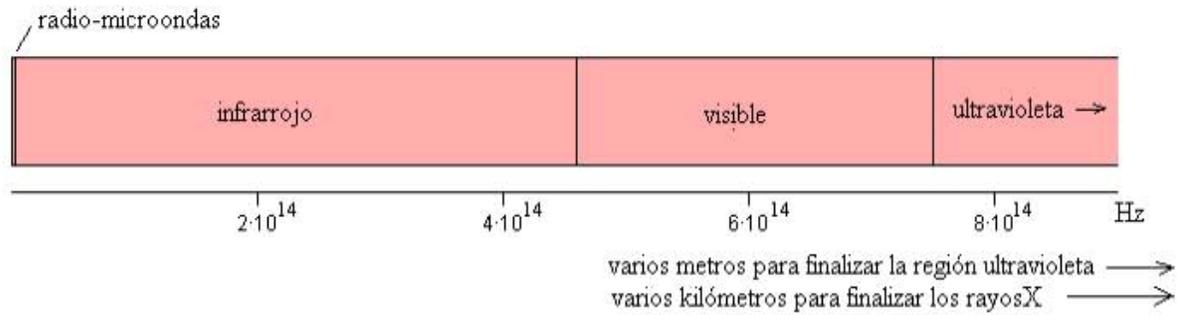
Las ondas electromagnéticas cubren una amplia gama de frecuencias o de longitudes de ondas y pueden clasificarse según su principal fuente de producción. La clasificación no tiene límites precisos.

Región del Espectro	Intervalo de Frecuencias (Hz)
Radio-microondas	$0 - 3.0 \times 10^{12}$
Infrarrojo	$3.0 \times 10^{12} - 4.6 \times 10^{14}$
Luz visible	$4.6 \times 10^{14} - 7.5 \times 10^{14}$
Ultravioleta	$7.5 \times 10^{14} - 6.0 \times 10^{16}$
Rayos X	$6.0 \times 10^{16} - 1.0 \times 10^{20}$
Radiación gamma	$1.0 \times 10^{20} - \dots\dots\dots$

En la figura siguiente, se muestra las distintas regiones del espectro en escala logarítmica. En esta escala las ondas de radio y microondas ocupan un amplio espacio. En esta escala podemos ver todas las regiones del espectro, sin embargo, el tamaño relativo de las distintas regiones está muy distorsionado.



En esta otra figura, se representa las distintas regiones del espectro en escala lineal. Vemos como la región correspondiente a las ondas de radio y a las microondas es muy pequeña comparada con el resto de las regiones. El final de la región ultravioleta estaría varios metros a la derecha y el final de los rayos X varios kilómetros a la derecha.



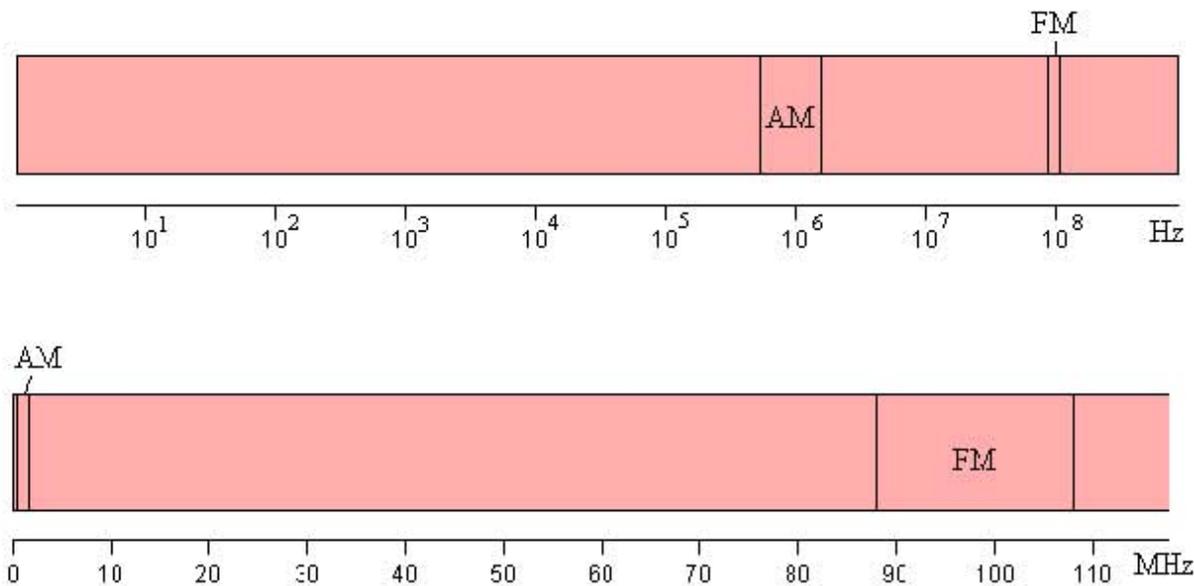
Por lo tanto, no se puede dibujar la representación lineal de todo el espectro electromagnético, por que sería de un tamaño gigantesco. Pero se puede dibujar la representación lineal de una fracción del espectro electromagnético, para darnos cuenta de las dimensiones relativas reales de sus distintas regiones.

