



Benemérita Universidad Autónoma de Puebla

Facultad de Ciencias Físico-Matemáticas

Medición de parámetros indicadores de actividad solar

Tesina presentada al

Colegio de Física

como requisito parcial para la obtención del grado de

Licenciado en Física

por

María del Rosario Vázquez Axotla

asesorada por

Fis. Pablo Armando Loera González y Dra. Olga Leticia Fuchs
Gómez

Puebla Pue.
Febrero 2014



Benemérita Universidad Autónoma de Puebla

Facultad de Ciencias Físico-Matemáticas

Medición de parametros indicadores de actividad solar

Tesis presentada al

Colegio de Física

como requisito parcial para la obtención del grado de

Licenciado en Física

por

María del Rosario Vázquez Axotla

asesorada por

Fis. Pablo Armando Loera González y Dra. Olga Leticia Fuchs
Gómez

Puebla Pue.
Febrero 2014

Título: Medición de parametros indicadores de actividad solar
Estudiante: MARÍA DEL ROSARIO VÁZQUEZ AXOTLA

COMITÉ

Dr. Mario Alberto Maya Mendieta
Presidente

Dr. Fernando Rojas Rodríguez
Secretario

Dr. Rogelio Greogorio Cruz Reyes
Vocal

Dr. Pablo Zeleny Vázquez
Vocal

Fis. Pablo Armando Loera González y Dra. Olga Leticia Fuchs Gómez
Asesor

Índice general

0.1. Agradecimientos	VIII
0.2. Resumen	IX
0.3. Antecedentes	X
0.4. Objetivo General	XI
1. Parámetros estelares	1
1.1. Luminosidad	2
1.2. Temperatura Efectiva	2
1.3. Diagrama de Hertzsprung-Rusell y clasificación estelar	3
1.4. Relación masa-luminosidad	4
1.5. Fuentes de la energía estelar	4
1.6. Espectroscopía	5
1.6.1. Clases de Espectros	6
1.7. Líneas espectrales	7
1.8. La interpretación de los espectros atómicos	11
1.8.1. Filtros Solares	11
1.9. ¿Cómo se observa el Sol?	11
1.10. Flujo en radio 10.7 cm	13
2. El Sol	15
2.1. ¿Cómo gira el Sol?	16
2.2. Producción de energía	16
2.3. La Radiación Solar	17
2.4. Constante Solar	17
2.5. Limbo Solar y Disco Solar	17
2.6. Estructura Solar	18
3. El Ciclo Solar	23
3.1. ¿Qué es el ciclo solar?	23
3.2. Número relativo de Wolf	26
3.3. ¿Qué son las Manchas Solares?	27
3.4. Clasificación de las manchas solares	28
3.4.1. Clasificación de McIntosh del grupo de manchas	29
3.4.2. Clasificación Zürich	31
3.5. Consecuencias de las manchas	32
3.6. Agujeros Coronales	34
3.7. Eyecciones de masa coronal	35
3.8. Viento Solar y sus consecuencias	36
3.9. La Tierra como un imán gigantesco	37
3.10. Tormentas geomagnéticas	37

4. Resultados y discusiones de los datos obtenidos	39
5. Conclusiones	47

Índice de figuras

1.1. Ley de Wien	2
1.2. Diagrama de Hertzsprung-Rusell	3
1.3. Espectro Electromagnético	6
1.4. Espectro de emisión y absorción del Hidrógeno	7
1.5. Espectro solar en la banda visible	8
1.6. Expresión de las series espectrales	9
1.7. Espectro con líneas de absorción	10
1.8. Espectro Solar y Espectro de emisión del Hidrógeno	10
1.9. Longitudes de onda de SOHO	12
1.10. Imágenes de SDO	13
1.11. Número de manchas vs Flujo en radio	14
2.1. Sol	15
2.2. Rotación del Sol	16
2.3. Representación de la parte interior del Sol	18
2.4. Fotosfera	19
2.5. Cromosfera	20
2.6. Corona	20
2.7. Filamento y protuberancia	21
3.1. El Sol, en su mínimo (izquierda) y máximo (derecha) solar	24
3.2. Diagrama de mariposa	25
3.3. Mínimo de Maunder	25
3.4. Gráfica con la variación del Número de Wolf	26
3.5. Mancha Solar	27
3.6. Representación de que las manchas tienen dos polaridades juntas, positiva y negativa, con esto el campo magnético retorna	28
3.7. Clasificación de McIntosh	29
3.8. Clasificación de Zürich	31
3.9. Visualización de una llamarada solar	32
3.10. Clasificación de Ráfagas Solares	34
3.11. Agujero coronal tomado por el telescopio SDO, en longitud de onda de 193\AA	35
3.12. Representación de heliosfera y heliopausa	36
3.13. Fotografía de una aurora boreal, en Alaska	37
4.1. El Sol con manchas en el año 2013	39
4.2. Gráfica del Número de Wolf	40
4.3. Analogía entre Número de Wolf (tesis) con el Número de Wolf (página web)	40
4.4. Año vs Flujo en radio	41
4.5. Relación entre Número de Wolf y Flujo en Radio	42

4.6. Número de Rafagas Solares durante los años analizados	42
4.7. Correlación de Ráfagas y Número de Wolf	43
4.8. Número de Wolf con la simplicidad y complejidad de grupos de manchas	43
4.9. Relación entre los Grupos de manchas con el Número de Wolf	44
4.10. Número de Wolf vs Flujo en radio	44
4.11. Número de Wolf vs Flujo en radio aplicando polinomio grado 3	45
4.12. Número de Wolf vs Flujo en radio aplicando línea recta	45

Índice de tablas

1.1. Tipos espectrales de las estrellas	3
2.1. Datos del Sol	15
3.1. Clasificación de llamaradas solares	33

0.1. Agradecimientos

Agradezco en primer lugar a mis padres, Rosario y Jorge, quienes con su esfuerzo, paciencia, confianza y sobre todo por el apoyo incondicional que me dieron al dejarme elegir con toda libertad esta carrera, y el seguir apoyando en todos los aspectos para poder llegar al final de ésta. Gracias papás

A mis hermanos y hermanas y también sobrinos, que supieron comprender cuándo no podía convivir con ellos y cuándo sí, en los momentos en que con sus preguntas ocurrentes lograban hacer que les contestara conforme lo que aprendía en la universidad, aunque en momentos llegaban a bromear cuando preguntaban, o simplemente cuando estaban dispuestos a escuchar una de tantas explicaciones que me llegaban a la mente de forma espontánea o simplemente platicar de esos temas que nos gusta con el fin científico.

