

47  
25J



UNIVERSIDAD NACIONAL  
AUTÓNOMA DE  
MÉXICO

UNIVERSIDAD AUTÓNOMA DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

EL CLIMA TERRESTRE DURANTE EL MINIMO DE MAUNDER

TESIS

QUE PARA OBTENER EL GRADO DE FISICO

PRESENTA

MARIA GUADALUPE VALVERDE AGUILAR



MEXICO, D.F.

FACULTAD DE CIENCIAS  
SECCION ESCOLAR

1995

FALLA DE ORIGEN

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN



Universidad Nacional  
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

**Biblioteca Central**



**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.

## AGRADECIMIENTOS

Agradezco especialmente a la Dra. Blanca Emma Mendoza Ortega por su gran apoyo y dirección de esta tesis, así como su interés en mi desenvolvimiento académico.

Agradezco igualmente al M. en C. Román Pérez Enríquez, al Dr. Roberto A. Ruelas Mayorga, al Dr. Miguel A. Herrera Andrade, y a la M. en C. Ma. Dolores Maravilla Meza, por sus sugerencias y consejos.

También agradezco al Instituto de Geofísica de la UNAM por las facilidades para la realización de esta tesis.

Agradezco a mi madre su apoyo que en todo momento supo sacarme adelante en momentos difíciles, sin ella no hubiera sido posible realizar esta meta.

Agradezco a mi tía, a mis abuelos maternos, a mi padre y a mis hermanos, por su apoyo e interés en mi realización como profesional, y su ayuda para concretar mis estudios.

Agradezco a mi pareja su apoyo, su participación para poder lograr este trabajo, y por estar conmigo; gracias Gustavo.

## INDICE

### INTRODUCCION

#### I. EL SOL.

- 1.1. Interior Solar
  - 1.1.1. Núcleo Solar
  - 1.1.2. Zona Radiativa y Zona Convectiva
- 1.2. Atmósfera Solar
  - 1.2.1. Calentamiento de la Corona
- 1.3. El ciclo de actividad solar
  - 1.3.1. Ciclo Magnético
  - 1.3.2. Manchas Solares
- 1.4. Viento Solar

#### II. IRRADIANCIA SOLAR.

- 2.1. Introducción
- 2.2. Algunos conceptos de radiometría
- 2.3. Radiación Atmosférica Solar
  - 2.3.1. Radiación solar
- 2.4. Las contribuciones de manchas solares y fáculas brillantes a la irradiancia solar
- 2.5. Variabilidad de la Irradiancia Solar
  - 2.5.1. Variaciones de la Irradiancia Solar en escalas de tiempo de días
  - 2.5.2. Variaciones de la Irradiancia Solar en escalas de tiempo de meses a años
- 2.6. Un modelo empírico de la variación de la Irradiancia Solar Total

### **III. EL MINIMO DE MAUNDER.**

#### **3.1. Indicadores Directos de la Actividad Solar**

##### **3.1.1. Manchas Solares**

a) Observaciones de Manchas Solares en el siglo XVII

##### **3.1.2. Observaciones de la Corona en los Eclipses Totales**

#### **3.2. Indicadores Indirectos de la Actividad Solar**

##### **3.2.1. Auroras**

##### **3.2.2. Variaciones en la Concentración de Carbono 14**

##### **3.2.3. Otros indicadores de la Actividad Solar: Isótopos y Radionúclidos**

a) Variaciones tipo Mínimo de Maunder

b) Comparación del  $^{10}\text{Be}$  y el  $^{14}\text{C}$

c) Termoluminiscencia

#### **3.3. El Mínimo de Maunder y el Campo Magnético Interplanetario**

#### **3.4. Variabilidad del Diámetro Solar Aparente**

#### **3.5. Resumen**

### **IV. RELACIONES SOL-TIERRA.**

#### **4.1. Componentes Solares que afectan a la atmósfera terrestre**

##### **4.1.1. Irradiancia Total**

##### **4.1.2. Partículas Energéticas**

#### **4.2. Cálculo de la Irradiancia solar durante el Mínimo de Maunder**

#### **4.3. Temperatura de Equilibrio de la Tierra durante el Mínimo de Maunder**

##### **4.3.1. La Temperatura de Equilibrio Terrestre**

##### **4.3.2. Temperatura de Equilibrio Terrestre durante el Mínimo de Maunder**

### **V. CONCLUSIONES.**

### **APENDICE I.**

### **VI. BIBLIOGRAFIA.**

## INTRODUCCION.

El objetivo de esta tesis es calcular la temperatura de equilibrio de la Tierra a primer orden durante el periodo del Mínimo de Maunder (1645-1715).

El Mínimo de Maunder fué identificado en 1980 por G. Spörer y E. W. Maunder, es un periodo que abarca la última parte del siglo XVII y la primera mitad del siglo XVIII, en el cual se presentaron las siguientes características:

- i) Casi no se observaron manchas solares,
- ii) Se registra un aumento en la concentración de  $^{14}\text{C}$  en los anillos de árboles,
- iii) Existe una marcada ausencia de auroras reportadas,
- iv) Se describe una corona apagada, muy limitada en extensión y a menudo rojiza. Este tipo de corona se llama corona falsa o F,
- v) Coincide con un periodo en el cual disminuyó la temperatura, conocido como la "Pequeña Era Glacial".

A partir de esto, suponemos que hubo una disminución en la temperatura de equilibrio de la Tierra durante el Mínimo de Maunder, tal vez provocado por un descenso en la irradiancia solar total. Tomando en cuenta que el modelo descrito en este trabajo se propone como un primer intento para tratar de resolver el problema planteado anteriormente, aunque las suposiciones que se introducen son temas de un estudio más profundo para un trabajo de investigación futuro.

Para resolver este problema se considera que la Tierra radia como un cuerpo negro, utilizamos la ley de Stefan-Boltzmann para calcular la temperatura de equilibrio de la Tierra ( $T_e$ ), la cual tiene la siguiente expresión:

$$T_e = [S_T (1-A) / 4\sigma]^{1/4} \quad (1)$$

donde  $S_T$  es la irradiancia solar total, A es el albedo,  $\sigma$  es la constante de Stefan-Boltzmann.

De la expresión (1) el problema radica en conocer el valor de  $S_T$  para el período del Mínimo de Maunder.

El albedo es el cociente de la energía reflejada entre la energía incidente; este factor no es constante ya que depende de muchos factores atmosféricos (nubosidad, hielo, partículas de polvo, etc.) los cuales no se conoce como varían, sin embargo; en este caso se toma que es igual a 0.3, lo cual significa que el 30% de la radiación incidente es reflejada hacia el espacio interplanetario. Por esta razón la temperatura de equilibrio ( $T_e$ ) que se obtiene en este trabajo es a primer orden.

Nuestro interés se centra en conocer el valor de  $S_T$ , para esto empleamos la siguiente relación:

$$S - P_s = a + b R_z, \quad (2)$$

donde  $S$  representa las variaciones de la irradiancia solar total entre 1981-1984, esta información es proporcionada por el radiómetro ACRIM. Esta cantidad es escalada, es decir, no representa la irradiancia solar total.

La función  $P_s$  representa el efecto de las manchas solares en la variación de la irradiancia solar, ocasionando una variación de la misma. Esta función depende del área de la mancha solar y de la razón entre las luminosidades de la mancha solar y la fotosfera, y está dada por la siguiente relación:

$$P_s = \sum_1^n A_s (C_s - 1), \quad (3)$$

donde  $A_s$  es el área de la mancha solar y  $C_s$  es la razón de las luminosidades de la mancha solar y la fotosfera, esto es:  $C_s = \frac{I_{m.s.}}{I_{fot.}}$

Nosotros no conocemos los datos de las áreas de las manchas solares ni las luminosidades de éstas y de la fotosfera para el período de Maunder; en consecuencia no conocemos el comportamiento de  $P_s$ . En esta parte empleamos el método propuesto por Foukal (et al. 1979), ellos contaban con estos datos en el período de 1870-1990, y encontraron explícitamente el valor de la función  $P_s$  durante este período de tiempo, y obtuvieron una gráfica de la misma.

Se digitalizó esta gráfica para obtener el valor de  $P_{\odot}$  para cada año desde 1875 hasta 1989, se trazaron tres gráficas:

i)  $P_{\odot}$  "vs" Años,

ii)  $R_z$  "vs: Años, el valor de  $R_z$  si es conocido para este período de tiempo.

Al observar ambas gráficas se aprecia que son muy semejantes en su comportamiento, es decir; si  $P_{\odot}$  toma un valor muy grande también  $R_z$  lo tendrá, esto es para el mismo año; y viceversa. Basándonos en este comportamiento se graficó  $-P_{\odot}$  "vs"  $R_z$ , esperando obtener una relación de tipo lineal:

Mendoza et al.(1995) propone un modelo, el cual emplea la información anterior, y nos proporciona una relación con la que se obtienen el valor de la irradiancia solar total ( $S_T$ ):

$$S_T = (S - P_{\odot}) + P_{\odot} + S_Q \quad (4)$$

donde  $S_Q$  es la irradiancia solar durante el período del Sol quieto (sin manchas solares), y se calcula a partir de otras referencias.

Así, conociendo el valor de  $P_{\odot}$  y de  $S_Q$  los sustituimos en la ec. (4), obteniendo el valor de  $S_T$  para finalmente conocer el valor de la  $T_{\oplus}$  (ec. 1).

La tesis se divide en 4 capítulos, los cuales se describen brevemente a continuación:

En el primer capítulo, se hace un estudio general del Sol, describiendo su estructura interna y su atmósfera.

En el segundo capítulo se describe que es la irradiancia solar total, y cómo se comprobó que no era una cantidad constante. Se describe el efecto de las manchas solares y las fáculas brillantes en el flujo de radiación solar saliente, en especial se define la función  $P_{\odot}$  que describe el efecto de bloqueo de las manchas solares.

En el tercer capítulo se da una descripción de las condiciones que caracterizan el período del Mínimo de Maunder.

El cuarto capítulo plantea el problema del cálculo de la temperatura de equilibrio de la Tierra, para ello se hace referencia de la ecuación en la que se emplea la función  $P_{\odot}$ . En este mismo capítulo se obtiene que la temperatura durante el Mínimo de Maunder fué aproximadamente 0.5 K menor a la temperatura actual, lo cual es suficiente para que se produjera la "Pequeña Era Glacial".

Y por último, el quinto capítulo contiene las conclusiones obtenidas al realizar este trabajo.

## CAPITULO I

### EL SOL

El Sol es una gran esfera luminosa de plasma capaz de enviar hacia el exterior toda clase de radiaciones: desde las de muy baja energía, como las ondas de radio, hasta las más penetrantes como los rayos gamma, así como partículas energéticas y plasma, este último en forma de haces -el viento solar- que llenan todo el Sistema Solar y se extienden probablemente más allá del planeta Plutón, creando lo que se conoce como la *heliosfera*. En la Tabla I se muestran algunos de los datos más generales de nuestra estrella.

Edad	$4.6 \times 10^9$ años
Masa ( $M_{\odot}$ )	$1.99 \times 10^{30}$ kg
Radio ( $R_{\odot}$ )	$6.96 \times 10^8$ m
Densidad media	$1.4 \text{ g cm}^{-3}$
Distancia promedio a la Tierra	$1.5 \times 10^{11}$ m (215 $R_{\odot}$ )
Gravedad en la superficie	$274 \text{ m s}^{-2}$
Luminosidad ( $L_{\odot}$ )	$3.86 \times 10^{33} \text{ ergs}^{-1}$
Período de rotación (ecuatorial)	27 días
Pérdida de masa	$10^9 \text{ kg s}^{-1}$
Temperatura de la Fotósfera	5785 °K

## 1.1. INTERIOR SOLAR.

El Sol es una estrella enana de color amarillo, miembro de uno de los más numerosos tipos de estrellas, las del tipo espectral G2, que se mantiene unida debido al balance que se establece entre la atracción de su campo gravitacional y las fuerzas de presión internas (como la del plasma y la radiación). Tiene un radio de 695 980 km, es decir, 109 veces el radio de la Tierra, que tiene alrededor de 6371 km. El Sol tiene una rotación que varía con la latitud y a la que se le conoce como rotación diferencial debido a que no es un cuerpo sólido sino gaseoso: en el ecuador tarda menos de 26 días en efectuar una rotación completa, mientras que en las regiones polares le toma casi 35 días (Ver Fig. I.1). El interior está formado por tres capas: el "núcleo", la "zona radiativa" y la "zona convectiva", mientras que la atmósfera se divide en: fotosfera, cromosfera, zona de transición y corona. Estas regiones se ilustran en la Fig. I.2.

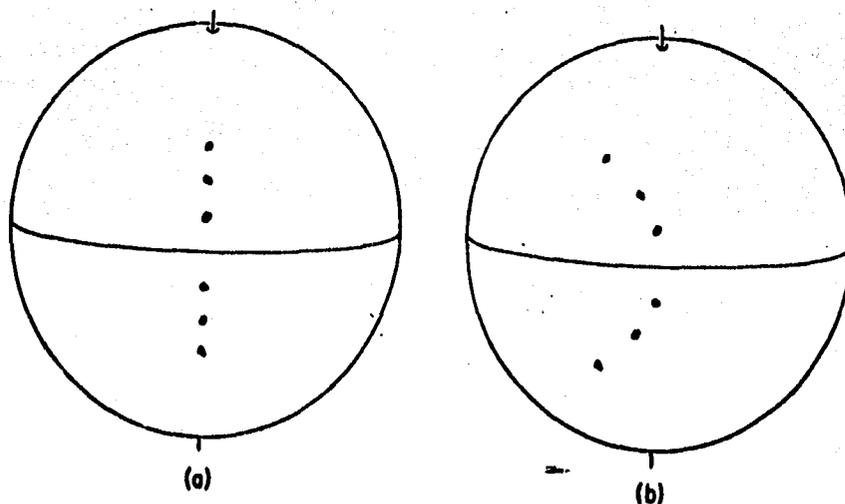


Figura I.1. (a) Se observan 6 manchas solares a latitudes de  $\pm 10^\circ$ ,  $\pm 20^\circ$  y  $\pm 30^\circ$  alineadas a lo largo del meridiano central. (b) El Sol visto 27.1 días después, cuando las manchas a  $\pm 10^\circ$  han completado una rotación. Las manchas a  $\pm 20^\circ$  con un periodo de rotación de 27.6 días no han completado la rotación; y las manchas de  $\pm 30^\circ$  con un periodo de rotación de 28.5 días la completarían en 1.4 días.

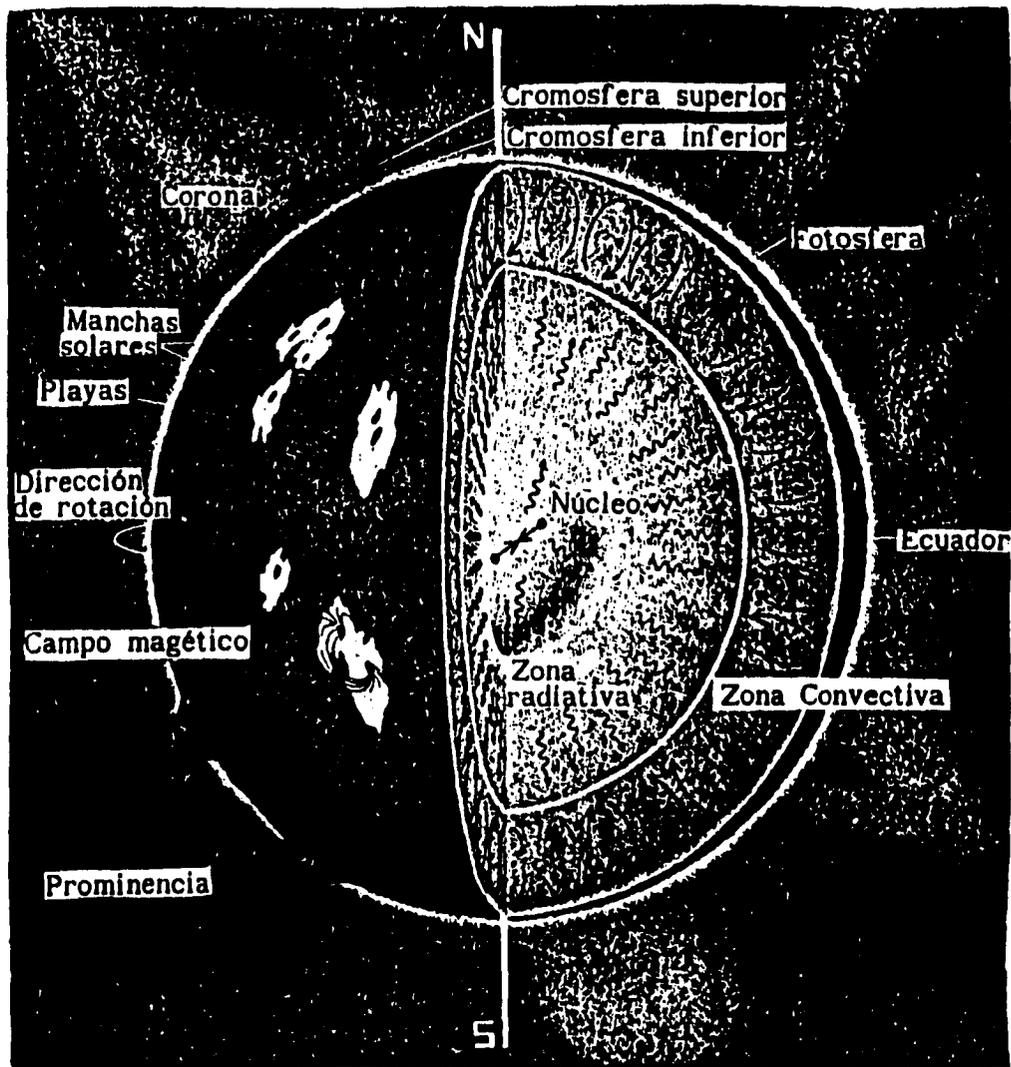


Figura 1.2. Perspectiva de la sección transversal del interior solar.

### 1.1.1. NUCLEO SOLAR.

En el núcleo la densidad y la presión son tan altas que dan lugar a una temperatura de 15 a 16 millones de K, suficientes para que se lleven a cabo reacciones nucleares. La fusión, es decir la combinación de átomos ligeros para crear elementos más pesados, es la fuente de la enorme cantidad de energía que fluye desde el interior a la superficie del Sol de donde escapa hacia el espacio. Uno de los procesos de fusión se ilustra en la Fig 1.3:

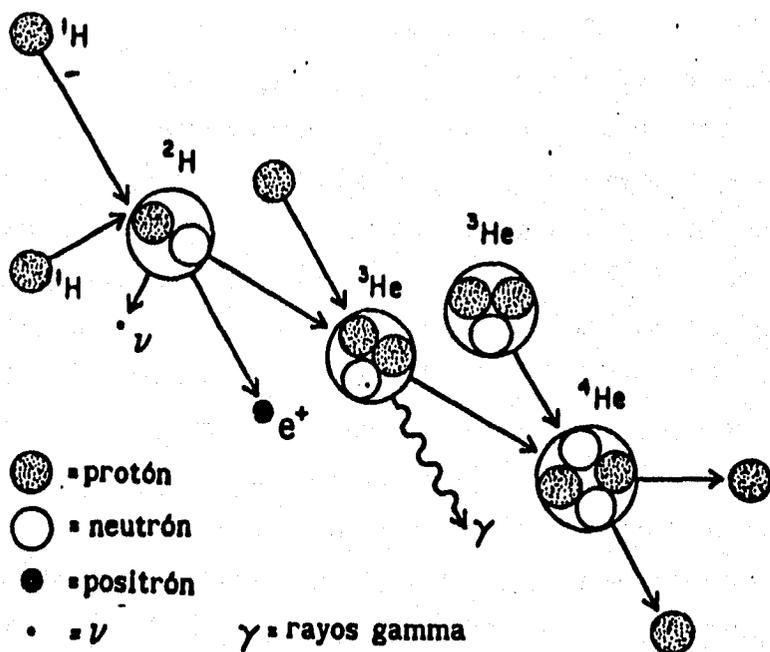


Figura 1.3. La cadena protón-protón, la cual genera núcleos de helio ( $^4\text{He}$ ), a partir de los núcleos de hidrógeno ( $^1\text{H}$ ).

Se fusionan dos protones para formar un núcleo intermediario de hidrógeno "doblemente-pesado" ó deuterio ( $^2\text{H}$ ), el cual consiste de un protón y un neutrón; en el proceso de convertir un protón en un neutrón, la carga positiva es llevada por un positrón. El positrón se une a un electrón y los dos son convertidos en un par de rayos gamma energéticos y se liberan neutrinos (de éstos últimos hablaremos más adelante). Como segundo paso, otro protón se fusiona con el núcleo de deuterio (sin eyección de un positrón pero sí de energía en forma de rayos gamma) formándose un núcleo de helio ligero ( $^3\text{He}$ ), que consta de dos protones y un neutrón. Finalmente dos núcleos de  $^3\text{He}$ , cada uno formado por el proceso anterior, se fusionan formando un núcleo de helio ordinario ( $^4\text{He}$ ) que consiste de dos protones y dos neutrones; los dos protones restantes escapan para iniciar el proceso otra vez.

En cada paso la energía liberada da un total  $0.007 M_{\text{He}} c^2$ , donde  $M_{\text{He}}$  es la masa de cada núcleo de helio y "c" es la velocidad de la luz ( $= 3 \times 10^8$  m/s). La mayoría de esta energía es liberada en forma de radiación electromagnética, en rayos gamma ó rayos X. Esta radiación se difunde hacia el exterior a capas más frías y se convierte en radiación visible de más baja energía.

Los dos protones cuya fusión inicia la cadena de reacciones se repelen mutuamente por su carga eléctrica. Sólo una fuerza extremadamente intensa puede penetrar sus barreras nucleares y fusionarlos; esto se logra si se tienen altas temperaturas, las cuales permiten que los dos protones tengan altas velocidades colisionando con suficiente energía para penetrar uno en el campo del otro y así se logra que ambos se fusionen. No toda la energía liberada en la fusión es transformada en calor y radiación; los *neutrinos* son también producto de la misma.

Los neutrinos, son partículas elementales que se generan de algunas reacciones nucleares; algunas de sus propiedades son las siguientes: viajan a una velocidad cercana a la de la luz, su masa es casi cero, no poseen carga eléctrica ni momento magnético. Respecto a su interacción con las cuatro fuerzas fundamentales (débil, fuerte, gravitacional y electromagnética) se conoce que los neutrinos sólo pueden interactuar mediante las fuerzas débiles; y en consecuencia, apenas interactúan con la materia, por lo que no "sienten" la fuerza gravitacional. Por otra parte, ya que carecen de carga eléctrica, no "sienten" la fuerza electromagnética, y por último, los neutrinos son inmunes a las interacciones fuertes.

Se ha calculado que 70 billones (en español, 1 billón =  $10^{12}$ ) de neutrinos por  $\text{cm}^3$  alcanzan a la Tierra cada segundo. En la Figura 1.4 se muestra como atraviesan la Tierra.

Los neutrinos escapan con facilidad del Sol; son el primer producto observacional que informa sobre lo que está sucediendo en el interior solar, pues tardan aproximadamente 8 minutos en llegar a la Tierra desde que son producidos (Noyes, 1982).

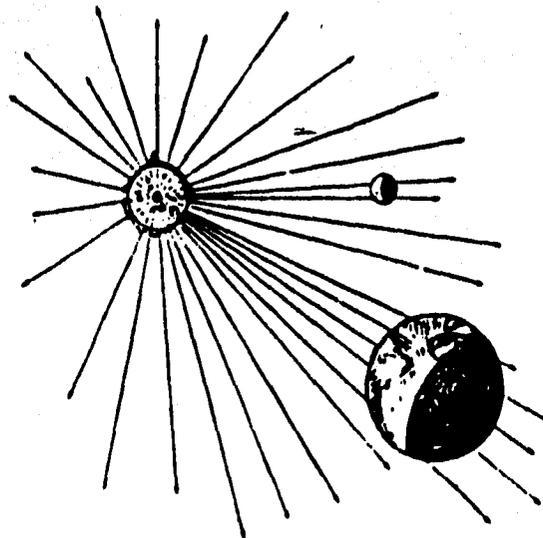


Figura 1.4. La Tierra y demás planetas son atravesados continuamente por un flujo de neutrinos.

Por cerca de 20 años, Raymond Davis y sus colegas del Laboratorio Nacional de Brookhaven han estado realizando un experimento bastante difícil. En la Figura 5 se muestra su detector astronómico, el cual consiste de una gran tanque lleno de cloro (líquido limpiador ordinario), ó perchloreothelene. Su sensibilidad asegura que los neutrinos más energéticos pueden interaccionar con el cloro del líquido limpiador y se transforme en algún radioactivo. De la intensidad predicha del haz de neutrinos, calcularon que podría darse cerca de 6 interacciones por día dentro de un volumen de  $10^5$  galones de cloro, esto es, se crearían 6 átomos de argón radioactivo por día. Este valor se expresó en 7 SNU, ó unidades de neutrinos solares (1 SNU =  $10^{-36}$  neutrinos capturados x segundo x átomo de cloro). Sin embargo solamente se detectan 2 SNU en vez de los 7 SNU que se predice en la teoría.

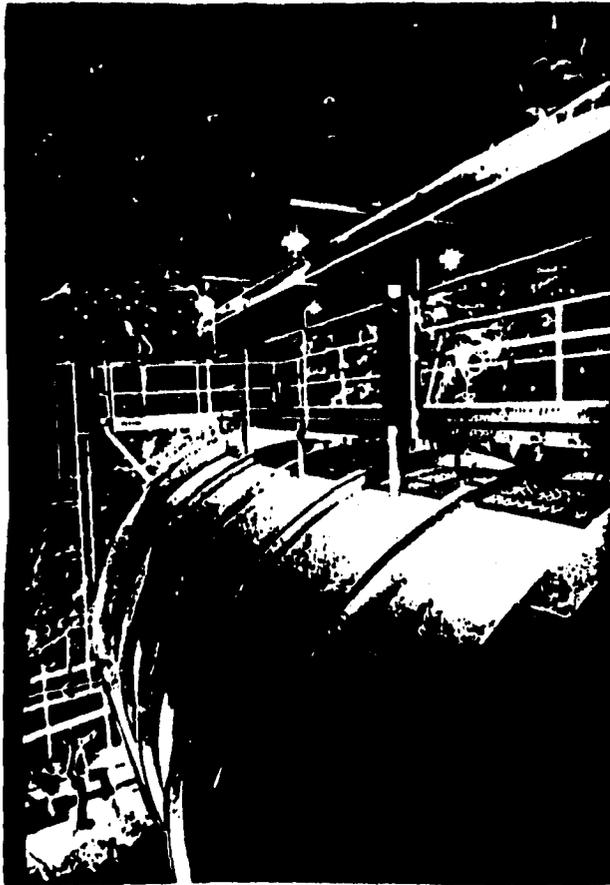


Figura 1.5. Esquema del detector de neutrinos del Laboratorio Nacional de Brookhaven. Los neutrinos solares son capturados por los átomos de cloro en el líquido limpiador y son transformados en átomos de argón. El argón es removido del tanque y se mide, indicando la razón de neutrinos solares. (Cortesía del Laboratorio Nacional de Brookhaven).

En 1973 se realizaron dos experimentos que emplearon diferentes técnicas. Uno de ellos se realizó en el CERN (Organización Europea de Investigación Nuclear), este consistía de una cámara de burbujas de freón líquido ( $\text{CF}_3\text{Br}$ ), que servía, a la vez, de blanco y de detector de neutrinos. El otro experimento se llevó a cabo en el Fermilab (Fermi National Accelerator Laboratory), el blanco-detector de las interacciones de neutrinos era un gran calorímetro de ionización que constaba de 16 segmentos, cada uno de los cuales estaba lleno de un líquido que centellea cuando una partícula de alta energía choca contra él. En la Figura I.6 se muestra el aparato usado en el Fermilab.

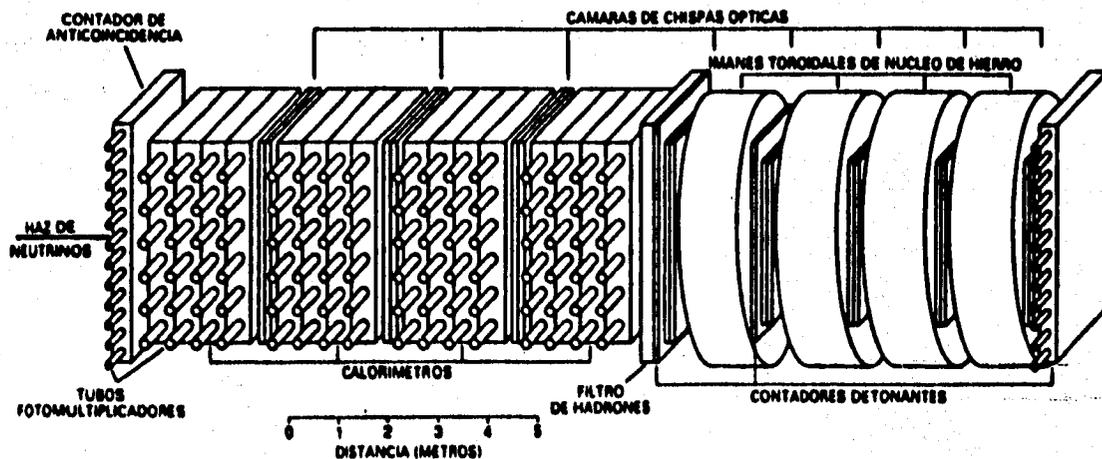


Figura I.6. Se observaron interacciones de neutrinos en el Fermilab, es un aparato que consiste de una secuencia de calorímetros, cámaras de chispas e imanes. Los calorímetros se llenaron de un líquido que centelleaba cuando chocaba ahí una partícula cargada, y este centelleo era detectado por tubos fotomultiplicadores (12 en cada calorímetro). Las cámaras de chispas recogían las trayectorias de las partículas cargadas.

### 1.1.2. ZONA RADIATIVA Y ZONA CONVECTIVA.

Debido a la interacción de la radiación con la materia, va perdiendo energía mientras se abre paso hacia el exterior y va interaccionando con los componentes del medio. El transporte de energía hacia el exterior se lleva a cabo mediante dos tipos de procesos: primero por transferencia de radiación, es decir, al absorberse, dispersarse y reemitirse la misma en parte del interior solar (explícitamente en la zona radiativa) y luego por convección en la parte externa, por debajo de la superficie del Sol, donde la convección es más efectiva que la transferencia radiativa, debido al fuerte gradiente de temperatura que allí existe. La energía es llevada hacia afuera por el gas caliente ascendente y se difunde a medida que el gas ascendente se expande y se enfría antes de bajar. A esta capa del Sol se le conoce como zona convectiva y se extiende desde unos 8 décimos de radio solar hasta la superficie (véase la Fig. 1.7).

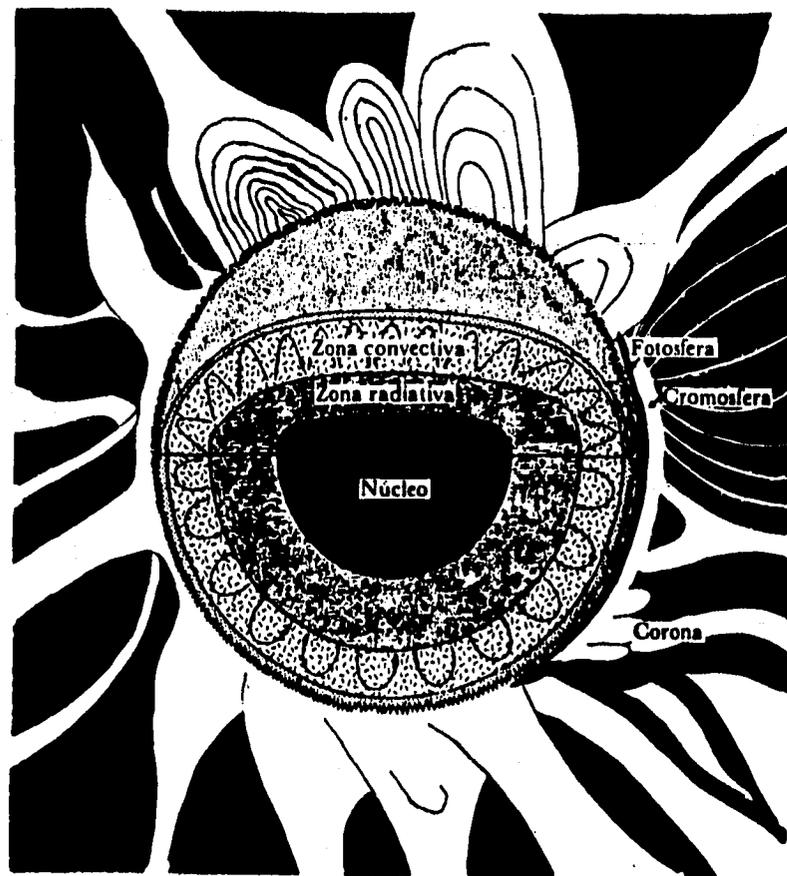


Figura 1.7. Estructura interna del Sol, así como algunas características de su atmósfera. Aquí se muestran ambas zonas la convectiva y la radiativa.

La energía liberada en el núcleo es transportada hacia el exterior a través de capas más y más frías, la longitud de onda de la radiación aumenta. El proceso es el siguiente: los fotones al ser absorbidos por el material ceden su energía a éste y se calienta, por lo cual los mismos fotones salen con una energía menor que con la que llegaron, y como sabemos que

$$E = h c / \lambda$$

donde E es la energía absorbida o emitida por el fotón, h es la constante de Planck ( $= 6.6256 \times 10^{-34}$  Js),  $\lambda$  es la longitud de onda del fotón y c es la velocidad de la luz.

Entonces la longitud de onda de los fotones aumenta, pasando de rayos X a rayos ultravioleta, y al llegar a la superficie en luz visible. Observe la Fig. 1.8:

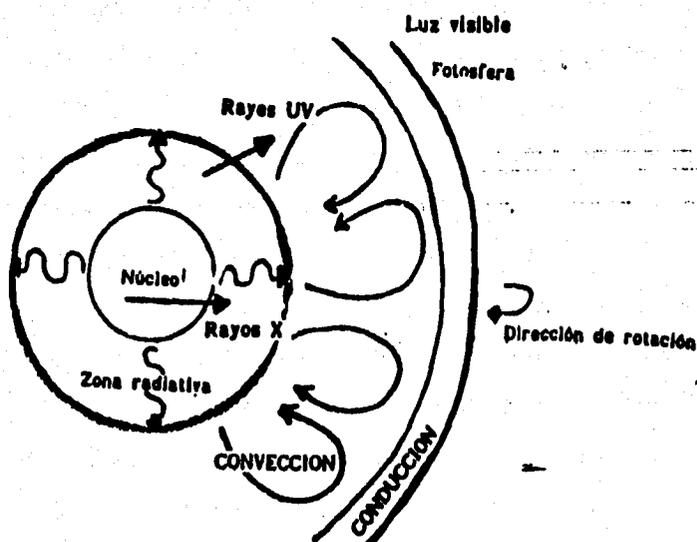


Figura 1.8. Difusión de la energía a través de las capas solares.

A la energía producida por una reacción termonuclear en el centro del Sol le toma 10 millones de años salir a la superficie, en contraste con los  $2^{1/3}$  segundos requeridos si los fotones se propagaran directamente a la superficie.

La razón de descenso de temperatura desde el centro del núcleo solar hacia la superficie del Sol es gobernada por la "opacidad" del material del interior, ó sea, su capacidad para absorber los fotones. La opacidad del material solar depende de la temperatura. A las altas temperaturas del interior profundo la opacidad es baja, y por ello la temperatura decrece suavemente hacia afuera desde unos  $1.5 \times 10^7$  grados en el núcleo a temperaturas cercanas a  $2 \times 10^6$  grados a una distancia equivalente al 70% del radio solar. Cuando la temperatura desciende casi a los  $2 \times 10^6$  grados la opacidad del material solar se incrementa, y los gases solares se convierten en buenos aislantes contra el flujo de energía radiativa. Como resultado de esto, el gradiente de temperatura llega a ser mucho más grande que el gradiente en las capas más profundas. Este excesivo gradiente de temperatura hace posible otro modo de transporte altamente eficiente conocido como convección. Y empieza la región de turbulencia convectiva conocida como la zona de convección. Cuando se alcanza la fotosfera baja, la temperatura es suficientemente baja como para que la opacidad vuelva a ser más pequeña y el material regresa a la estabilidad convectiva otra vez y se reestablece la radiación como proceso de transporte de energía.

El inicio de inestabilidad cuando el gradiente de temperatura ( $-dT/dr$ ) es grande puede explicarse por el siguiente argumento (Ver Fig. 1.9). Considérese un plasma estratificado verticalmente en equilibrio hidrostático con presión  $p(r)$ , temperatura  $T(r)$  y densidad  $\rho(r)$ , siendo  $r$  la distancia radial (Priest R., 1984). Supóngase que un elemento del material es desplazado verticalmente muy lentamente, en equilibrio horizontal con los alrededores. El elemento sentirá una fuerza de flotación y continuará ascendiendo si:

$$\delta\rho_1 < \delta\rho, \quad (1.1)$$

donde  $\delta\rho_1$  y  $\delta\rho$  son los cambios de densidad del elemento y del medio ambiente, respectivamente.

Por la ley del gas perfecto:

$$p = (k_B/m) \rho T, \quad (1.2)$$

donde  $p$  es la presión del plasma,  $m$  es la masa del elemento,  $\rho$  es la densidad,  $T$  es la temperatura, y  $k_B$  es la constante de Boltzmann ( $= 1.3805 \times 10^{-21}$  Jk<sup>-1</sup>).