Las características de las distintas regiones del espectro son las siguientes

Ondas de Radiofrecuencia

Sus frecuencias van de 0 a 10^9 Hz, se usan en los sistemas de radio y televisión y se generan mediante circuitos oscilantes. Las ondas de radiofrecuencia y las microondas son especialmente útiles por que en esta pequeña región del espectro las señales producidas pueden penetrar las nubes, la niebla y las paredes. Estas son las frecuencias que se usan para las comunicaciones vía satélite y entre teléfonos móviles. Organizaciones internacionales y los gobiernos elaboran normas para decidir que intervalos de frecuencias se usan para distintas actividades: entretenimiento, servicios públicos, defensa, etc.

En la figura, se representa la región de radiofrecuencia en dos escalas: logarítmica y lineal. La región denominada AM comprende el intervalo de 530 kHz a 1600 kHz, y la región denominada FM de 88 MHz a 108 MHz. La región FM permite a las emisoras proporcionar una excelente calidad de sonido debido a la naturaleza de la modulación en frecuencia.



Microondas

Se usan en el radar y otros sistemas de comunicación, así como en el análisis de detalles muy finos de la estructura atómica y molecular. Se generan mediante dispositivos electrónicos.

Radiación Infrarroja

Se subdivide en tres regiones, infrarrojo lejano, medio y cercano. Los cuerpos calientes producen radiación infrarroja y tienen muchas aplicaciones en la industria, medicina, astronomía, etc.

Luz visible

Es una región muy estrecha pero la más importante, ya que nuestra retina es sensible a las radiaciones de estas frecuencias. A su vez, se subdivide en seis intervalos que definen los colores básicos (rojo, naranja, amarillo, verde, azul y violeta).

Radiación ultravioleta

Los átomos y moléculas sometidos a descargas eléctricas producen este tipo de radiación. No debemos de olvidar que la radiación ultravioleta es la componente principal de la radiación solar. La energía de los fotones de la radiación ultravioleta es del orden de la energía de activación de muchas reacciones químicas lo que explica muchos de sus efectos.

El oxígeno se disocia en la ozonósfera por la acción de la radiación ultravioleta. Una molécula de oxígeno absorbe radiación de longitudes de onda en el intervalo entre 1600 Å y 2400 Å (o fotones de energía comprendida entre 7.8 eV y 5.2 eV) y se disocia en dos átomos de oxígeno.



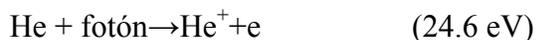
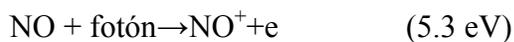
El oxígeno atómico producido se combina con el oxígeno molecular para formar ozono, O₃, que a su vez se disocia fotoquímicamente por absorción de la radiación ultravioleta de longitud de onda comprendida entre 2400 Å y 3600 Å (o fotones de energía entre 5.2 eV y 3.4 eV).



Estas dos reacciones absorben prácticamente toda radiación ultravioleta que viene del Sol por lo que solamente llega una pequeña fracción a la superficie de la Tierra. Si desapareciese de la capa de ozono, la radiación ultravioleta destruiría muchos organismos a causa de las reacciones fotoquímicas.

La radiación ultravioleta y rayos X producidos por el Sol interactúa con los átomos y moléculas presentes en la alta atmósfera produciendo gran cantidad de iones y electrones libres (alrededor de 10¹¹ por m³). La región de la atmósfera situada a unos 80 km de altura se denomina por este motivo ionosfera.

Algunas de las reacciones que ocurren más frecuentemente son:



Entre paréntesis se indica la energía de ionización. Como resultado de esta ionización tienen lugar muchas reacciones secundarias.

Rayos X

Si se aceleran electrones y luego, se hacen chocar con una placa metálica, la radiación de frenado produce rayos X. Los rayos X se han utilizado en medicina desde su descubrimiento por Röntgen debido a que los huesos absorben mucho más radiación que los tejidos blandos. Debido a la gran energía de los fotones de los rayos X son muy peligrosos para los organismos vivos.

Rayos Gamma

Se producen en los procesos nucleares, por ejemplo, cuando se desintegran las sustancias radioactivas. Es también un componente de la radiación cósmica y tienen especial interés en astrofísica. La enorme energía de los fotones gamma los hace especialmente útiles para destruir células cancerosas. Pero son también peligrosos para los tejidos sanos por lo que la manipulación de rayos gamma requiere de un buen blindaje de protección.