A mis asesores, Pablo Loera por creer en mí sin siquiera conocerme en su momento y darme esa oportunidad de demostrar de lo que puedo lograr y enseñándome de lo que soy capaz también de hacer, de apoyarme con sus explicaciones en toda ocasión para lograr este objetivo. A la profesora Leticia Fuchs por su apoyo en todo momento y por sus consejos para que nunca me rindiera a pesar de las dificultades que conlleva esta carrera.

Durante la carrera, conocí también a muchas personas, algunas pasaron sin dejar marca alguna, sin embargo hubo quienes hicieron la diferencia, compartiendo largas tardes de plática, y más los partidos de fútbol, olvidando con todo eso el estrés que se tenía en los momentos de incertidumbre para la presentación de un examen o simplemente para convivir un rato.

A esa persona especial que marcó y cambió mi vida y que con ese apoyo incondicional y consejos me ayudo a sobrellevar cada derrota y cada triunfo para conseguir lo que más anhelaba, terminar la carrera. Gracias Efrén.

Todos ustedes me mostraron que lo importante no es llegar sino saber llegar y que nunca hay que rendirse sin haber peleado antes. Ustedes, familia que tuvieron mucha paciencia y confianza en mí, a tí que nunca me dejaste caer, levantandome los ánimos, profesores que creyeron en mí y me apoyaron en todo y cada momento, y a ustedes amigas por las pláticas y por esos partidos de fútbol y a esas amigas fuera de la universidad que siempre me apoyaron e igual nunca me dejaron caer. A todos ustedes Muchas Gracias.

Y esto es sólo el comienzo de un largo viaje.

0.2. Resumen

El sistema solar está regido por el Sol, el cual ejerce una fuerza gravitacional dominante con los planetas que lo rodean, también proporciona energía que junto con la atmósfera terrestre y las plantas, generan el proceso de la fotosíntesis que origina oxígeno, beneficiando así desde una bacteria hasta el ser humano.

Como se puede observar, este astro es de suma importancia, por lo que estudiarlo es esencial. En base a eso, se ha observado que el Sol manifiesta sobre su superficie una serie de sucesos a los que se le denomina manchas solares que se observan cada 11 años. Éstas manchas son campos magnéticos que tienen polaridad negativa y positiva, teniendo durante este proceso una actividad máxima y mínima, cuando culmina, dentro de otros 11 años vuelven a salir pero en esta ocasión la polaridad es invertida, debido a este cambio de polaridad se ha completado un ciclo al cual se le denomina Ciclo Solar. Estas manchas generan fenómenos conocidos como ráfagas solares que pueden estar dirigidas hacia la Tierra ocasionando auroras boreales.

Desde el año 1755 aproximadamente, comenzaron a realizarse registros donde se conociera cómo cambiaba el ciclo, con todos estos datos y sumando los ciclos anteriores, se ha determinado que en 2012 nos encontramos en el Ciclo Solar 24, el cual se especula llegará a tener su máxima actividad a finales del año y principios del 2013, por lo cual se notarán más manchas solares acompañadas de ráfagas solares que si se dirigen hacia la Tierra se observarán auroras boreales, así como daños severos en las comunicaciones dañando circuitos que quizás podrían dejarnos sin comunicación satelital por un momento. Para tener una idea sobre cómo evoluciona el ciclo solar con el tiempo, se han desarrollado unos cálculos que permiten hacerlo de una manera sencilla y entendible, éstos son conocidos como Indicadores solares.

En este trabajo se recopilarán datos de indicadores solares como: el viento solar, flujo en radio y ráfagas solares en páginas de internet especializadas en este tema. Sin embargo el indicador a calcular y el más importante será el llamado Número de Wolf, pues proporciona información sobre la variación del Ciclo, esto se hace por medio de las manchas que aparecen día a día durante el ciclo. Para esto se contará con las imágenes tomadas con el telescopio Carl Sagan, ubicado en la Universidad de Sonora, en caso que no se puedan obtener imágenes por la situación climatológica que se llegara a presentar, se tomarán datos e imágenes de la página www.spaceweather.com para así obtener el Número de Wolf.

Una vez obtenidos los datos deseados se explicará el comportamiento de éstos, se expondrá la idea física que hay detrás de ellos, la manera en cómo interaccionan con la magnetósfera.

0.3. Antecedentes

En el centro del sistema solar se encuentra un astro cuya fuerza de gravedad interactúa con planetas, por la cual orbitan alrededor de éste sin que salgan expulsados más allá del dicho sistema, también genera una radiación que es dirigida al espacio beneficiando a la Tierra.

La radiación que llega a la Tierra no es del todo absorbida, sólo una fracción lo es debido a la atmósfera terrestre, la que entra tiene reacción con las plantas generando un gas necesario; el oxígeno, beneficiándose desde una bacteria hasta el ser humano. Este astro es conocido como el Sol.

Desde tiempo atrás el ser humano quería comprender ¿Qué es el Sol?, ¿Qué propiedades tiene?, entre otras preguntas, algunas personas comenzaron a observarlo, siendo Galileo Galilei uno de los primeros en hacerlo con un telescopio mejorado por él. Observando la superficie solar durante años, notó que aparecían “puntos negros” a los que denominó Manchas Solares, llamando así la atención para su estudio y registrando todo lo relacionado a este tema.

Samuel Heinrich quiso encontrar posibles planetas que orbitaran dentro de la órbita de Mercurio. Comenzó en 1825 anotando toda clase de Manchas solares que se observaban en el Sol para que no llegará a confundirse con un planeta, esta investigación duro 42 años. No encontró dicho planeta sin embargo, su observación llegó a revelar una periodicidad en las manchas solares de aproximadamente 11 años sobre el disco solar. Conociendo esto como Ciclo Solar.

Más tarde, científicos no conformes con esto, comenzaron a realizar mediciones para saber qué tan variantes son los ciclos y obtener más información sobre el Sol, uno de estos es el Número de Wolf conocido también como Número Relativo de Manchas Solares, donde se calculan cuantas manchas solares hay día a día junto con el grupo de manchas que se observan, todo esto lleva a una gráfica que permite observar la variación del ciclo. Sin embargo, las manchas no son sólo eso, son regiones donde la temperatura es baja a comparación de la fotosfera cuentan con un campo magnético, su aparente movimiento se debe a la rotación del Sol, y en un momento dado generan fluctuaciones en la cantidad de energía emitida por el Sol denominadas ráfagas solares; que son “explosiones” asociadas a las manchas solares. Las explosiones generan una corriente de partículas formadas principalmente por electrones y protones con energías alrededor de 10 y 100 keV que pueden llegar a viajar desde 350 km/s hasta 750 km/s aproximadamente, sin embargo, el Sol también arroja partículas que junto con las ráfagas se le denomina Viento Solar. Si va dirigido hacia la Tierra puede llegar a interactuar con la magnetósfera terrestre, el cual al entrar por los polos magnéticos terrestres genera auroras boreales y en casos extremos puede llegar a afectar a satélites y generar distorsión en las comunicaciones. Si el viento no llega a interactuar con la Tierra recorre una distancia aún más grande, más allá de Plutón.