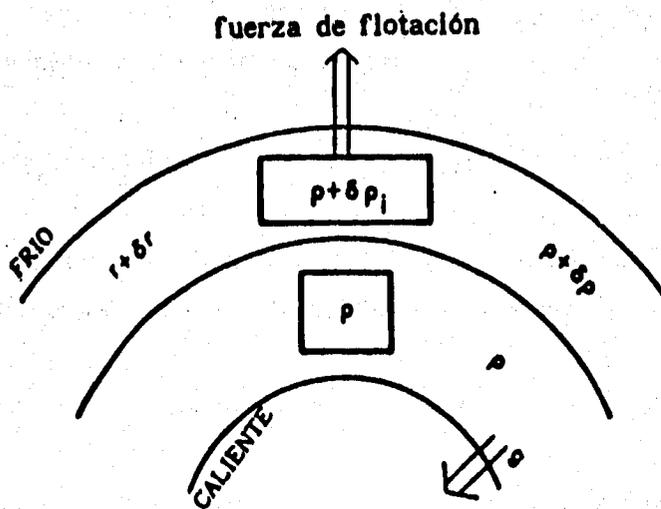


Figura I.9. El desplazamiento de un elemento de  $r$  a  $r + \delta r$ , durante el cual la densidad decrece por  $-\delta \rho_i$  interior al elemento y  $-\delta \rho$  exterior al elemento.

los cambios en presión, densidad y temperatura están relacionados por

$$\delta p_i/p = \delta \rho_i/\rho + \delta T_i/T \quad \text{y} \quad \delta p/p = \delta \rho/\rho + \delta T/T. \quad (1.3)$$

donde  $\delta p_i$  y  $\delta T_i$  son los cambios de presión y temperatura del elemento, respectivamente; mientras  $\delta p$  y  $\delta T$  son los cambios de presión y temperatura del medio ambiente.

Pero el equilibrio en la presión horizontal implica  $\delta p_1 = \delta p$  y así las ecuaciones (1.1) y (1.3) implicarían que

$$-\delta T_1 < -\delta T.$$

En otras palabras, el elemento es inestable y por lo tanto continuará ascendiendo si se cumple que

$$-dT/dr > -dT_1/dr, \quad (1.4)$$

o sea, cuando la temperatura ambiente está descendiendo con la altura más rápido que la temperatura  $T_1$  dentro de los límites del elemento. Las propiedades del elemento están gobernadas por

$$p_1 = (k_B/m)\rho_1 T_1, \quad dp_1/dr = -\rho_1 g, \quad (1.5)$$

donde  $g$  es la aceleración gravitacional. Si el movimiento es rápido (es decir, adiabático) entonces no hay intercambio de calor con los alrededores,

$$p_1/\rho_1^\gamma = \text{cte.} \quad (1.6)$$

con  $\gamma = \text{razón de los calores específicos} = C_p/C_v$ . Combinando las ecuaciones (1.5) y (1.6) queda:

$$dT_1/dr = (\gamma-1)/\gamma T_1/p_1 dp_1/dr = -[(\gamma-1)/\gamma] [gm/k_B], \quad (1.7)$$

que es conocido como el gradiente de temperatura adiabático. El criterio (1.4) para la inestabilidad convectiva finalmente llega a ser:

$$-dT/dr > [(\gamma-1)/\gamma] [gm/k_B], \quad (1.8)$$

llamada condición de Schwarzschild.

La zona convectiva está constituida por celdas de convección que transportan la energía hacia la superficie mediante el movimiento ascendente y descendente del gas caliente, y debido a este movimiento las líneas de campo magnético se tuercen y enredan, y que, debido a la alta conductividad eléctrica del material, éste y el campo magnético están "congelados" y uno arrastra al otro consigo. Esto da lugar a burbujas en las que el campo magnético es más intenso. Estos intensos campos inhiben el movimiento del material en el interior de la burbuja provocando dentro de ella una disminución en la presión del gas provocando que las burbujas suben a la superficie y penetran en la fotosfera del Sol, que es la zona que se describirá en la siguiente sección.

## 1.2. ATMOSFERA SOLAR.

El Sol no tiene superficie, en el mismo sentido que la superficie sólida de una tabla ó la superficie líquida del mar. No podemos imaginarnos estar de pie sobre la superficie solar porque ésta no ofrece resistencia para evitar caer rápidamente en el interior (acelerándonos hacia abajo 28 veces más rápido que un cuerpo cayendo libremente sobre la Tierra, debido a que el Sol tiene una fuerza gravitacional mucho más intensa). Puesto que el Sol es un cuerpo gaseoso, la distinción entre "interior" y "exterior" es difícil de hacer. La razón por la que definimos muy nítidamente la orilla del disco solar visible es que la densidad de las capas del Sol disminuye rápidamente con la altura.

Como mencionamos con anterioridad la atmósfera solar se divide en varias capas. Primero se encuentra la *fotosfera* que se puede considerar como la superficie del Sol. Es sumamente delgada (aproximadamente 300 km) y es la capa de donde proviene la mayoría de la luz que observamos (de allí su nombre). Su temperatura disminuye con la altura, desde unos 8500 °K en su base hasta unos 4500 °K en la parte superior, con una temperatura media de aproximadamente 5800 °K. En fotografías de buena resolución, la fotosfera aparece como una región granulada, que se asemeja a una salsa de tomate en ebullición, ya que es el tope de la zona convectiva. Las estructuras características de esta capa son: a) gránulos, los cuales son áreas brillantes separadas por veredas más oscuras, tienen un tamaño promedio de 700-1500 km y su tiempo de vida promedio es de aproximadamente 8 minutos; b) supergránulos, éstos tienen un tamaño promedio entre 20000-45000 km y un tiempo de vida de 1 a 2 días; c) manchas solares (serán descritas más adelante); y, por último, d) áreas "unipolares" magnéticas, que tienen diámetros de aproximadamente  $10^6$  km y vidas medias de 1 año (Ver Figura I.10).



Figura I.10. Areas "unipolares" magnéticas.

Por arriba de la fotosfera la densidad del gas decrece rápidamente. La región que parte de la "superficie" de la fotosfera hasta una altura de aproximadamente 2500 km es la que conocemos como *cromosfera*. Comienza en donde el gas alcanza una temperatura mínima de 7000 K. Sus principales características son: a) Espículas, que son chorros de plasma los cuales tienen una velocidad promedio de 20 a 30 km/seg, sus diámetros son de 500 a 1200 km y alcanzan un altura de 11000 km, su tiempo de vida media es de 5 a 10 minutos; y b) Filamentos. En esta región se disipa energía mecánica generada probablemente por choques acústicos, por lo que la temperatura se incrementa hacia afuera, pasando por la "zona de transición", que es una capa delgada, de algunas centenas de kilómetros, en la que la temperatura aumenta bruscamente desde unos 25,000 K hasta el millón de grados (Véase Fig. I.11). La estructura de temperatura mostrada en esta figura se determinó a partir de las intensidades del rango espectral de las líneas Ca IIR y H $\alpha$ , a través de las líneas coronales rojo, verde y amarillo, por la emisión de rayos X y ultravioleta lejano.

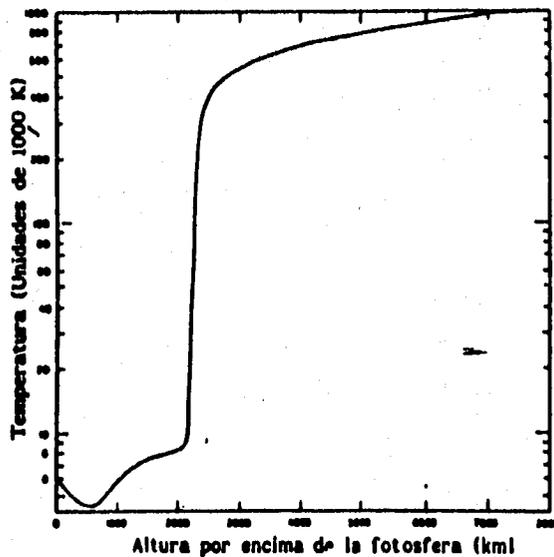


Figura I.11. Variación de la temperatura promedio con la altura en la atmósfera solar. El cero de altura se refiere a la superficie fotosférica visible.

La zona de transición separa la cromósfera de la corona, que es la siguiente capa que describiremos enseguida. Una vez que la temperatura alcanza el millón de grados, se tiene la última capa que es la corona, región de muy baja densidad que, debido a la alta temperatura, se expande continuamente de regiones discretas hacia el espacio formando el viento solar. La temperatura de la corona disminuye lentamente con la distancia (un millón de grados en el Sol y  $1 \times 10^5$  grados a la altura de la órbita de la Tierra). Las estructuras básicas de esta zona son a) los hoyos coronales, b) prominencias y c) los cascos coronales. Además aquí ocurren fenómenos transientes tales como las ráfagas, los puntos brillantes en rayos X y las eyecciones de masa coronal.

#### 1.2.1. CALENTAMIENTO DE LA CORONA.

Esperaríamos que la temperatura de la atmósfera solar decreciera constantemente al incrementarse la distancia por encima de la fotosfera. Sin embargo, estudios espectroscópicos detallados de la atmósfera solar muestran que no llega a ser más fría con el incremento de la altura. A una altura de aproximadamente 500 km por encima de la fotosfera, la atmósfera alcanza una temperatura mínima de algunos 4200 K y por encima de ese nivel la temperatura aumenta hasta llegar a la corona.

Se pensó que la corona era calentada por impactos meteóricos y polvo del espacio interplanetario cayendo sobre el Sol, dejando su energía cinética de movimiento en forma de calor cuando eran detenidos en la corona. Pero si uno calcula la cantidad neta de calor generado por este proceso encontramos que es insuficiente. Tampoco la energía radiante desde la fotosfera es capaz de calentar la corona, y la energía disponible en la superficie solar es casi enteramente energía radiante. Otra posible solución eran las ondas de choque, producidas en la zona convectiva, las cuales disipan su energía en calor, pero en los 70's, mediante observaciones realizadas desde el espacio, no se encontró ninguna onda de choque, ya que éstas se disipan en la cromósfera calentándola pero no cediendo su energía para la corona misma.

Ahora se propone que los campos magnéticos juegan dos papeles importantes en la corona solar: organizan su estructura y proveen la energía necesaria para calentarla. Sabemos que los campos magnéticos pueden almacenar energía, y ésta puede ser liberada algunas veces como energía cinética (por ejemplo, en la erupción de una prominencia como se muestra en la Fig. I.12, ó de una ráfaga). Algunas veces por la disipación de corrientes eléctricas. Estas corrientes son generadas cuando los campos magnéticos están enrollados en un gas eléctricamente conductor, como lo es la corona solar, y se disipan creando calor debido a la resistividad eléctrica de los gases coronales. En términos generales, probablemente este enrollamiento de las líneas del campo magnético en el interior profundo, el cual es ocasionado por los movimientos convectivos, genera a su vez estas corrientes eléctricas que fluyen en la corona solar.

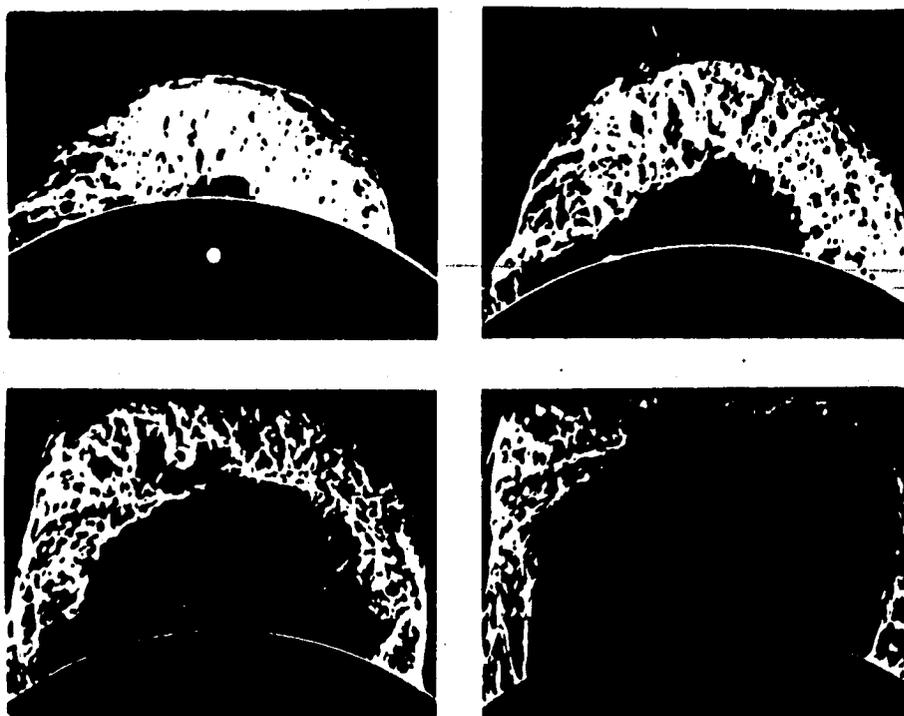


Figura I.12. Cuatro imágenes de  $H\alpha$  sucesivas de la erupción de una prominencia el 4 de Junio, 1946.

### 1.3. EL CICLO DE ACTIVIDAD SOLAR.

El Sol presenta un ciclo periódico de actividad que va de un mínimo a un máximo. Al período entre dos mínimos consecutivos se le llama "Ciclo Solar", y es en promedio de 11 años.

#### 1.3.1. CICLO MAGNETICO.

El flujo y reflujo de campos magnéticos y la aparición de las manchas solares sobre la superficie solar parece ser el resultado de la interacción entre la convección y la rotación en el interior solar. Los campos magnéticos en el interior son distorsionados por esta interacción, y el proceso crece y decae continuamente regenerando los campos magnéticos con polaridad opuesta cada 11 años. El ciclo es entonces de 22 años. A partir de este argumento, Hale obtuvo una ley de polaridad que se cumple a través del ciclo solar: en el inicio del ciclo aparecen grupos de manchas solares que tienen una polaridad determinada en el hemisferio norte, y una polaridad opuesta en el hemisferio sur; conforme avanza el ciclo se da el proceso de regeneración de los campos magnéticos, y en consecuencia en el siguiente inicio del ciclo las polaridades de estos grupos de manchas son invertidas en ambos hemisferios (Figura 1.13).

El modelo de Babcock del ciclo de manchas solares explica la ley de polaridad de Hale. Para entender este modelo recordamos que en un gas con una alta conductividad eléctrica como lo es el interior solar, los gases y campos están "congelados": los gases no se mueven fácilmente a través de la dirección del campo. Si el campo es intenso (como el de una mancha solar) los gases no pueden extenderse alrededor y están "congelados" al mismo campo. En cambio en el interior solar los campos no son intensos y son distorsionados por los movimientos de los gases. La Figura 1.14 nos muestra el modelo en sus diferentes etapas:



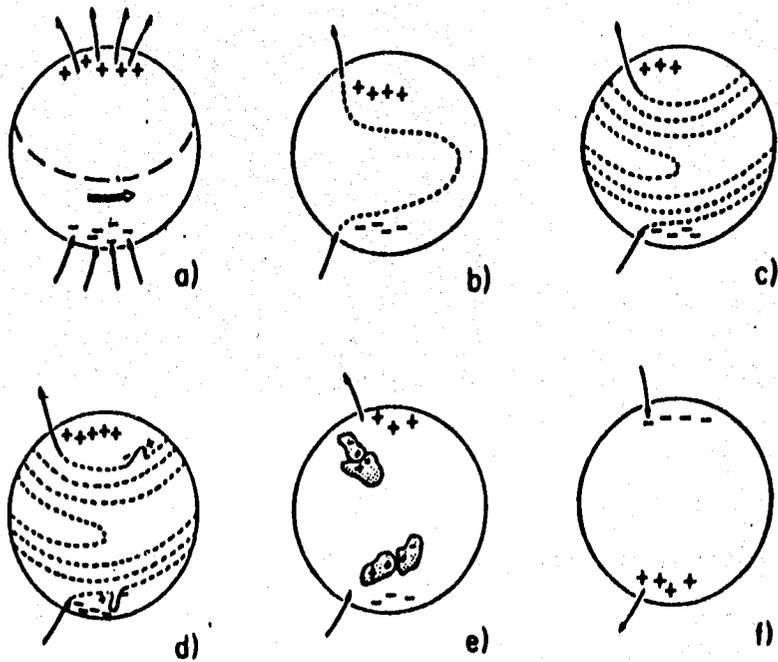


Figura 1.14. El modelo de Babcock del ciclo de manchas solares.

### 1.3.2. MANCHAS SOLARES.

Las manchas solares son las características más obvias al observar el (Ver Figura 1.15). En 1610, Galileo observó las manchas solares con ayuda telescopio. Al darse cuenta del movimiento de las mismas lo atribuyó a rotación del disco solar, y encontró que éstas se alinean en la dirección Este a Oeste, apareciendo sobre la superficie solar en un tiempo de 13 días aproximadamente.

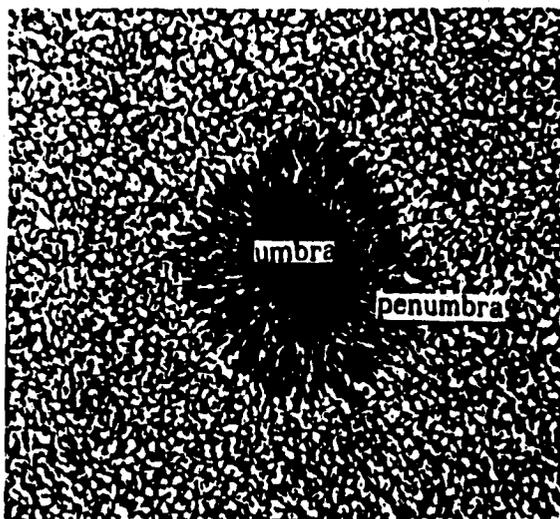


Figura I.16. Una "clásica" mancha solar, cuyo diámetro incluyendo su penumbra, es cerca del doble que el de la Tierra.

Las manchas solares son producidas por campos magnéticos intensos, los cuales son creados en el interior solar. Todas las manchas solares empiezan sus vidas como poros con diámetros de 2000 km aproximadamente. Un poro es creado cuando una masa de gas subsuperficial, la cual lleva consigo un campo magnético, sale a la superficie solar debido a los movimientos convectivos en el interior solar. Este proceso requiere un tiempo menor de 1 hora, pero los poros que sólo duran horas desaparecen por la expansión y consecuente debilitamiento del campo magnético, ya que no resisten las fuerzas de presión manejadas por la convección turbulenta. A veces, estos poros crecen en tamaño después de su formación inicial alcanzando los poros vecinos y se unen hasta formar un "poro" cuyo diámetro es de miles de km y así se desarrolla la penumbra. Este es el momento en que un poro se convierte en una mancha solar. El calor es radiado a una razón más lenta provocando que haya menos calor que pueda ser conducido hacia arriba al interior del campo y por ello la región aparece oscura, creando así una mancha solar en la superficie.

La penumbra se divide en filamentos radiales más brillantes que duran pocas horas. También se observan "fibrillas". Estas fibras dejan la mancha debido a los flujos de los supergránulos, haciéndose inestables y desarrollando rizos, produciendo elementos magnéticos minúsculos de polaridades contrarias. La emigración de estos elementos desde la mancha representa el mecanismo de decaimiento de la mancha y sus restos son llevados a la frontera del supergránulo más cercano donde los gases fluyen en dirección opuesta, dándose una concentración de elementos magnéticos conocida como playa. Por lo general existen dos manchas predominantes en un grupo de éstas (Ver Fig. 1.15).

Se conoce desde 1563 que la razón de rotación de las manchas solares depende de su latitud, o sea, de su distancia desde el ecuador. Las manchas solares sólo se encuentran a latitudes de aproximadamente  $\pm 30^\circ$ ; unas cuantas se observan a  $\pm 40^\circ$ . Por ello sólo nos dan información de la rotación solar a bajas latitudes. Para mayores latitudes se usan otras características como filamentos y campos magnéticos superficiales, los cuales abarcan un rango de latitud de  $\pm 60^\circ$ , o las fáculas, las cuales aparecen a  $\pm 70^\circ$  ó más (son zonas brillantes). La Figura 1.17 ilustra el desarrollo del ciclo de las manchas solares sobre 9 ciclos, entre 1875 y 1975. Este diagrama se conoce como el Diagrama de Mariposa, debido a su forma. El inicio del ciclo se denota con la aparición de algunas manchas solares a latitudes de  $\pm 30^\circ$ . Conforme avanza el ciclo el número de manchas crece hacia las latitudes bajas. Después vuelve a empezar este patrón, y así sucesivamente, lo que da como resultado la forma de este diagrama. En un período de 70 años (1645-1715), las manchas solares y el ciclo desaparecieron; esto coincidió con una larga temporada de tiempo frío en Europa conocida como la "Pequeña Era Glacial". Ese período lo identificamos como el Mínimo de Maunder (Ver Fig. 1.18).

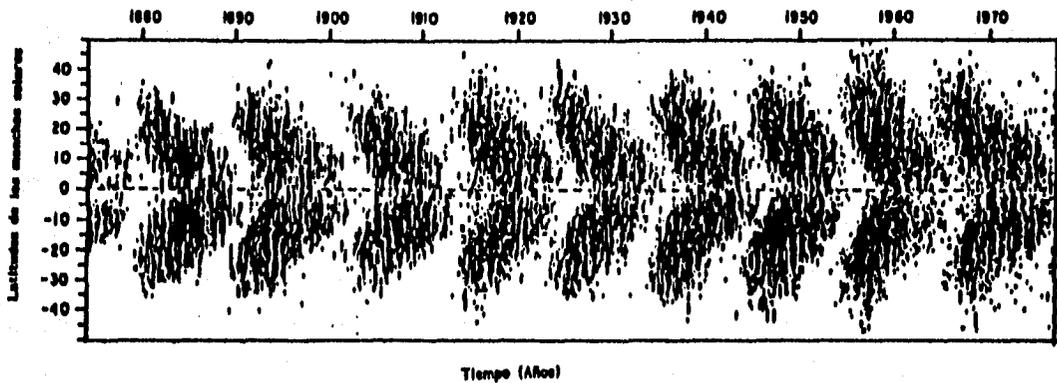


Figura I.17. Diagrama de la mariposa. La latitud de ocurrencia de las manchas solares, como varía con el ciclo de 11 años, en el período de 1875 a 1975. Al iniciar el ciclo (que es un mínimo), la aparición de las manchas es a latitudes de  $\pm 30^\circ$ , conforme avanza el tiempo, las manchas aparecen más cerca del ecuador y su número aumenta considerablemente dando origen al diagrama en forma de mariposa.

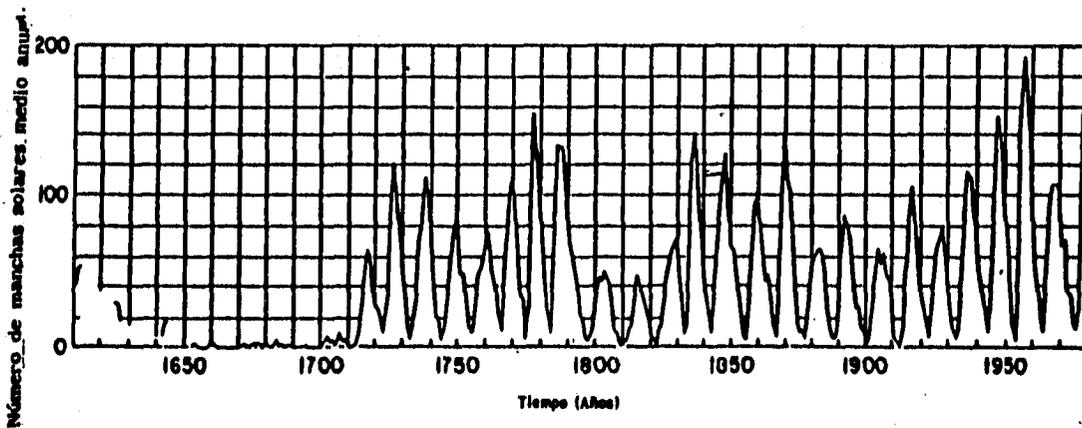


Figura I.18. El número de manchas solares medio anual, reconstruido por J. A. Eddy de informes históricos desde 1610. El Mínimo de Maunder (1645-1715), es un período con manchas solares escasas.

#### 1.4. VIENTO SOLAR.

La corona solar se expande. Bierman (1954) notó esto al observar los cometas. Las colas de los cometas apuntan lejos del Sol, pero él demostró que la presión de la radiación solar no era lo suficientemente fuerte como para empujar los gases del cometa lejos del Sol. Sugirió entonces que eran partículas provenientes del mismo Sol quienes empujan los gases cometarios evaporados y producen las colas orientadas.

Parker (1958) encontró que las partículas que había sugerido Bierman eran la misma corona y propuso un modelo en el cual desarrolló ecuaciones que describían un flujo de material coronal constante, requiriendo que:

- i) la presión del gas en la corona disminuya al aumentar la distancia,
- ii) la rapidez de flujo sea pequeña en la corona.

En el Apéndice 1 se muestra el desarrollo matemático del Modelo de Parker, al "resolver" estas ecuaciones hidrodinámicas se encontró una familia de curvas (Figura 1.19), de las cuales se eliminan las curvas (4) y (5) porque son doblevaluadas y no producen soluciones que conecten a la superficie del Sol con posiciones alejadas de la misma. La curva (3) señala velocidades muy altas cerca del Sol, las cuales no se observan. Además no cumple el inciso (ii) antes mencionado. Nos quedamos con las curvas (1) y (2), que son posibles.

La curva (2) se refiere a las soluciones de brisa solar que no son válidas para nuestro Sol. La brisa solar es un viento solar que aumenta su velocidad y a 0.5 U.A. la disminuye, además dicha velocidad es menor a la velocidad del sonido siempre, por ello este viento es subsónico (aproximadamente 10 km/s a 1 U. A.).

La curva (1) señala el viento solar, ésta pasa por el punto crítico (A), y corresponde al sustituir  $V=V_c$  y  $r=R_c$  en la ec. (9). al ir aumentando la distancia, éste viento solar llega a ser supersónico ( $V_{v.s.} > v_{sonido}$ ).

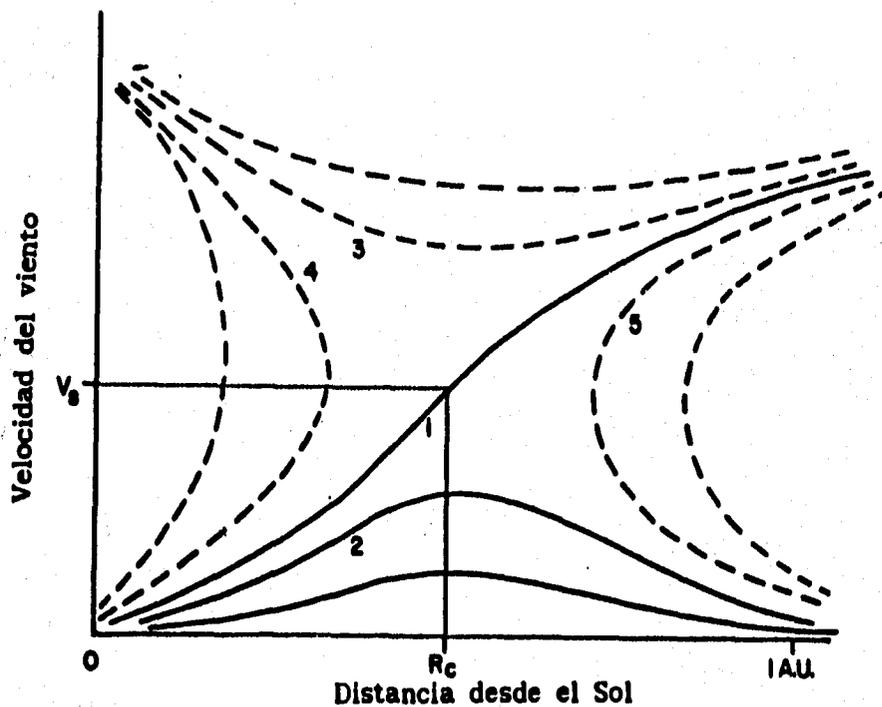


Figura I.19. Familias de soluciones de las ecuaciones del viento solar.

Finalmente la solución correcta es la (1). Esto se confirmó gracias al vuelo que hizo el Skylab(1970), quien al registrar un flujo de partículas con velocidades de 300 km/s en el espacio interplanetario cerca de la Tierra, mostró que la expansión era de un viento solar en vez de una brisa solar.

El plasma coronal fluye radialmente hacia afuera desde el Sol. El viento solar está atado a las líneas de campo debido a su alta conductividad eléctrica. La combinación del movimiento radial del viento solar y la rotación del Sol, provoca que las líneas de campo magnético que emergen de las raíces fotosféricas, tracen un patrón como el de la figura I.20(b). Este patrón es conocido como la "Espiral de Arquímedes" (Ver Figura I.20).

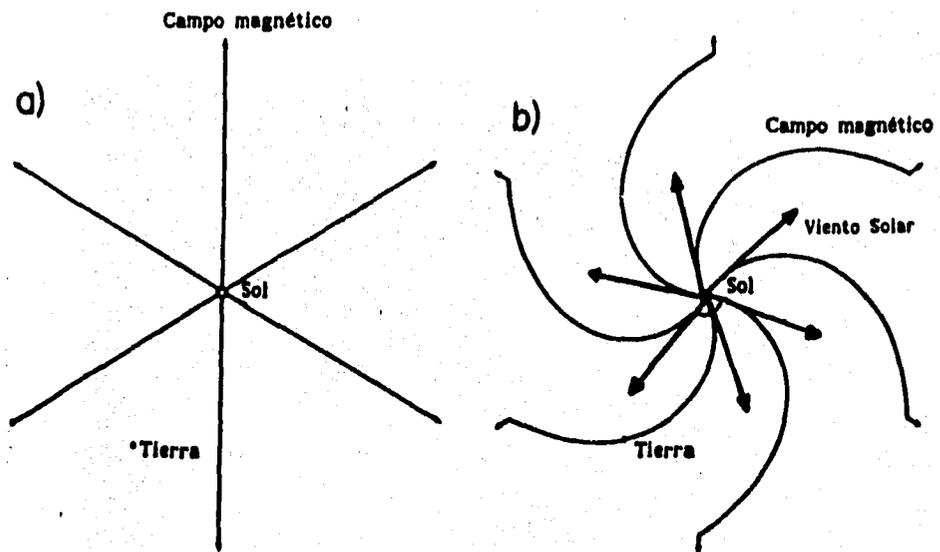


Figura 1.20. (a) El patrón que el campo magnético tendría si el Sol no rotara: las líneas de campo serían radiales; (b) El patrón de las líneas del mismo campo cuando se tiene rotación solar, es llamado la "Espiral de Arquímedes".

Los haces del viento solar con velocidades más altas están asociados a los hoyos coronales. Los hoyos coronales son la fuente del viento solar rápido, son áreas con líneas de campo abiertas, las cuales emergen desde la fotosfera y se extienden dentro de la corona, dejando el Sol y desplegándose hacia el espacio (Ver Fig. 1.21). La asociación entre hoyos coronales y haces de alta velocidad del viento solar sugiere un decremento en densidad y temperatura en estos hoyos coronales. La energía que emerge desde abajo sirve para calentar la corona quieta, pero en los hoyos coronales por alguna razón mucha de esta energía es para producir el viento solar. La temperatura es más baja porque la energía en vez de calentar un gas atrapado, se gasta en acelerar el mismo gas ocasionando que éste se expanda hacia el espacio.

En la Fig. 1.21, los datos de la velocidad del viento solar en la Tierra fueron regraficados sobre una fotografía de rayos X, que muestra un gran hoyo coronal. Observe de esta figura que los haces de velocidades más altas están asociadas estrechamente con los hoyos coronales.

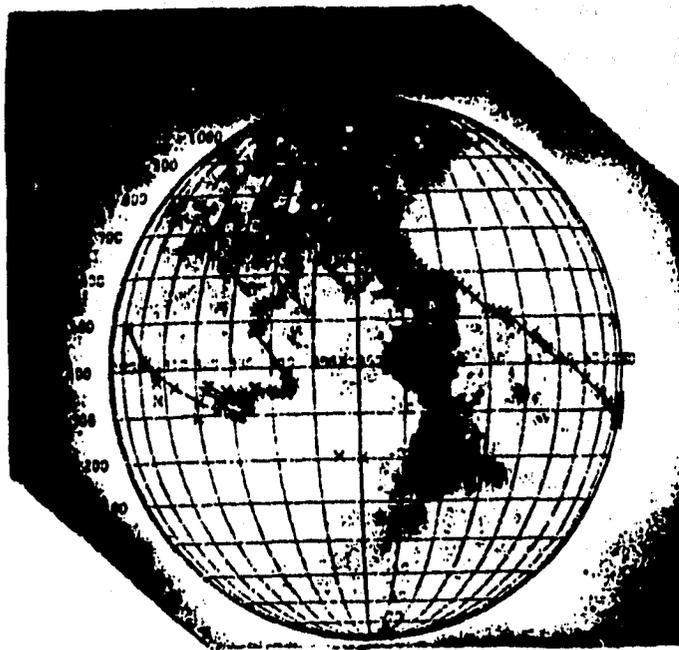


Figura I.21. Esta es una fotografía en rayos X la cual muestra un gran hoyo coronal, es el área oscura. Los datos de la velocidad del viento solar cerca de la Tierra fueron regráficos encima de la fotografía. (Cortesía de León Golub, G.S. Vaiana, y NASA).

En la corona quieta que posee campos magnéticos cerrados el material no se expande porque no hay energía suficiente para que el material se acelere y abra las líneas.

Por tanto el mecanismo que permite la expansión coronal en una región y reprime la corona en otras regiones es seguramente el campo magnético. En la Fig. I.22(a) se observan los nacimientos de aquellas líneas de campo en la fotosfera, emergiendo de una mancha, que no sobrepasan la altura crítica  $h_c$  de aproximadamente  $4 \times 10^5$  km. También se observa las líneas de campo magnético de la fotosfera debajo de un hoyo coronal (Fig. I.22b) expandiéndose al medio interplanetario. Si seguimos a lo largo de la espiral magnética, el campo magnético llega a ser más débil hasta que alcanza la orilla de la heliosfera (esto es entre 50 y 100 U.A. desde el Sol). Cada línea que emerge del Sol tiene una polaridad determinada, al regresar al Sol a través de otro viento solar ésta cambia de signo y se introduce en la corona baja.



Figura 1.21. Esta es una fotografía en rayos X la cual muestra un gran hoyo coronal, es el área oscura. Los datos de la velocidad del viento solar cerca de la Tierra fueron regráficos encima de la fotografía. (Cortesía de León Golub, G.S. Vaiana, y NASA).

En la corona quieta que posee campos magnéticos cerrados el material no se expande porque no hay energía suficiente para que el material se acelere y abra las líneas.

Por tanto el mecanismo que permite la expansión coronal en una región y reprime la corona en otras regiones es seguramente el campo magnético. En la Fig. 1.22(a) se observan los nacimientos de aquellas líneas de campo en la fotosfera, emergiendo de una mancha, que no sobrepasan la altura crítica  $h_c$  de aproximadamente  $4 \times 10^5$  km. También se observa las líneas de campo magnético de la fotosfera debajo de un hoyo coronal (Fig. 1.22b) expandiéndose al medio interplanetario. Si seguimos a lo largo de la espiral magnética, el campo magnético llega a ser más débil hasta que alcanza la orilla de la heliosfera (esto es entre 50 y 100 U.A. desde el Sol). Cada línea que emerge del Sol tiene una polaridad determinada, al regresar al Sol a través de otro viento solar ésta cambia de signo y se introduce en la corona baja.

Las fuerzas magnéticas en la corona son generalmente bastante intensas como para dominar la presión de los gases coronales y confinarlos a estructuras como los lazos magnéticos, los cuales emiten en ultravioleta y en rayos X. En ocasiones ocurre que estos campos magnéticos de la fotosfera no son tan intensos y entonces las líneas de campo sobrepasan la altura crítica  $h_0$ , la cual queda cerca de los  $4 \times 10^6$  km por encima de la superficie (corona baja); en estas regiones no se pueden confinar los gases coronales y éstos se expanden dando origen al viento solar.

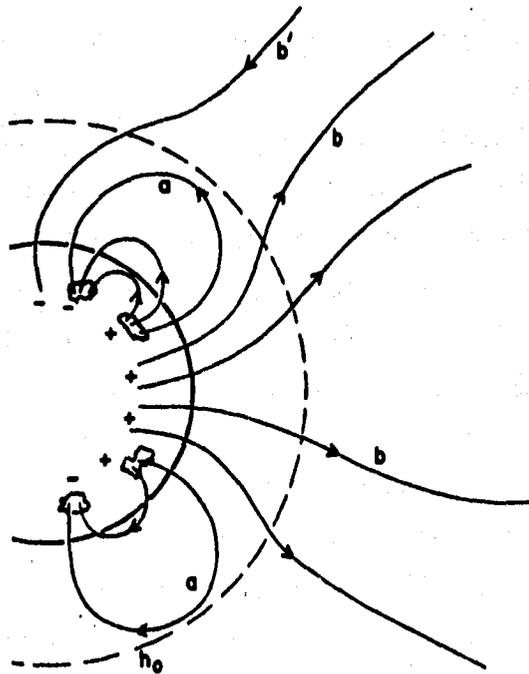


Figura I.22. Esbozo de la diferente topología magnética de regiones "cerradas" y regiones "abiertas" sobre el Sol.