REFERENCIAS

LIBROS

- An Introduction to Solar Radiation, Iqbal M., Academic Press, 1983.
- Atmosphere - Ocean Dynamics, Gill A. E. New York Academic Press.
- El Sol y la Tierra, Otaola J., Mendoza B., Pérez R. La Ciencia desde México, núm.114.
- Experimentación, Baird D.C., Prentice Hall, 1991.
- Fundamentals of Atmospheric Dynamics and Thermodynamics, Riegel C.A. Word Scientific.
- Fundamentos de Física, Tomo I y II, Halliday D., Resnick R., Walter J., 6ª Ed., CECSA.
- Introduction to Atmospheric Chemistry. Hobbs, P.V. Cambridge University Press.
- Los Rayos Cósmicos, Otaola J., Valdez J., La Ciencia desde México, núm. 108.
- Physics of Climate, Peixoto J.P. American Institute of Physics New York 1992.
- Physics of Space Plasmas An Introduction, Parks G. K., Addison Wesley, 1991.
- Probabilidad y Estadística, Spiegel M. R., Serie Schaum, Mc Graw-Hill.
- Radiation in a Cloudy Atmosphere, Feigelson E. M., Atmospheric Sciences library.
- Radiative Transfer in the Atmosphere and Ocean, 1999. Cambridge.
- Solar Activity and Earth's Climate, Benestad R. E., Praxis Publishing.
- Solar Magnetohydrodynamics, Priest Eric R., Reidel Publishing Company, London England.
- Solar Variability and Climate, Christensen E. F., Frohlich C., Kluwer Academic Publishers.
- The Physics of Atmospheres, Houghton J. T. Cambridge University Press 2002.
- The Sun and Space Weather, Hansmeier A., Astrophysics and Space Science Library.
- Theory of the Earth, Anderson D.L., Blackwell Boston 1989.

DATOS

<http://data.giss.nasa.gov/gistemp/tabledata/GLB.Ts+dSST.txt>

http://www.met-office.gov.uk/research/hadleycentre/CR_data/Monthly/HadCRUG.txt

<http://www.noaa.com>

<http://www.ghcc.msfc.nasa.gov/temperature>

ARTÍCULOS

- Hathaway David H., The Solar Dynamo, Space Science Laboratory/ES82 NASA Marshall Space Flight Center.
- Marsh, N., Svensmark, H. Cosmics Rays, Clouds, and Climate, Space Science Reviews 94, 215-230, 2000.
- Mendoza, B., Bravo, S., A discussion about the geometry of the skylab north polar coronal hole, The Astrophysical Journal, 338, 1171-1175, March 1989.
- Mendoza, B., Ramírez, J., Can the low-activity sun become dimmer at maximum?. Solar Physics, 199, 201-209. 2000.
- Mendoza, B., Ramírez, J., Solar irradiance, solar magnetic flux and terrestrial temperature, Submitted for review, 2003.
- Mendoza, B., Solar irradiance during the Maunder minimum, Geophysical International.
- Nicholson, I., The Sun. Mitchell Beazley Publishers, Mill House, London W1V/A. D., 1982.
- Noyes., The Sun our star. Ed. Harvard, book on astronomy, 1982.
- Ossendrijver Mathieu, The Solar Dynamo: A challenge for theory and observation, European Space Agency, 2002.
- Pallé, E., and C.J.Butler. The influence of cosmic rays on terrestrial clouds and global warming. Astronomy and Geophysics, 41, 418-422, 2000.
- Priest, E.R. Solar system magnetic field, Reidel publishing company, 190-192, 1985.
- Pudovkin, M. I; Veretenenko S. V. Variations of the cosmic rays as one of the posible links between the solar activity and the lower atmosphere. Journal of atmospheric and solar tweerrestrial physics, 17, 161-164, 1996.
- Reid G. C., Solar Variability and the earth's climate: Introduction and Overview, Space Science Reviews, 94, 1-11, 2000.
- Rind, D., The Sun's role in climate variations, Science, vol. 296, April 2002.
- Suess Steven T., Tsurutani B. T., From the Sun: Auroras, Magnetic Storms, Solar Flares and Cosmic Rays.
- Valdés Galicia J. F., Low energy galactic cosmic rays in the heliosphere, Advances in Space research, COSPAR publication, 2005.
- Wang Y.M., Sheeley N.R., Solar wind speed and coronal flux-tube expansion, The Astrophysical Journal, 355, 726-732, June 1990.
- Wang Y.M., Sheeley N.R., Sunspot activity and the long-term variation of the Sun's open magnetic flux, Journal of Geophysical Research, Vol. 107.