Al fenómeno caracterizado por la presencia de manchas, protuberancias, y llamaradas es conocido como Actividad Solar. Hay momentos en los que los indicadores son muy bajos y en otras ocasiones muy altos en donde se llegan a tener demasiadas ráfagas emergiendo del Sol, estas situaciones son conocidas como mínimo y máximo solar.

Con todos estos conceptos y los conocimientos hasta ahora obtenidos, se ha estudiado al Sol desde el siglo XVII, y de acuerdo a eso actualmente nos encontramos en el Ciclo Solar 24. Se ha deducido que su máximo está por llegar a principios de 2013, por lo que en este momento se estudia de manera detallada con satélites que lo pueden observar en todo momento y en diferentes longitudes de onda, pudiendo ver así de manera detallada cada mancha solar y cada ráfaga en el tiempo real, logrando obtener toda información posible sobre el Ciclo Solar.

0.4. Objetivo General

El objetivo general de este trabajo es obtener el Número Relativo de Wolf, a partir de imágenes capturadas por el telescopio Carl Sagan y compararlo con los valores reportados en publicaciones previas para poder observar qué tan variantes son nuestros datos.

Los datos sobre el flujo en radio y las ráfagas serán obtenidos y analizados para tratar de exponer su comportamiento, debido a que aún no se ha comprendido del todo cómo es la física detrás de ellos, así como exponer cómo nos llega a afectar todo este ciclo, ya sea al planeta o a nuestros satélites espaciales.

Capítulo 1

Parámetros estelares

Una estrella es una esfera de gas caliente que contiene hidrógeno y helio, entre otros elementos, a causa de la atracción gravitatoria la materia de las estrellas tiende a concentrarse en su centro, provocando que aumente su temperatura y presión, mientras que en su núcleo se producen reacciones nucleares que liberan energía y equilibran la fuerza de gravedad, ésta emerge a través de la superficie de la estrella sobre todo en forma de radiación electromagnética, ocasionando emisión de luz.

Hoy en día sabemos que las estrellas como los seres vivos se forman, evolucionan y mueren. Estos cambios resultan difíciles de observarlos porque en general se producen muy lentamente en comparación con las escalas temporales de la vida cotidiana del ser humano. Describiremos la estructura interna de las estrellas, su formación y evolución a través del tiempo.

Los principales parámetros estelares que definen un modelo estelar, además de la composición química, son la masa, el radio y la luminosidad. La determinación de las masas de las estrellas se basa en la tercera ley de Kepler, que puede aplicarse a partir de sistemas binarios, es decir; dos astros que giran alrededor del centro de masas común. En tales casos se tiene que

$$\frac{a^3}{p^2} = \frac{GM}{4\pi^2} \quad (1.1)$$

donde a es el semieje mayor del movimiento reativo, P el periodo orbital y M la masa total del sistema $M = M_1 + M_2$.

Debe de tenerse en cuenta que no todos los sistemas binarios son útiles para la determinación de masas, porque para ello hay que conocer el período orbital y el semieje mayor de la órbita relativa, lo cual impone restricciones a la aplicabilidad del método. En muchos casos no puede llegarse a determinar la masa de cada una de las componentes del sistema binario, sino sólo combinaciones de ambas que proporcionan cotas inferiores a las masas individuales. El rango teórico para las masas posibles de las estrellas va desde 0.08 a 100 masas solares. El límite inferior corresponde a la masa mínima necesaria para desencadenar la fusión del hidrógeno, mientras que el límite superior señala el inicio de inestabilidades que conducirían a la explosión de masa.^[5]

1.1. Luminosidad

La luminosidad es la característica más utilizada para clasificar estrellas, aunque la determinación de la luminosidad absoluta presenta problemas como consecuencia de la necesidad de conocer la distancia al objeto, no ocurre lo mismo con la luminosidad aparente, o brillo. Para las estrellas con distancia conocida, determinada por ejemplo a través del paralaje, es posible obtener la luminosidad absoluta si se mide la aparente. En términos de la luminosidad solar $L_{\odot} = 3.845 \times 10^{26}$ W, la luminosidad de las estrellas varía entre $L \approx 10^{-4} L_{\odot}$ y $L \approx 10^6 L_{\odot}$.

Una estrella no emite toda su energía en forma de luz visible ni siquiera en forma de radiación electromagnética, puede emitir neutrinos y partículas materiales (viento estelar). La zona del espectro electromagnético donde una estrella emite la mayor cantidad de energía depende tanto de la luminosidad de la estrella como de la temperatura.^[5]

1.2. Temperatura Efectiva

La temperatura efectiva T_e de una estrella se define como la temperatura que debería tener un cuerpo negro con el mismo radio que la estrella para que emitiera la misma luminosidad.

Recurriendo a la ley de Stefan-Boltzman para un cuerpo negro, se tiene que:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4 \quad (1.2)$$

El rango de variación de las temperaturas efectivas para las estrellas va de $T \approx 200$ K a $T \approx 40\,000$ K, aunque este rango se ve sobrepasado enormemente en el caso de estrellas compactas como las estrellas de neutrones.

Aunque las estrellas no emitan como cuerpos negros por la cual la ley de Wien no pueda aplicarse con exactitud, las más calientes emiten energía sobre todo en longitudes de onda cortas, mientras que las más frías lo hacen en longitudes largas. En consecuencia, se tiene que las estrellas de alta temperatura efectiva muestran un tono azulado, mientras que las de temperatura efectiva baja se ven más rojizas (Figura 1.2).