## CAPITULO II.

### IRRADIANCIA SOLAR

#### 2.1. INTRODUCCION

La irradiancia total del Sol a la distancia media Sol-Tierra, integrada sobre todo el intervalo de longitudes de onda [energéticamente importantes] (de aquí su nombre de irradiancia total) ha sido históricamente llamada la "constante" solar. La historia de las observaciones de la irradiancia solar comienza con las mediciones realizadas por la Institución Smithsonian registradas al final del siglo pasado, en estaciones situadas en las montañas, incluye información de principios de la era espacial. De las primeras mediciones no se pudo concluir si la irradiancia variaba, principalmente por la falta de suficiente precisión radiométrica, y también debido a la influencia de la atmósfera de la Tierra sobre las observaciones realizadas desde la base (tierra) y de aeroplanos (e.g., Fröhlich 1977, 1987; Hoyt 1979; Angione 1981). La primera evidencia clara de la variabilidad de la constante solar apareció en los inicios de los 80's con la información de los radiómetros ACRIM (Active Cavity Radiometer Irradiance Monitor) a bordo del satélite Solar Maximum Mission (SMM), y ERB (Earth Radiation Budget) a bordo del NIMBUS 7, mostrando que la "constante" solar fluctúa por arriba del 0.2 % en escalas de tiempo de días a semanas, en respuesta a los cambios de área de las manchas solares y de las fáculas brillantes sobre el disco solar (Sonett, 1991).

El interés en la variabilidad de la irradiancia solar total a lo largo de diversas escalas de tiempo se ha visto muy incrementado, pues le concierne a los físicos atmosféricos y climatologistas, por los posibles efectos sobre el balance de energía de la Tierra, y también al físico solar ya que se ha dudado por mucho tiempo de la existencia de cambios globales evidenciados por dicha irradiancia, y su observación precisa abre nuevos caminos para entender el comportamiento del Sol.

## 2.2. ALGUNOS CONCEPTOS DE RADIOMETRIA.

En 1902 Charles Greele Abbot del Smithsonian Astrophysical Observatory empezó una serie de mediciones desde la cima de unas montañas en América del Norte y del Sur. Las observaciones realizadas durante 50 años, a partir de 1953, parecen indicar un incremento gradual de la irradiancia solar a lo largo de ese tiempo.

Antes del comienzo de la era espacial, no se tenían satélites; por ello se pensaba que la irradiancia solar era constante. Ahora, con las mediciones que se realizan con radiómetros a bordo de estas naves, se observa que hay variaciones en el valor de dicha "constante". La definición más moderna de la irradiancia solar total es la siguiente: la cantidad de energía radiante que llega a la altura de la órbita de la Tierra por unidad de área y por unidad de tiempo a la distancia media Sol-Tierra.

La irradiancia solar se mide normalmente con un radiómetro, que es un dispositivo capaz de detectar la cantidad total de energía que incide sobre él (independientemente de la distribución de energía en el espectro).

Para resolver el problema de la contaminación atmosférica, la NASA adaptó el primer radiómetro, el ERB, a bordo del satélite Nimbus 7, cuyas observaciones se registran en el período de 1978-1991. Posteriormente se coloca el radiómetro ACRIM a bordo del satélite SMM, lanzado en 1980 para estudiar las ráfagas solares desde el espacio, el cual ha medido variaciones día a día de la luminosidad solar de 1980 a 1988, con una precisión del 0.01 %.

El término "cavidad activa" de ACRIM se refiere a su modo de operación. El funcionamiento de un radiómetro está basado en la medición del flujo de calor usando un transductor. La radiación es absorbida en una cavidad lo cual garantiza una alta absorción en el rango espectral de interés para la radiometría solar, la cual se da en la Sección 2.3.1. En la Figura II.1 se muestra un esquema del detector ACRIM.

### ACRIM 1

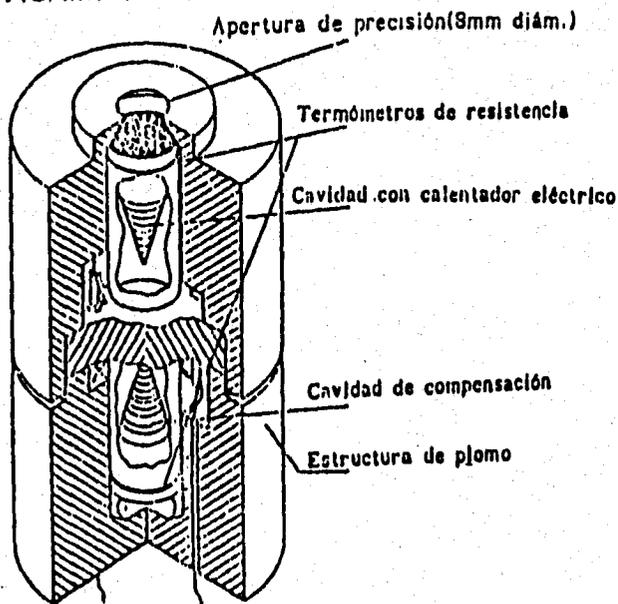


Figura II.1. Diagrama esquemático de sensores del detector ACRIM.

La exactitud absoluta de estos radiómetros depende del conocimiento preciso del área de abertura de precisión y de la cantidad de todas las posibles desviaciones del comportamiento ideal, tal como la no equivalencia de calentamiento eléctrico y radiativo, la absorción de la cavidad, la influencia de luz dispersa y difracción, y la linealidad y calibración de la medición de potencia eléctrica.

Las correcciones, tomando en cuenta el funcionamiento del instrumento y la posición de la nave relativa al Sol, se aplican a la primera evaluación de la información reciente. Las correcciones relacionadas al instrumento incluyen efectos de temperatura del sistema de medición eléctrica y a la abertura de precisión. En el caso de los radiómetros ACRIM y ERB, la temperatura del obturador produce la radiación de referencia térmica para los valores cercanos; la corrección es del orden de 600 ppm. La corrección por efecto Doppler relativista de la energía dentro del espectro debido a la velocidad radial  $[1 + (v/c)^2]$  siendo  $v$  la velocidad del satélite hacia el Sol, sólo se aplica a los datos de ACRIM.

En la década pasada se introdujeron radiómetros de mayor precisión, mostrando la existencia de una diversidad de pequeñas variaciones en la irradiancia solar total. La presencia de una modulación de 11 años de la irradiancia total sugiere que las variaciones a largo plazo pueden ser significativas para el clima terrestre. La información radiométrica de ACRIM y ERB ha mostrado que la irradiancia solar total declinó por cerca de 0.1 % entre el máximo de actividad solar en 1981 y el mínimo de actividad en 1986, y desde entonces ha estado aumentando junto con el incremento de actividad de las manchas solares del nuevo ciclo 22.

La gran variación impuesta sobre la irradiancia solar total por los efectos de regiones activas, y en particular por manchas solares, demanda esfuerzos cuidadosos de modelación. En el dominio de frecuencias, la variabilidad solar se ve afectada por el déficit de manchas solares y exceso facular, los cuales son modulados por la rotación solar (aproximadamente a 0.43  $\mu$ Hz) y esto se superpone a un continuo causado por la jerarquía de la granulación (incluyendo mesogranulación y supergranulación). Para poder caracterizar los efectos de las regiones activas e investigar más a fondo la granulación y otras señales de la irradiancia total, debemos tomar en cuenta lo siguiente:

- 1.- Adquisición de información radiométrica de alta calidad, con la cual el Índice Fotométrico de Manchas Solares o PSI, el cual se describirá con mayor detalle más adelante, y términos faculares análogos, pueden ser estimados con alta precisión.
- 2.- Análisis cuidadosos de las series de tiempo de mediciones de la irradiancia total.
- 3.- Adquisición de mediciones espectrales de la irradiancia de fiabilidad comparable a las de ACRIM y ERB sobre estas escalas de tiempo, para estudiar la redistribución de las variaciones formadas en diferentes regiones de la atmósfera solar.

De todo esto, lo más importante es la conservación y extensión de la base de datos de la irradiancia solar total. Sería deseable que los futuros satélites meteorológicos lleven instrumentos de medición con suficiente precisión radiométrica para el monitoreo de variaciones a largo plazo de la irradiancia solar, lo cual es un elemento crucial para el entendimiento cualitativo de problemas del medio ambiente global (tal como el efecto invernadero) causados por estas variaciones.

### 2.3. RADIACION ATMOSFERICA SOLAR.

El Sol es la fuente de energía de la circulación atmosférica y del ciclo de agua con bio y geo-consecuencias. Prácticamente todo el calentamiento de la superficie y atmósfera terrestre es debido a la energía solar. Los cambios de la actividad solar pueden modificar el clima a escalas cortas y largas.

La mayor parte de la energía solar absorbida por la Tierra y su atmósfera es suministrada por la radiación electromagnética proveniente del Sol -cerca de  $10^5$  TW =  $10^{17}$  W =  $10^{17}$  Js<sup>-1</sup>. En cambio, la energía suministrada por el viento solar en el sistema magnetosfera-ionosfera-atmósfera es cerca de 5 órdenes de magnitud más baja. La radiación solar proviene de la atmósfera solar, y nuestro conocimiento de esta zona está basado en un gran número de observaciones directas de la radiación que ella envía. De estas observaciones directas conocemos algunos parámetros integrales tales como la masa solar, radio, luminosidad y el flujo de neutrinos. Otra fuente de información son las observaciones de procesos dinámicos en la superficie solar visible, particularmente de oscilaciones las cuales son el tema de estudio de la Heliosismología. Nuestras ideas acerca del interior solar están basadas principalmente en la aplicación de leyes físicas generales e información experimental que dan las condiciones de frontera en los modelos.

Como se describió en el Capítulo I la energía generada por reacciones nucleares en el núcleo solar es disipada por una serie de absorciones y re-emisiones a través de la zona radiativa hasta la frontera baja de la zona convectiva, donde la energía es transportada por movimientos convectivos hacia arriba a la superficie visible del Sol. Esto trae como consecuencia que la capa más profunda directamente observable en la atmósfera solar sea la fotosfera.

Uno de los aspectos más importantes de nuestra estrella que se ha podido obtener del análisis de la radiación solar saliente es el perfil de temperatura por encima de la superficie solar visible que se muestra en la Fig.1.9.

El fenómeno solar observado en la Tierra desde hace más tiempo son las manchas solares. Consecuentemente, el índice más viejo de actividad solar es el número de manchas solares  $R_z$ , llamado el número de Wolf. Este índice se mide por el conteo del número de manchas solares ( $f$ ) y los grupos de manchas solares ( $g$ ) visibles en la superficie del Sol, al combinarlos se obtiene este

Índice:

$$R_z = k (10g + f)$$

donde  $k$  es un factor de corrección subjetivo para las diferentes condiciones de observación (típicamente de 0.6).

Este número tiene un comportamiento cíclico.

Para valores diarios,  $R_z$  varía entre 0 (Sol muy quieto) a 300 (Sol extremadamente perturbado) manchas solares. Un índice más moderno y generalmente más usado es el flujo de radio solar a 10.7 cm, el cual se representa como  $F_{10.7}$  ( $\nu = 2800$  MHz). Este índice es un indicador fiable de la actividad solar, y es originado predominantemente desde la cromosfera y baja corona, es emitido desde una limitada región de la atmósfera solar, y es adimensional. Varía entre aproximadamente 65 (Sol quieto) y más de 300 (Sol extremadamente perturbado).

Aunque el radio flujo de 10.7-cm y  $R_z$  están altamente correlacionados pueden comportarse de manera distinta, especialmente cerca del máximo solar (Wilson et al., 1987). El  $F_{10.7}$  refleja más intensamente la influencia del número de manchas solares; en cambio, a pesar de que el índice de  $R_z$  es una cantidad compuesta ( $R = 10g + f$ ) tiene una mayor influencia por parte del número de grupos de manchas solares y este efecto es más notorio cerca del máximo solar. El número de manchas solares en una región activa es una medición de la complejidad de la estructura magnética de la zona, por lo que se deduce que el flujo de 10.7-cm debe ser más sensible a la complejidad magnética de las regiones activas. La presencia de las manchas es un signo de las erupciones múltiples de flujo magnético desde el interior solar.

Así la coincidencia en los máximos del flujo de 10.7-cm y  $R_z$  aparentemente refleja la alta emisión de ondas de radio en la longitud de onda de 10.7-cm y, por el contrario, un retraso entre el máximo del número de manchas y el máximo de  $F_{10.7}$  en algunos ciclos sugiere que la complejidad magnética cerca del máximo solar varía ciclo a ciclo. En la Figura II.2 se muestran los registros de  $R_z$  y  $F_{10.7}$  para los ciclos 18, 19, 20 y 21 abarcando el período de 1944 a 1985. Observamos que en los ciclos 19, 20 y 21 los mínimos para ambos índices ocurren al mismo tiempo; sin embargo, en las épocas de máximo no siempre coinciden. Durante los ciclos 20 y 21 el máximo de  $F_{10.7}$  ocurrió aproximadamente 1.5 años (20 y 17 meses, respectivamente) después del máximo de  $R_z$ ; mientras que en los ciclos 18 y 19 no se registra tal retraso.

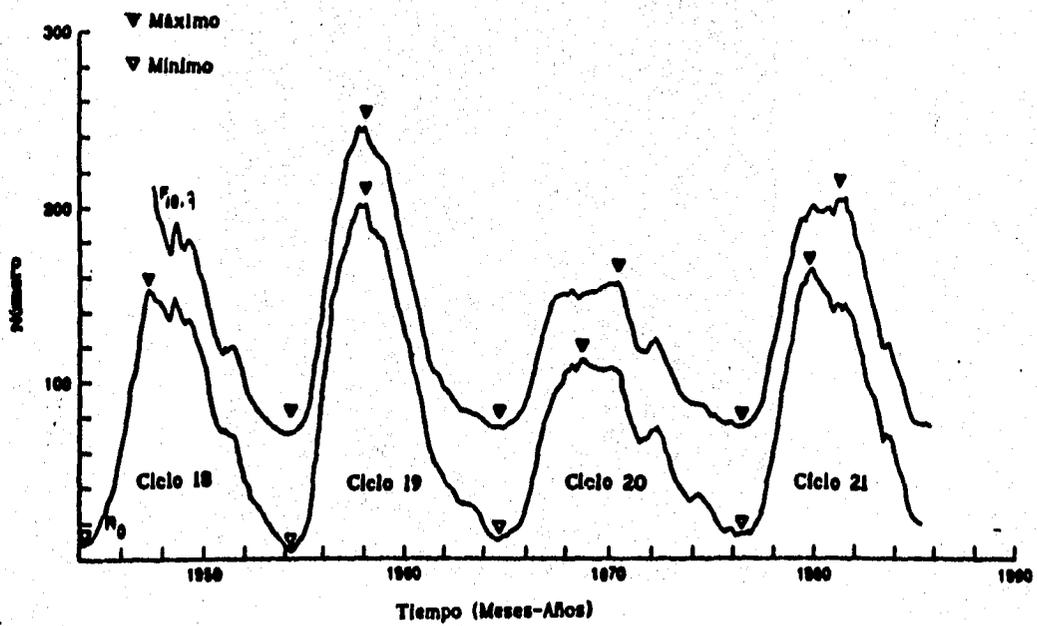


Figura II.2. Valores suavizados del número de manchas solares( $R_z$ ) y el flujo de 10.7-cm ( $F_{10.7}$ ) para el intervalo de 1944-1985 (ciclos 18-21). Epocas de mínimo (△) y máximo (▽).

Existen otros índices, tales como el basado en la línea K del calcio una vez ionizado (CaII), cuya emisión proviene de la cromosfera, a través de las líneas verdes (ó rojas) coronales, y algunas otras frecuencias, e índices reflejando la relación viento solar-actividad. La Figura II.3 muestra un espectroheliograma de la red cromosférica, en la cual se observa la línea espectral K del calcio ionizado y refleja la presencia de regiones activas magnéticas ó de playas.

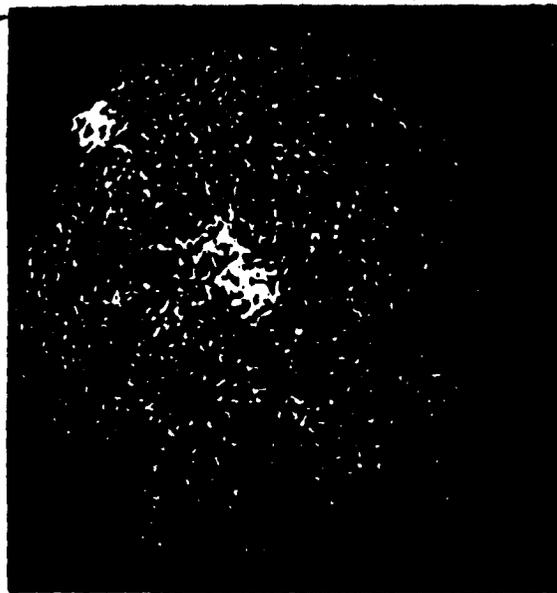


Figura II.3. Se muestra un espectroheliograma del núcleo de la línea CaII, mostrando la red de emisión del CaII.

Los índices más modernos describen el comportamiento de algunas partes del espectro ultravioleta solar como la razón centro a la ala del Mg II, medido a bordo de satélites; y la línea infrarroja de 1938 nm. Estas líneas espectrales pueden identificarse de un espectro de la cromosfera, el cual se obtiene del siguiente modo: Si un telescopio equipado con un espectrógrafo (dispositivo que divide la luz en sus colores componentes) es dirigido hacia el Sol durante un eclipse solar antes de la totalidad, éste graba el espectro de emisión del semicírculo brillante de la cromosfera. Esto es llamado un "flash spectrum", como el que se muestra en la Figura II.4. Este espectro consiste de una serie de imágenes monocromáticas de la cromosfera, en las cuales, según la cantidad de luz emitida se puede determinar la intensidad de cada línea espectral.

**FALTA PAGINA No.**

**FALTA PAGINA**

**No. 43 a la**

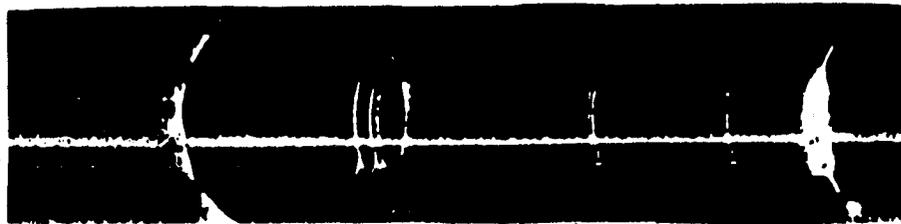


Figura II.5. Un "flash spectrum" mostrando arcos incompletos de la línea  $H\beta$  del hidrógeno (a la izquierda) y el triplete "b" del Mg a la mitad. Estas líneas son originadas por la emisión de la cromosfera. El círculo completo de emisiones que se observa es la línea verde coronal a  $5303 \text{ \AA}$ .

### 2.3.1. RADIACION SOLAR.

Haciendo un pequeño cálculo, encontramos que se puede obtener la cantidad de energía luminosa de todas las longitudes de onda que emite, el Sol a la altura de la órbita de la Tierra por unidad de área y unidad de tiempo (irradiancia solar):

$$L_{\odot} = 3.8 \times 10^{26} \text{ J s}^{-1} = 3.86 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1},$$

a la distancia de 1 U.A. Recordamos que por la Ley de Stefan-Boltzman

$$U = \sigma T^4;$$

donde  $U$  es la emitividad de radiación,  $T$  es la temperatura y  $\sigma$  es la constante de Stefan-Boltzmann.

El flujo total de energía =  $L = \text{área} \times U$  que, para una esfera de radio  $R$ , da:

$$\rightarrow L = 4 \pi R^2 \sigma T^4$$

en el caso del Sol:  $L_{\odot} = 4 \pi R_{\odot}^2 \sigma T_{\odot}^4$  (1)

donde  $R_{\odot}$  es el radio solar, y  $T_{\odot}$  la temperatura del Sol.

Obsérvese la Figura II.6:

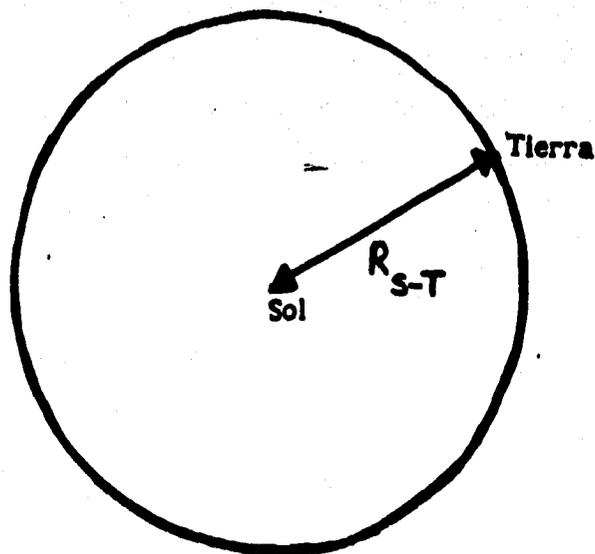


Figura II.6. Esta es la esfera cuyo radio es igual a la separación entre el Sol y la Tierra.

i) Considerando que la irradiancia solar es igual a la energía radiante que pasa por unidad de tiempo por una esfera cuyo radio es igual a la separación entre el Sol y la Tierra:

$$E_{\text{Total}} \propto \text{Area} \rightarrow E_{\text{Total}} = C [4 \pi R_{S-T}^2], \quad (2)$$

con C la constante solar (es la constante de proporcionalidad).

ii) Consideramos que el Sol emite como un cuerpo negro por unidad de área y por segundo, tenemos así que la razón total de energía radiada por una estrella como el Sol es proporcional a  $T^4$ ; igualando las ecuaciones (1) y (2):

$$C [4 \pi R_{S-T}^2] = 4 \pi R_{\odot}^2 \sigma T_{\odot}^4,$$

$$\rightarrow C = (R_{\odot} / R_{S-T})^2 \sigma T_{\odot}^4 = (6.96 \times 10^8 / 1.5 \times 10^{11})^2 (5.67 \times 10^{-8}) (5785)^4,$$

$$\therefore C = 1367.20 \text{ W m}^{-2}.$$

Este es el valor teórico de la irradiancia solar. Al compararlo con valores experimentalmente obtenidos, es decir, mediante mediciones desde naves espaciales, observamos que nuestro cálculo es muy cercano a éstos: 1367.54 (promedio anual entre 1980-1986) y 1371.92  $\text{Wm}^{-2}$  (promedio anual entre 1978-1988) para los radiómetros ACRIM y ERB, respectivamente.

La Figura II.7 muestra el espectro de radiación solar. El Sol radia ondas electromagnéticas en un amplio rango de longitudes de onda, desde rayos  $\gamma$  ( $\lambda < 0.1-0.01 \text{ nm}$ ) hasta ondas de radio ( $\lambda > 1 \text{ mm} = 10^6 \text{ nm}$ ). Para obtener este espectro de la radiación solar con valores absolutos del flujo y sus variaciones en las diferentes regiones espectrales, lo dividiremos en 6 intervalos básicos:

1. Ondas de radio ( $\lambda > 1 \text{ mm}$ )
2. Radiación infrarroja ( $1 \text{ mm} > \lambda > 700 \text{ nm}$ )
3. Radiación visible ( $700 \text{ nm} > \lambda > 400 \text{ nm}$ )
4. Radiación ultravioleta ( $400 \text{ nm} > \lambda > 10 \text{ nm}$ )
5. rayos X ( $10 \text{ nm} > \lambda > 0.1-0.01 \text{ nm}$ )
6. Rayos  $\gamma$  ( $0.1-0.01 \text{ nm} > \lambda$ )

Como lo muestra la figura II.7 casi toda la energía de la radiación electromagnética solar es radiada en el ultravioleta cercano (300-400 nm), visible (400-700 nm), e infrarrojo cercano (700-4000 nm); aproximadamente casi la mitad de esta energía es radiada en el visible. El flujo de energía en estos rangos fue considerado constante. Consecuentemente, la cantidad total de energía de radiación solar (irradiancia total solar) incidente sobre la unidad de área perpendicular a los rayos solares por unidad de tiempo sobre la frontera superior de la atmósfera terrestre a través de la distancia promedio Sol-Tierra fue llamada *constante solar*. Ahora el término irradiancia total solar es preferido, porque como se mencionó antes esta cantidad no es constante. Debido al carácter elíptico de la órbita de la Tierra, la irradiancia recibida por la misma en su movimiento de traslación, cambia desde el mínimo hasta el máximo por 7% aproximadamente.

El espectro solar es similar al espectro de un cuerpo negro a la temperatura de 6000 K, pero sólo en el ultravioleta cercano, el visible y el infrarrojo. En otras regiones el espectro difiere considerablemente y llega a ser fuertemente dependiente de la actividad solar. La irradiancia visible solar es casi constante. En el ultravioleta cercano y particularmente en los rayos X y el flujo de ondas de radio, varía en un amplio intervalo de períodos. Las periodicidades más importantes son de 27 (período de rotación solar) y 13.5 días, 11 años (ciclo solar), 22, 89, 180, y 2200 años. Estos períodos son cuasi-periódicos. Los mecanismos responsables de tales periodicidades no son bien conocidos excepto por el período de rotación solar, donde los períodos de 27 ó 13.5 días están determinados por la distribución de regiones activas sobre el Sol. Una parte considerable del espectro de radiación solar, esencialmente la que refleja la actividad solar es absorbida en la atmósfera de la Tierra, y usamos varios índices para describir y cuantificar el efecto de la misma.

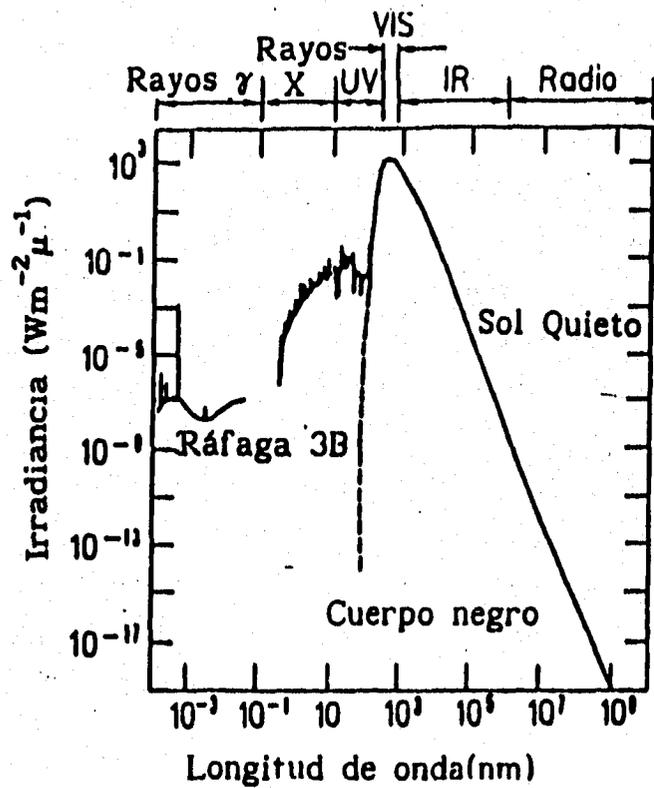


Figura II.7. Espectro de la radiación del Sol quieto (línea llena). El espectro correspondiente a rayos X muy duros y rayos  $\gamma$  no es conocido, el espectro de una ráfaga 3B es mostrado para rayos  $\gamma$ . La línea quebrada es el espectro de cuerpo negro para 6000 K, UV es ultravioleta, VIS es el visible e IR es infrarrojo.

## 2.4. LAS CONTRIBUCIONES DE MANCHAS SOLARES Y FACULAS BRILLANTES A LA IRRADIANCIA SOLAR.

Las manchas solares y las fáculas están estrechamente asociadas, pues sus áreas totales aumentan en fase con el ciclo solar de 11 años. Sin embargo, los tiempos de vida de áreas faculares individuales son más largos que los de las manchas; así, esperaríamos que en la escala de tiempo de días a semanas habría una correlación relativamente pequeña entre los días en que el área de la mancha solar es grande y aquellos días en que el área facular es también grande. En la Fig. II.8, basada en los datos del NOAA para manchas y el índice CaK para fáculas en 1550 días durante 1969-1974 (Foukal y Vernazza, 1979), podemos observar que el área de las manchas solares es un estimador pobre del área facular en un día dado. Esto explica por qué los efectos de manchas oscuras y fáculas brillantes pueden ser estudiados independientemente.

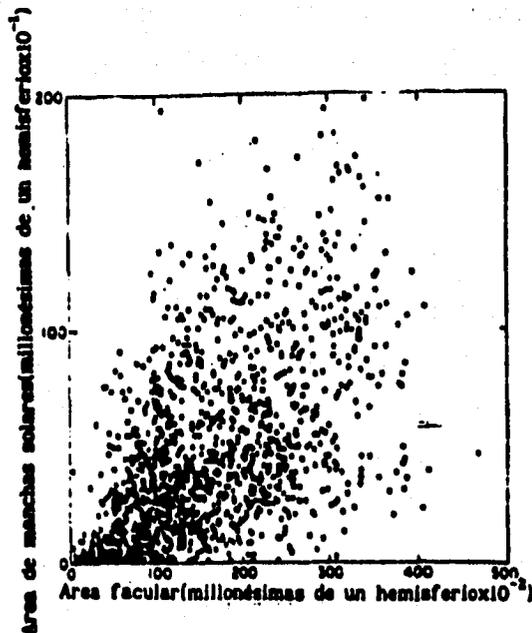


Figura II.8. Gráfica del área de manchas solares contra área facular CaK para 1550 días entre 1969-1974.

Se ha observado en mínimos de actividad solar recientes del ciclo de 11 años, cuando las manchas solares están ausentes sobre la superficie solar, una red "quieta". Esta red varía en escalas de tiempo de décadas y podría desempeñar un papel importante en la modulación de la radiación solar saliente de modo que sería significativa para el clima terrestre, ya que la desaparición de esta red nos conduciría a un "gran mínimo". La emisión del CaII del Sol es sensible a la emisión superficial asociada a las fáculas y a la red, y así puede ser usada como un indicador de las variaciones de la radiación saliente del Sol causada por estas regiones brillantes que aparecen sobre el disco solar visible. La red está constituida por:

i) Campos de red, los cuales están constituidos por nudos magnéticos que se localizan entre los gránulos. Tienen intensidades de 1 a 2 KGauss, y su tamaño varía entre 100 y 300 km. Cuando el Sol es quieto, la red es mucho más fragmentada y contiene muy pocos nudos magnéticos.

ii) Campos de red internos, están compuestos por elementos magnéticos que se localizan entre las celdas de los supergránulos. La emisión de la cromosfera media en la línea CaIIK revela a la red de las fronteras de los supergránulos como un patrón brillante irregular. En las alas del espectro del H $\alpha$ , la red es visible, como un patrón oscuro; mientras que en el centro del mismo espectro se ve brillante.

Willson (1978) estableció que la emisión del CaII es también un diagnóstico de los ciclos de actividad en otras estrellas de secuencia principal. En particular, la emisión de CaII en ambas líneas H y K en estrellas de tipo G se ha observado que es más débil en aquellas estrellas sin ciclos de actividad aparentes que en los mínimos vistos en estrellas con ciclos (Baliunas y Jastrow, 1990). Esto también sugiere que grandes cambios en la irradiancia solar habrían ocurrido en largas escalas de tiempo que incluyen grandes mínimos (Lean J., 1992).

Entonces la red cromosférica (la presión magnética es menor que la del gas por lo cual al alcanzar la frontera de una celda convectiva, el gas desciende concentrando estos campos en lo que se conoce como la red, que a su vez traza las fronteras de las celdas supergranulares) también contribuye a la variación de la luminosidad solar dominando en escalas de tiempo de años. Así el Sol es más brillante en máximo de actividad porque las fáculas y la red exceden el efecto oscurecedor de las manchas.

## 2.5. VARIABILIDAD DE LA IRRADIANCIA SOLAR.

Resumiendo tenemos que las mediciones directas de la irradiancia solar durante los pasados 10 años realizadas con satélites, muestran variaciones en escalas de tiempo que flutúan desde minutos, hasta décadas.

La variación más importante está en el intervalo de días a algunos meses y está relacionada con fenómenos fotosféricos de la actividad solar: decrece la irradiancia durante la aparición de manchas solares y se incrementa por acción de las fáculas y de la red magnética. Después de revisar los índices más importantes para la detección de la variabilidad de la señal solar ( $R_z$ ,  $F_{10.7}$ , la emisión de la línea CaII, la línea verde coronal, etc.), se describirán las principales escalas de tiempo en que se dan estas variaciones (Fröhlich C., 1991).

### 2.5.1. VARIACIONES DE LA IRRADIANCIA SOLAR EN ESCALAS DE TIEMPO DE DIAS.

Las escalas de tiempo asociadas con las regiones activas magnéticas solares revelan interesantes variaciones de la irradiancia solar. Aquí discutiremos escalas de tiempo que van desde las correspondientes a unas cuantas rotaciones solares (cerca de  $0.1 \mu\text{Hz}$ ) hasta las que son menores de dos días. La característica dominante de las series de tiempo para este intervalo de periodos es una caída que abarca unos cuantos días, cuyo intervalo de profundidad es arriba de unos cuantos décimos del porcentaje de la irradiancia total normal, según se observa en la Figura II.9. Estas caídas resultan del movimiento de rotación de los grupos de manchas solares al pasar por el meridiano central. Caídas prominentes se observan en los datos de ACRIM tomados durante los primeros meses, y Willson (1981) las describe en términos del PSI. Hudson y Willson (1982) definen este índice como la suma de las áreas proyectadas de las manchas solares, la cual es multiplicada por un factor  $\alpha$  que toma en cuenta la razón de las intensidades umbra/penumbra y la temperatura efectiva de las manchas solares relativa a la fotosfera.

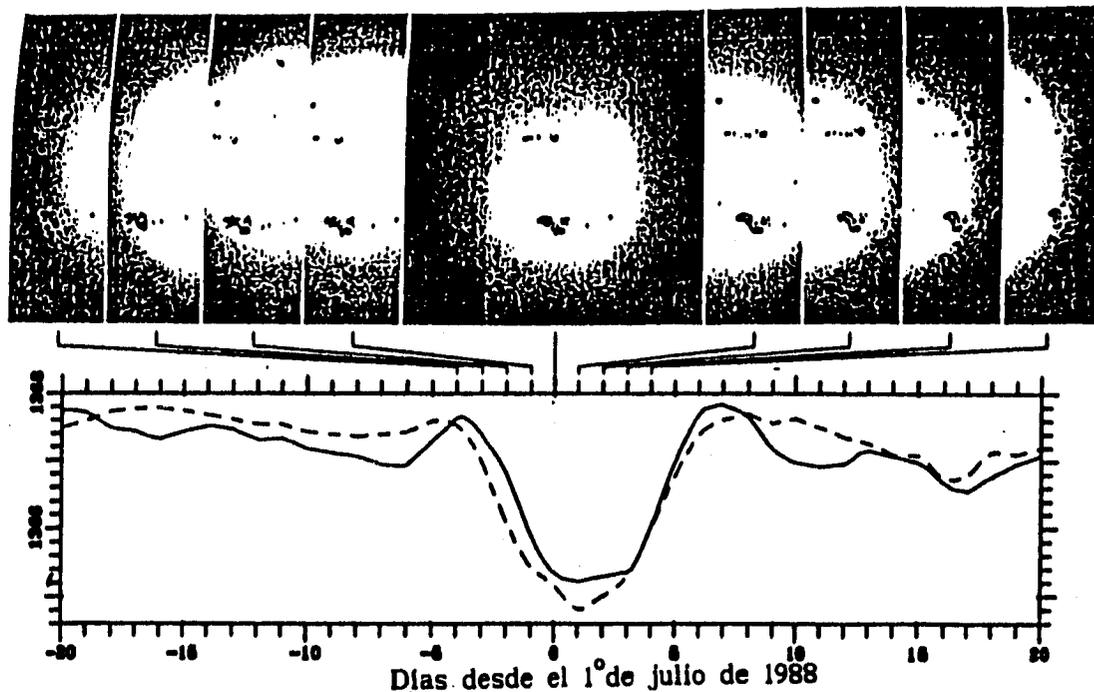


Figura II.9. Influencia de las manchas solares sobre la irradiancia solar durante Julio de 1988 ilustrada por una caída de la misma en una serie de fotografías de la travesía de grupos de manchas sobre el disco solar comparables a la irradiancia solar observada (línea sólida). Abajo se graficó la función PSI (línea quebrada). (Fotografías del Observatorio de San Fernando, Universidad Estatal).

Para el período de 1980 a 1989 la función PSI se muestra en la Figura II.10 junto con los datos de la irradiancia provenientes de ACRIM corregida por el efecto de las manchas solares lo cual está dado por la función  $(S + PSI)$ . Las líneas sólidas indican un suavizamiento, el cual es un promedio de los valores de datos recopilados durante 81 días.

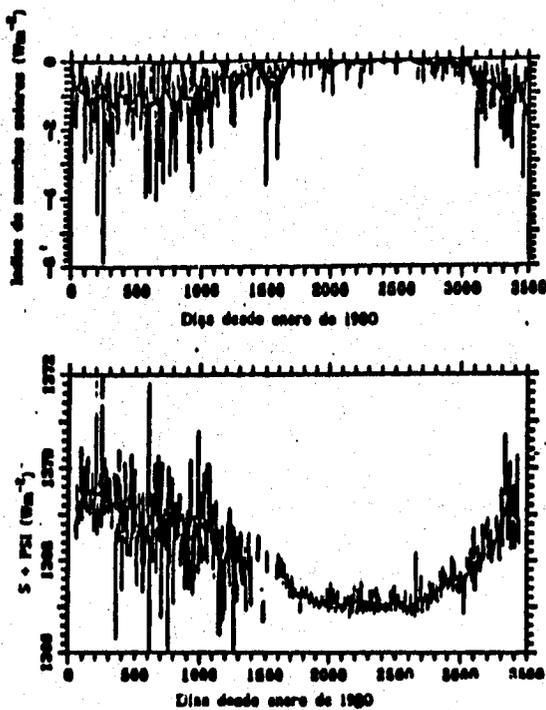


Figura II.10. La influencia de las manchas solares sobre la irradiancia durante 1980-89. En el panel superior se graficó la función PSI, la cual muestra una tendencia descendente. En el panel inferior se graficó la irradiancia corregida por la función PSI, esto es  $(S + PSI)$  de ACRIM, las líneas sólidas indican un suavizamiento de 81 días.