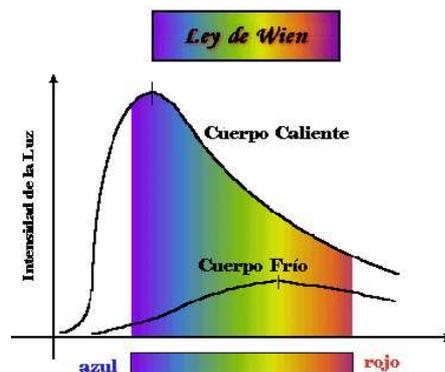


Figura 1.1: Ley de Wien

Las consecuencias de la ley de Wien es que cuanto mayor sea la temperatura de un cuerpo negro menor es la longitud de onda en la cual emite. Por ejemplo, la temperatura de la fotosfera solar es de 5780 K y el pico de emisión se produce a $475\text{nm} = 4.75 \times 10^{-7}$ m. Y como $1 \text{ \AA} = 10^{-10}\text{m} = 10^{-4}$ micras, resulta que el máximo ocurre a 4750 \AA . Como el rango se extiende desde $4\,000 \text{ \AA}$ hasta 7400 \AA , esta longitud de onda cae dentro del espectro visible siendo un tono de verde. Sin embargo, debido a la difusión de Rayleigh de la luz azul por la atmósfera la componente azul se separa distribuyéndose por la bóveda celeste y el Sol aparece amarillento.^[5]

1.3. Diagrama de Hertzsprung-Rusell y clasificación estelar

En 1911, el astrónomo danés Ejnar Hertzsprung e, independientemente el estadounidense Henry Norris Russell en 1913, presentaron en un diagrama una muestra de estrellas cercanas al Sol en un diagrama en cuyas abscisas se indicaba el tipo espectral (o la temperatura efectiva) y en ordenadas la magnitud absoluta. Este diagrama se ha convertido desde entonces, en una ayuda muy importante para el estudio de evolución estelar.

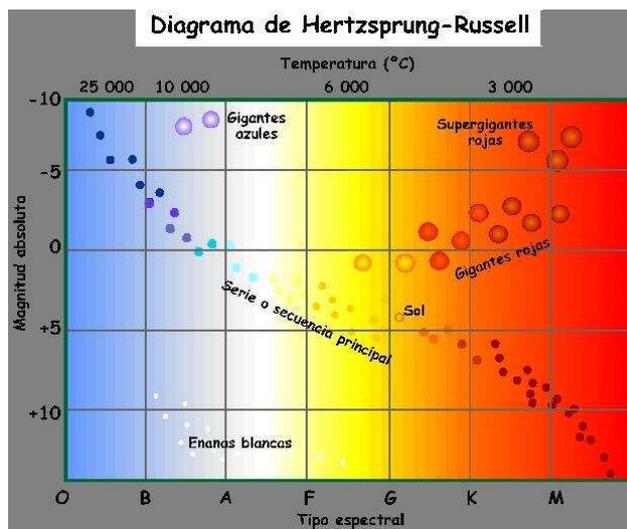


Figura 1.2: Diagrama de Hertzsprung-Rusell

El eje vertical del gráfico es una medida de la energía que libera la estrella (relacionada con su magnitud absoluta) mientras que la abscisa nos informa el color, o lo equivalentemente a la temperatura de la superficie visible.

El diagrama está establecido por las características de los espectros que se obtienen de las estrellas. Por motivos históricos, las clases espectrales más comunes son:

O B A F G K M

Cada tipo es divisible en diez subtipos diferentes, añadiendo un número del 0 al 9, así una estrella de tipo espectral B5 estaría a mitad de camino entre B y A.^[5]

Tipo Espectral	Temperatura (k)	Color	Ejemplo
O	$\geq 25\ 000$	Azul	Alnitak A, del cinturón de Orión
B	11 000 - 25 000	Blancoazulado	Rigel, constelación Orión
A	7 500 - 11 000	Blanco	Sirio A, constelación Can Mayor
F	6 000 - 7 500	Blancoamarillento	Polaris, constelación Osa Menor
G	5 000 - 6 000	Amarillo	Nuestro Sol
K	3 500 - 5 000	Anaranjado	Aldebarán, constelación Tauro
M	2 200 - 3 500	Rojo	Betelgeuse, constelación Orión

Tabla 1.1: Tipos espectrales de las estrellas

1.4. Relación masa-luminosidad

Cuanto mayor es la masa de una estrella, el tamaño, la temperatura superficial y el brillo son mayores, e inversamente a menor masa corresponden, menor tamaño, menor temperatura superficial y brillo. Por su parte, en los interiores de una estrella de mayor masa se presentan las características de menor densidad y mayor temperatura. También disponen de mayor cantidad de combustible, pero como sus configuraciones de equilibrio corresponden a luminosidades mucho mayores, su fase de combustión es considerablemente más corta. Así una estrella que tenga diez veces más masa que el Sol tiene una luminosidad de 6 000 veces mayor, el tiempo que dispone para agotar su combustible nuclear es 430 veces más corto y durará unas 100 veces menos que éste. Como el tiempo de vida de una estrella como el Sol es 10^{10} años, el tiempo de vida de una estrella de $10M_{\odot}$ será de unos 10^8 años; y para una estrella de $50M_{\odot}$ se deduce una vida de aproximadamente 4×10^6 años, es decir, tan sólo unos millones de años.^[5]

1.5. Fuentes de la energía estelar

La fuente de energía que hace que las estrellas brillen durante largos periodos de tiempos, se debe a reacciones nucleares que tienen lugar en el interior de éstas y que transforman el hidrógeno en helio. La energía nuclear, permite al Sol brillar con una luminosidad casi constante durante un periodo de tiempo.

Las reacciones nucleares que se producen en el interior de las estrellas transforman masa en energía según la ecuación de Einstein:

$$E = mc^2 \tag{1.3}$$

En las estrellas, esta liberación se produce cuando dos núcleos ligeros interactúan y se unen en un núcleo de mayor masa (reacciones de fusión). El tipo de núcleos que reacciona depende del estado evolutivo de la estrella.

Así, las estrellas consumen hidrógeno y lo transforman en helio



donde e^+ simboliza el positrón, ν el neutrino y γ un fotón.

Esta cadena es conocida como *cadena protón-protón*, para que se produzcan estas reacciones se requiere de una temperatura de unos 10^7 K en el interior de la estrella y de una masa aproximadamente similar o por debajo a la del Sol. En realidad, dependiendo de la temperatura del interior estelar, se pueden dar otras reacciones que transforman el hidrógeno en helio, llamado *ciclo CNO*, en los que los núcleos más pesados como los de ${}^{12}C$, ${}^{14}N$, ${}^{16}O$, actúan como catalizadores, sin embargo estos ciclos adquieren más importancia cuando la temperatura es mayor, y por tanto, resultan relevantes en estrellas de gran masa.

Cuando disminuye la cantidad de hidrógeno en el núcleo de la estrella a causa de la conversión del helio, la estrella se va alejando de la secuencia principal del diagrama H-R y se dirige hacia la zona de menor temperatura (roja) y de mayor radio (gigante). Para estrellas de poca masa ($M < 2.3 M_{\odot}$) esta transición es gradual y los cambios se producen en tiempos relativamente grandes. Las estrellas de masa ($M > 2.3 M_{\odot}$) experimentan la transición mucho más deprisa y cuesta encontrar estrellas que estén pasando por esta fase. La estrella desarrolla una envoltura conectiva

que crece en masa y en radio, y la luminosidad de la estrella aumenta considerablemente. La estrella se convierte así en una gigante roja.

En las estrellas de masas reducidas, cuando se agota el helio del núcleo, empieza a fusionarse en una capa alrededor de un centro inerte, su luminosidad comienza a aumentar, aparecen inestabilidades provocando una explosión que produce un gran viento estelar y que terminan con la expulsión de gran parte de la envoltura de hidrógeno. Permanece tan sólo el núcleo de carbono y oxígeno rodeado por las capas activas de helio y de hidrógeno, que terminarán por agotarse. De este modo se forma una *enana blanca*, con un radio de aproximadamente 5 000 km y una masa aproximada de $1 M_{\odot}$ o inferior. La envoltura de hidrógeno expulsada se aleja de la estrella central y forma una *nebulosa planetaria*. Una vez formada una enana blanca, su posterior evolución consiste en el enfriamiento gradual de la misma ya que el material que la forma es degenerado. Si la enana blanca está en un sistema binario y la estrella compañera transfiere masa a la enana blanca, se produciría la combustión del carbono y oxígeno cuando la masa supere la llamada *masa límite de Chandrasekhar* $M_{ch}=1.4 M_{\odot}$.

Si la estrella posee una masa inferior a unas $9 M_{\odot}$ y no ha habido pérdida de masa durante la combustión del helio, la fusión del carbono puede ser tan violenta que toda la estrella estalla sin dejar ningún residuo en forma de objeto ligado gravitatoriamente. En este caso se produce una explosión de *supernova* en la que pueden alcanzarse luminosidades de $10^{11} L_{\odot}$.

Las estrellas con masa de $M > 9 M_{\odot}$ pasan por todas las etapas de combustión, conservando la envoltura de hidrógeno y adquiriendo una estructura en capas como la de la cebolla, donde se producen reacciones nucleares. Tienen un núcleo formado por hierro y al rebasar una cierta masa ($1-2 M_{\odot}$), se colapsa. El rebote de este núcleo, que se produce al alcanzar una densidad algo superior a la de los núcleos atómicos, origina una onda de choque que se propaga hacia afuera y puede proyectar al espacio toda la envoltura de la estrella en una explosión de supernova. El núcleo de la estrella no es expulsado y constituye un objeto muy denso conocido como *estrella de neutrones*, cuyo radio es de aproximadamente 10 Km. Como una estrella de neutrones no puede superar una masa de $2 M_{\odot}$, debido a que la estrella se colapsaría más aún, fusionándose sus neutrones, (esto ocurre debido al Principio de Exclusión de Pauli,) si la onda de choque formada por la explosión de supernova no es capaz de expulsar toda la envoltura, puede quedar un residuo que siga colapsándose sin probabilidad de detenerse, debido a que no hay fuerza conocida. Entonces se forma un *agujero negro*, un objeto del que no puede escapar ni siquiera la luz.^[6]

1.6. Espectroscopía

Una gran cantidad, posiblemente la mayoría de nuestro conocimiento de los objetos en el cielo proviene de sus espectros. El Sol no es diferente de otros objetos en este aspecto, excepto que con otros tipos de observación, las enormes cantidades de energía disponible hacen posible el uso de instrumentos solares especializados.

La espectroscopía es la técnica de la división de la luz del Sol u otro objeto en colores. Estudia en qué frecuencia o longitud de onda una sustancia puede absorber o emitir energía en forma de un cuanto de luz y se ve reflejado en un espectro denominado Espectro Electromagnético (Figura 1.3) pudiendo abarcar desde los rayos gamma, rayos X, ultravioleta y regiones ópticas hasta infrarrojas y microondas. Sin embargo para el ser humano sólo es visible una pequeña parte de dicho espectro.

En la región visible, el espectro es familiar para todos, el arco iris. Es un espectro continuo, sin embargo hay ocasiones en el que un espectro no es puro y los colores se superponen y confunden, observando líneas oscuras y ocasionalmente más brillantes.^[6]

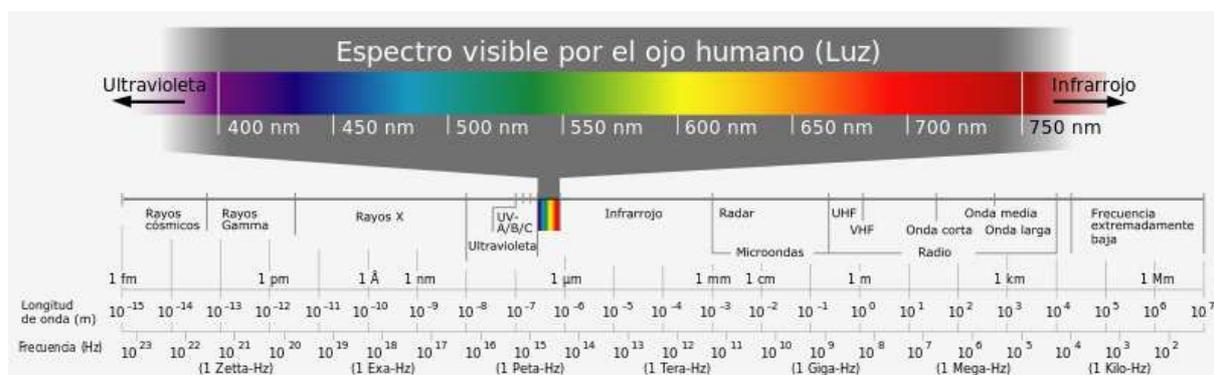


Figura 1.3: Espectro Electromagnético

Se muestran las longitudes de onda que abarca el espectro electromagnético, sólo una parte es visible, este es conocido también como espectro de emisión continuo, se le denomina así, por no tener interrupción alguna entre los colores.

1.6.1. Clases de Espectros

Si un haz de rayos luminosos atraviesa primero una rendija y después un prisma óptico, experimentará una descomposición en tantos rayos distintos como colores tenga la luz compleja original. Recogiendo en una pantalla, o en una placa fotográfica, todos los rayos de luz que salen del prisma, se obtendrán una serie de rayas - o bandas - que no es otra cosa más que la imagen de la rendija original. Esta imagen recibe el nombre de rayas espectrales y al conjunto de ellas se le denomina espectro.