Las variaciones rápidas están comprendidas en periodos de un día ( $\nu = 11.57 \mu\text{Hz}$ ) ó menos y se relacionan con resonancias debidas a oscilaciones globales solares como la de 5 min (Ver Figura II.11).

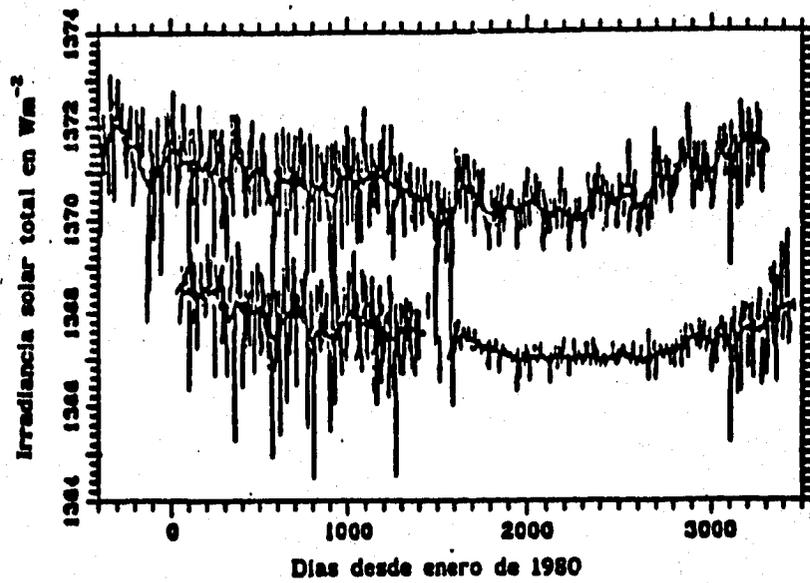


Figura II.11. Las series de tiempo de las mediciones de la irradiancia solar de ERB (parte superior) y ACRIM (parte inferior) de Noviembre de 1978 a Junio de 1989. Las líneas más oscuras son los promedios de 81 días.

## 2.5.2. VARIACIONES DE LA IRRADIANCIA SOLAR EN ESCALAS DE TIEMPO DE MESES A AÑOS.

La radiometría de ACRIM disponible durante 1980-1984 y las mediciones de ERB realizadas en 1978-1986 se muestran en la Figura II.12. Ambos conjuntos exhiben una tendencia descendente la cual es más notoria en el primer año después de sus lanzamientos, a finales de 1978 y principios de 1980, respectivamente.

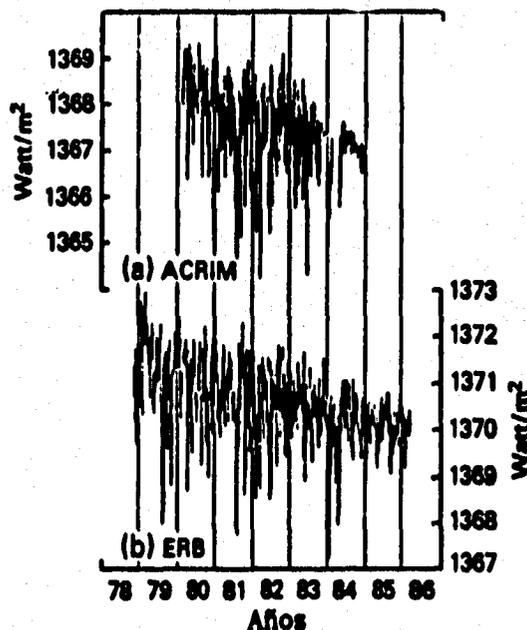


Figura II.12. Mediciones de la irradiancia en  $\text{Watt/m}^2$  para (a) ACRIM durante 1980-1984, (b) ERB en el período de 1978-1986.

La comparación de los resultados del ERB y ACRIM ha revelado señales en escalas de tiempo que exceden las dos semanas, el período asociado con la rotación de regiones activas a través del disco fotosférico, así como escalas de tiempo más largas, las cuales se asocian al ciclo de actividad solar.

Las series de tiempo muestran (Figura II.13) mínimos locales que se encuentra a la mitad de 1981, principios y mitad de 1982, y principios de 1984. Los máximos están localizados a principios y finales de 1981, a fines de 1982 y a la mitad de 1984. La escalas de tiempo de estas variaciones en ambos conjuntos de información es de 4 a 9 meses(pico a pico). Su amplitud es de aproximadamente 0.04%-0.07% de la irradiancia total.

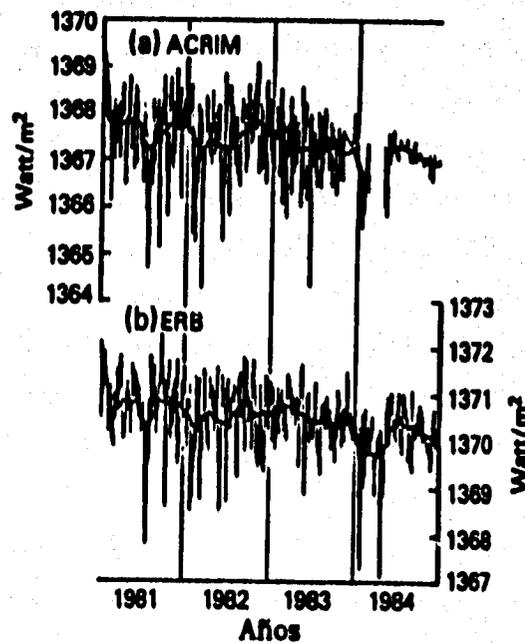


Figura II.13. Mediciones de la irradiancia solar y la línea suavizada de 81 días, durante 1981-1984 para (a)ACRIM y (b)ERB.

Un método para estudiar ambas variaciones de 4-9 meses y de 11 años ha sido propuesto por Foukal y Lean (1988), y Willson y Hudson (1989). En estos estudios se muestra que las variaciones de los residuos de la irradiancia, las cuales resultan después de hacer una corrección a la irradiancia medida debido al efecto de las manchas solares; están bien correlacionadas con el índice del flujo de 10.7-cm ( $F_{10.7}$ ), que es un índice del área facular.

El índice  $F_{10.7}$  representa las contribuciones de todos los elementos magnéticos brillantes presentes en la superficie solar, incluyendo la red. Así podríamos concluir que las variaciones de 4-9 meses son causadas por la complejidad de la actividad magnética.

Reproducir el descenso de la irradiancia entre 1981 y 1984 requiere el uso de un índice global que indique que esta caída está asociada con alguna clase de cambio lento en la atmósfera solar. Esto no se refleja en el índice Ca-K pero sí se observa en el índice  $F_{10.7}$ . Se propone como explicación para esto la caída lenta en la emisión de la red magnética brillante exterior a las regiones activas. Esta proposición no puede ser aceptada hasta que se verifiquen los cambios en el área (y posiblemente la intensidad también) de la red durante un ciclo solar, lo cual no se ha hecho hasta el presente. La Figura II.14 sugiere que todo el ciclo solar puede ser modulado por este índice, y la Figura II.15 muestra una reconstrucción de la irradiancia para los tres ciclos solares pasados, usando el flujo de 10.7-cm como un índice solar para fáculas. La línea continua, sin picos representa un promedio de 12 meses. El punto más interesante de la Fig. II.15 es que en el ciclo 21 se produce una variación más grande en la irradiancia que en el ciclo 19, el cual fue el más largo en la historia de 130 años de registros confluables de manchas solares.

El modelo de Schatten (Schatten et al., 1985) sugiere que la variación de la irradiancia de 11 años puede ser explicada en términos de la actividad magnética fotosférica. Esto indica que la concentración de elementos magnéticos en la red facular a latitudes bajas cuando avanza el ciclo sería importante para determinar el efecto de la red en la variación de la irradiancia en los 11 años. Kuhn (1988) reportó observaciones de la brillantez del limbo, indicando una contribución substancial de éste a la variación de irradiancia total del ciclo solar.

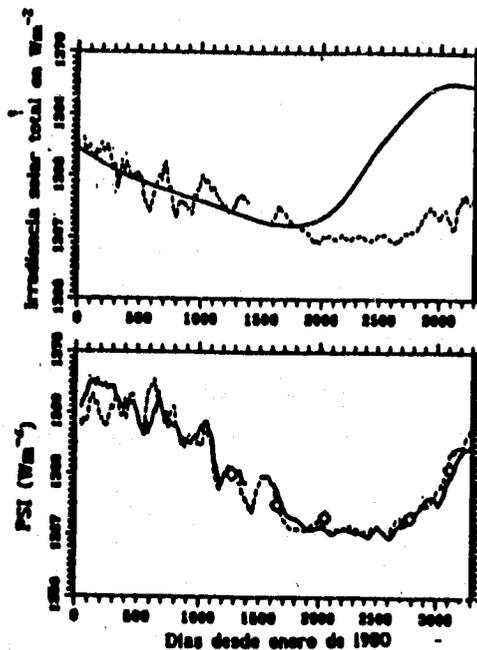


Figura II.14. Comparación de diferentes modelos de la irradiancia observada por ACRIM. Panel superior: irradiancia (línea quebrada) y el modelo de Schatten (1988) (línea sólida). Panel inferior: las diferencias de irradiancia ( $S+PSI$ , línea quebrada) con el residual de irradiancia calculada del índice de flujo 10.7 cm (línea sólida), y los datos de irradiancia deducidos de la contribución facular (de Kuhn 1989) (diamante).

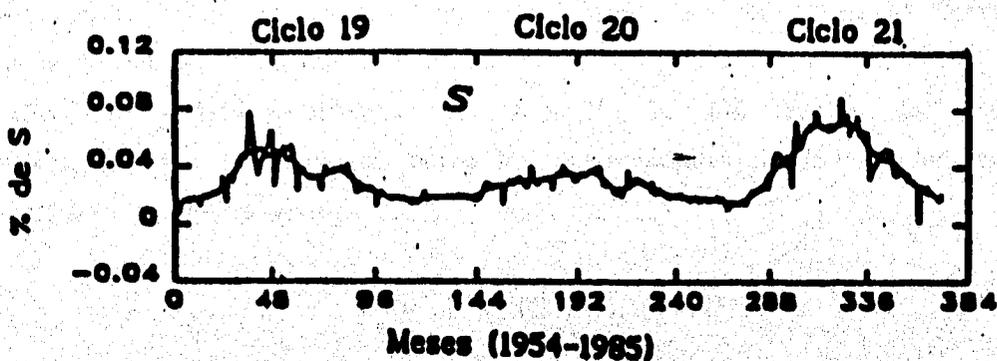


Figura II.15. Correlación de la irradiancia solar total entre 1954 y 1985 y el flujo de 10.7 cm. (Lean y Foukal 1988).

## 2.6. UN MODELO EMPIRICO DE LA VARIACION DE LA IRRADIANCIA SOLAR TOTAL.

Hemos revisado a lo largo de este capítulo los desarrollos más recientes de las observaciones en radiometría de la irradiancia solar, así como la interpretación teórica de las caídas relativamente grandes de la misma causada por el bloqueo de las manchas solares, las fáculas y la red cromosférica. Observaciones simultáneas con los radiómetros de las naves SMM y el Nimbus7 han confirmado la existencia de depresiones transitorias de la irradiancia solar.

Vamos a describir un modelo empírico (Foukal and Lean, 1990) de la variación de la irradiancia solar total en el período de 1874 a 1988. Se ha mostrado que después de la corrección por el oscurecimiento causado por las manchas solares, las variaciones de la irradiancia solar observadas entre 1981 y 1984 realizadas por los radiómetros ACRIM y ERB pueden ser reconstruidas a partir de las variaciones observadas en el área facular. En este estudio se usó el flujo Lyman alfa ( $Ly\alpha$ ) como un índice del área facular en vez del índice Hel. La radiación  $Ly\alpha$  de las fáculas aumenta desde las capas de la atmósfera solar que están relativamente cerca de las capas fotosféricas, de donde se emite la mayor parte de la radiación saliente del Sol. El flujo  $Ly\alpha$  es menos influenciado que la emisión del Hel por la radiación de las capas coronales calientes que contribuyen muy poco al flujo saliente de irradiancia. Se empleó la información de ACRIM para simplificar la presentación del método aplicado, aunque los resultados obtenidos son igualmente válidos si se analizaran los datos de ERB, pues la tendencia de ambos conjuntos de datos es la misma.

En este modelo empleamos la función  $P_s$ , la cual depende del área de la mancha solar y de la razón entre las luminosidades de la mancha solar y la fotosfera, se define como:

$$P_s = \sum_1^n A_s (C_s - 1), \quad (*)$$

donde  $A_s$  es el área de la mancha solar y  $C_s$  es la razón de las luminosidades de la mancha solar y la fotosfera, esto es,  $C_s = I_{m.s.} / I_{fot.}$ . En la Figura II.16, se presentan los datos de ACRIM y ERB restándoles la función  $P_s$ , la cual estima el efecto de bloqueo de las manchas solares (Foukal, 1991). Las diferencias de irradiancia  $S - P_s$  (donde  $S$  es la irradiancia solar total medida

por el radiómetro ACRIM y  $P_s$  es la corrección por oscurecimiento ocasionado por las manchas solares) están correlacionadas con el flujo  $Ly\alpha$  de acuerdo a la relación:

$$S - P_s = -3.3 + 855 (\pm 9) Ly\alpha,$$

con  $S - P_s$  en  $W m^{-2}$ , por lo que existe una fuerte relación de tipo lineal entre estas dos diferencias de la irradiancia y el área facular.

Si se usa esta relación, pueden reconstruirse las diferencias de irradiancia para un período de tiempo determinado, obsérvese la Figura II.17.

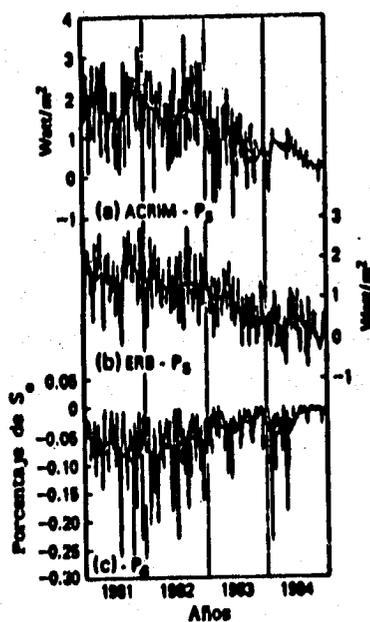


Figura II.16. Las diferencias  $S - P_s$  durante 1981-1984. (a) ACRIM- $P_s$ , (b) ERB- $P_s$  y (c)  $-P_s$ .

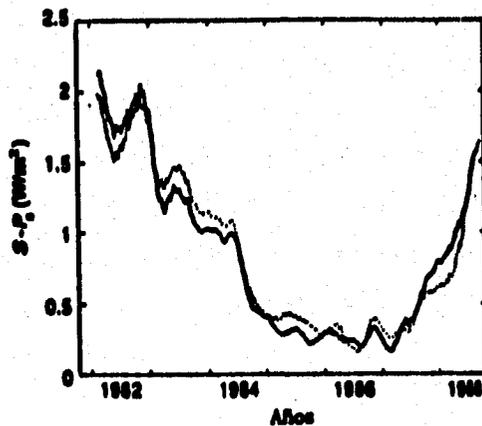


Figura II.17. Una comparación entre las diferencias de irradiancia ACRIM -  $P_s$  (línea sólida) para 1982-1988 con una reconstrucción de las diferencias de irradiancia (línea punteada) basada en el uso de la regresión lineal dada en el texto.

Sin embargo no hay observaciones disponibles del flujo  $Ly\alpha$  y el índice Hel antes de 1975. Entonces Foukal y Lean (1990) usaron el índice  $F_{10.7}$  para extender el tiempo de aplicación del modelo a tres ciclos solares hasta 1954. Finalmente Foukal y Lean encontraron que el índice  $R_s$  es también un buen indicador de los cambios lentos en el comportamiento facular (Figura II.18). En la figura II.18(A) se muestra la variación medida de  $F_{10.7}$  así como  $F_{10.7}$  reconstruida a partir de  $R_s$  (Fig. II.18 (B)). Se nota que en este periodo,  $R_s$  es un excelente estimador de  $F_{10.7}$ . La figura II.18(C) muestra la variación del área de las manchas solares para el mismo periodo representado por la función  $P_s$ . La amplitud del ciclo 21 es mucho menor en el índice  $P_s$  que en  $R_s$  ó en  $F_{10.7}$ . La función  $P_s$ , la cual es una medición objetiva del área de manchas solares sobre el hemisferio solar, puede comportarse diferente de  $R_s$ . En el modelo,  $P_s$  provee una estimación directa del oscurecimiento debido a las

manchas solares y el valor de  $R_z$  estima la contribución facular a la irradiancia solar total. Así, el ciclo de variación de la irradiancia estimado por el modelo es más grande cuando la amplitud del ciclo (medida en  $R_z$ ) es relativamente grande comparada con su amplitud del área de las manchas solares. Este fue el caso durante el ciclo 21. Habiendo establecido  $R_z$  como un índice viable de la contribución facular de 11 años de la irradiancia, Foukal y Lean calcularon la regresión de las diferencias de la irradiancia,  $S-P_n$ , contra  $R_z$  durante el período de 1980-1988 (Ver la Figura II.19) obteniendo  $ACRIM-P_n = 0.078 + 0.0146R_z$ . Usando a la vez los valores medios mensuales de  $R_z$ ; se puede reconstruir la contribución facular de la variación de la irradiancia durante 1874 a 1988.

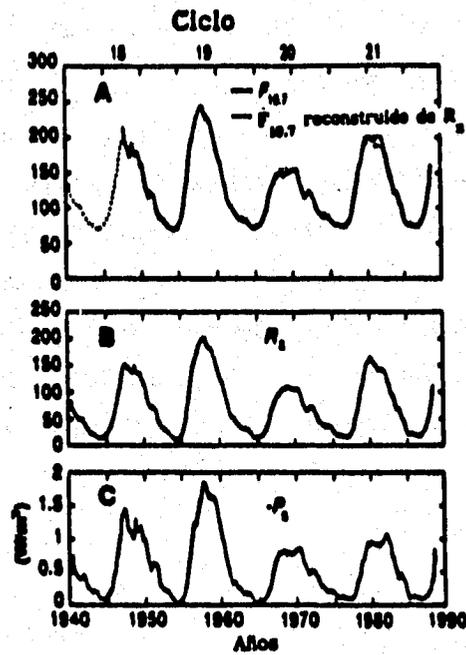


Figura II.18. (A)Variación de  $F_{10.7}$ . (B)Valores mensuales de  $R_z$ . (C)Función  $P_s$ .

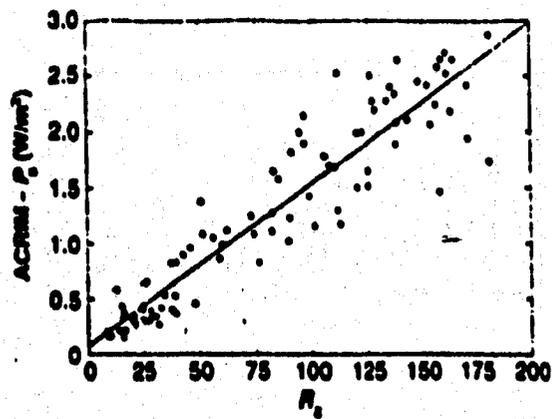


Figura II.19. Regresión de las diferencias de irradiancia de ACRIM,  $S-P_s$ , contra  $R_z$ . Los datos promediados son usados para el periodo de Marzo de 1980 a Diciembre de 1988.  $ACRIM-P_s = 0.078 + 0.0416R_z$ , la incertidumbre de la pendiente es de 0.0006.

Esta variación es mostrada como la función  $S-P_0$  en la Figura II.20(B). En la Figura II.20(A) se muestra la irradiancia solar total  $S$ , obtenida al sumar la función negativa de  $P_0$  a  $S-P_0$ , y empleando los valores para el Sol quieto de  $S_0 = 1366.81 \text{ W m}^{-2}$  (para ACRIM, en este cálculo). En general en esta figura se distingue que la variación de  $S$  sigue aproximadamente el comportamiento de  $R_z$ . Esto es, en la mayor parte del período de 114 años, la amplitud relativa de los ciclos medida en  $R_z$  y  $P_0$  es similar, a excepción del ciclo 21.

Teniendo en cuenta esta correlación entre  $R_z$  y  $P_0$ , reproducimos el método descrito anteriormente; primero graficamos el número de manchas solares ( $R_z$ ) contra los años (Ver Figura II.21), después la función  $-P_0$  contra años (Figura II.22) y por último  $-P_0$  contra  $R_z$  (Figura II.23), todas en el período de 1875 a 1988.

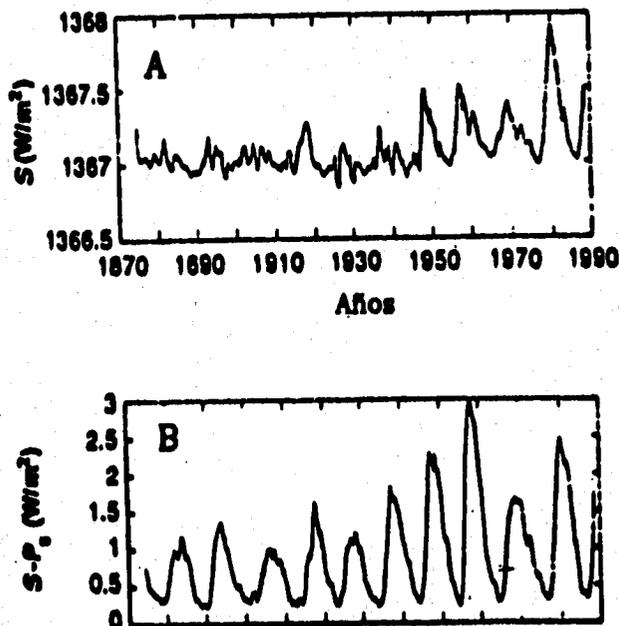


Figura II.20. (A) La irradiancia total, (B) La contribución facular,  $S-P_0$ , a la irradiancia total reconstruida de  $R_z$ .

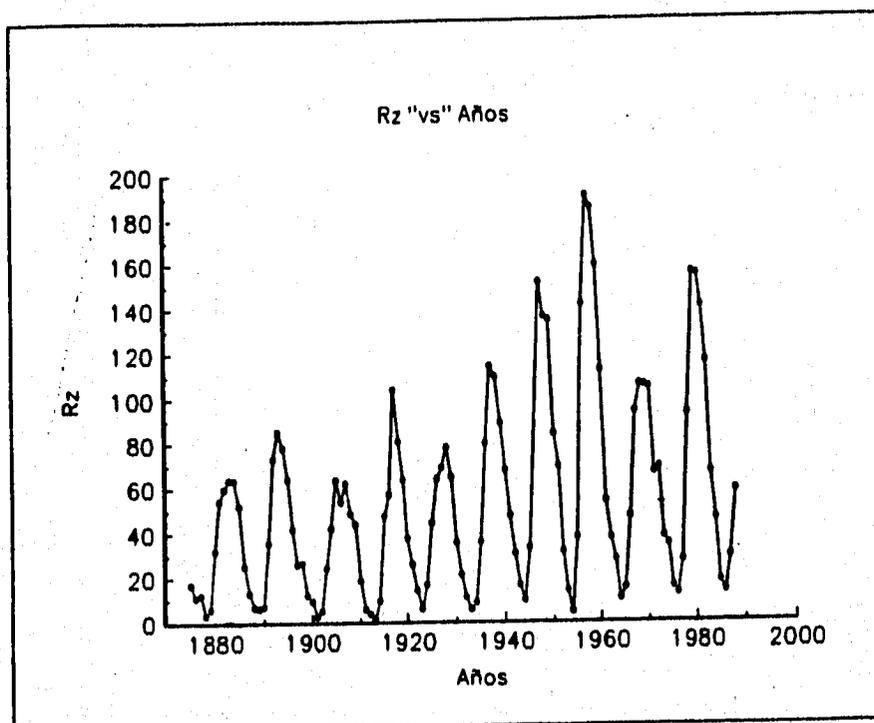


Figura II.21. Gráfica del número de manchas solares ( $R_z$ ) contra Años.

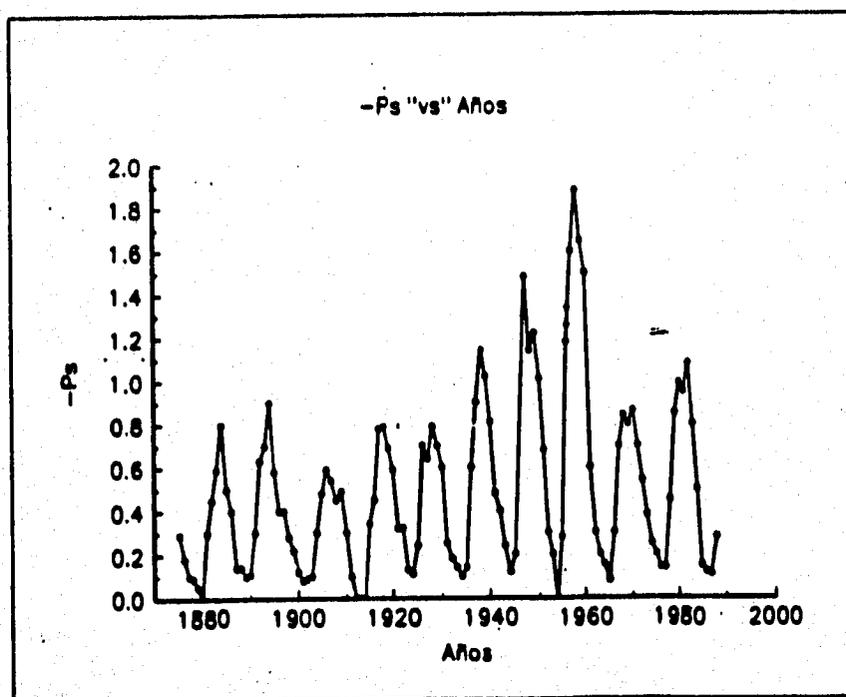


Figura II.22. Gráfica de la función  $-P_s$  contra Años.

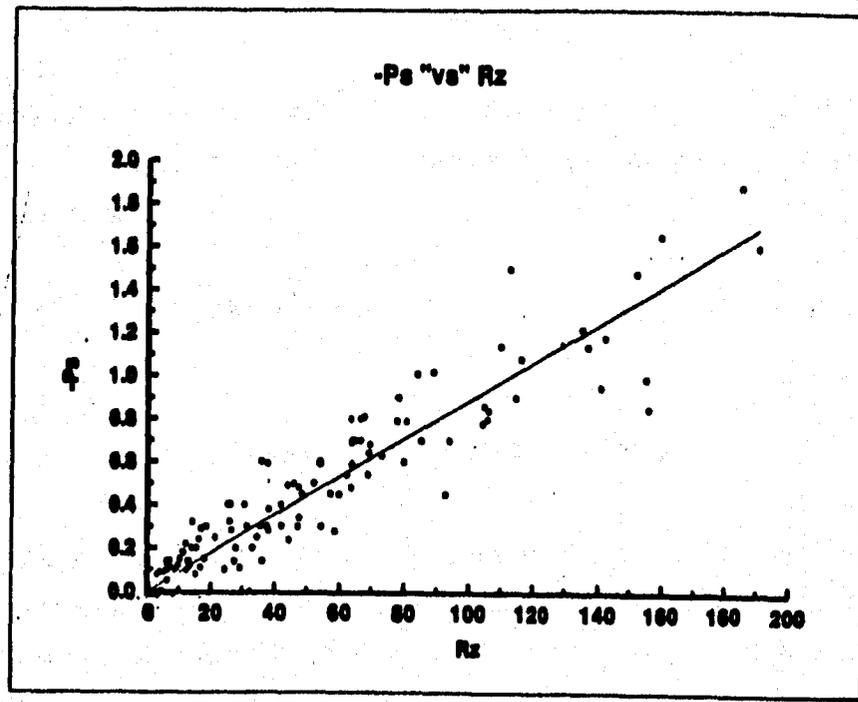


Figura II.23. Gráfica de  $-P_s$  contra  $R_z$ .

Esperamos encontrar una relación de tipo lineal, esto es:

$$-P_s = a R_z$$

Así, calculamos la regresión de los datos de  $-P_s$  y  $R_z$ , obteniendo la ecuación de la recta que mejor se ajusta a los mismos, y encontramos la siguiente relación:

$$-P_s = 0.00885 (R_z), \quad (1)$$

donde

$$m = \text{pendiente} = 0.00885 \pm 0.0002,$$

El intervalo de confianza es del 95%, es decir, 0.95. La ec. (1) indica que si no se observan manchas (y por lo tanto, tampoco habrá fáculas) sobre la superficie solar, el valor de la función  $P_s$  será nulo, y no habrá efecto de disminución o aumento en el flujo de la irradiancia solar saliente. En cambio, si el valor de  $R_z$  es mayor que cero, esto indica que tendremos presente el efecto de bloqueo de la manchas, y el exceso debido a las fáculas en el flujo de la irradiancia solar total. Una vez obtenida la expresión anterior podemos hacer una extrapolación en el tiempo. Si conocemos el valor de  $R_z$  en el periodo de tiempo que nos interese conocer podemos saber el valor de la función  $P_s$ . En nuestro caso particular nos interesa el periodo del Mínimo de Maunder (1645-1715 d.C.), del cual lo único que conocemos es  $R_z$ . Esta correlación entre  $-P_s$  y  $R_z$  será empleada en el capítulo IV para obtener la irradiancia solar durante el Mínimo de Maunder.

### CAPITULO III.

#### EL MINIMO DE MAUNDER.

En este capítulo describiremos las características que predominaron en el período conocido como el Mínimo de Maunder, el cual abarca desde 1645 hasta 1715. Para tal propósito, revisaremos los registros que nos puedan dar información sobre algún cambio en el nivel de actividad solar en el pasado.

Entre los registros más fiables y largos de la actividad solar ó fenómenos terrestres asociados a ella están:

- 1) El número de manchas solares sobre la superficie solar, en el cual se reconoce el ciclo de 11 años;
- 2) Registro de auroras
- 3) Registros de radiocarbono en los anillos de los árboles, el cual ofrece una historia de hace 1000 años
- 4) Se ha extendido el intervalo de tiempo, con la ayuda de isótopos de larga-vida en núcleos de hielo, también del estudio de meteoritos y material lunar.

Podemos estudiar la actividad solar a través de:

- i) *Observaciones directas.*- son descripciones ó dibujos de manchas solares sobre la superficie visible del Sol.
- ii) *Observaciones indirectas.*- son descripciones de fenómenos que son resultados de la actividad solar ( como las auroras).

Lo que se hace esencialmente son extrapolaciones hacia el pasado. Los registros más ó menos continuos de manchas solares y de auroras, se pueden seguir claramente a través de algunos siglos y más borrosamente a través de dos milenios.

*Las manchas solares, la forma de la corona observada en eclipses totales y las auroras son indicadores de la actividad solar.*

### 3.1. INDICADORES DIRECTOS DE LA ACTIVIDAD SOLAR.

#### 3.1.1. MANCHAS SOLARES.

Como se mencionó en el Cap. I, las características mejor conocidas del Sol son las manchas solares y su ciclo de actividad, en el cual el número de éstas crece y decrece con un período de 11 años aproximadamente. Este ciclo es a menudo mostrado como una gráfica del tiempo contra el número de manchas solares (Ver Fig. III.1). La teoría moderna atribuye las características periódicas de las manchas solares a la acción de un dínamo solar, en el cual la convección y rotación superficial interactúan para amplificar y mantener un campo magnético inicial. Los modelos de dínamo reproducen exitosamente ciertas características del ciclo de 11 años, pero aún no pueden explicar la variación de amplitudes de los máximos y los cambios a más largo plazo.

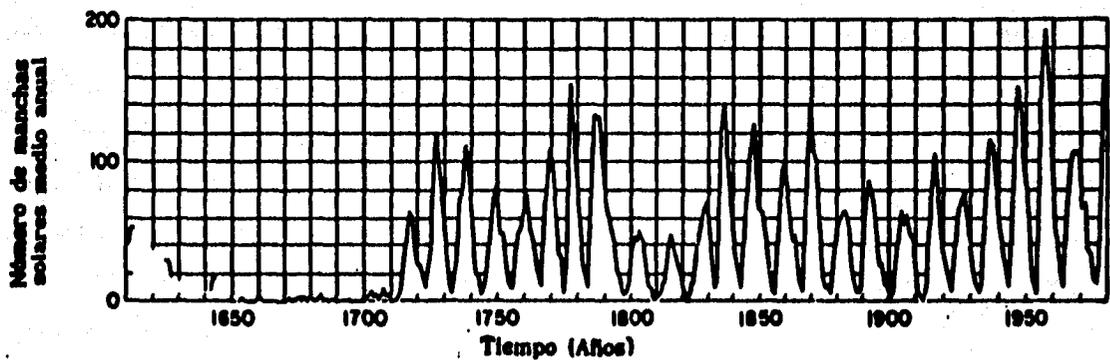


Figura III.1. Número medio anual de manchas solares, desde 1645 hasta el tiempo presente.

Antes de 1609 las manchas solares habían sido observadas, pero se pensaba que eran nubosidades de la atmósfera terrestre; no se asociaban de ninguna manera como características propias del Sol.

Haciendo un resumen, tenemos que las manchas solares son los indicadores del cambio solar más fáciles de observar, nos informan sobre un aspecto de variabilidad solar: la existencia de campos magnéticos concentrados, típicamente de algunos miles de gauss, en la fotosfera del Sol. Su contraste de brillantez con la superficie que radia a  $6000^{\circ}$  K indica que en ellas hay un descenso en la temperatura de cerca del 30% mantenido por la presencia del campo magnético.

Las observaciones solares modernas han establecido que el número, tamaño y localización de manchas tienen el siguiente comportamiento:

Su número promedio está bien correlacionado con el número de ráfagas solares, prominencias, playas, abrigamientos coronales, eyecciones de masa coronal y choques coronales que pueden a su vez propagarse en el medio interplanetario.

Los rayos X y la radiación ultravioleta del Sol en longitudes de onda muy cortas están bien correlacionados con el número de manchas solares, así como el flujo solar, particularmente en longitudes de onda de cm. El ingreso de rayos cósmicos galácticos (RCG) en la atmósfera de la Tierra está anticorrelacionado con el número de manchas solares, a través de un mecanismo de dispersión por el campo magnético interplanetario (CMI). No hay una relación lineal entre el número de manchas solares y la velocidad, densidad y composición del viento solar.

Las características mejor estudiadas de las manchas solares son: su distribución en latitud (Ver Fig. 1.15), su participación en la rotación diferencial de la fotosfera, y el gradual ascenso y descenso en su número. Fue hasta 1900 que las manchas solares fueron identificadas como un efecto magnético por Halley.

El trabajo original de reconstrucción del registro de manchas solares a partir de observaciones históricas dispersas fue hecho por Rudolf Wolf en Zürich antes de 1850. Wolf estableció un índice simple, arbitrario, que usamos hoy en día, que se conoce como el número de Wolf ( $R_z$ ), y que ya se definió en el Cap. II, Secc. 2.3.

El número de Wolf es un índice cuyas observaciones controladas tuvieron serios errores debido a dos causas:

- 1) La casi total incertidumbre en asignar el factor de corrección  $k$ ,
- 2) La falta de registros diarios, continuos para muchas de las series, los cuales son esenciales para establecer promedios confiables anuales ó mensuales.

Por estas razones el número de manchas solares antes de 1820 es incierto, quizás por un factor de 2. Antes de 1750 es aún menos confiable.

Grandes manchas solares ó grupos de manchas solares fueron reportados por 2000 años antes de que Galileo y otros observadores las descubrieran con ayuda del telescopio en 1609-1610.

Se han realizado muchos intentos para compilar el registro de reportes de manchas solares observadas a simple vista para así extender el registro telescópico de actividad solar y probar la periodicidad de manchas solares en el pasado pre-telescópico. Estos registros nos permiten identificar períodos prolongados de alta ó baja frecuencia de reportes relacionados con cambios en el Sol.

Reportes de manchas solares observadas a simple vista en Oriente parecen corroborar la mayor parte de los cambios solares seculares encontrados en el registro de radiocarbono y de auroras en Europa. Clark y Stephenson (1978) comparan reportes de China con los de Corea para períodos de traslape e intentan calibrar reportes de manchas solares contra la frecuencia de reportes de eclipses y fenómenos atmosféricos. Con esto extraemos información que señala la presencia del ciclo solar de 11 años. Sin embargo, fue hasta 1843 que se descubre este ciclo de 11 años por observación de los registros en el número de manchas solares.

Por estas razones el número de manchas solares antes de 1820 es incierto, quizás por un factor de 2. Antes de 1750 es aún menos confiable.

Grandes manchas solares ó grupos de manchas solares fueron reportados por 2000 años antes de que Galileo y otros observadores las descubrieran con ayuda del telescopio en 1609-1610.

Se han realizado muchos intentos para compilar el registro de reportes de manchas solares observadas a simple vista para así extender el registro telescópico de actividad solar y probar la periodicidad de manchas solares en el pasado pre-telescópico. Estos registros nos permiten identificar periodos prolongados de alta ó baja frecuencia de reportes relacionados con cambios en el Sol.

Reportes de manchas solares observadas a simple vista en Oriente parecen corroborar la mayor parte de los cambios solares seculares encontrados en el registro de radiocarbono y de auroras en Europa. Clark y Stephenson (1978) comparan reportes de China con los de Corea para periodos de traslape e intentan calibrar reportes de manchas solares contra la frecuencia de reportes de eclipses y fenómenos atmosféricos. Con esto extraemos información que señala la presencia del ciclo solar de 11 años. Sin embargo, fue hasta 1843 que se descubre este ciclo de 11 años por observación de los registros en el número de manchas solares.

## a) OBSERVACIONES DE MANCHAS SOLARES EN EL SIGLO XVII.

Los reportes de observaciones de manchas solares antes de 1609 se realizaban a simple vista. El advenimiento del telescopio astronómico permitió distinguir la umbra y penumbra en las manchas solares y ya para 1625 se usaba para encontrar fáculas solares. Para la observación de las manchas solares, se proyectaba la imagen solar sobre una pantalla blanca a una distancia apropiada atrás del ocular (Fig. III.2). Las observaciones obtenidas por este método grabaron detalles de fáculas en luz blanca, filamentos y los mayores detalles de las manchas solares hoy conocidos (Fig. III.3).

Durante un largo período de la última parte del siglo XVII y primera mitad del siglo XVIII, aparentemente casi no se observaron manchas solares. Este período comprendió de 1645 a 1715 y fué identificado por primera vez en 1890 por G. Spörer y E. W. Maunder. A este período ahora se le conoce como el Mínimo de Maunder.

Cullen (1980) ha señalado que durante el Mínimo de Maunder, hay historias locales que revelan seis reportes de manchas solares en 1647, 1650, 1655, 1656, 1665 y 1648. Dos de estos reportes son confirmados por observaciones pre-telescópicas de Europa. Los primeros 5 reportes cubren la primera mitad del Mínimo de Maunder; y el reporte de 1648 cae en el año con el número de manchas solares más alto.

Durante el Mínimo de Maunder, los mismos astrónomos que habían observado el Sol, descubrieron además la primera división en los anillos de Saturno (en 1675) y encontraron cinco de los satélites del mismo planeta. En ese tiempo el astrónomo Herschel comentó que debido a defectos de tipo instrumental y observacional se podría explicar por qué no parece haber manchas solares entre 1650 y 1715, y que si se hubiera utilizado un equipo más moderno, enfocado sobre la superficie solar, seguramente muchas más manchas se hubieran encontrado. Otro investigador, Derham opinaba lo contrario. Ahora es claro que Derham acertó y Herschel no, y que durante el período del Mínimo de Maunder los astrónomos tenían los instrumentos, conocimiento y habilidad suficientes para reconocer la presencia ó ausencia de aún las más pequeñas manchas solares. Algunos astrónomos realizaron observaciones continuamente durante el Mínimo de Maunder como los franceses Picard y La Hire (Ribes y Nesme-Ribes, 1993).



### 3.1.2. OBSERVACIONES DE LA CORONA EN LOS ECLIPSES TOTALES.

Sabemos que un eclipse se da cuando el Sol, la Tierra y la Luna están alineados en la intersección del plano de la órbita de la Luna con el de la Tierra (la eclíptica), recibe el nombre de línea de nodos. Las descripciones históricas de la corona durante eclipses del Sol ofrecen un posible chequeo de anomalías en el estado general de actividad solar en el pasado. La forma de la corona durante la totalidad del eclipse (durante el 2º contacto aparece la corona) cambia sistemáticamente con la actividad solar debido a la distribución de los campos magnéticos solares. Hay que recordar que el factor  $\beta = \text{presión del gas} / \text{presión magnética}$ , en la corona, es menor que 1, lo cual indica que la presión del campo domina sobre la presión de los gases coronales. Entonces el plasma sigue la topología del campo magnético.

En tiempos de alta actividad solar, cuando el número de manchas solares crece, la corona presenta una forma redondeada (Ver Fig. III.4a), pues no hay grandes hoyos coronales y las estructuras de campo cerrado ocupan un gran intervalo de latitudes. En el mínimo del ciclo de manchas solares la existencia de grandes hoyos coronales polares y el hecho de que los campos magnéticos cerrados se concentran en las regiones ecuatoriales del Sol hace que la corona presente una forma alargada (Ver Fig. III.4b).

B



Figura III.4.(a) Forma de la corona solar alrededor del máximo de actividad. La foto fue tomada durante el eclipse del 11 de julio de 1991 en Cuernavaca.  
(b) Forma de la corona durante el mínimo de actividad solar.

La corona vista durante un eclipse es una mezcla resultante de:

- i) La *corona verdadera* ( ó *corona K* ) en luz blanca, que es luz fotosférica dispersada por electrones libres, cuya localización y número cerca del Sol son determinados por la intensidad y geometría de los campos magnéticos.
- ii) La *luz zodiacal* ó *corona falsa F*, es un resplandor más débil que el de la corona K, irregularmente simétrico alrededor del Sol y generalmente corresponde a luz solar dispersada por electrones y por partículas de polvo del espacio interplanetario, el cual se concentra gravitacionalmente en la eclíptica. Esta luz zodiacal disminuye en brillantez, desde el limbo se observa oscura y rojiza.

Los eclipses de Sol son descritos en la literatura, por registros históricos, y en los primeros informes científicos. Esto ayuda a derivar una descripción cualitativa de la actividad solar pasada con base en los registros individuales de tales eclipses.

Las descripciones de eclipses solares totales durante el Mínimo de Maunder parecen ser consistentes con una ausencia de la moderna estructura coronal. Eddy (1976) , encontró que estas descripciones coinciden con la depresión severa de actividad solar. Esto se puede resumir de la siguiente forma:

i) No hay informes que describan cascos coronales ó recuerden a la estructura coronal observada antes del Mínimo de Maunder.

ii) La descripción durante el Mínimo de Maunder de la estructura coronal es: la corona -K ó -F es borrosa. En los eclipses de 1652, 1698, 1706 y 1708, no se mencionan los cascos coronales (los cuales en cada eclipse son fácilmente observados). Describen una corona muy limitada en extensión, sólo 3 min arc por encima del limbo solar. Se veía una corona apagada, a menudo rojiza, por lo cual se deduce que dominaba la corona falsa.

Concluimos que durante el Mínimo de Maunder, el Sol estuvo en un mínimo de actividad y la corona -K estaba severamente debilitada ó ausente en su totalidad. No se registraron dibujos ó esquemas de ésta, y predominó la corona F.

iii) Hacia 1715, el número anual de manchas solares alcanzó la cifra de 14. En el eclipse de ese año, en el final del Mínimo de Maunder, la corona es descrita con detalle y se realizaron dibujos de la misma, los cuales están de acuerdo con lo que se observa en nuestros tiempos: la corona se vió como un anillo blanco de luz alrededor de la Luna, su parte más densa se extendió por cerca de 5 min arc por encima del limbo y se observaron cascos coronales.

### 3.2 INDICADORES INDIRECTOS DE LA ACTIVIDAD SOLAR.

Existen *Indicadores indirectos de la actividad solar*, que son las medidas u observaciones de fenómenos relacionados con los cambios solares. Por ejemplo, descripciones detalladas de los cometas, las cuales pueden proveer información cualitativa de la velocidad del viento solar, a través de la relación causa - efecto. También hay evidencia de que la brillantez de la luz zodiacal, y la brillantez y color de la luz terrestre sobre la Luna eclipsada se relacionan con el estado general de la actividad solar.

Sin embargo los dos indicadores indirectos que más se han usado son:

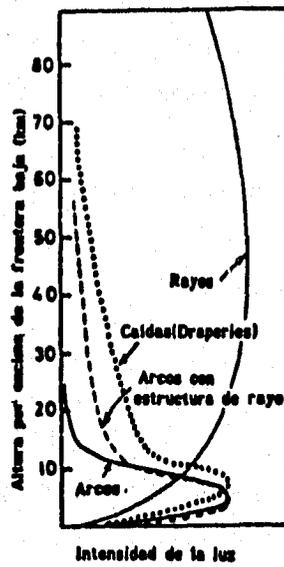
- i) Las auroras.
- ii) Las variaciones en la concentración del radiocarbono.

Los procesos que generan a estos fenómenos se producen por las interacciones entre el campo magnético terrestre y el plasma del sistema Sol-Tierra.

#### 3.2.1. AURORAS.

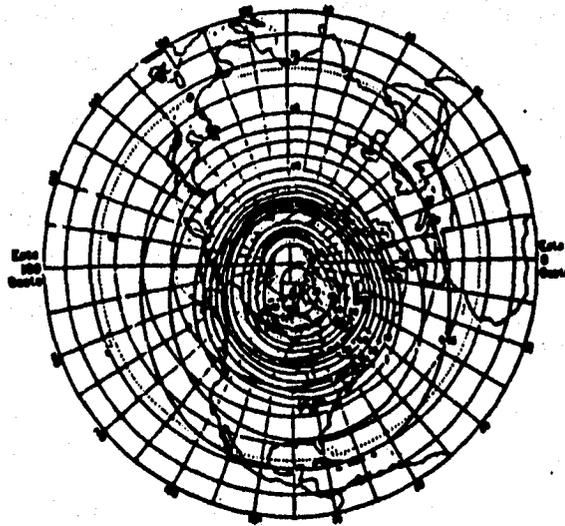
Las auroras se derivan del comportamiento dinámico de la magnetosfera. Por miles de años el hombre ha observado estas llamadas luces del Norte y del Sur en el cielo nocturno; la aurora borealis y la aurora australis son los fenómenos geofísicos conocidos más antiguos. Los primeros reportes datan de 1621 y las observaciones más detalladas de 1716. A principios de 1950 se aceptó que la fuente de la luz auroral era la excitación de los gases atmosféricos debido a partículas energéticas, y gracias a las expediciones espaciales en 1958, se pudo comprobar que los electrones energéticos son la mayor fuente de producción de este fenómeno.

Una aurora brillante aparece a nuestra vista de color verde ó rojo debido a las emisiones del oxígeno atómico a 5577 y 6300 Å respectivamente (Hargreaves J., 1930). La luminosidad está a menudo concentrada a una altura de 10-20 km en la ionosfera, aunque esta varía con la forma auroral (Ver Fig. III.5).



**Figura III.5.** Perfiles de la luminosidad auroral que se presentan en varias formas.

Una parte más pequeña de la luminosidad auroral es producida por la llegada de protones energéticos desde un nivel atmosférico más alto y son llamados "protones aurorales". Las auroras son observadas más comúnmente en una zona estrecha situada cerca de los  $67^\circ$  de latitud magnética, (Ver Figura III.6).



**Figura III.6.** Zona auroral del Hemisferio Norte, basado en el número de observaciones realizadas durante la noches en que se han podido observar las auroras.

Las condiciones favorables para la observación de las auroras son en la noche y son visibles sobre anchas áreas geográficas. Su modo de producción comienza con la penetración de partículas energéticas en la atmósfera terrestre, y hay algunas consecuencias observables las cuales se conectan con la precipitación de partículas:

a) Auroras luminosas

b) Auroras radar, son "ecos" de radio, los cuales son recibidos de la ionización en la región auroral

c) Radio absorción auroral, es la absorción de ondas de radio debido al exceso de ionización producido por partículas aurorales que penetran en la baja atmósfera

d) Rayos X aurorales

etc.

Las auroras se pueden originar por dos causas de tipo solar:

i) Por incidencia de partículas solares altamente energéticas provenientes de una eyección de masa coronal, de ráfagas o de prominencias que en la mayoría de los casos están asociadas a la eyección. A su vez, en la mayoría de los casos, estas partículas son aceleradas por la onda de choque asociada a la misma eyección de masa coronal.

ii) Incidencia de partículas con baja energía, las cuales viajan en los haces del viento solar de alta velocidad, cuyo origen son los hoyos coronales del Sol.

Ahora se explicará de manera detallada el proceso mediante el cual estas partículas de alta energía penetran en los polos terrestres: La Tierra y su campo magnético siempre están sumergidos en el torrente del viento solar, el cual es un plasma. Sin embargo, el campo magnético de la Tierra representa un obstáculo para el viento solar, obligándolo a que fluya alrededor de éste. El resultado de esta interacción es la formación de una cavidad alrededor de la Tierra llamada *magnetosfera*, que tiene la forma de un cometa. En la Figura III.7 se muestra el movimiento alrededor de la magnetopausa de los protones y electrones que vienen en el viento solar (Akasofu S.-I, 1979).

**ESTA TESIS NO DEBE  
SALIR DE LA BIBLIOTECA**

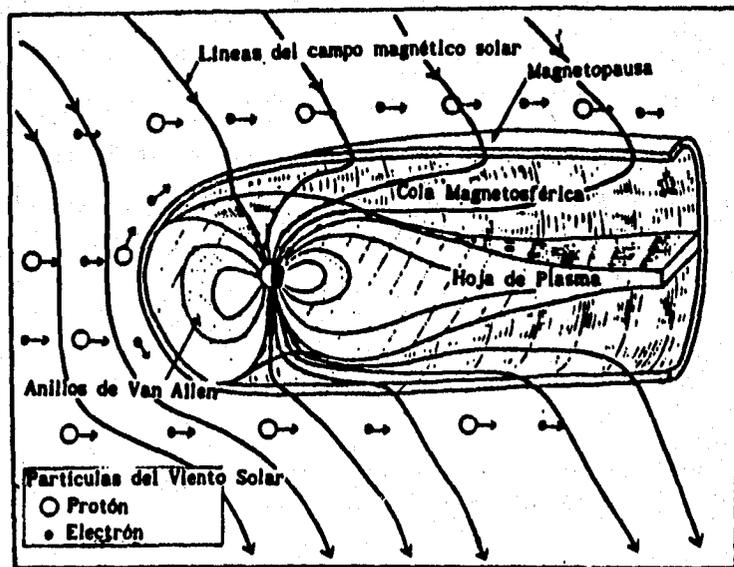


Figura III.7. Magnetosfera terrestre y espacio circunvecino. En la figura se muestra la frontera entre estos dos dominios: la magnetopausa, así como los anillos de Van Allen y la llamada cola magnetosférica.

Para que se de una entrada de partículas del viento solar a la magnetosfera es necesario que el campo magnético interplanetario tenga una componente  $B_z$  negativa. Las partículas que fluyen a través de las líneas del campo magnético interplanetario cercano a la magnetopausa experimenta una fuerza deflectora (Fuerza de Lorentz  $[q(\mathbf{V} \times \mathbf{B})]$ ), la cual las obliga a moverse en un círculo, de tal forma, que las partículas de carga negativa (p.ej.:electrones) girarán en sentido opuesto al de las partículas con carga positiva. Este movimiento se registra a la mitad de la cola magnetosférica. Con esto tenemos que el sistema viento solar-magnetosfera (localizado en la magnetopausa) da origen a un enorme generador MHD natural (Ver Figura III.8). Del movimiento de protones y electrones en la magnetopausa inferimos que la hoja de plasma del

lado día es la "terminal" positiva de este generador y el lado noche es la "terminal" negativa. La mayor parte de la corriente eléctrica de este generador fluye a través del tallo cilíndrico de la magnetosfera desde el lado amanecer hasta el lado anochecer, formando dos solenoides. En esta parte del proceso, una pequeña parte de esta corriente (cerca de  $4 \times 10^6$  A) es desviada hacia los polos terrestres (Ver Figura III.9), y se conoce como corriente auroral, la cual lleva consigo partículas de alta energía que al chocar con las partículas de aire dentro de la atmósfera polar terrestre emiten los colores típicos de las auroras.

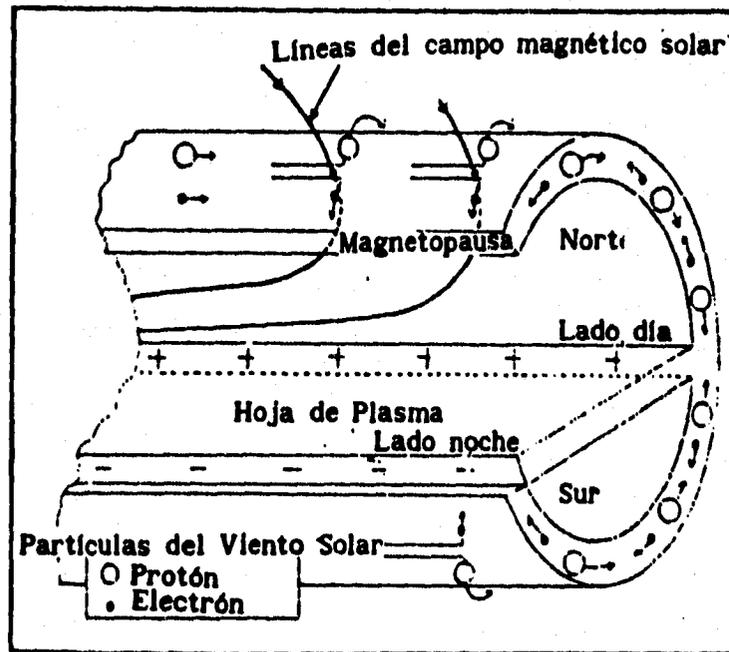


Figura III.8. Se muestra los movimientos de protones y electrones del viento solar en la vecindad de la magnetopausa. Se pueden observar las terminales del generador viento solar-magnetosfera.

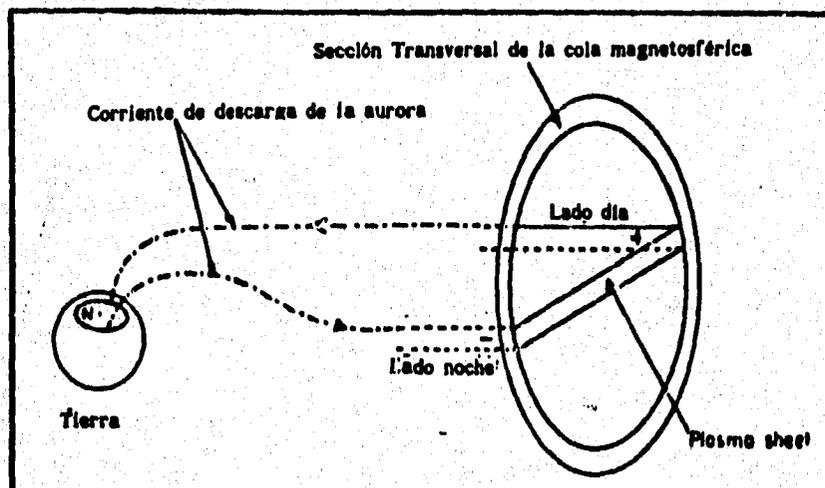


Figura III.9. Una parte de la corriente generada por el sistema viento solar-magnetosfera.

Los registros de ocurrencia de auroras boreales y auroras australes ofrecen por tanto un indicador de la actividad solar pasada, se establece así una correlación entre el número de manchas solares y el número de noches cuando las auroras son vistas (Ver Fig. III.10).



**Figura III.10. La aurora borealis es uno de los efectos Sol-Tierra más familiares. Más comunmente conocida como luces del Norte. Esta aurora fué fotografiada en Alaska.**

Se ha observado (Legrand y Simon, 1988) que las auroras a latitudes geomagnéticas de hasta cerca de los  $55^{\circ}$  son debidas al viento solar, mientras que las producidas a latitudes geomagnéticas mucho más bajas son producidas por eventos relacionados con las ondas de choque, asociadas a su vez con las manchas solares.

Concluimos que el incremento o decremento en el número de auroras reportadas es producido en parte por el incremento o decremento en el número de manchas solares. Siscoe (1980) examinando el registro auroral histórico encontró lo siguiente:

- 1.- La correlación de incidencia auroral (la cual es una función de la altitud geomagnética) con el número de manchas, es mejor a bajas latitudes geomagnéticas y en tiempos de alta actividad solar. Un ejemplo de esto en la era moderna es el despliegue de auroras casi cada noche en la zona auroral del Norte, la cual es una banda de latitud geomagnética, que incluye Siberia del Norte, Escandinavia, Islandia, Groelandia y el Norte de Canadá y Alaska.
- 2.- Hay períodos históricos de reportes aurorales de Oriente y Occidente, los cuales son inusualmente ricos, en cambio encontramos otros períodos largos muy escasos. En tiempos de reportes vastos, se registra claramente un ciclo de 10 a 11 años aproximadamente. En cambio en el período de 1645 a 1715 hubo una marcada ausencia de auroras reportadas.
- 3.- Períodos de alta ó baja frecuencia de reportes aurorales en registros históricos están bien correlacionados con los registros de radiocarbono, y de reportes de manchas solares observadas a simple vista. En el Mínimo de Maunder, EL NUMERO DE MANCHAS SOLARES Y AURORAS DECRECIO. Por ejemplo, el catálogo histórico de Fritz registra 77 auroras detectadas a simple vista en el mundo entero durante 1645-1715. Otros investigadores señalan que en los años del Mínimo de Maunder NO SE REPORTO UNA SOLA AURORA. Por ejemplo, en un lapso de 63 años del Mínimo de Maunder (1645-1705) no hubo ningún reporte en Londres.
- 4.- Examina y excluye la posibilidad de que los cambios seculares en el registro de auroras se deban a efectos tales como deriva secular en el polo geomagnético ó cambios en el clima, los cuales disminuirían visibilidad auroral durante largos plazos.
- 5.- Encuentra un aparente ciclo de 80 a 90 años en estos informes aurorales, que parece haber persistido al menos desde 500 A.D.

### 3.2.2. VARIACIONES EN LA CONCENTRACION DE CARBONO 14.

El carbono y sus isótopos radioactivos son constituyentes abundantes de la atmósfera terrestre, principalmente el  $\text{CO}_2$ . Generalmente, el nombre de rayos cósmicos o radiación cósmica se le ha dado a la totalidad de las diferentes partículas primarias que llegan al tope de la atmósfera terrestre (radiación cósmica primaria), así como al conjunto de partículas secundarias producidas en la atmósfera por interacciones nucleares entre las primarias y núcleos atmosféricos (radiación cósmica secundaria) (Saulés G., 1988). Los rayos cósmicos son partículas energéticas ( $E \geq 1 \text{ MeV}$ ) (compuestas principalmente de protones, electrones) en el espacio. De acuerdo a sus fuentes los rayos cósmicos se dividen en :

- a) Rayos cósmicos galácticos (ó extragalácticos)
- b) Rayos Cósmicos Solares ó partículas energéticas.

El viento solar fluye radialmente, desde el Sol, en todas direcciones, "transportando" consigo el campo magnético solar, el cual como consecuencia de la rotación solar forma el patrón espiral del campo magnético interplanetario (CMI) conocido como la "Espiral de Arquímedes" (Ver Figura I.18). Por ser los rayos cósmicos partículas cargadas, interactúan con el CMI y tienden a seguir (dependiendo de su energía) las líneas de ese campo. El isótopo de  $^{14}\text{C}$  es continuamente formado en la atmósfera a través de la acción de los rayos cósmicos galácticos (RCG). La incidencia de éstos en la atmósfera es modulada por la actividad solar. Cuando el Sol está activo (máximo solar) el campo magnético que trae el viento solar está altamente perturbado, no es uniforme, por lo que muchos de los rayos cósmicos galácticos son dispersados y no pueden alcanzar la Tierra ocasionando que la producción de  $^{14}\text{C}$  disminuya a un nivel menor que el normal en la atmósfera y esté menos concentrado en los anillos de los árboles, donde es depositado mediante procesos geo- y bio-químicos (precipitación, la desintegración espontánea de los isótopos de carbono, etc.). Por el contrario, si el Sol está quieto (mínimo solar), el bombardeo de los rayos cósmicos galácticos sobre la Tierra se incrementa porque el campo magnético que trae consigo el viento solar es más uniforme, no son tan dispersados y pueden alcanzar la Tierra y penetrar en su

atmósfera. En esta parte del ciclo la producción de  $^{14}\text{C}$  en la atmósfera aumenta considerablemente, por lo que esperamos encontrar en los anillos de los árboles de esa época una abundancia del isótopo anormalmente alta.

La primer anomalía grande encontrada en los primeros estudios de la historia del  $^{14}\text{C}$  fue un marcado y prolongado incremento, cuyo máximo se dió entre 1650 y 1700, lo cual coincide con el Mínimo de Maunder. El fenómeno conocido en el proceso de fechamiento de carbono como la fluctuación de de Vries (de Vries, 1959), se maximizó cerca de 1690 y su excursión positiva más grande en el registro de  $^{14}\text{C}$  correspondió a una desviación de cerca de 20 ppm de la normal.

Kocharov (1986) reportó que durante el Mínimo de Maunder el período de 11 años observado en radiocarbono cambió de 11 a 22 años con un retorno a 11 años en el fin del período de Maunder.

Los registros de  $^{14}\text{C}$  para el período de 1600 a 1730 A.D. fueron presentados por Kocharov (1987) y se observan en la Fig. III.11 Es claro que antes de 1650 hubo una variación periódica de 11 años aproximadamente. Sin embargo, los datos sugieren que durante el Mínimo de Maunder la desviación de la concentración de  $^{14}\text{C}$  tuvo un período más largo. Un análisis espectral de éstos mismos datos, realizado por Sonett (The Sun in Time, 1991) apoya esta conclusión, ya que se registran dos períodos en los datos, uno de los cuales se asemeja mucho al ciclo de 11 años; el segundo período es consistente con un período sustancialmente más largo, quizás el doble.

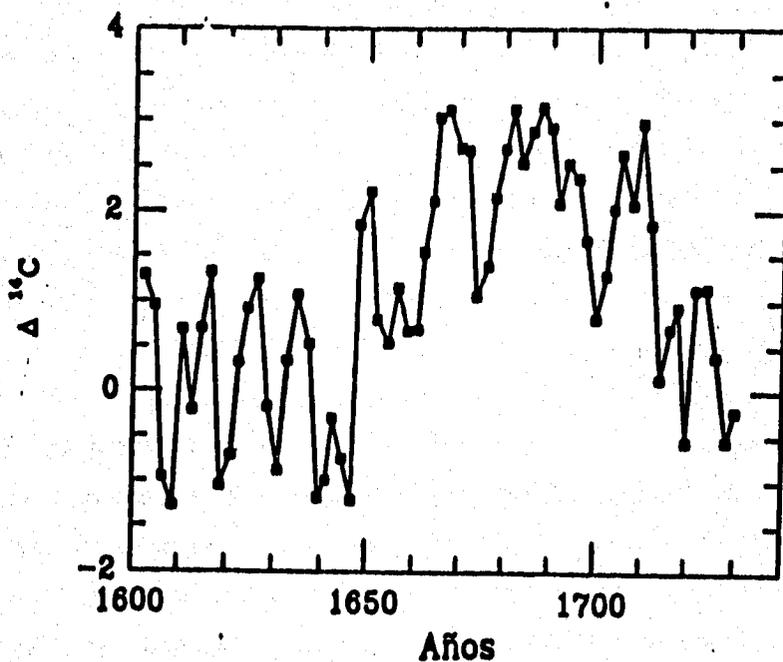


Figura III.11 Desviación de la concentración de  $^{14}\text{C}$  ( $\Delta^{14}\text{C}$ ) con el tiempo, antes y durante el Mínimo de Maunder (figura de Kocharov 1987).

Si observamos y analizamos la Fig. III.12 se puede deducir que:

III.12 (a) Muestra una curva (círculos abiertos y línea gruesa) de la desviación relativa de la concentración de  $^{14}\text{C}$ , basada en mediciones recientes de anillos de árbol, mostrando la concentración incrementada hacia abajo para comparar directamente con la actividad solar. También muestra los números anuales de manchas solares (línea suave), y los años de los primeros avistamientos de manchas solares observadas a simple vista (círculos llenos). Se observa una ausencia general de manchas solares cuando el registro de  $^{14}\text{C}$  es mayor, y viceversa. Parece pues que es válido tomar el registro de  $^{14}\text{C}$  como indicador de los cambios a largo plazo de la actividad solar en el pasado, antes de que se emplearan los telescopios para examinar al Sol. De la figura distinguimos los años del Mínimo de Maunder cuando la desviación relativa del  $^{14}\text{C}$  excedió las 10 ppm. También hay un descenso, lo cual puede ser atribuido a un prolongado incremento en la actividad solar.

III.12(b) El efecto a largo plazo sobre la producción de  $^{14}\text{C}$  es debido al cambio en la intensidad del campo geomagnético. Estudios arqueomagnéticos han mostrado que en los pasados 10000 años, el momento magnético de la Tierra ha variado sinusoidalmente en intensidad por un factor de 2, con un período de cerca de 9000 años, sobre los cuales se observan cambios a corto plazo. Se observa un buen ajuste entre la curva (suave) del cambio geomagnético y el registro a largo plazo de  $^{14}\text{C}$  fósil. En la figura se grafica el incremento de  $^{14}\text{C}$  en la dirección hacia abajo, mientras la intensidad geomagnética aumenta. Damos (1957) indica que la "tendencia a largo plazo" en el radiocarbono contenido en la atmósfera ha sido dominada en los pasados 8000 años por el efecto geomagnético, mientras que las fluctuaciones a corto plazo han sido probablemente controladas por cambios en la actividad solar. Esta sugerencia se observa en esta segunda figura cerca del fin moderno de la curva, el Mínimo de Maunder (M) y el Mínimo de Spörer (S), resultan obvias excursiones superimpuestas en el cambio geomagnético a largo plazo.

En resumen, el viento solar modula los rayos cósmicos galácticos, ocasionando variaciones a corto y medio plazo (de  $10$  a  $10^2$  años); pero los cambios a largo plazo ( $10^4$  años aproximadamente), son comúnmente atribuidos a cambios en la intensidad del campo magnético terrestre.

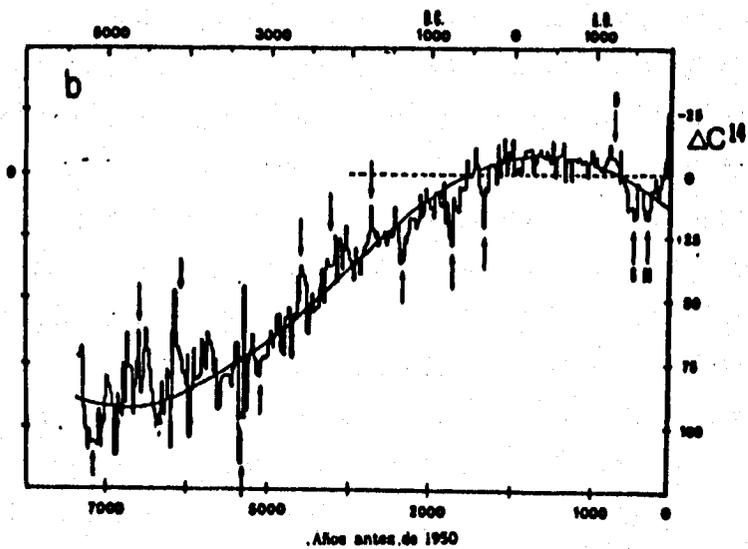
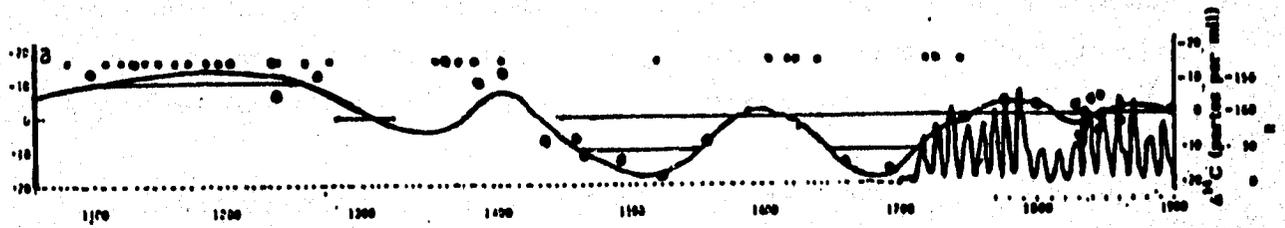


Figura III.12. (a) Historia de las desviaciones en la concentración de  $^{14}\text{C}$  atmosférico relativo, obtenidas del análisis de anillos de árboles en el período de 1050 a 1900; los círculos abiertos se refieren a información del hemisferio Norte, doble círculos abiertos a la información del hemisferio Sur. Los círculos cerrados señalan las manchas solares reportadas ( $R_z$ ) observadas a simple vista, desde Kanda. El número anual de manchas solares,  $R_z$  se muestra con una línea suave. (b) Desviación del  $^{14}\text{C}$  (en partes por mil) desde hace aproximadamente 9000 años, la variación sinusoidal (curva suave) es la intensidad del dipolo magnético de la Tierra. Cerca de 100 A.D., ésta alcanzó un máximo de  $10^4$  gauss por  $\text{cm}^3$  aproximadamente. Con M el Mínimo de Maunder; S el Mínimo de Spörer; GM el Gran Máximo (siglos XII y XIII).

Los indicadores de  $^{14}\text{C}$  probablemente tengan un retraso con respecto a los cambios solares de 10 a 50 años debido al retraso entre el fenómeno en el medio interplanetario y la reacción de la atmósfera y deposición del elemento en los árboles. Con este criterio podemos identificar tres posibles períodos de marcada anomalía solar durante los pasados 1000 años:

i) El primer mínimo es el llamado MINIMO de SPORER (Siglo XV y XVI, abarca desde 1420 a 1540 A.D.). Spörer al estar estudiando la distribución de las manchas solares, encontró la evidencia de que el número de las manchas en los hemisferios Norte y Sur del Sol no estuvo siempre balanceado. Sin embargo tal vez el Mínimo de Spörer fue tan pronunciado como el Mínimo de Maunder ya que durante estos años hubo pocas manchas solares. La desviación correspondiente en  $^{14}\text{C}$  fue de 10 ppm y no es tan grande como la del Mínimo de Maunder.

ii) El MINIMO de MAUNDER (siglos XVII y XVIII, abarca desde 1645 a 1715 A.D.). La desviación correspondiente en  $^{14}\text{C}$  era aproximadamente de 20 ppm. Este período se asocia con una época de prolongado frío llamada "La Pequeña Era Glacial" en Europa y el norte del continente Americano. En resumen, se registró una reducción en reportes de manchas solares observadas entonces a simple vista, incidencia auroral suprimida en el Viejo y el Nuevo Mundo, una corona apagada durante los eclipses totales y un incremento en la producción de radiocarbono detectado en anillos de árboles.

iii) El GRAN MAXIMO (1100 a 1250, abarcando los siglos XII y XIII) : la concentración de  $^{14}\text{C}$  había estado cayendo excesivamente y la desviación de  $^{14}\text{C}$  era cerca de -25 ppm. Si esto fue un efecto solar, sería una evidencia de actividad solar anómalamente alta con una producción alta de manchas.

El marcado incremento de  $^{14}\text{C}$  en los anillos de los árboles hacia 1900 es un efecto de la actividad humana (la era Industrial) - el resultado de la combustión de combustible fósil, el cual introduce  $\text{CO}_2$  con diferentes razones de abundancia de carbono isotópico- el llamado *Efecto Suess*.

Resumiendo la modulación de la concentración del  $^{14}\text{C}$  está dada por:

- a) Variación del campo geomagnético;
- b) Actividad solar;
- c) Efecto humano (Era Industrial).

Nosotros no estamos interesados en las contribuciones debido a las causas (a) y (c). Se puede suponer que durante el Mínimo de Maunder debido a la baja actividad solar el CMI era muy uniforme.

### 3.2.3. OTROS INDICADORES INDIRECTOS DE LA ACTIVIDAD SOLAR: ISOTOPOS Y RADIONUCLIDOS.

Los rayos cósmicos galácticos(RCG) son el flujo de partículas cargadas (cerca de 90 % de protones, 10 % de partículas alfa y 1 % de partículas pesadas), que se mueven más o menos isotrópicamente a través del espacio interestelar (Sonett, 1991).

Estas partículas penetran en la atmósfera terrestre, interactuando con núcleos de N, O y Ar; produciendo una gran variedad de partículas secundarias (protones, neutrones, mesones) y radioisótopos. Los dos radioisótopos de larga vida con razones de producción más altas son el  $^{14}\text{C}$  (vida media = 5730 años, razón de producción de  $2.5 \text{ átomos cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ) y el  $^{10}\text{Be}$  (vida media = 1.5 Myr, razón de producción =  $3.5 \times 10^{-2} \text{ átomos cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ) (Monaghan, 1987).

Asimismo, se extrae información de los registros de isótopos como el  $^{10}\text{Be}$  y el  $^{14}\text{C}$ , contenidos en núcleos de hielo, abarcando el período del Mínimo de Maunder. Esto se explica en las siguientes secciones.

### a) VARIACIONES TIPO MINIMO DE MAUNDER.

En la Fig. III.13 se muestran dos registros de la concentración de  $^{10}\text{Be}$  en núcleos de hielo, abarcando el periodo de tiempo del Mínimo de Maunder (1645 a 1715 A.D.), el Mínimo de Spörer (1420 a 1540 A.D.) y por último el Mínimo de Wolf (1280 a 1350 A.D.). Un registro es de un núcleo de hielo de Milcent, Groenlandia Central, con una resolución temporal de 3 a 7 años (Beer et al. 1983), y el otro registro es del Polo Sur con una resolución temporal de 5 a 10 años (Raisbeck y Yiou, en preparación). Como se muestra más claramente con las curvas suavizadas, ambos registros tienen el mismo comportamiento general, teniendo un aumento en la concentración de  $^{10}\text{Be}$  durante periodos de baja actividad solar. Es interesante notar que en el registro del núcleo de hielo perteneciente al Polo Sur, el Mínimo de Maunder es más pequeño que el Mínimo de Spörer.