Los espectros pueden ser:

1. De emisión: son originados por cuerpos incandescente. Se dividen en:
 - a) Continuos, si poseen todos los colores de la luz blanca (rojo, naranja, amarillo, verde, azul, índigo y violeta); por ejemplo, el espectro emitido por el filamento incandescente de una bombilla. En general, los espectros continuos proceden de sólidos y líquidos incandescentes.
 - b) Discontinuos, si solamente contienen algunos colores de los siete que componen el espectro visible. Estos pueden ser :
 - 1) De bandas, si la franja coloreada es suficientemente ancha. Proceden de gases y vapores en forma molecular.
 - 2) De rayas, si la franja coloreada se reduce a una línea. Proceden de gases y vapores en forma atómica. En realidad, los espectros de banda están constituidos por una serie de rayas muy próximas entre sí, pudiendo resolver la banda si la dispersión es grande.
2. De absorción, son los obtenidos por la absorción parcial de las radiaciones emitidas por un foco luminoso cuando la luz producida por él atraviesa una sustancia en estado gaseoso, ya que todo gas o vapor absorben a cualquier temperatura las mismas radiaciones que es capaz de emitir si estuviera incandescente (ley de Kirchoff).

El espectro es diferente según lo que se quiera observar y cómo, por ejemplo el espectro del hidrógeno se divide tanto en emisión y absorción (Figura 1.4)^[25]:

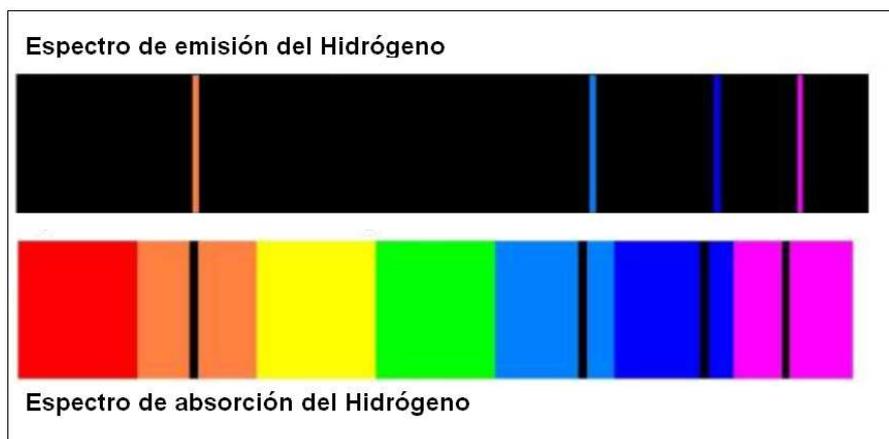


Figura 1.4: Espectro de emisión y absorción del Hidrógeno

Las longitudes de onda para las líneas de emisión son:

$$\begin{aligned}
 H_{\alpha} &\longrightarrow 656.2808 \text{ nm} \longrightarrow \text{rojo} \\
 H_{\beta} &\longrightarrow 486.1342 \text{ nm} \longrightarrow \text{azul} \\
 H_{\gamma} &\longrightarrow 434.1748 \text{ nm} \longrightarrow \text{azul-violeta} \\
 H_{\delta} &\longrightarrow 410.1748 \text{ nm} \longrightarrow \text{violeta}
 \end{aligned}$$

Estos valores pueden ser observados en el laboratorio. Sin embargo, los objetos siempre están en movimiento a lo largo de la línea de vista en la Tierra, con lo cual la longitud de onda cambia. Esta cuidadosa observación de la línea de H_{α} , muestra que sobre el borde del Sol, la longitud de onda es de 656.2764 nm, mientras que en el borde de enfrente es de 656.2852 nm. Esta diferencia se debe a la rotación de un borde, que parece acercarse y alejarse.

1.7. Líneas espectrales

Para obtener una información más completa sobre la radiación que procede de una estrella, en vez de los filtros se utilizan espectrógrafos, que dan el flujo recibido en la Tierra para las diferentes longitudes de onda, es decir l_{λ} . Esta función es aparte de la constante multiplicativa $(R/D)^2$, la misma que F_{λ} y, por tanto aporta información intrínseca sobre la estrella. Si el astro radia como un cuerpo negro, la función l_{λ} se expresa:

$$l_{\lambda} = \left(\frac{R}{d}\right)^2 \frac{2\pi hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{kT\lambda}} - 1} \quad (1.7)$$

Ahora bien, en general las estrellas no radían como cuerpos negros, de manera que lo que obtenemos es una curva para el caso del Sol.

La curva l_{λ} en función de λ constituye el *espectro* de la estrella. En el espectro pueden observarse numerosas *líneas de absorción*, es decir; disminuciones del flujo para ciertas longitudes de onda y, en algunos casos, *líneas de emisión*, o sea aumentos del flujo recibido en ciertas longitudes de onda (Fig 1.5). El estudio de estas líneas aporta información sobre los elementos químicos presentes en las capas superficiales de la estrella, así como del estado termodinámico (temperatura, densidad, presión) del material. La forma de las líneas contiene información sobre la intensidad de la gravedad en la superficie y sobre el movimiento de rotación.

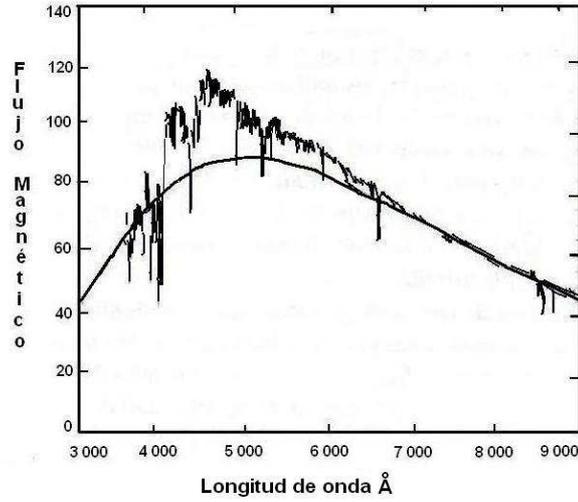


Figura 1.5: Espectro solar en la banda visible
La línea continua representa la curva de emisión de un cuerpo negro a una temperatura de 5777 K. En 6563 Å aparece la línea de absorción de H_α

La existencia de las líneas espectrales se debe a que átomos e iones que experimentan transiciones entre diferentes niveles energéticos para ciertas longitudes de onda, están absorbiendo o emitiendo fotones de longitud de onda $\lambda = \frac{hc}{E}$, donde E es la energía de la transición.