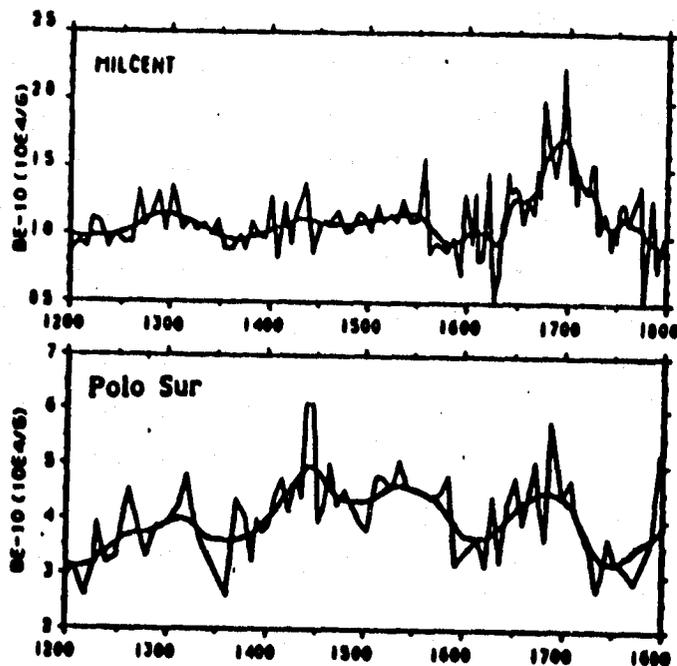


Figura III.13. Comparación de la concentración de  $^{10}\text{Be}$  en los núcleos de hielo de Milcent, Groenlandia y el Polo Sur, Antártica.

## b) COMPARACION DEL $^{10}\text{Be}$ Y EL $^{14}\text{C}$ .

Después de su producción (ver Secc. 3.2.3), el  $^{10}\text{Be}$  es atribuido a aerosoles (partículas líquidas y sólidas) y sigue el movimiento de las masas de aire en las cuales fué formado. Por ello, su razón de producción es más alta en la atmósfera superior, esto es, cerca de 2/3 del  $^{10}\text{Be}$  es producido en la estratosfera (cerca de los 10-15 km) y 1/3 en la troposfera. Se elimina de la atmósfera por precipitación. El  $^{14}\text{C}$ , por otra parte, oxida al  $\text{CO}_2$  y es intercambiado entre la atmósfera, el océano y la biosfera.

Beer et al. (1983, 1988) compararon el registro de  $^{10}\text{Be}$  con el registro de  $^{14}\text{C}$ . Ellos postulan que la concentración de  $^{10}\text{Be}$  en los núcleos de hielo refleja directamente variaciones en la producción global (despreciando efectos locales y climáticos) y calculan las variaciones de  $^{14}\text{C}$  esperadas utilizando un cierto modelo de difusión (Oeschger y Siegenthaler, 1975). Los resultados muestran una concordancia general entre lo calculado y lo medido en la curva de  $^{14}\text{C}$ .

Utilizando un procedimiento más cualitativo, el cual aísla la información del  $^{10}\text{Be}$  para dar aproximadamente el tipo de resolución temporal observado en el registro de  $^{14}\text{C}$  de los anillos de los árboles, Raisbeck y Yiou (1988) encuentran los resultados de la Figura III.14 (1220 a 1800 A.D.). En esta figura, la concordancia general entre estos dos tipos de registros implica sistemas de muy diferente comportamiento geoquímico. Esto apoya firmemente la hipótesis de que las variaciones observadas están indicando variaciones en la producción en vez de efectos climáticos, y apoya el hecho de que el aumento de producción de ambos isótopos señala una disminución en el nivel de actividad solar durante el Mínimo de Maunder.

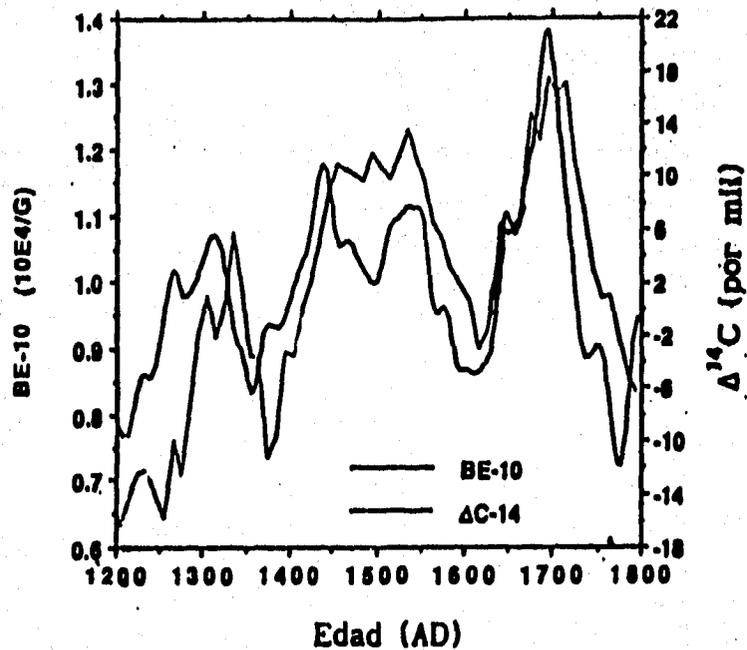


Figura III.14. Comparación de la curva de concentración de  $^{10}\text{Be}$  de Milcent y el Polo Sur con el registro de  $^{14}\text{C}$  de los anillos de los árboles.

### c) TERMOLUMINISCENCIA.

En general, la luminiscencia se debe a la separación de electrones de átomos o moléculas por la energía de excitación incidente y la emisión de toda o parte de su energía cuando regresan a su estado base. Ciertos sólidos previamente irradiados tienen la propiedad de emitir luz al se eleva su temperatura. A este fenómeno se le conoce como *Termoluminiscencia* (TL).

El mecanismo general para explicar el fenómeno de TL es el siguiente: al ser irradiado el cristal su estructura sufre alteraciones por la ionización. En este proceso se liberan electrones de la red y se generan dos tipos de entes móviles: electrones y agujeros, ambos portadores de carga, que pueden viajar por el cristal hasta quedar atrapados en defectos de la red, generando centros de carga oculta (Ver Figura III.15).

Los electrones y agujeros permanecen atrapados hasta que se proporciona al material energía térmica suficiente para liberarlos, volviéndolos a su estado natural. Cuando ocurre esto, se desprenden del exceso de energía que adquirieron emitiendo fotones de luz visible. Si la energía que se proporciona al cristal para que los entes móviles vuelvan a su estado original es térmica, se produce el fenómeno TL. A la energía térmica necesaria para liberar a los entes atrapados se le denomina Energía de Activación.

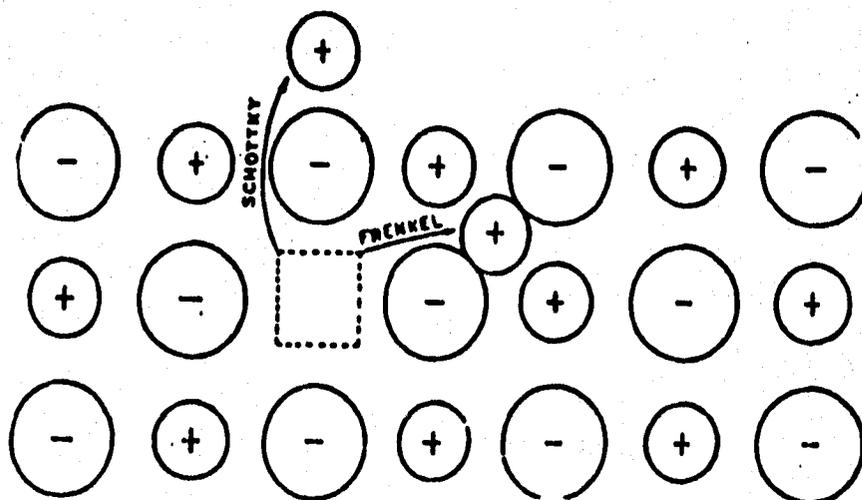


Figura III.15. Defectos de cristales, producido por el movimiento de cargas (se denominan defectos Schottky y Frenkel).

El proceso de emisión luminosa durante el calentamiento del cristal implica la desocupación de varias trampas de diferentes profundidades en el mismo material. En consecuencia, la luz será emitida en forma de grupos de fotones, lo que da lugar a un patrón de luminiscencia en función de la temperatura (observe la Figura III.16).

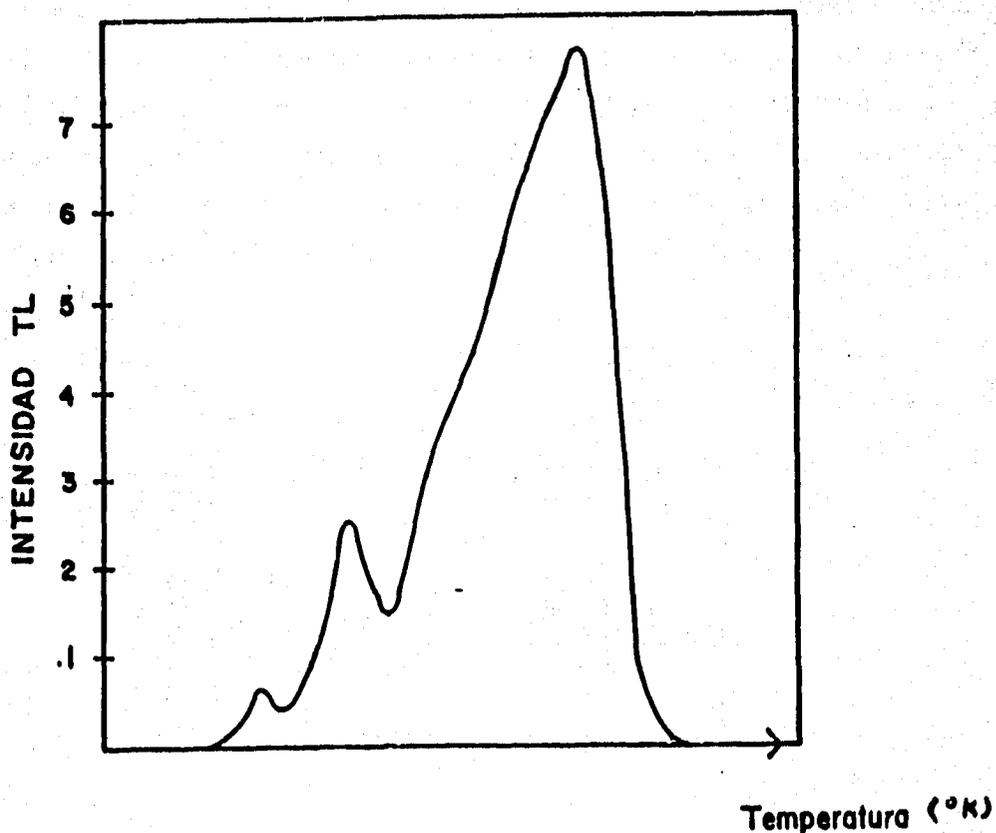


Figura III.16. Curva de termoluminiscencia.

La TL es sensible a:

- i) Composición del material de núcleos de hielo, y
- ii) Los cambios de la irradiancia solar a los que estuvo sometido el material durante el tiempo de su deposición.

El análisis de la señal TL se obtuvo del núcleo GT14, perteneciente al Mar Indico, el lugar de extracción queda en el Golfo de Taranto a 18 km de la costa, en las profundidades del agua. Este núcleo es una especie de barro fossiliferous calcareous con rastros de terrigenous clastics. Para su estudio fué dividido en muestras cuyo espesor era de  $\Delta d = 0.25$  cm, las cuales fueron enumeradas (Sonett, 1991).

En la Figura III.17 se grafican la señal  $\Delta^{14}\text{C}$  sobre una escala invertida (curva a) y la señal de termoluminiscencia (TL) (curva b), para el período de 1100 a 1900 A.D.. Se registran tres mínimos principales que coinciden con una baja actividad solar: el de Spörer, Wolf y Maunder. Se observa que coinciden los máximos de cada período con los máximos de concentración del radiocarbono con una oscilación de 206 años.

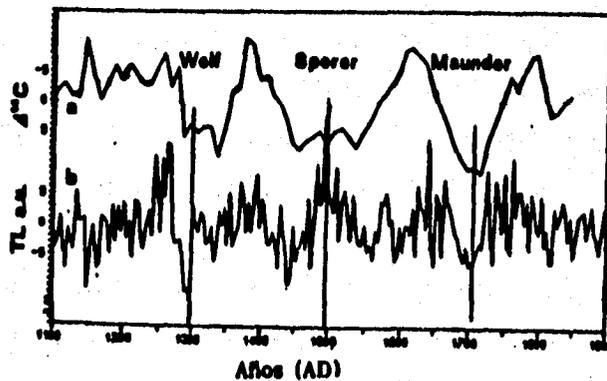


Figura III.17. Comparación de la señal TL con  $\Delta^{14}\text{C}$ .

El comportamiento de las curvas (a) y (b) nos indican que:  
Cuando la concentración del  $^{14}\text{C}$  aumenta, la señal TL es pequeña; estos es, los cambios de la irradiancia a los que estuvo sometido el núcleo fueron pequeños; en cambio, si la concentración de  $^{14}\text{C}$  disminuye, la señal TL es grande, lo cual significa que el núcleo fue expuesto a una gran cantidad de radiación solar, es decir, el flujo de la irradiancia solar aumentó en el tiempo de deposición del material.

### 3.3. EL MINIMO DE MAUNDER Y EL CAMPO MAGNETICO INTERPLANETARIO.

Como ya hemos visto, el mínimo de Maunder se caracteriza por la ausencia de manchas solares y auroras. En la Fig. III.18 se trata de esquematizar la conexión entre éstos dos indicadores de la actividad solar. Las manchas solares son generalmente consideradas como manifestaciones de campos magnéticos toroidales situados debajo de la fotosfera, los cuales emergen a la superficie debido a fuerzas internas. Los campos toroidales están íntimamente relacionados con el campo poloidal solar en virtud de una conexión que es parte fundamental de la teoría del dínamo magnético. Los campos poloidales a gran escala se extienden hacia arriba dentro de la corona; son considerados como esenciales en el calentamiento de la corona a temperaturas bastante altas para producir el viento solar. El ascenso y descenso de ambos campos poloidal y toroidal están fuera de fase, así que el campo dipolar es dominante cuando el campo toroidal es más débil (mínimo solar) mientras el campo dipolar es débil cuando el campo toroidal es dominante (máximo solar). El viento solar lleva los campos magnéticos solares que interactúan con la magnetopausa, siguiendo todo un proceso para la formación de las auroras.

#### CONEXION ENTRE MANCHAS SOLARES Y AURORAS.

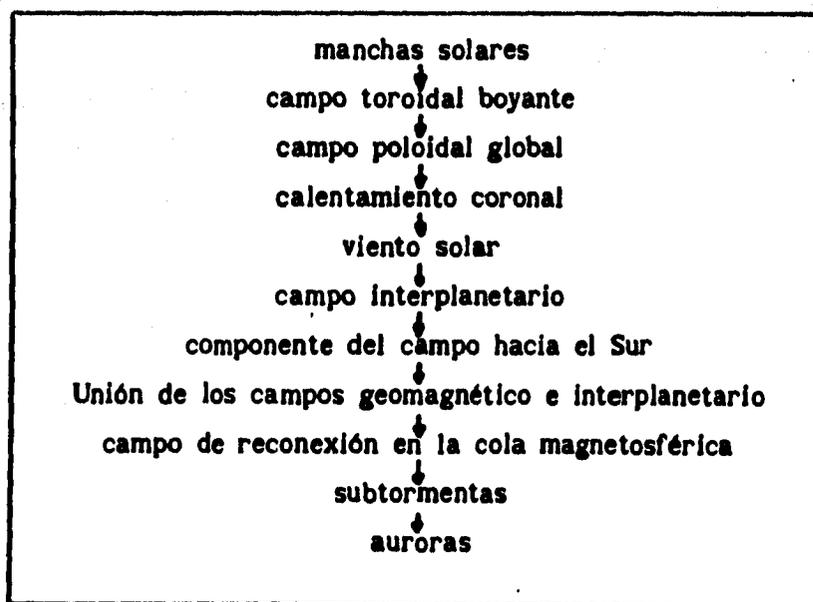


Figura III.18. La conexión física entre manchas solares y auroras.

Es ampliamente aceptado que el calentamiento de la corona es de naturaleza magnética y sigue directamente de la topología y evolución de los campos solares (Ver Cap. I, Secc. 1.2.1). Tres categorías de calentamiento magnético han sido propuestas (Kuperus et al. 1981). La corona sería calentada por ondas hidromagnéticas generadas en ó por debajo de la fotosfera, que se propagan a lo largo de las líneas de campo a altas latitudes. Una propuesta alternativa (aunque no necesariamente inconsistente ó incompatible con la hipótesis de ondas) es que el calentamiento se produce por la disipación de hojas de corriente que se forman entre los campos magnéticos que emergen con polaridades opuestas. El calentamiento implicaría generación de ondas en la hoja de corriente ó el desarrollo de campos eléctricos paralelos al campo magnético como consecuencia de la resistividad eléctrica anómala. Finalmente se ha sugerido que este calentamiento resulta de la reconexión magnética, la cual convierte la energía magnética almacenada en partículas aceleradas, quizás de los tubos de flujo que emergen espontáneamente sobre el Sol, observados como puntos brillantes en imágenes de rayos X. Con esta información y la Fig. III.18 como antecedentes, la cuestión sería considerar qué viento solar se generó durante el Mínimo de Maunder. Una sugerencia se da en la Figura III.19. El lado izquierdo de este diagrama corresponde a observaciones y el lado derecho a implicaciones (Smith, 1993).

El punto de partida es la ausencia relativa de auroras, lo cual implica la ausencia de reconexión magnética, existiendo algunas posibilidades obvias:

- (1) El viento solar supersónico habría estado presente pero no magnetizado, ó
- (2) Un viento solar magnetizado presente pero mucho menos estructurado. Un viento solar no magnetizado es poco probable si el campo magnético es indispensable para el calentamiento de la corona, la cual sí existió durante el período que nos ocupa.

## MINIMO DE MAUNDER

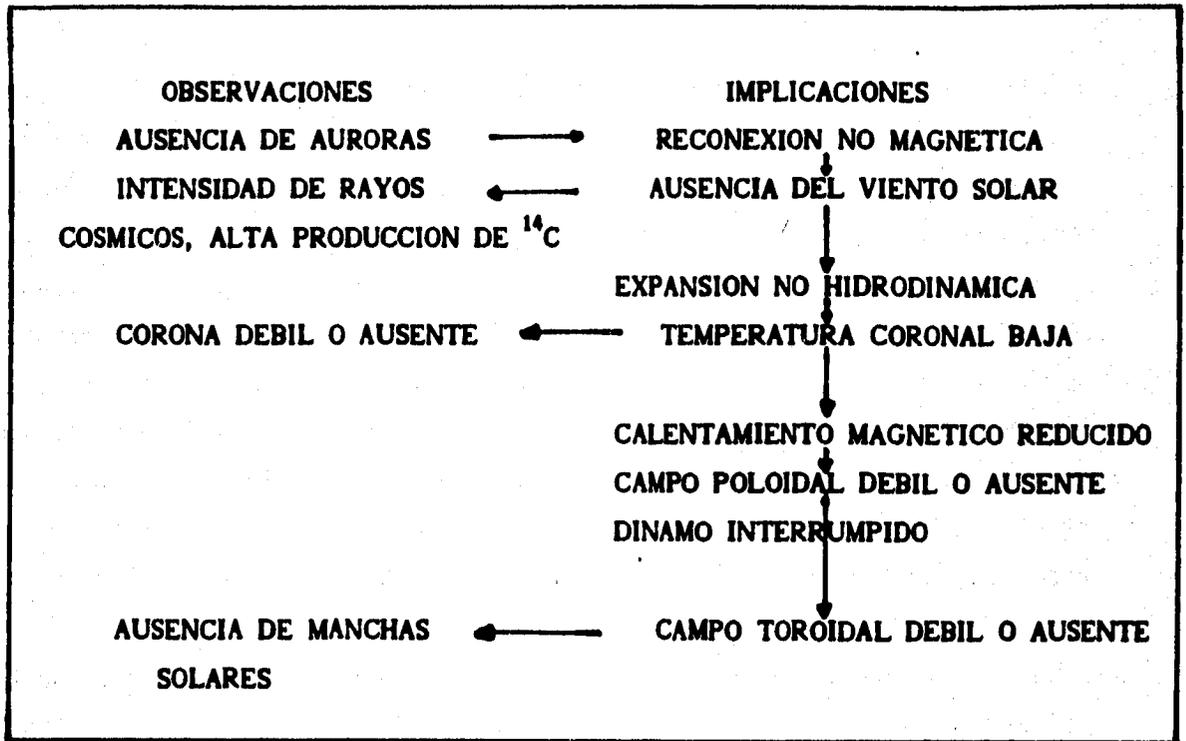


Figura III.19. Un esquema de posibles condiciones durante el M. de Maunder.

### 3.4. VARIABILIDAD DEL DIAMETRO SOLAR APARENTE.

El limbo del Sol es intrínsecamente borroso, esto es más notable por el efecto atmosférico. Como resultado, los diferentes métodos para definir la posición del limbo proporcionan diferentes resultados, es decir, las variaciones en la circularidad de la imagen (qué tan borrosa es la forma) producen variaciones en el radio aparente del Sol de algunos décimos de segundos de arco. Por esta razón es importante distinguir entre el radio del Sol y su radio aparente: por radio, entendemos que es el tamaño solar dado en términos de alguna construcción teórica como densidad, potencial gravitacional o camino óptico en alguna longitud de onda específica; y por radio aparente, el resultado de una medición usando alguna técnica específica. En realidad medimos el diámetro aparente, en vez del radio aparente. Es importante recordar que la variabilidad en el radio aparente podría indicar un radio variable, o bien ser el resultado de un fenómeno inconexo con el Sol y producido en la atmósfera de la Tierra, o un problema del instrumento de medición o del observador.

Analizando un registro de 53 años de observaciones regulares del diámetro solar y las posiciones de las manchas solares durante el siglo XVII, se ha mostrado para los primeros tiempos que el diámetro fue más grande y la rotación solar más lenta durante la época del Mínimo de Maunder. La pregunta sería:

La variación del diámetro solar corresponde a un movimiento de masa real de las capas superficiales?

La respuesta puede darse al estudiar la rotación solar. Un Sol más agrandado y una rotación más lenta son bastante consistentes con un fenómeno real de pulsación (dilatación y contracción de las capas convectivas) sobre un tiempo de escala de siglos (Ribes et al., 1987).

Se encuentra que durante el Mínimo de Maunder la razón rotacional derivada del movimiento de las manchas solares a través del disco solar fue significativamente más pequeña que la rotación presente, con una rotación diferencial aumentada. Estos dos fenómenos indican que hubo una expansión real de la envoltura solar durante el Mínimo de Maunder, lo cual induce una modulación periódica de la zona convectiva en la escala de tiempo de siglos. Esta expansión obviamente se relaciona a la escasez de manchas solares

observada durante el siglo XVII. La expansión y contracción del Sol parece seguir el período de 11 años, lo cual si es confirmado indicaría un nuevo aspecto de la variabilidad solar: se distinguiría un ciclo magnético (manchas solares) de 11 años y un ciclo convectivo de 11 años; éstos variarían en fase. Sin embargo, las fluctuaciones del diámetro solar son más grandes en períodos muchos más largos que 11 años.

La conexión entre la actividad de las manchas solares, la luminosidad solar y el diámetro fue sugerida por Spiegel y Weiss (1980). Si la fuente del dínamo opera en las capas convectivas más profundas, la presencia de campos intensos podría alterar localmente el gradiente de temperatura adiabático, modificando el transporte del flujo convectivo. De esto resultan cambios en la energía térmica bastante grandes como para producir una variación en la temperatura efectiva superficial ( $T_e$ ). Si los cambios de energía fueron almacenados como energía potencial, un descenso en el flujo a través de la zona de convección podría reducir el radio. La variación del radio y la  $T_e$  pudo producir a su vez una variación de la luminosidad de hasta un 1%, lo cual pudo influir en la disminución de la temperatura en Europa durante el Mínimo de Maunder.

Las alteraciones en el proceso de convección afectarían la rotación de la superficie solar. Sabemos que la rotación diferencial superficial cambia a lo largo del ciclo solar (oscilaciones torsionales observadas por Howard et al.). Esto es explicado por la presencia de "rollos" azimutales que se enredan en sentido contrario a las manecillas del reloj, en la zona convectiva. Durante su movimiento de bajas a altas latitudes, aceleran o desaceleran cinturones latitudinales por el transporte de momento angular, causando una flexión en el perfil de rotación. La rotación diferencial es más grande durante el mínimo del ciclo de 11 años, cuando los rollos parecen estar ausentes. Durante el Mínimo de Maunder, la rotación diferencial fue también más grande, con un bajo nivel de actividad solar.

Las observaciones del diámetro solar fueron realizadas casi diariamente durante la mayor parte del período de baja actividad de las manchas solares. Estos muestran claramente una modulación del radio aparente sobre un período de casi 4 ciclos solares.

La variación en el radio solar aparente fue más grande durante el Mínimo de Maunder que las variaciones de 0.2 seg arc reportadas por las observaciones modernas. En ambos casos, sin embargo, el radio aparente es más grande cuando el Sol es menos activo. Existen otras muchas observaciones contemporáneas de la aparente variabilidad del radio solar durante el siglo XVII y sobre el

promedio de los valores del semidiámetro reportados durante el Mínimo de Maunder (Wittman et al. 1981). Los valores reportados son significativamente más grandes que el valor presente, concluyendo así que el radio horizontal aparente se había incrementado durante el período de reducida actividad magnética. Las mediciones micrométricas realizadas por Picard (1662-1682), consideradas fiables; muestran claramente una protuberancia horizontal de 1.5 seg arc sobre el semidiámetro aparente. Tal protuberancia coincide con un período de completa calma magnética (1666-1673). Finalmente durante la observación de un eclipse realizada por Halley y colaboradores en Mayo de 1715, el borde del disco solar fué determinado, dando una estimación del radio solar de  $959.63 \pm 0.5$  seg arc. Se concluye que el incremento aparente del semidiámetro horizontal fue un fenómeno real durante el Mínimo de Maunder, aunque esto está todavía sujeto a discusión.

### 3.5. RESUMEN.

La discusión anterior de la revisión de varios aspectos durante el Mínimo de Maunder se puede resumir de la siguiente manera:

- 1) La ausencia de manchas solares prolongadas entre 1645 y 1715, la cual describen Maunder y Spörer, es apoyada por informes directos en la literatura contemporánea de la época y trabajos citados regularmente en registros astronómicos del siglo en cuestión. Maunder admite que el ciclo solar y el Sol mismo han cambiado con el paso del tiempo. Spörer y Maunder concluyen que durante un período de 70 años (de 1645 a 1715) prácticamente no se vieron manchas solares. Cerca de la mitad de este tiempo (1672-1704) ni una sola mancha solar fue observada sobre el hemisferio norte del Sol. Por 60 años, hasta 1705, sólo se vió un grupo de manchas. Durante todo el período de 70 años sólo un "puñado" de manchas fue observado como una mancha solar y a bajas latitudes solares, perdurable por una sola rotación ó menos. El número total de manchas observadas de 1645 a 1715 fué menos que lo visto en un sólo año bajo condiciones normales.
- 2) Concluimos que la ausencia no fue meramente una limitación de la capacidad de observación. Los logros en otras áreas de astronomía en los siglos XVII y XVIII, y los dibujos del sol hechos en ese tiempo muestran muchos detalles del Sol hoy conocidos.
- 3) La detección de la ausencia de manchas solares en este tiempo y la identificación de nuevas manchas fue la causa de la publicación de un escrito.
- 4) La posibilidad de que el número de manchas solares decayó marcadamente antes de 1700 fué señalada por dos astrónomos en la última mitad del siglo XIX. En escritos publicados en 1887 y 1889, el astrónomo alemán Gustav Spörer llamó la atención sobre un período de 70 años, finalizando cerca de 1716, donde hubo una notable interrupción en el curso ordinario del ciclo de manchas solares y una ausencia casi total de las mismas.
- 5) El Mínimo de Maunder viene de registros de manchas solares observadas a simple vista, de registros de auroras, la historia ahora disponible de  $^{14}\text{C}$  atmosférico, y descripciones de la corona solar durante eclipses totales.

6) Es importante hacer la distinción entre : "no hubo manchas solares" y "unas cuantas" (el número de manchas anual de 1 a 5). Es necesario saber si durante la gran depresión del Mínimo de Maunder, el ciclo solar continuó operando a un nivel muy bajo, con unas cuantas manchas solares que se fueron perdiendo en nuestra confusa definición de "cero", o si no hubo manchas, es decir, si nuestra estrella estaba sin ciclo. La primera sugerencia es la más probable.

7) Los años del Mínimo de Maunder se identifican en el registro de  $^{14}\text{C}$  cuando la desviación de la abundancia isotópica normal excedió las 10 pp mil. Si esto lo tomamos como un criterio de cambio en el comportamiento solar, deduciríamos en la historia de  $^{14}\text{C}$  al menos dos de los mayores cambios en comportamiento solar en el pasado milenio: un período de prolongada quietud solar parecido al Mínimo de Maunder entre 1460 y 1550 (el llamado Mínimo de Spörer) y un prolongado máximo de manchas solares entre 1110 y 1250. Si el máximo prolongado de los siglos XII y XIII y el prolongado mínimo de los siglos XVI y XVII son extremos del comportamiento del ciclo solar, entonces éste tiene un período de 1000 años aproximadamente. Si este cambio es periódico, especularíamos que el Sol progresivamente se aproxima a un gran máximo, que sería alcanzado en los siglos XXII y XXIII.

8) La coincidencia del "prolongado mínimo solar" de Maunder con la "Pequeña Era Glacial", daría una posible relación entre el Sol y el clima terrestre. El Mínimo de Spörer del siglo XVI es coincidente con la otra depresión severa de temperatura durante la Pequeña era Glacial y el Gran Máximo coincide con un período óptimo de temperatura en los siglos XII y XIII. Estas coincidencias sugieren una posible relación entre la actividad solar y el clima terrestre. El mecanismo de este efecto solar sobre el clima podría deberse a los cambios a largo plazo de cantidades pequeñas en la radiación total saliente del Sol.

## CAPITULO IV.

### RELACIONES SOL-TIERRA.

#### 4.1. COMPONENTES SOLARES QUE AFECTAN A LA ATMOSFERA TERRESTRE.

La atmósfera, el sistema atmósfera-océano y los procesos geológicos son *filtros naturales* de la señal solar incidente. La señal solar es la energía irradiante que está oscilando, más o menos regularmente, en reconocidas frecuencias. Las frecuencias detectadas hasta ahora son el ciclo solar (de 11 años en promedio), el ciclo Hale (de 22 años), el ciclo Gleissberg (70-90 años), y ciclos más largos de los cuales existe menos información acerca de su periodicidad, pero que son reconocidos como aspectos de la variabilidad solar; en este caso estarían por ejemplo, el Mínimo de Maunder y el Mínimo de Spörer.

La señal solar, que es generada por los procesos que se dan en el Sol, varía a lo largo del ciclo solar. Su variación es detectada en la atmósfera intermedia, alterando los procesos que ahí se dan, por ejemplo: destrucción y creación del ozono, producción de isótopos, ionización, etc. La información obtenida en esta zona es transferida al sistema acoplado atmósfera-océano, el cual "filtra" o envía esta información al sistema estratosfera-troposfera. Esto se logra mediante diversos procesos geológicos como la precipitación, vientos, glaciares, etc. Esta señal de tipo climático/solar se preserva de diversas formas: actividad auroral, composición isotópica de núcleos de hielo, desarrollo de  $^{14}\text{C}$  en árboles, rocas sedimentarias antiguas y modernas y la temperatura superficial del mar, y esto nos dice como varía el comportamiento del Sol, aunque no de manera precisa.

Ahora se describirá esta señal proveniente del Sol:

Existen dos componentes solares que afectan de distinta manera la estructura y composición de la atmósfera terrestre superior (es decir de la estratosfera hacia arriba):

**1) La irradiancia total.**

**a) Las regiones UV, XUV y rayos X, que representan una pequeña fracción de la irradiancia total saliente del Sol, mostrando variaciones temporales sustanciales:**

**Rayos X suaves:** su longitud de onda es de 1-10 nm; su flujo se ve aumentado por órdenes de magnitud durante la explosión de ráfagas. Las ráfagas se dan en las regiones activas, y emiten en el espectro de rayos X líneas de FeXXV, requiriendo una temperatura de más de  $10^7$  K.

**Ultravioleta:** Su longitud de onda está entre los 10-300 nm. Este tipo de radiación es emitido en diferentes capas de la atmósfera solar, la fotosfera, cromosfera, región de transición, y en la baja corona.

**2) La componente de partículas energéticas (viento solar y eventos de protones ocasionales), la cual es fuertemente modulada por la actividad solar. El Sol emite un VIENTO SOLAR, el cual interactúa con el campo geomagnético para formar la magnetosfera: cuando el campo magnético solar que viene con el viento solar se reconecta con el campo geomagnético, las partículas de alta energía pueden penetrar en la magnetosfera, llegando hasta la atmósfera. Estas entradas de partículas energéticas a la atmósfera incluyen la precipitación de electrones y protones (fuente de formación de las auroras), y corrientes ionosféricas bastante grandes, las cuales causan el calentamiento Joule. Todos estos fenómenos están concentrados en altas latitudes geomagnéticas, pero los efectos de calentamiento pueden extenderse hacia el ecuador por convección y conducción atmosférica.**

**En la siguiente sección se explicará con mayor detalle cada uno de estos componentes y los principales efectos que provocan en nuestra atmósfera.**

#### 4.1.1. IRRADIANCIA TOTAL.

Las primeras tres columnas de la Tabla I resumen la parte del espectro solar que afecta sustancialmente a la atmósfera superior. Las dos últimas columnas de la Tabla I resumen los efectos de estas bandas de longitud de onda de la radiación solar y los intervalos de altura más afectados en la atmósfera terrestre. Toda radiación solar con longitudes de onda menores que los 300 nm es totalmente absorbida en la atmósfera superior (en especial la intermedia), esto es, por encima de la tropopausa, así que no influye directamente en el clima terrestre. Los fotones con esta longitud de onda, junto con sus efectos fotoquímicos, forman la principal fuente de energía de la atmósfera superior e intermedia. Su variabilidad induce cambios en la estructura térmica, dinámica y composición de esta zona.

Se ha observado que la temperatura de las capas altas es intensamente dependiente de la actividad solar, y puede variar por un factor de aproximadamente 2. La mayor fuente de calor y variabilidad es la ionización por los fotones solares ( $\lambda < 100$  nm) y procesos magnetosféricos cuya fuente de energía se encuentra en el viento solar (Laštovička y Boška, 1992).

Tabla I

Principales efectos de la Radiación Solar en la Atmósfera Media y Superior de la Tierra.

Longitud de onda (nm)	Nombre <sup>a</sup>	Energía <sup>b</sup>	Efecto	Rango de altura (sobre el suelo) (km)
1-10	Rayos X suaves		Ioniza todo	70-100
10-100	XUV	2 ppm	Ioniza N <sub>2</sub> , O, O <sub>2</sub>	100-300
100-120	EUV	6 ppm	Ioniza NO	80-100
120-200	VUV	150 ppm	Disocia O <sub>2</sub>	40-130
200-240	UV	0.12 %	Disocia O <sub>2</sub> , O <sub>3</sub>	20-40
240-300	UV	1.0 %	Disocia O <sub>3</sub>	20-40

<sup>a</sup>Las abreviaciones en la segunda columna son: Rayos X, XUV: Rayos X-ultravioleta; EUV: ultravioleta extremo; VUV: ultravioleta vacío; UV: ultravioleta.

<sup>b</sup>Las energías son fracciones de la irradiancia solar,  $1.4 \times 10^6 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ .

Las variaciones de la energía incidente y su distribución con la latitud son inducidas por cambios en los parámetros orbital y rotacional del movimiento de la Tierra. De acuerdo a la teoría astronómica de paleoclimas propuesta por Milankovitch entre 1915 y 1940, la insolación a una latitud dada es una función de la irradiancia total intrínseca, el semieje mayor y la excentricidad de la órbita de la Tierra alrededor del Sol, la oblicuidad del planeta y la longitud del perihelio.

Las variaciones intrínsecas de la luminosidad solar sobre un extenso espectro de escalas de tiempo son conocidas ó se sospecha que existen. Dos mecanismos han sido propuestos para compensar la pasada reducción de la irradiancia solar:

- 1) La existencia de grandes cantidades de dióxido de carbono (CO<sub>2</sub>) en la atmósfera antigua y el subsecuente aumento del efecto invernadero,
- 2) La disminución de la irradiancia por procesos propios del Sol.

Las recientes observaciones de satélites sugieren que la irradiancia total solar es modulada por el ciclo solar de 11 años. Parte de la energía es bloqueada por las manchas solares y subsecuentemente liberada en fáculas.

La variabilidad de la irradiancia solar entre 175 y 300 nm es muy importante para establecer posibles conexiones entre la actividad solar y la variabilidad del clima probablemente a través de un acoplamiento entre la estratosfera y la troposfera. La radiación con longitud de onda menor de 175 nm es absorbida por el  $O_2$  en la mesosfera y termosfera, y por tanto controla la temperatura exosférica. La región espectral de 205 a 295 nm es predominantemente absorbida por  $O_3$ , que controla la fotodisociación y la producción de calor en la estratosfera.

La composición estratosférica es controlada directamente por absorción y disociación de  $O_2$  en el rango de 175 a 240 nm (bandas Schumann - Runge y Herzberg continuum, se localizan entre los 1750 y 2050 Å), permitiendo la formación de ozono.

En especial, se describen a continuación los rayos X y la radiación ultravioleta, debido a que su influencia en nuestra atmósfera es importante para nuestro conocimiento de la variabilidad solar:

**a) RAYOS X Y RADIACION ULTRAVIOLETA.**- La radiación ultravioleta representa cerca del 0.2 % de la irradiancia solar total. Cerca del 0.01 % del flujo ultravioleta incidente es absorbido en la termosfera por encima de los 80 km y el 0.2 % por encima de la estratopausa, cerca de los 50 km. Las variaciones a corto plazo de la irradiancia ultravioleta (de 27 ó 13 días) son atribuidas a la evolución y rotación de las playas. La playa se forma así: durante el decaimiento de las manchas solares, los elementos ó sus restos son llevados a la frontera del supergránulo más cercano donde los gases fluyen en dirección opuesta, formándose así la playa con un aumento de brillantez ultravioleta.

La parte principal de la ionosfera, la cual se extiende desde la mesosfera (Ver Figura 1) hasta los 300 km aproximadamente, es producida por rayos XUV, los cuales son absorbidos casi completamente. Un efecto secundario de la ionización y recombinación es el calentamiento de la termosfera, aunque la energía involucrada es pequeña; ésta es absorbida en un medio poco denso el cual transfiere su calor principalmente por conducción.

La capa de ozono ( $O_3$ ) es producida como a 30 km, debido a que la absorción UV ioniza a los átomos; pero la mayoría de ellos se recombinan en ozono muy rápidamente; el resultado es un mayor calentamiento de la atmósfera intermedia, con el pico en 50 km como lo ilustra la Figura IV.1.

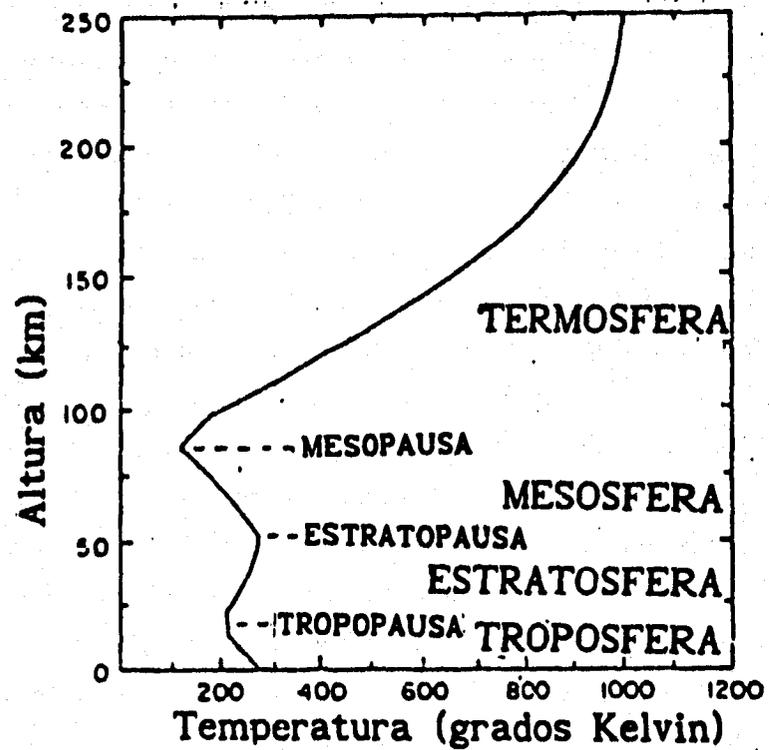


Figura IV.1. Variación de la temperatura en la atmósfera de la Tierra. Las diferentes regiones y sus fronteras están definidas, como se observa, por el máximo y mínimo en la temperatura (tomado de Chamberlain y Hunten 1987).

#### 4.1.2. PARTICULAS ENERGETICAS.

Una componente importante de la Interacción atmósfera terrestre-Sol es el bombardeo cospuscular que resulta del viento solar y otros flujos de partículas cargadas. Estas partículas alcanzan la estratosfera superior y producen la destrucción catalítica del ozono.

Una fuente de partículas de alta energía son los rayos cósmicos galácticos (RCG), los cuales se originan fuera de la heliosfera, pero cuyo acceso a la Tierra es parcialmente controlado por la actividad solar.

El flujo de rayos cósmicos solares y galácticos es modulado por la actividad solar y exhibe un periodo de 11 años. La componente de RCG está en su mayor parte compuesta de protones (83 %) y partículas  $\alpha$  (cerca del 12 %). El campo geomagnético favorece el acceso de este flujo de partículas a las regiones en altas latitudes donde las líneas de campo son abiertas. Esto es modulado por la actividad solar como un resultado de la gran perturbación del campo magnético interplanetario, el cual desvía el flujo de RCG de la Tierra en máximo solar. El pico de la razón de ionización producida por los rayos cósmicos está localizado cerca de la tropopausa y se incrementa por cerca del 30 % durante las condiciones de mínimo solar.

Flujos intensos de protones energéticos, cuyas energías están entre 10 a  $10^4$  MeV, penetran en las regiones polares como resultado de intensa actividad de ráfagas solares. La ionización producida por estos eventos de protones solares es más variable que la componente de RCG y depositan más de su energía entre los 20 y 100 km. Aunque un evento dura más que unas cuantas horas ó unos cuantos días, un gran número de iones son producidos. El agotamiento de ozono predicho por la teoría fotoquímica fué observado después de eventos mayores de protones solares en la mesosfera y en la estratosfera.

La contribución de la fuente de eventos de protones solares es altamente variable, y es despreciable en la escala de algunos años.

Los electrones aurorales en el rango de energías de KeV son una fuente dominante de ionización a latitudes altas. El efecto está confinado a la termosfera y a veces penetran bajo la homopausa. El flujo saliente de electrones aurorales en la atmósfera terrestre es altamente esporádico. El flujo de energía total depositada en la termosfera por partículas aurorales es modulado por el ciclo solar de 11 años. Hay una clara correlación positiva entre el flujo total de energía precipitada y el índice magnético  $K_p$  ("p" por

planetario, es una medida del nivel de actividad magnética promedio mundial; es muy sensible a cierta actividad de la zona auroral). El índice  $K_p$  no está directamente conectado al ciclo solar de 11 años, pero se conoce que está correlacionado positivamente con la actividad solar como medida de otros indicadores.

Otro fenómeno afectado por cambios en las características de la precipitación auroral es la conductividad en la zona auroral que es fuertemente dependiente del nivel de actividad geomagnética (y así, solar).

Durante los primeros años de vida del Sol, su flujo ultravioleta fue mucho más alto que hoy. Lo sabemos a partir del estudio de las estrellas T- Tauri que son estrellas jóvenes, del tipo que se piensa que fue el Sol y cuyos flujos en ultravioleta son órdenes de magnitud mayores que los del Sol actual.

#### 4.2. CALCULO DE LA IRRADIANCIA SOLAR DURANTE EL MINIMO DE MAUNDER.

Como ya se ha señalado, el número de manchas solares durante el periodo de Maunder decreció en comparación con los números actuales. En la Figura IV.2 se grafica este número de manchas contra el tiempo, desde 1660 hasta 1720 (adaptado de Ribes y Nesme-Ribes, 1993).

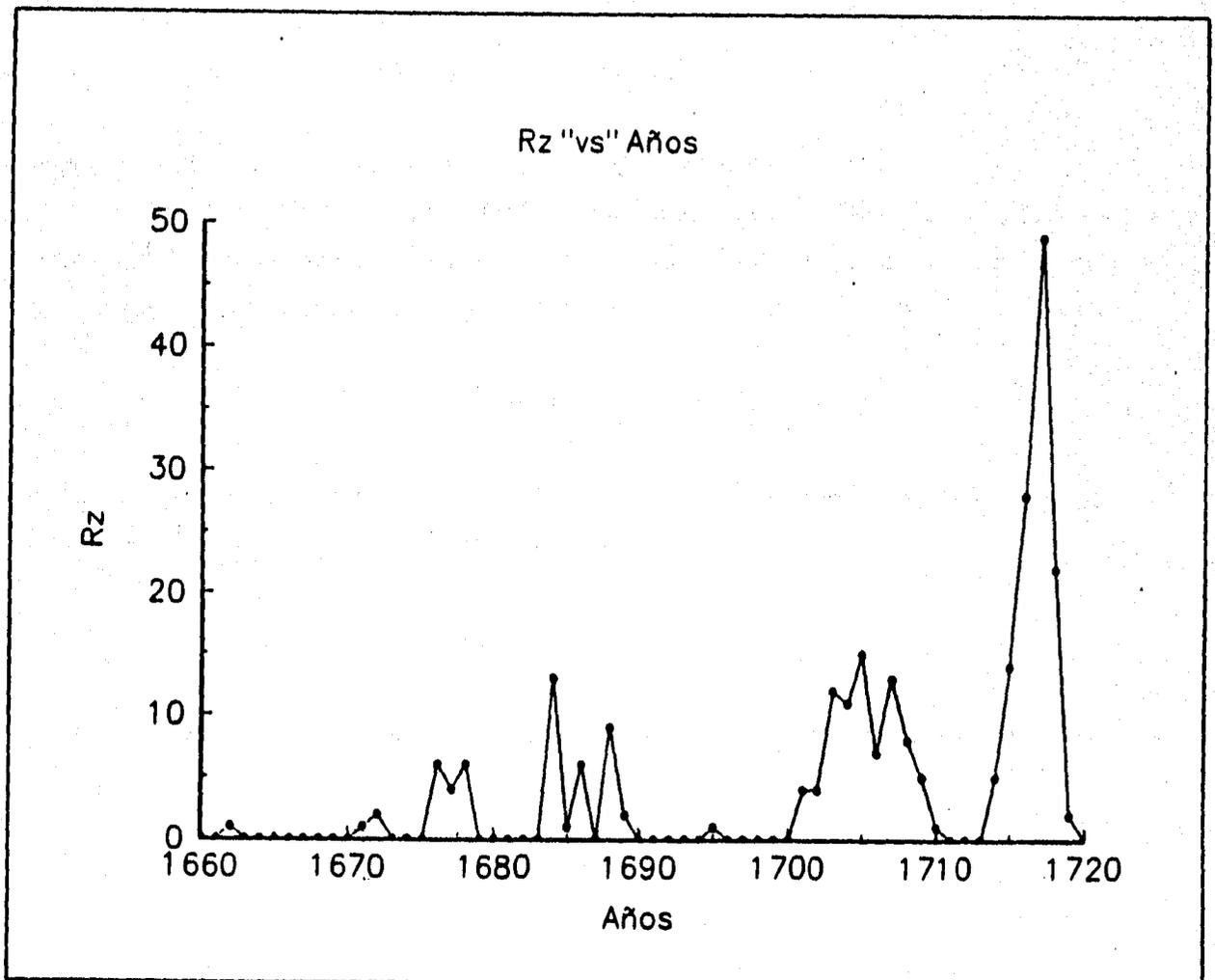


Figura IV.2. Aquí se muestra la gráfica del número de manchas ( $R_z$ ) "vs" Años para el período de Maunder.

Como se señaló en el capítulo II, lo único que conocemos es el valor de  $R_z$  durante el Mínimo de Maunder, y a partir de este podemos conocer el valor de la función  $P_s$  para obtener la irradiancia solar durante este tiempo. Esto se obtuvo en el Cap. II, Secc. 6.

Mendoza et al. (1995) han obtenido una expresión para la irradiancia solar en función de  $R_z$ . A continuación se explica brevemente la derivación de tal expresión:

Investigaciones sobre el comportamiento de los campos magnéticos superficiales de estrellas de una masa solar han mostrado que la emisión en CaII, líneas H y K (HK), varía proporcionalmente con la rotación estelar  $\Omega$  (Skumanich, 1972)

$$HK / HK_0 = \Omega / \Omega_0 \quad (1)$$

donde el índice cero corresponde a valores contemporáneos.

Por otro lado White et al. (1992) encontraron una relación lineal entre la emisión solar integrada de CaII (K) y la irradiancia solar total corregida por el oscurecimiento causado por las manchas solares ( $S_c$ ), dada por

$$S_c = S - SQ_0 (1 + P_s) \quad (2)$$

donde  $S$  es la irradiancia solar y  $SQ_0$  = irradiancia solar total para el Sol quieto del presente. La relación lineal entre  $S_c$  y  $K$  es:

$$S_c = -13.6 + 160K \quad (3)$$

También estos autores dan una relación entre  $K$  para el Sol y  $HK$  para las estrellas de una masa solar:

$$HK = 0.04 + 1.53K \quad (4)$$

Manipulando las ecuaciones (1) a (4) se obtienen para el Mínimo de Maunder ( $M_m$ ):

$$SQ_{M_m} = -13.6 + 160 \left( \left( \frac{\Omega_{M_m}}{\Omega_{oM_m}} \right) HK_0 - 0.04 \right) / 1.54 + SQ_0 \quad (5)$$

La ec. (5) es la expresión que se necesita para calcular la irradiancia solar total para el Mínimo de Maunder. Se observa que esta relación es una función de la razón de rotación  $\Omega_{Mm} / \Omega_0$ , los otros términos corresponden a los valores del Sol presente.

Ribes y Nesme-Ribes (1993), hicieron la reconstrucción del número de manchas solares, la duración del ciclo solar y las razones de rotación para el período de 1660-1719. Identifican dos períodos dentro del Mínimo de Maunder: de 1666 a 1700, durante el cual se vieron 51 manchas solares en el hemisferio Sur y apenas excedían los  $10^\circ$  de latitud. Durante el segundo período, a fines del Mínimo de Maunder (1701-1714), la actividad de las manchas solares se incrementa en ambos hemisferios, Norte y Sur. Mendoza et al. (1995) obtienen los valores promedio de la irradiancia solar total para el Sol quieto con ayuda de la ec. (5) para estos dos períodos del Mínimo de Maunder, y observan que esta irradiancia promedio se incrementa hacia fines del Mínimo de Maunder, debido al incremento en la razón de rotación  $\Omega_{Mm}$ , y por lo tanto la razón  $\Omega_{Mm} / \Omega_0$  en la ec. (5).

Se ha demostrado (Foukal y Lean, 1990) que después de las correcciones debidas al efecto de oscurecimiento causado por las manchas solares, las variaciones de la irradiancia solar total observadas entre 1981-1984 por ACRIM pueden ser reconstruidas a partir de las variaciones observadas en el área facular. Así, los promedios mensuales de  $R_z$  proveen un buen índice de cambios lentos como son los faculares. La relación encontrada por estos autores es:

$$S - P_s = 0.078 + (0.0146 \pm 0.0006) R_z \quad (6)$$

Con ayuda de esta última expresión, se pueden reproducir aproximadamente los valores de S. Se usa además el ajuste lineal obtenido en el capítulo 2 (Fig. 24) de la relación entre la función  $-P_s$  y el número de manchas solares ( $R_z$ ) (en el período 1874-1988 dado por Foukal y Lean (1990)):

$$-P_s = (0.00885 \pm 0.0002) R_z \quad (7)$$

Con ayuda de las ecuaciones (6) y (7) la irradiancia solar total puede ser escrita como una función de  $R_z$  como sigue a continuación:

$$S = S_0 + ( (0.078 + 0.0146R_z) - (0.00885R_z) ) \quad (8)$$

donde  $S_0$  es la irradiancia solar durante periodos del Sol quieto (sin manchas solares).

El tercer término de la ec. (8) es la contribución facular mientras que el cuarto término es por el oscurecimiento originado por las manchas solares. Finalmente la ec. (8) puede reducirse a:

$$S = S_0 + 0.078 + 0.00575 R_z \quad (9)$$

donde  $S_0$  = irradiancia solar durante periodos de Sol quieto (sin las manchas solares),  
 $R_z$  = número de manchas anual,  
 $S$  = irradiancia solar total

Sustituyendo en la ec. (9) los valores de  $S_0$  para el Mínimo de Maunder ( $S_{QMm}$  de la Tabla II) y los de  $R_z$  (Fig. IV.2), obtenemos el valor de la irradiancia solar total durante el Mínimo de Maunder ( $S_{Mm}$ ) en el periodo de 1660 a 1720. Esto se muestra en las gráficas IV.3, IV.4, IV.5 y IV.6.

TABLA II. Valores de $S_{QMm}$ ( $W/m^{-2}$ )		
Con $S_0$ registrado por ERB	Con $S_0$ registrado por ACRIM	PERIODO
1370.14 <sup>a</sup>	1365.75 <sup>c</sup>	1666 - 1700
1366.01 <sup>b</sup>	1361.62 <sup>d</sup>	1666 - 1700
1370.36 <sup>a</sup>	1365.97 <sup>c</sup>	1701 - 1719
1366.17 <sup>b</sup>	1361.78 <sup>d</sup>	1701 - 1719

Valores de la irradiancia solar para el Sol quieto durante dos periodos que abarcan el Mínimo de Maunder, y corresponden a los valores de  $S_{Q_0}$  registrados por los radiómetros ACRIM y ERB. Los superíndices a y b se refieren a los valores obtenidos al usar los registros máximos y mínimos de  $S_{Q_0}$  medidos por ERB. Los superíndices c y d se refieren a lo anterior pero para las mediciones de ACRIM.

A partir de la ec. (9), se obtuvieron cuatro gráficas de Luminosidad "vs" Años; para lo cual se sustituyeron los valores de  $S_{Q_0}$  de la Tabla II.

En la Figura IV.3 se muestra la primera de estas gráficas. Aquí se usó el valor máximo de  $S_{Q_0} = (1370.14, 1370.36) \text{ W/m}^2$  en cada uno de los dos períodos de tiempo que se señala en la Tabla II. Estos valores fueron medidos por el radiómetro ERB.

La Figura IV.4 se muestra la segunda gráfica, en la que se empleó el valor mínimo de  $S_{Q_0} = (1366.01, 1366.17) \text{ W/m}^2$ , medido por ERB también.

La Figura IV.5 representa la tercera gráfica y corresponde al valor máximo de  $S_{Q_0} = (1365.75, 1365.97) \text{ W/m}^2$ , medido por el radiómetro ACRIM.

Por último, la Figura IV.6 muestra la cuarta gráfica correspondiente al valor mínimo de  $S_{Q_0} = (1361.62, 1366.17) \text{ W/m}^2$ , medido por ACRIM también.

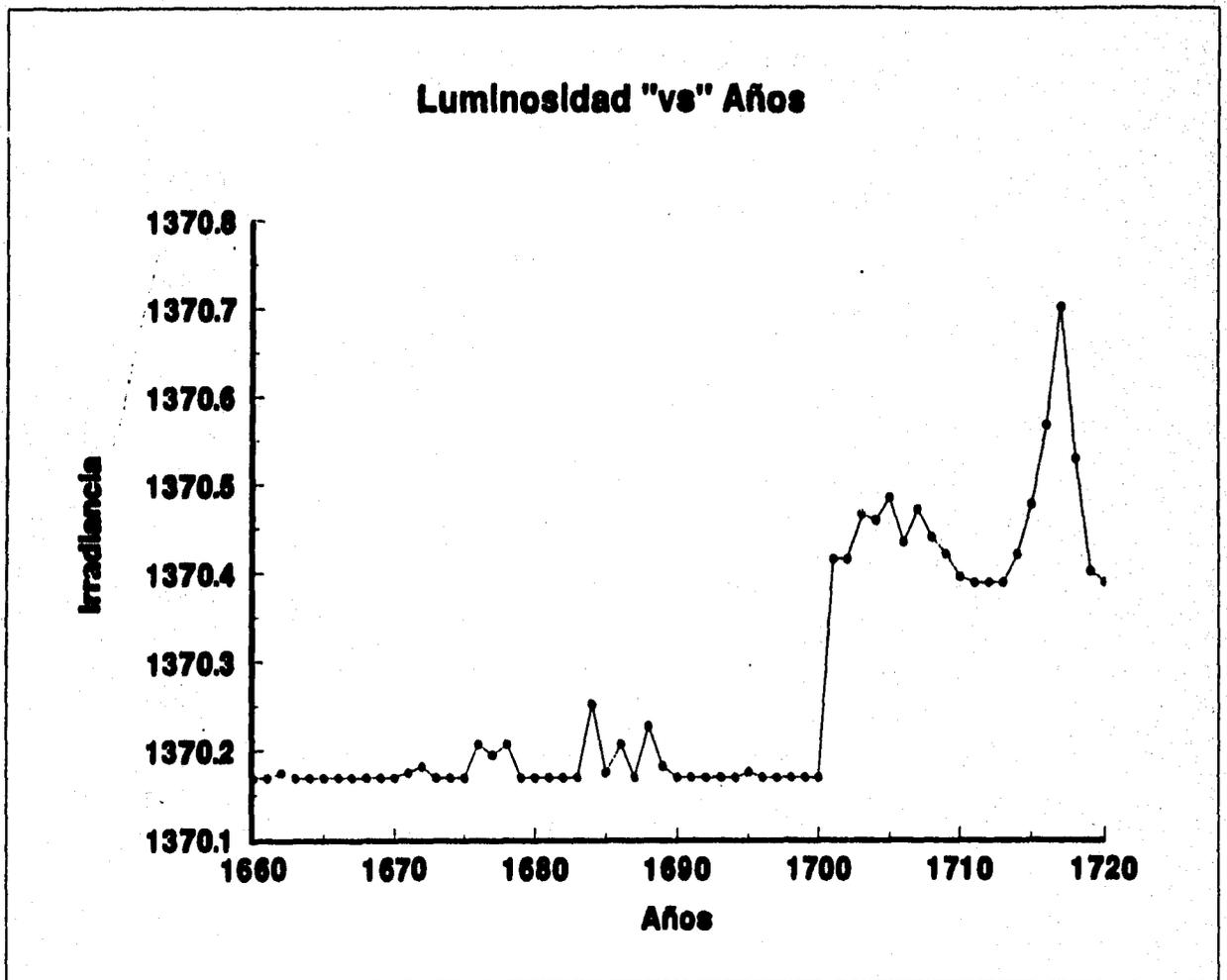


Figura IV.3. Gráfica de luminosidad contra años usando el valor máximo de  $SQ_0$  medido por ERB.

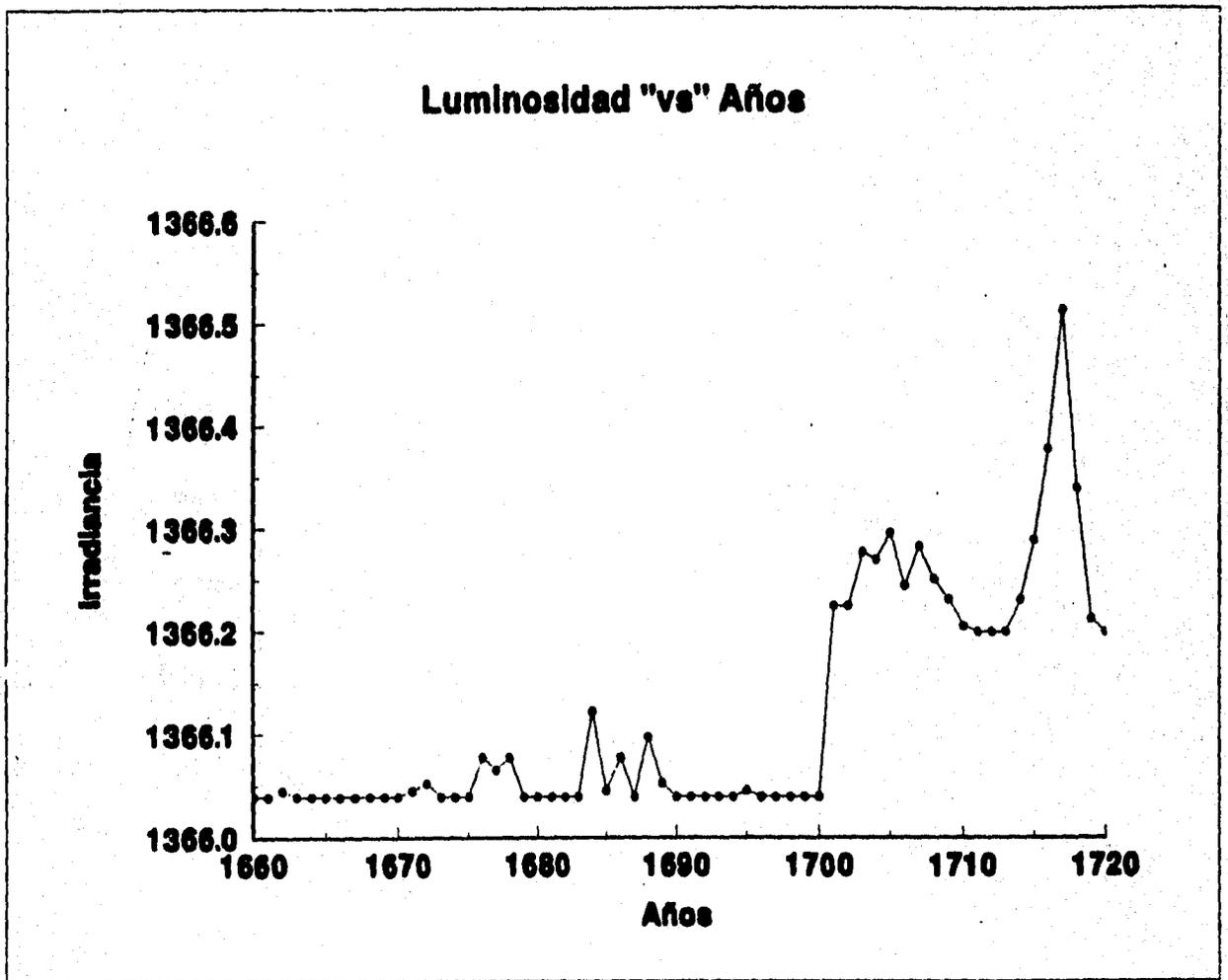


Figura IV.4. Gráfica de la luminosidad contra años usando el valor mínimo de  $SQ_0$  medido por ERB.

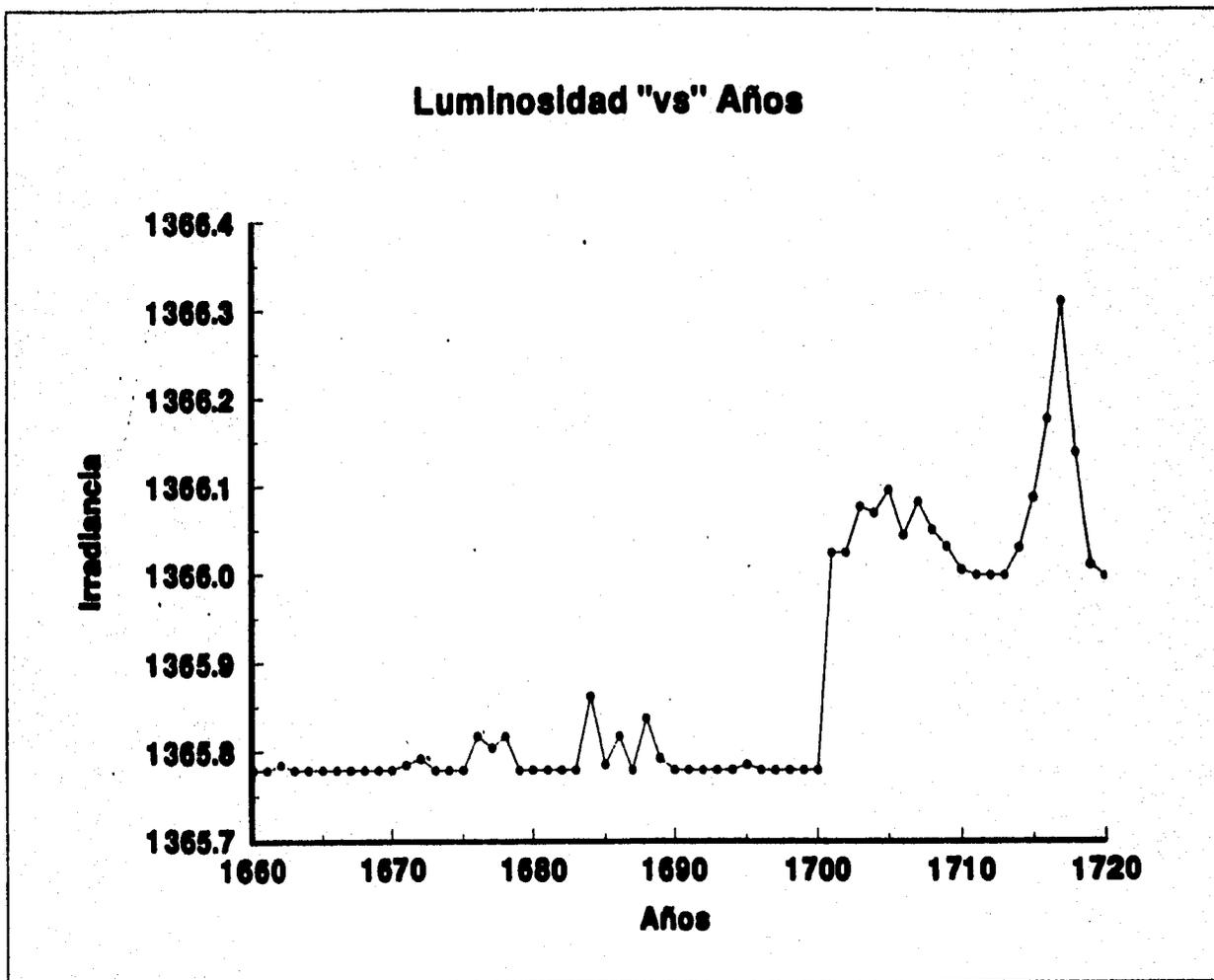


Figura IV.5. Gráfica de la luminosidad contra años usando el valor máximo de SQ<sub>0</sub> medido por ACRIM.

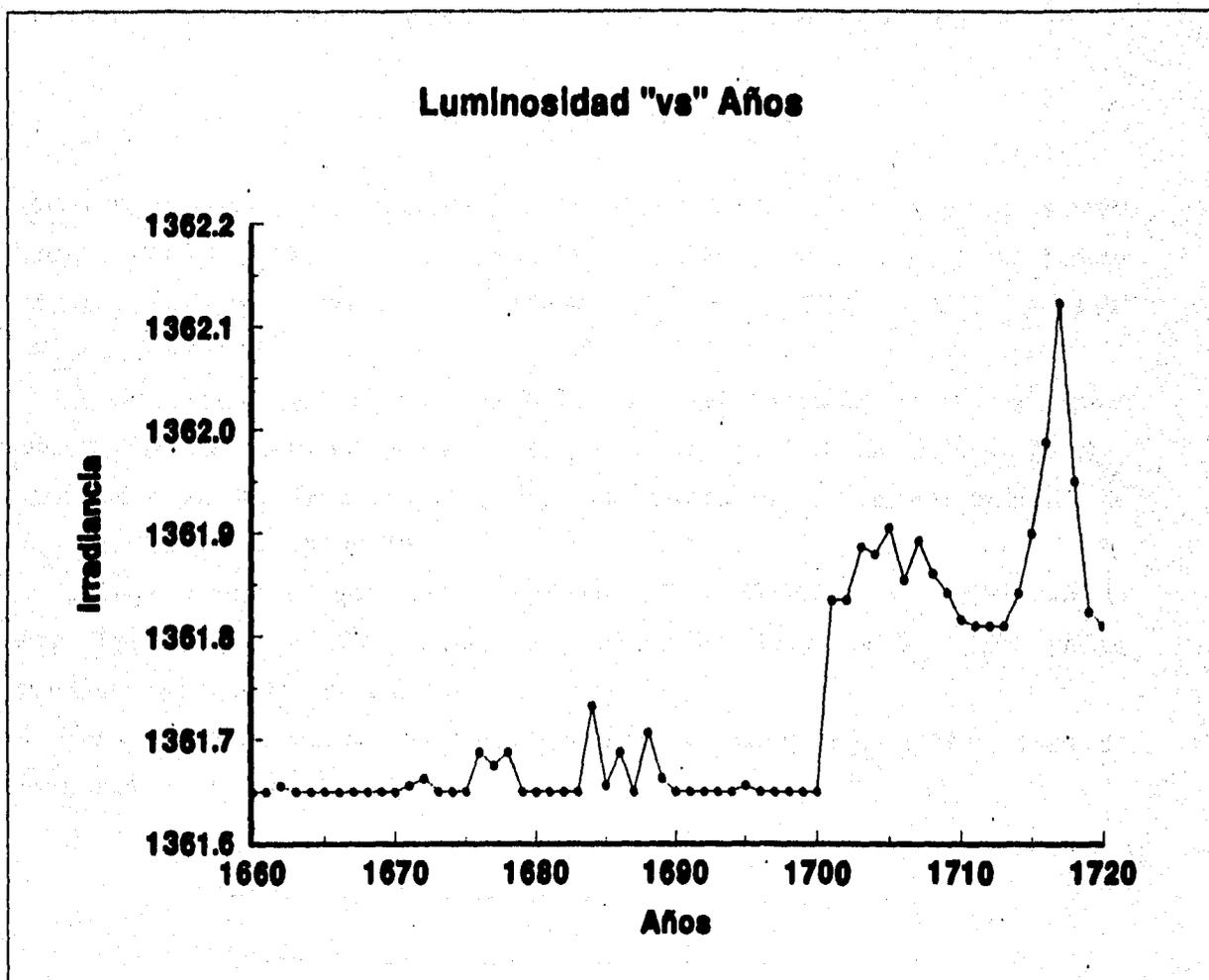


Figura IV.6. Gráfica de la luminosidad, contra años usando el valor mínimo de  $SQ_0$  medido por ACRIM.

Se calculó el porcentaje en que disminuyó la irradiancia solar respecto a nuestra época durante el Mínimo de Maunder a partir de la siguiente relación:

$$\% = [ (S_A - S) / S_A ] \times 100 \quad (10)$$

donde  $S$  es el valor que obtenemos de la expresión (9) para cada  $R_s$  desde 1660 hasta 1720, y  $S_A$  es el valor promedio de la irradiancia solar para nuestro tiempo moderno; medido por ACRIM ( $S_A = 1367.54 \text{ W/m}^{-2}$ ) y ERB ( $S_A = 1371.73 \text{ W/m}^{-2}$ ).

En la Figura IV.7 se muestra la gráfica del porcentaje (-%) "vs" Años; corresponde al caso en que se sustituyó en la ec. (10) los valores de  $S_{Mm}$  graficados en las figuras IV.4 y IV.6 (se utilizaron los valores mínimos de  $S_{Qo}$  medidos por ACRIM y ERB).

Análogamente, la Figura IV.8 corresponde a los valores de  $S_{Mm}$  graficados de las figuras IV.3 y IV.5 (usando los valores máximos de  $S_{Qo}$  para ambos radiómetros), que fueron sustituidos en la ec. (10).

También se calcularon los promedios para los porcentajes (-%) y éstos se muestran en la Tabla III.

TABLA III		
	Radiómetro	%
(1)	ERB	0.4091
	ACRIM	0.4250
(2)	ERB	0.1066
	ACRIM	0.1216

El número (1) indica que son los promedios de los valores del porcentaje (-%) graficados en la Figura IV.7, esto es para ACRIM y ERB. Y el número (2) corresponde a los promedios de los valores de este mismo porcentaje, para la Figura IV.8, y también para ambos radiómetros.

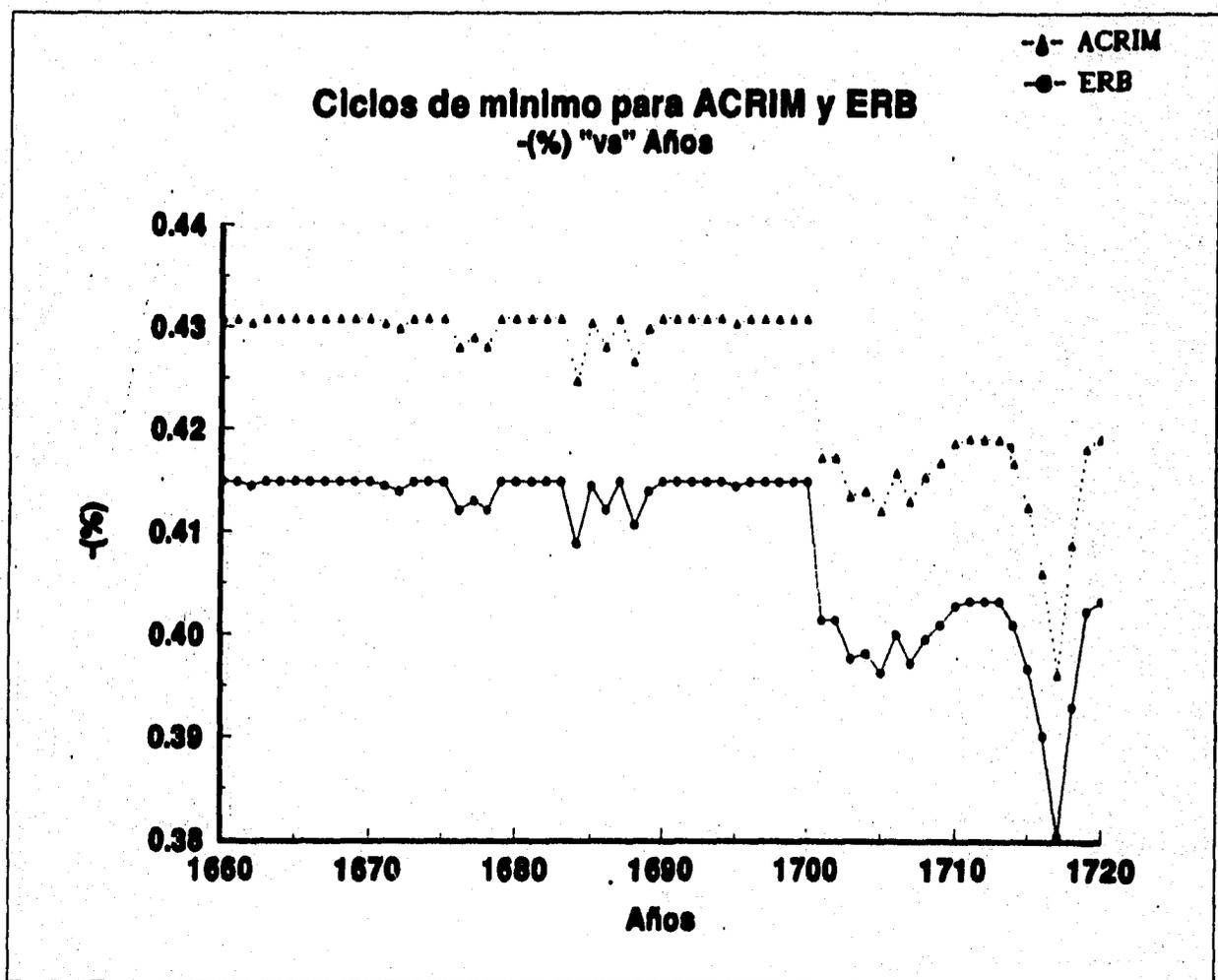


Figura IV.7. Gráfica del porcentaje (-%) "vs" años para ACRIM y ERB.