En el caso del átomo de hidrógeno, la teoría atómica conduce a los niveles energéticos siguientes:

$$E_n = -C \frac{1}{n^2} \quad (1.8)$$

donde $C = 2.18 \times 10^{-18}$ J, $J = 13.6$ eV y n es el denominado número cuántico principal. La energía del fotón emitido en la transición entre los niveles $n_2 \rightarrow n_1$, donde $n_2 > n_1$ (o fotón absorbido si $n_1 > n_2$) es

$$E = E_{n_2} - E_{n_1} = C \left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right) \quad (1.9)$$

y en términos de longitud de onda,

$$\frac{1}{\lambda} = R_H \left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right) \quad (1.10)$$

donde R_H es la constante de Rydberg $R_H = 1.097 \times 10^7 m^{-1}$. Esta es la fórmula de Balmer para la distribución de longitudes de onda en el espectro del hidrógeno, que proporciona las series de Lyman, Balmer, Paschen, Brackett y Pfund para los valores $n_1 = 1, 2, 3, 4, 5$ respectivamente (Fig 1.6).

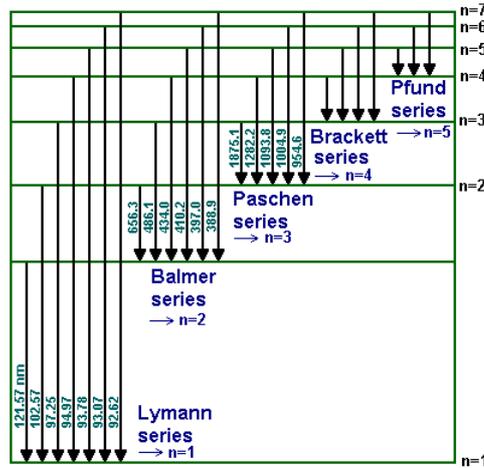


Figura 1.6: Expresión de las series espectrales
La serie de Lyman se encuentra en la región UV, Balmer en el visible, las series restantes se encuentran en el infrarrojo

El espectro de muchas estrellas presenta una línea de absorción en la longitud de onda que corresponde a la transición del átomo de hidrógeno entre los niveles energéticos $n = 2$ y $n = 3$. Esta línea llamada H_α , indica la existencia de hidrógeno en el estado energético $n = 2$. En estrellas con temperaturas superficiales bajas, casi todo el hidrógeno se encuentra en el estado fundamental $n = 1$ y, por tanto, en sus espectros no se observa la línea H_α . Por otra parte, si la temperatura es demasiado elevada, el hidrógeno se ioniza y el número de átomos en el nivel $n = 2$ es despreciable, lo cual impide también la formación de la línea H_α . Vemos por tanto que las condiciones termodinámicas en las capas superficiales de las estrellas influyen en la formación de las líneas espectrales.

Las líneas del espectro surgen de la interacción de la luz emitida por las partes internas de la atmósfera del Sol. Los átomos de un elemento absorben la luz en longitudes de onda específicas en un patrón que es único para ese elemento. Reconociendo estos patrones es posible identificar los elementos que están presentes en el objeto observado. Las líneas etiquetadas por C, F y G, (Figura 1.6), son las llamadas H_α, H_β , y H_γ , líneas de hidrógeno y demuestran su presencia en el Sol. Igualmente la línea doble amarilla marcada D, proviene del Sodio.^[1]

De esta manera sabemos que el Sol contienen los mismos elementos que la Tierra, pero en diferentes proporciones.

Se sabe que si un átomo pierde un electrón se ioniza, entonces el patrón de las líneas en el espectro cambia a una nueva, diferente y única forma. También la pérdida de un segundo o tercer electrón, produce más patrones. Conociendo la temperatura a la cual los átomos se ionizan podemos conocer la temperatura del objeto observado. Las líneas de hierro ionizado pueden ser encontradas en la superficie solar la cual tiene una temperatura de 5 800 K, pero las líneas del átomo de hierro que tienen perdidos 12 o más electrones son encontrados en el espectro de la corona solar e indica que la temperatura es de aproximadamente de 1 000 000 K.

Este espectro puede ser de emisión o absorción, en el cual puede ser continuo o discontinuo (líneas o bandas)

En la zona visible la radiación del Sol tiene un espectro continuo, en cuyo fondo se perciben varias decenas de miles de rayas oscuras de absorción denominadas *líneas de Fraunhofer* (Figura

CAPÍTULO 1. PARÁMETROS ESTELARES
1.7. LÍNEAS ESPECTRALES

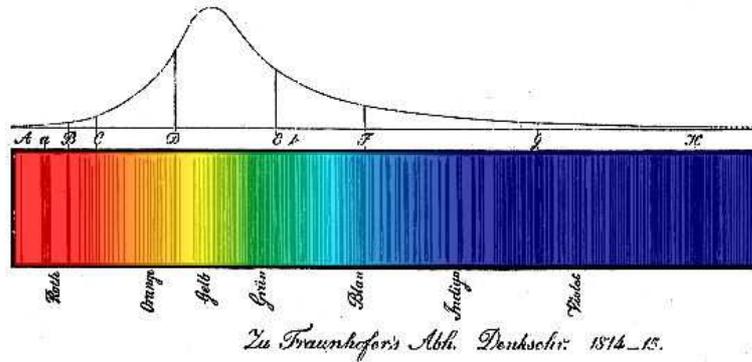


Figura 1.7: Espectro con líneas de absorción
 Líneas de absorción conocidas como Líneas de Fraunhofer

1.7), nombre del físico alemán que las descubrió en 1814.

El espectro continuo alcanza una intensidad máxima en la parte azul-verde, correspondiente a longitudes de onda entre 4 300 - 5 000 Å. En el espectro solar, en la zona de ondas más cortas varía bruscamente la intensidad del espectro continuo ya que se debilita rápidamente, y las bandas oscuras de Fraunhofer son sustituidas por las bandas brillantes de emisión. La línea más fuerte del espectro solar se encuentra en la lejana zona ultravioleta (Figura 1.8). Ésta es la línea de resonancia del hidrógeno L_α (Lyman-alfa) con longitud de onda 1216 Å. En la zona visible las más intensas son las líneas de resonancia H y K del calcio ionizado. Después de éstas, por su intensidad, se encuentra primero las líneas de la serie de Balmer de hidrógeno H_α , H_β , H_γ , después las bandas de resonancia del sodio D_1 y D_2 , las bandas de magnesio, hierro titanio y otros elementos.^[6]