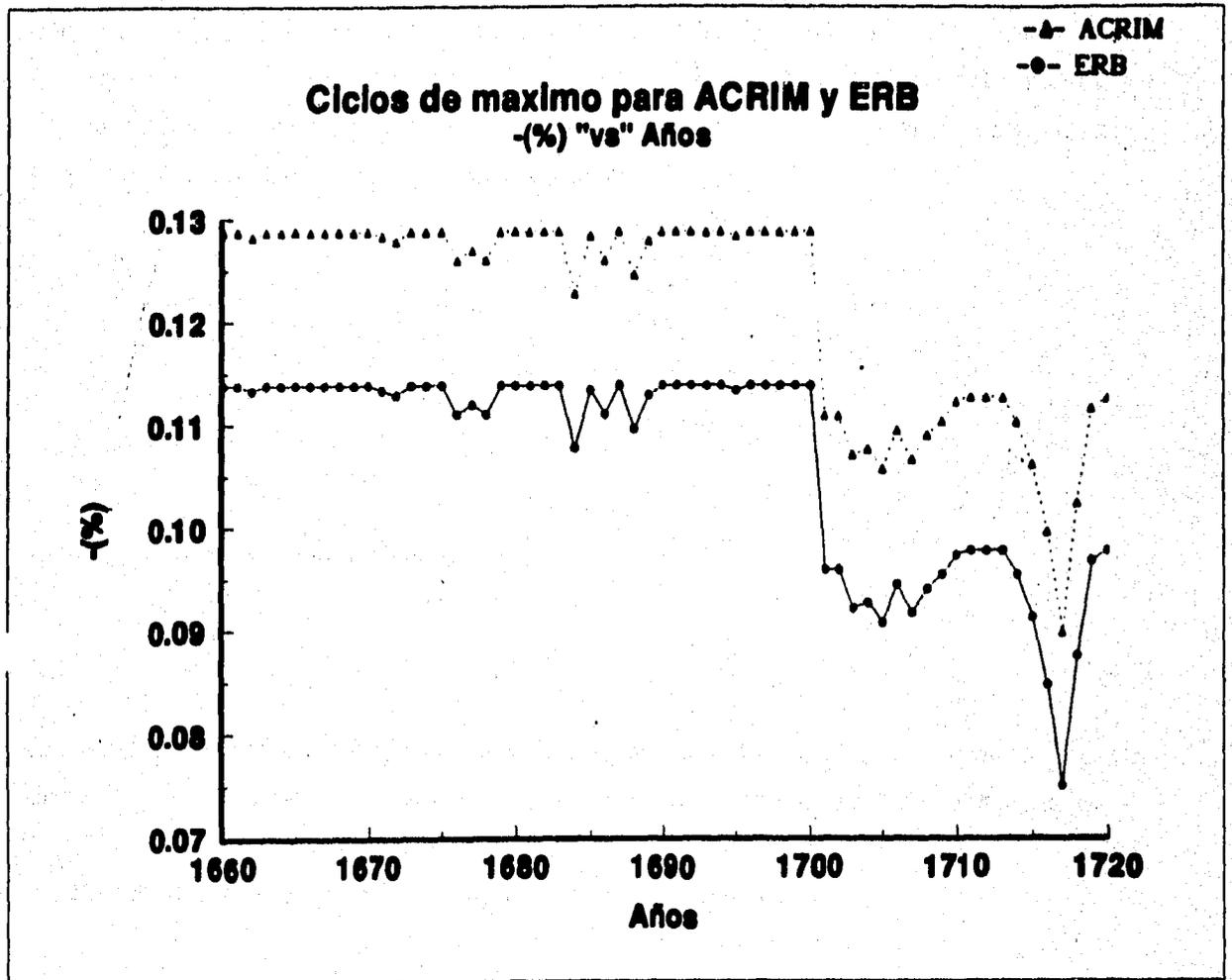
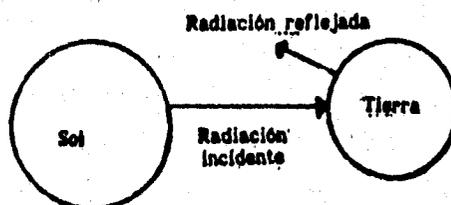


Figura IV.8. Gráfica del porcentaje (-%) contra años para ACRIM y ERB.

Un cambio en la luminosidad solar con el tiempo afectaría el balance de radiación de la Tierra y, así, su clima. Si consideramos que la Tierra radía como un cuerpo negro, su temperatura de radiación efectiva ( $T_e$ ) puede ser determinada por el balance entre la radiación solar absorbida por el planeta y la radiación infrarroja emitida al espacio. Tomando en cuenta este último argumento y con ayuda del siguiente esquema:



tenemos que el balance de energía sería:

$$S = E_{ref} + E_{abs} \quad (11)$$

donde  $S$  es la "constante solar", así que la energía incidente sobre la Tierra es  $\pi R_T^2 S$ , con  $R_T$  = radio de la Tierra;  $E_{ref}$  es la radiación reflejada y  $E_{abs}$  es la energía absorbida por el planeta.

Por otra parte el albedo planetario ( $A$ ) nos indica que :

$$A = E_{ref} / S \Rightarrow E_{ref} = SA \quad (12)$$

La energía absorbida por la Tierra es la que nos interesa. De la ecc. (11) resulta:

$$E_{abs} = S - E_{ref} \quad (13)$$

Sustituyendo la ecc. (12) en (13):  $E_{abs} = S - SA = S(1-A) \pi R_T^2 \quad (14)$

La energía emitida por la Tierra es  $(4 \pi R_T^2) (\sigma T^4)$ . Igualando a:  $(\pi R_T^2) [S (1-A)]$  da

$$S (1-A) = 4\sigma T^4 \quad (15)$$

donde  $\sigma$  = cte. de Stefan-Boltzmann. Despejando  $T$  obtenemos finalmente:

manchas fuera de cero, la irradiancia solar no se vería afectada por el efecto de manchas y fáculas, y tendría cierto valor constante. En cambio, si el valor de  $R_z$  es mayor que cero, se podría apreciar variaciones en la irradiancia solar, las cuales son determinadas por el balance entre el efecto de las manchas (disminución) y de las fáculas (aumento).

En la Figura IV.9 se muestra a  $T_e$  en función del albedo planetario para tres valores de  $S$ , representando la luminosidad solar presente y la luminosidad aproximada hace 3 y 4.6 x 10<sup>9</sup> años. La temperatura de radiación efectiva presente de la Tierra es de aproximadamente 255 K. De acuerdo con Gough (1981), la razón de incremento de la luminosidad con el tiempo puede ser representada como

$$L(t) = [1 + 0.4(1 - t/t_0)]^{-1} L_{\odot} \quad (17)$$

donde  $L_{\odot}$  es la luminosidad solar presente y  $t_0$  (= 4.6 Gyr) es la edad presente del Sol.

#### 4.3.2. TEMPERATURA DE EQUILIBRIO TERRESTRE DURANTE EL MINIMO DE MAUNDER.

Se hizo el cálculo de la temperatura de equilibrio ( $T_e$ ) a partir de la expresión (16) para ACRIM y ERB y tomando  $A = 0.3$  (Sonett, 1991). Estos cálculos aparecen en la Figura IV.10, tanto para valores mínimos y máximos de  $S_{0e}$ . Se calcularon los promedios para la temperatura de equilibrio ( $T_e$ ) (Tabla IV).

TABLA IV	
Radiómetro	$T_e$ (K)
(1) ERB	254.48
(1) ACRIM	254.28
(2) ERB	254.68
(2) ACRIM	254.48

El inciso (1) representa el promedio de  $T_e$ , que se obtuvo a partir de los valores de  $S_{Mm}$ , obtenidos de las gráficas IV.4 y IV.6. El inciso (2) es el promedio de  $T_e$  obtenido de los valores de  $S_{Mm}$  dados por las gráficas IV.3 y IV.5.

Como ya se mencionó antes, una disminución en la irradiancia solar implicaría una disminución en la temperatura de la Tierra. Se predice que un cambio del 0.5 % al 1 % en la irradiancia total es necesario para producir un cambio de cerca de 1°C en la temperatura de equilibrio terrestre (Wigley y Kelly, 1990; Reid, 1991).

Por tanto, comparando con la temperatura promedio de equilibrio actual que es de 255 K, la temperatura de equilibrio durante el Mínimo de Maunder es 254.48 K, esto es, medio grado menos, lo cual sería suficiente para registrar un periodo de frío en nuestro planeta (Reid, 1991). Tal vez llamada "Pequeña Era Glacial", que coincidió con el Mínimo de Maunder, se presentó debido a esta disminución de la temperatura de equilibrio terrestre.

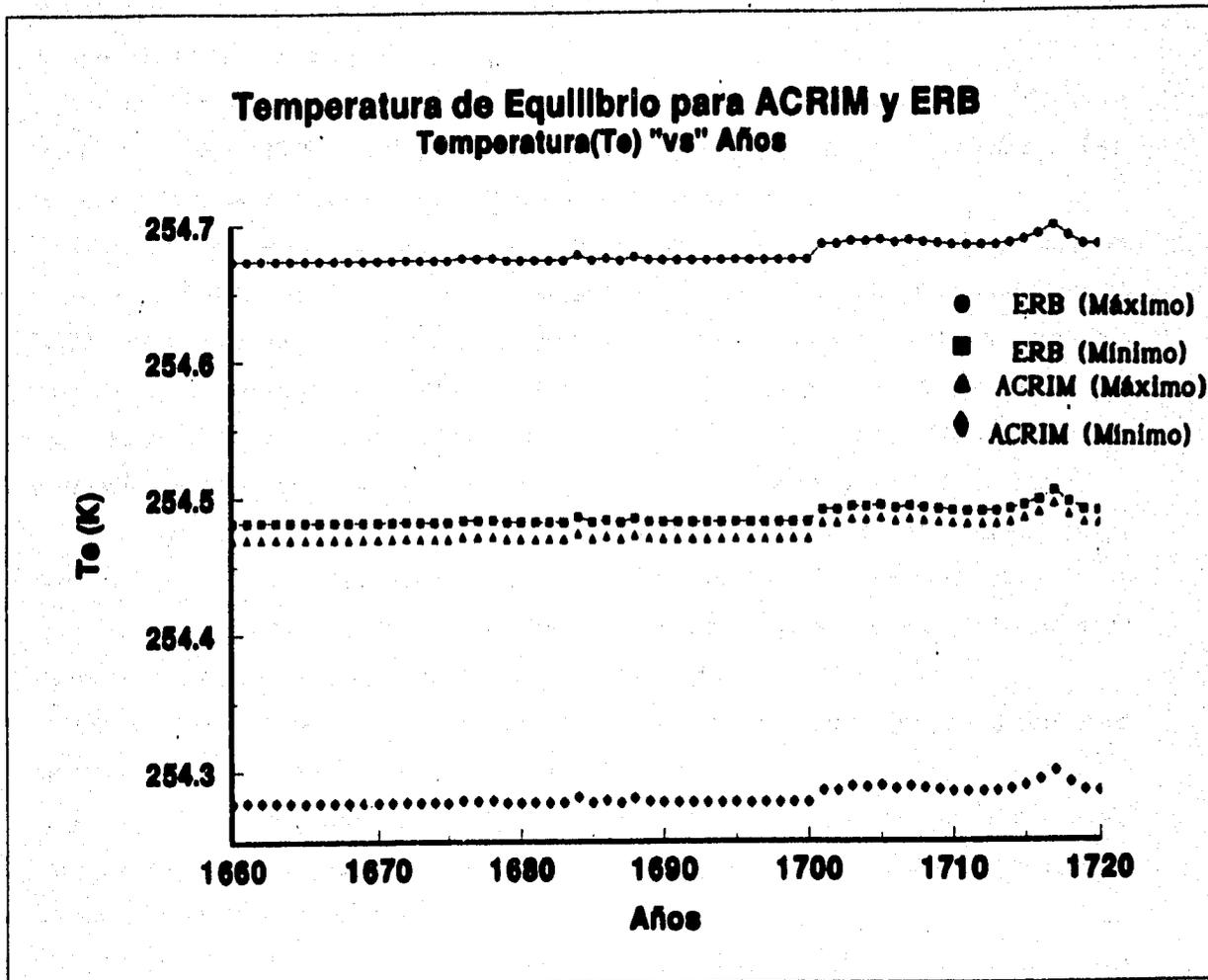


Figura IV.10. Gráficas de la temperatura de equilibrio ( $T_e$ ) para los valores máximo y mínimo de  $SQ_0$  obtenidos por ACRIM y ERB.

Louis Morin (1635-1715), miembro de la Academia de Ciencias obtuvo en París datos de la temperatura en el período de 1676-1712. Estos informes muestran que la temperatura tuvo una gran caída de 0.8 % en promedio, durante la década de 1690-1700 (Legrand et al., 1990).

En la Figura IV.11 se graficaron la temperatura media del aire ( $^{\circ}\text{K}$ ) para cada año, desde 1676 a 1712, la cual es la temperatura medida por Morin ( $\blacktriangle$ ), así como la temperatura obtenida con nuestro modelo ( $\bullet$ ).

Comparando las temperaturas obtenidas por Morin con las de la curva marcada con ( $\bullet$ ), que representa las temperaturas para ERB ( $\text{SQ}_0$  máximo) (Figura IV.10) obtenidas con el modelo propuesto en este trabajo; notamos que los valores de la temperatura obtenida con el modelo siempre están por abajo de los valores de las temperaturas medidas por Morin, cerca del 10.2 % en promedio. Los porcentajes anuales se muestran en la Figura IV. 12.

Debe tomarse en cuenta, que el procedimiento propuesto en este trabajo para calcular  $T_s$  es sólo una primera aproximación. Es de esperarse que en un estudio más profundo y meticuloso, se obtuvieran mejores aproximaciones a la temperatura que predominó durante el Mínimo de Maunder.

Entre las suposiciones mencionadas en esta tesis que podrían ser modificadas para obtener mejores resultados están:

- 1) El albedo, se asumió que era igual a 0.3, sin embargo, no se hizo ningún estudio tomando en cuenta varios factores propios de la atmósfera terrestre durante el Mínimo de Maunder.
- 2) El cálculo de la expresión para  $P_s$  en función de  $R_z$  debe ser más meticuloso, tomando en cuenta la rotación estelar, el efecto neto de fáculas y manchas en la irradiancia solar, la contribución de la red cromosférica, etc.
- 3) La suposición de que la irradiancia, y por tanto la temperatura, son funciones de  $R_z$  y no de alguna forma funcional de la misma, es tal vez lo más crucial. Explorar otras formas funcionales de  $R_z$  es un estudio que debe llevarse a cabo.

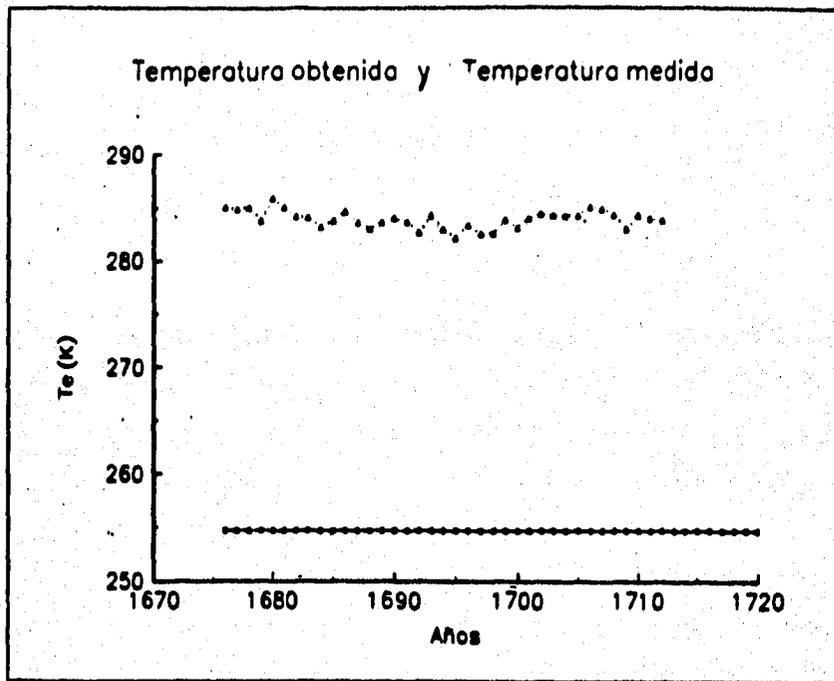


Figura IV. 11. Gráfica de la Temperatura obtenida con nuestro modelo (●) y de la Temperatura medida por Morin (▲).

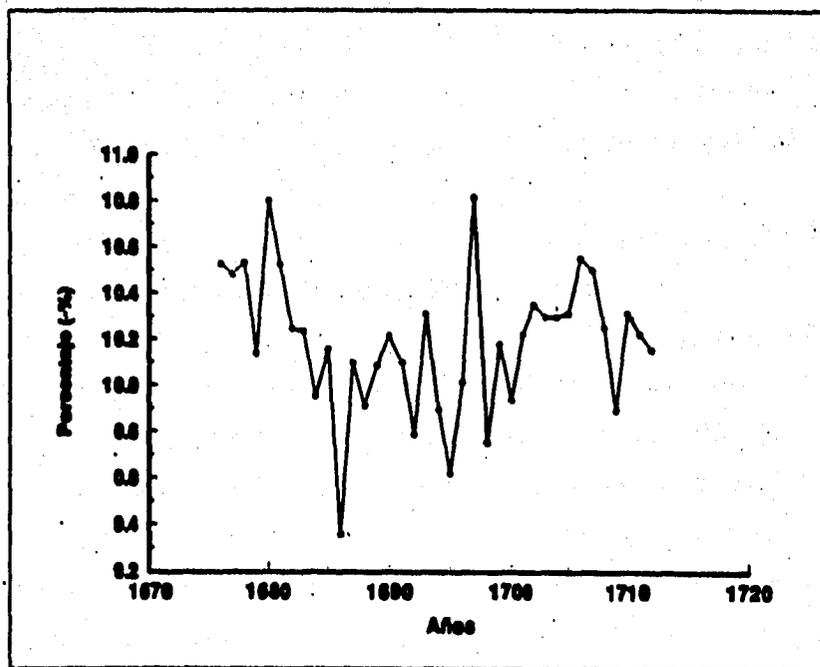


Figura IV. 12. Gráfica de los porcentajes obtenidas por comparación de año a año entre las temperaturas obtenidas y medidas de la Fig. IV. 11.

## CAPITULO V.

### CONCLUSIONES

En el capítulo IV, se describe el modelo propuesto por Mendoza et. al (1995). En particular, en la sección 4.2, se deduce la ec. 5 con la cual se calculó la irradiancia solar total para el período de Maunder ( $S_{QMm}$ ). Esta función se encuentra que está en términos de la razón de rotación  $\Omega_{Mm} / \Omega_0$ , la cual se incrementó hacia fines del Mínimo de Maunder.

En esta parte se introduce la información del ajuste lineal entre la función  $P_0$  y  $R_z$  (ver Figura II.23), con la cual se puede conocer en qué cantidad disminuyó la irradiancia solar en el período de Maunder. En conjunto se reduce todo el desarrollo en la expresión (9) de este último capítulo, obteniendo así el valor de la irradiancia solar total durante el Mínimo de Maunder ( $S_{Mm}$ ) en el período de 1660 1710.

Utilizando los valores de  $S_{QMm}$  ( $W/m^2$ ) obtenidos por los radiómetros ACRIM y ERB (Tabla II), y del número de manchas solares anual ( $R_z$ ) en la ec. (9), se pudieron trazar las gráficas IV.3, IV.4, IV.5 y IV.6 de Luminosidad "vs" Años. Nótese que hay una disminución en el valor de la irradiancia solar total durante el Mínimo de Maunder ( $S_{Mm}$ ), al compararlos con los valores de nuestro tiempo moderno,  $S_A$ .

A partir de 1700 se puede apreciar en las gráficas un incremento de  $S_{Mm}$ , y esto casi coincide con el fin del Mínimo de Maunder (1715).

En la Tabla III se muestran los promedios del porcentaje (%) en que disminuyó  $S_{Mm}$ , lo cual fue cerca del 0.12 % si se toman en cuenta los valores máximos de  $S_{QMm}$ , y del [0.41-0.42] % correspondiente a los valores mínimos de  $S_{QMm}$ ; esto es para ambos radiómetros. Se observa en las gráficas IV.7 y IV.8, que el valor de (-%) se mantuvo relativamente constante, con algunas pequeñas caídas, y nuevamente cerca de 1700 se puede apreciar un descenso importante en su valor, lo cual nos indica que el valor de la irradiancia durante el Mínimo de Maunder empezó a ascender.

Finalmente, de la investigación realizada en el campo de ciencias atmosféricas se sugiere que un cambio entre 0.1 % y el 0.5 % en el valor de la irradiancia solar total es suficiente para producir un cambio de alrededor de 1 K en la temperatura de equilibrio terrestre. Siendo que la temperatura PRESENTE de la Tierra es de aproximadamente 225 K (Ver pág. 23, Cap. IV) (Sonett, 1991), y comparándolo con los valores promedios de  $T_e$  (K) (Ver Tabla IV), se puede concluir que la temperatura durante el Mínimo de Maunder disminuyó alrededor de 0.5 K, lo cual es suficiente para registrar un período de frío. Tal vez la Pequeña Era Glacial que coincidió con el Mínimo de Maunder pudo haber sido originada por una disminución de la irradiancia solar.

La comparación entre la temperatura obtenida por nuestros modelos y la observada indica que la calculada es aproximadamente 11.5 % menor que la observada.

Es claro que la temperatura de equilibrio que aquí se calcula es sólo una primera aproximación del valor de la temperatura promedio del planeta; cálculos más complejos tal vez muestren un valor diferente. Se sugiere experimentar con los tres siguientes puntos para obtener mejores aproximaciones a las temperaturas observadas:

- 1) El albedo, se asumió que era igual a 0.3, sin embargo, no se hizo ningún estudio tomando en cuenta varios factores propios de la atmósfera terrestre durante el mínimo de Maunder.
- 2) El cálculo de la expresión para  $P_g$  en función de  $R_z$  debe ser más meticuloso, tomando en cuenta la rotación estelar, el efecto neto de fáculas y manchas en la irradiancia solar, la contribución de la red cromosférica, etc.
- 3) La suposición de que la irradiancia, y por tanto la temperatura, son funciones de  $R_z$  y no de alguna forma funcional de la misma, es tal vez lo más crucial. Explorar otras formas funcionales de  $R_z$  es un estudio que debe llevarse a cabo.
- 4) La dependencia de la temperatura con el número de manchas  $R_z$  tal vez no sea tan directa como en este trabajo se supone. Este punto es el que todavía requiere mayor estudio en un futuro.

## APENDICE 1

### MODELO DE PARKER DEL VIENTO SOLAR

EN EL CASO DE UNA CORONA EN QUE LA TEMPERATURA DISMINUYE MAS LENTAMENTE QUE EL INVERSO DE LA DISTANCIA.

(1958)

Considérese simetría esférica con cambios relevantes en la dirección radial:

$$d/dr (\rho r^2 v) = 0, \quad (1)$$

y utilizando las ecuaciones hidrodinámicas ordinarias:

a) La ecuación de Euler en el caso estacionario

$$\rho v dv/dr = - dP/dr - (\rho G M_{\odot}) / r^2, \quad (2)$$

b) La ecuación de conservación de la masa

$$\rho v r^2 = \text{cte.} = \rho_0 v_0 r_0^2, \quad (3)$$

y tomando en cuenta que

$$P = \rho^{\gamma}, \quad (4)$$

donde  $\rho$  = densidad,  $v$  = velocidad del viento solar,  $P$  = presión del fluido,  $M_{\odot}$  = masa del Sol,  $G$  = cte. de gravitación universal,  $\gamma$  = razón de los calores específicos =  $C_p / C_v$ ,  $m_p$  = masa de los protones.

Donde las ecuaciones (2), (3) y (4) son el sistema a resolver para obtener la densidad, la velocidad y la presión en función de la dirección radial, estos es,  $\rho(r)$ ,  $v(r)$  y  $P(r)$  respectivamente. Derivando la ec. (4) respecto a "r" se obtiene:

$$dP/dr = \gamma \rho^{\gamma-1} d\rho/dr = \gamma (\rho^{\gamma} / \rho) (d\rho/dr),$$

$$\Rightarrow dP/dr = \gamma (P / \rho) (d\rho/dr),$$

Pero  $v_s^2 = \gamma kT / m_p = \gamma P / \rho$ , ya que  $P = nkT$  (ec del gas ideal)  
 $\rho = m_p n$

Por lo que resulta:

$$dP/dr = v_s^2 d\rho/dr, \quad (5)$$

Sustituyendo la ec. (5) en la (2) se obtiene:

$$(\rho v) dv/dr = -v_s^2 d\rho/dr - \rho GM_\odot / r^2, \quad (6)$$

De la ec. (3):  $\rho = \text{cte.} / vr^2$ , derivando esta última expresión:

$$d\rho/dr = \text{cte.} [(-1/v^2 r^2) dv/dr - 2/v (1/r^3)], \quad (7)$$

Sustituyendo la ec. (7) en la ec. (6) y resulta:

$$(\rho v) dv/dr = v_s^2 \text{cte.} [dv/dr (1/v^2 r^2) + 2/vr^3] - \rho GM_\odot / r^2,$$

factorizando  $dv/dr$  y dividiendo entre  $\rho$ , resulta:

$$dv/dr [v - v_s^2 \text{cte.} / \rho r^2 v^2] = (2/r) (v_s^2 \text{cte.} / r^2 \rho v) - GM_\odot / r^2,$$

pero  $\rho = \text{cte.} / vr^2$

$$\rightarrow dv/dr [v - v_s^2/v] = (2 v_s^2) / r GM_\odot / r^2,$$

$$v dv/dr [1 - v_s^2/v^2] = v_s^2 (2/r) - GM_\odot / r^2, \quad (8)$$

Recordando que:

$$d(v^2)/dr = d(v v) = v d(v)/dr + d(v)/dr v = 2v (dv/dr),$$

$$\rightarrow v (dv/dr) = 1/2 (d(v^2)/dr), \quad (9)$$

Sustituyendo la ec. (9) en la ec. (8) se obtiene:

$$(1/2) (dv^2/dr) [1 - v_s^2/v^2] = v_s^2 (2/r) - (G M_\odot) / r^2, \quad (10)$$

Observe que  $d(v^2)/dr$  se vuelve infinita si:

$$v = v_s \quad (11)$$

y  $d(v^2)/dr$  se anula si:

$$r = (G M_\odot) / 2 v_s^2 \quad (12)$$

Los valores (11) y (12) son los valores críticos de la ecuación. Matemáticamente son valores para los cuales la ecuación está indefinida, y físicamente son los puntos para los cuales el viento solar se vuelve supersónico.

Integrando la ecuación (10) se obtiene:

$$\int_{v_s}^v d(v^2) - (v_s^2) \int_{v_s}^v d(v^2)/v^2 = (4v_s^2) \int_{r_s}^r dr/r - (G M_\odot) \int_{r_s}^r dr/r^2,$$

$$\Rightarrow v^2 - v_s^2 - (v_s^2) \ln(v^2/v_s^2) = (4v_s^2) \ln(r/r_s) + 2G M_\odot (1/r - 1/r_s), \quad (13)$$

donde  $v_s$  es la velocidad del sonido,  $v_s$  es el valor de la velocidad en  $r = r_s$  para el Sol ( $v_s$  es cerca de 10 a 20 km/s).

Las soluciones de la ecuación (13) tienen la forma mostrada en la figura I.19.

## VI. BIBLIOGRAFIA

- [1] Akasofu S.-I., (1979), *The Aurora*. The Physics Teacher, 228-234.
- [2] Angione R., (1981), *In Variations of the Solar Constant*. Review of ground-based measurements NASA CP-2191, 11-30.
- [3] Ballunas S. y Jastrow R., (1990), *Evidence for longterm brightness changes of the solar-type stars*. Nature, 348: 520-523.
- [4] Beer J., Siegenthaler U., Oeschger H., Andrée M., Bonani G., Hofmann H., Nessel M., Suter M., Wölfli W., Finkel R., y Langway C. C., (1983), *Temporal  $^{10}\text{Be}$  variations*. In Proc. 18 th Intl. Cosmic Ray Conf., 9: 317-320.
- [5] Beer J., Siegenthaler U., y Blinov A., (1988), *Temporal  $^{10}\text{Be}$  variations in ice: Information on solar activity and geomagnetic field intensity*. In Secular, Solar and Geomagnetic variations in the Last 10,000 Years, 297-313.
- [6] Clark y Stephenson, (1978), *An interpretation of pre-telescope sunspot records from the Orient*. Q. J. Roy. Astron. Soc., 19: 387-410.
- [7] Cullen C., (1980), *Was there a Maunder Minimum?*, Nature, 283: 427-428.
- [8] de Vries H., (1959), *Measurement and use of natural radiocarbon*. In *researches in Geochemistry*, 169-189. Ed. P. H. abelson , New York: Wiley.
- [9] Eddy A. John, (1976), *The Maunder Minimum*. Science, 192: 1189-1202.
- [10] Foukal P., (1981), *In Physics of Sunspots*, Sacramento Peak Obs. Publ., 391.
- [11] Foukal P. y Vernazza J., (1979), *The effect of magnetic fields on solar luminosity*. The Astrophys. J., 234: 707-715.

- [12] Foukal y Lean, (1988), *Magnetic Modulation of Solar Luminosity by Photospheric Activity*. *The Astrophys. J.*, 328: 347-357.
- [13] Foukal y Lean, (1990), *An Empirical Model of Total Solar Irradiance Variation between 1879 and 1988*. *Science*, 247: 556-558.
- [14] Fröhlich C., (1977), *Contemporary measures of the solar constant*. In the *Solar Output and Its Variations*, 93-109.
- [15] Fröhlich C., (1991), *Variability of the Solar Irradiance and Luminosity*. *J. Geomag. Geoelectr.*, 43:37-44.
- [16] Gough D. O., (1981), *Solar interior structure and Luminosity variations*. *Solar Phys.*, 74: 21-34.
- [17] Hargreaves J. K. 1930. *The upper Atmosphere and Solar-Terrestrial Relations*. An Introduction to the aerospace environment, 177-198. Ed. Van Nostrand Reinhold, New York.
- [18] Hoyt D. V., (1979), *The Smithsonian Astrophysical Observatory Solar Constant Program*. *Rev. Geophys. Space Res.*, 17: 427-458.
- [19] Hundson H. S. y Willson R. C., (1982), *Sunspots and Solar Variability*. *Physics of Sunspots*, 434-445.
- [20] Kocharov G. E., (1987), *Nuclear Processes in the solar atmosphere and the particle acceleration problem*. *Astrophys. Space Sc.*, 6: 155-202.
- [21] Kuhn J. R., (1988), *Helioseismological splitting measurements and non-spherical solar temperature structure*. *Astrophys. J.*, 331: L131-L134.
- [22] Kuperus M., Ionson J. A., y Spicer D. S., (1981), *On the Theory of coronal heating mechanisms*. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 19: 7-40.
- [23] Laštovička J. y Boška J., (1992), *Encyclopedia of Earth System Science*. Academic Press, Inc., 271-277.

- [12] Foukal y Lean, (1988), *Magnetic Modulation of Solar Luminosity by Photospheric Activity*. *The Astrophys. J.*, 328: 347-357.
- [13] Foukal y Lean, (1990), *An Empirical Model of Total Solar Irradiance Variation between 1879 and 1988*. *Science*, 247: 556-558.
- [14] Fröhlich C., (1977), *Contemporary measures of the solar constant*. In the *Solar Output and Its Variations*, 93-109.
- [15] Fröhlich C., (1991), *Variability of the Solar Irradiance and Luminosity*. *J. Geomag. Geoelectr.*, 43:37-44.
- [16] Gough D. O., (1981), *Solar interior structure and Luminosity variations*. *Solar Phys.*, 74: 21-34.
- [17] Hargreaves J. K. 1930. *The upper Atmosphere and Solar-Terrestrial Relations*. An Introduction to the aerospace environment, 177-198. Ed. Van Nostrand Reinhold, New York.
- [18] Hoyt D. V., (1979), *The Smithsonian Astrophysical Observatory Solar Constant Program*. *Rev. Geophys. Space Res.*, 17: 427-458.
- [19] Hundson H. S. y Willson R. C., (1982), *Sunspots and Solar Variability*. *Physics of Sunspots*, 434-445.
- [20] Kocharov G. E., (1987), *Nuclear Processes in the solar atmosphere and the particle acceleration problem*. *Astrophys. Space Sc.*, 6: 155-202.
- [21] Kuhn J. R., (1988), *Helioseismological splitting measurements and non-spherical solar temperature structure*. *Astrophys. J.*, 331: L131-L134.
- [22] Kuperus M., Ionson J. A., y Spicer D. S., (1981), *On the Theory of coronal heating mechanisms*. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 19: 7-40.
- [23] Laštovička J. y Boška J., (1992), *Encyclopedia of Earth System Science*. Academic Press, Inc., 271-277.

- [24] Lean J., (1992), *Estimating the Sun's Radiative Output during the Maunder Minimum*. Geophys. Research Letters, 19:1591-1594, No. 15.
- [25] Legrand J. P. y Simon P. A., (1988), *Shock waves solar streams and the Spread of aurorae in latitude*. J. Brit. astron. Assoc., 6: 98.
- [26] Mendoza B., (1995), enviado para su publicación a Solar Phys.
- [27] Monaghan M. C., (1987), *Greeland ice  $^{10}\text{Be}$  concentrations and average precipitation rates north of  $40^\circ\text{N}$  to  $45^\circ\text{N}$* . Earth Planet, Sci. Lett., 84: 197-203.
- [28] Noyes W. Robert. 1982. *The Sun, our star*. Harvard University Press.
- [29] Oeschger H., Siegenthaler U., Schatterer U., y Gugelmann A., (1975), *A box diffusion model to study the carbon dioxide exchange in nature*. Tellus, 27: 168-192.
- [30] Priest R. Eric. 1984. *Solar Magnetohydrodynamics*, 21: 15-19, 165. Ed. D. Reidel, Dordrecht, Holland.
- [31] Raisbeck G. M. y Yiou F., (1988),  *$^{10}\text{Be}$  as a proxy indicator of variations in solar activity and geomagnetic field intensity during last 10,000 years*. In *Secular, Solar and Geomagnetic Variations in the Last 10,000 years*, 287-296.
- [32] Reid G., (1991), *Solar total Irradiance variations and the global sea surface temperature record*. J. Geophys. Res., 96: 2835-2844.
- [33] Ribes J. C. y Nesme-Ribes E., (1993), *The Solar sunspot cycle in the Maunder minimum AD1645 to AD1715*. Astron. Astrophysics, 276: 549.
- [34] Ribes E., Ribes J. C. y Bartholot R., (1987), *Evidence for a larger Sun with a slower rotation during the seventeenth century*. Nature, 326: 52-55.

- [35] Saulés G., (1988), *Estudio de la propagación de los rayos C smicos en el medio Interplanetario*, tesis-licenciatura. Facultad de Ciencias, UNAM, México, D. F., 3-21, 31.
- [36] Schatten K. H., y Mayr H. G., (1985), *On the maintenance of sunspots: An lon hurricane mechanism*. *Astrophys. J.*, 299: 1051-1062.
- [37] Siscoe G. L., (1980), *Evidence in the auroral record for secular solar variations*. *Rev. Geophys. Space Phys.*, 18: 647-658.
- [38] Skumanich A., (1972), *Time Scales for CaII emiission decay, rotational braking, and Lithium depletion*. *Astrophys. J.*, 171: 565.
- [39] Sonett C. P., Giampapa M. S. y Matthews M. S., (1991), *The Sun in Time*. Arizona, 11-29, 64-68, 199-205, 218, 279-280, 354-359, 447-543, 582-585, 826-829. The University of Arizona Press, Tucson.
- [40] Spiegel E. A., Weiss N. O., (1980), *Magnetic Activity and variations in Solar Luminosity*. *Nature*, 287: 616-617.
- [41] Stephenson F. R. y Wortendale A. N., 1988. *Secular Solar and Geomagnetic Variations in the Last 10.000 Years*. 203-204, 213, 229, 372-374. Kluwer Academic Publishers, Dordrech/ Boston/ Londs.
- [42] White O. R., Skumanich A., Lean J. L., Livingston W. C. y Keil S., (1992), *The Sun in a non-cycling state*. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, submitted.
- [43] Wigley T. M. y Kelly P. M., (1990), *Holocene climatic change, <sup>14</sup>C wiggles and variations in solar irradiance*. *Phil. Trans. R. Soc. Lond. A*, 330: 547-560.
- [44] Wilson M. R., Rabin D. y Moore L. R., (1987), *10-7 cm Solar Radio Flux and the Magnetic Complexity of active regions*. *Solar Physics*, 111: 279-285.

- [45] Willson, (1978), *Chromospheric variations in main sequence stars.*  
*Astrophys. J.*, 226: 379-396.
- [46] Willson R. C., Gulkis, Janssen, Hudson y Chapman, (1981), *Observations of Solar Irradiance Variability.* *Science*, 211:700-702.
- [47] Willson y Hudson, (1988), *Solar Luminosity Variations in Solar Cycle 21.*  
*Nature*, 332: 332-334.