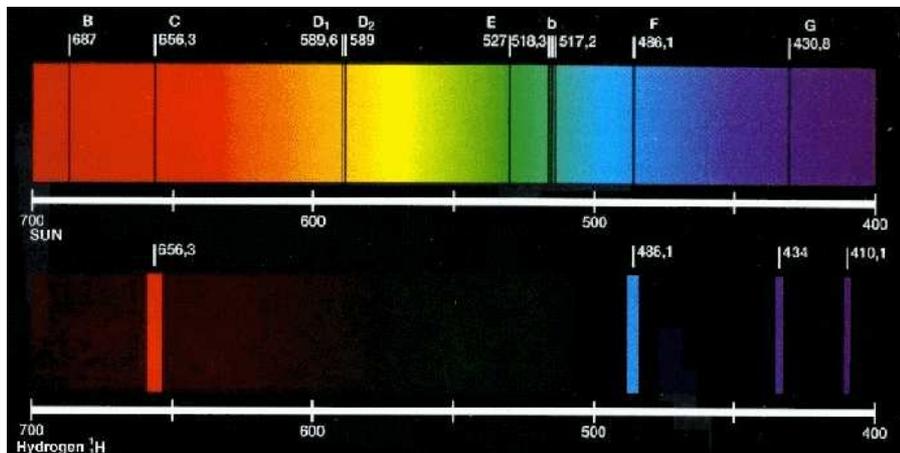


Figura 1.8: Espectro Solar y Espectro de emisión del Hidrógeno

1.8. La interpretación de los espectros atómicos

Los espectros atómicos se originan a partir de la energía radiante emitida por los átomos cuando previamente se excitan, es decir; se les comunica energía, ya sea por acción térmica o luminosa. Experimentalmente se observa que los espectros de emisión están constituidos por un conjunto de líneas que dispersadas por el prisma, pueden observarse separadamente. Los espectros de emisión discontinuos nos indican que los átomos sólo absorben energía de unas determinadas longitudes de onda y frecuencia por lo cual la absorción de energía de los átomos es discontinua.

El hecho de que los átomos puedan absorber o emitir radiación electromagnética de forma discontinua no puede interpretarse mediante las leyes de la Física Clásica, sino por la teoría cuántica. Pues se considera que una partícula emite o absorbe energía discontinua (o discreta) mediante cuantos de energía.

1.8.1. Filtros Solares

Los filtros reducen la radiación solar en transmisiones muy bajas a través del espectro óptico. En la práctica los filtros están centrados en las líneas fuertes sobre el espectro del Sol y en la mayoría de los casos, a partir de la línea roja del hidrógeno. Esta línea es conocida como la Línea de Balmer H_α y es la primera de una de las series que avanza hacia el violeta. Su longitud de onda es de 656 nm. La siguiente línea de esta serie es de H_β en 486 nm (azul-verde) y H_γ con 434 nm (azul). La razón por la cual es centrado este filtro en las líneas fuertes del espectro es de que las características como las prominencias, filamentos, llamaradas entre otros fenómenos pueden ser vistas fácilmente. Sin embargo, si se quiere observar una prominencia más energética, o la concentración de los campos magnéticos se utiliza la línea Ca II, en la longitud de onda de 393 nm.

Los filtros H_α y otros filtros similares operan con otra longitud de onda, son a veces llamados filtros de interferencia. El término interferencia usado aquí tiene un sentido diferente a la luz de onda emitida, en nuestro caso significa que las ondas juntas logran reducir la intensidad del objeto. Hay distintos filtros solares, pueden estar diseñados de modo que permitan pasar sólo un tipo de longitud de onda determinada, mientras que otras longitudes son rechazadas.^[6]

1.9. ¿Cómo se observa el Sol?

El Observatorio Heliosférico y Solar (SOHO, por sus siglas en inglés), es un proyecto llevado a cabo entre la Administración Nacional Aeronáutica y Espacial (NASA) y la Agencia Espacial Europea (ESA). La misión principal de este observatorio es estudiar mediante la captación de imágenes en diversos rangos de luz la superficie del Sol, su atmósfera y el entorno solar. Fue lanzado desde la Estación Aérea de Cabo Cañaveral el 2 de diciembre de 1995 a bordo de un cohete Atlas II-AS.

ACRONIMOS

Lasco: Coronógrafo Espectrométrico y de Gran Ángulo

MDI: Captador de Imágenes Michelson Soopler

EIT: Telecopio Captador de imágenes en Ultravioleta

CAPÍTULO 1. PARÁMETROS ESTELARES

1.9. ¿CÓMO SE OBSERVA EL SOL?

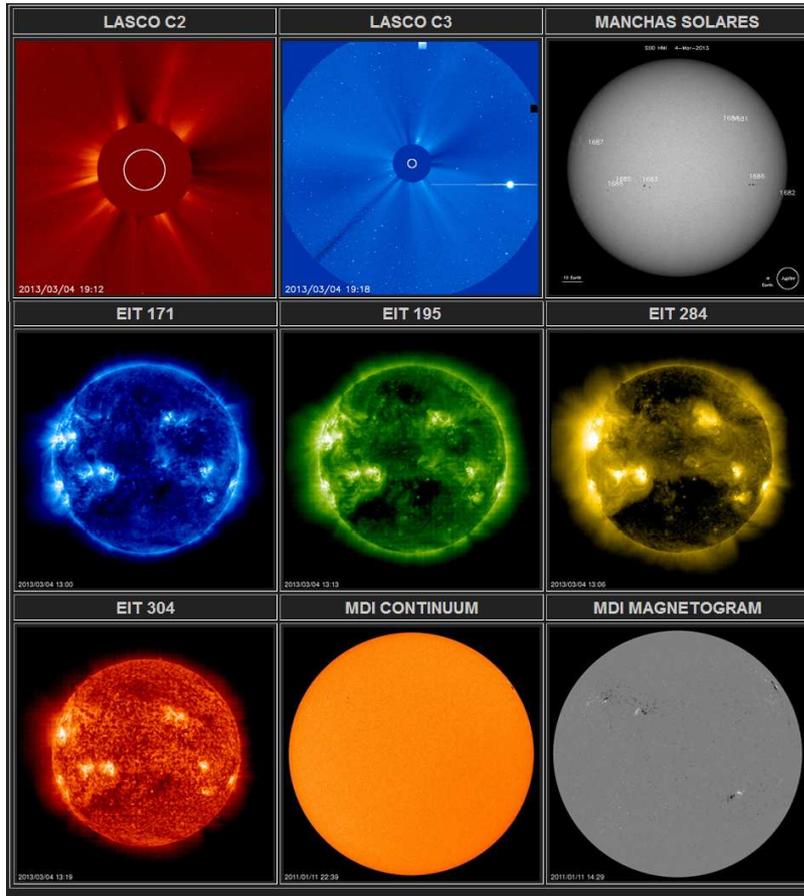


Figura 1.9: Longitudes de onda de SOHO

Las imágenes que muestran LASCO-C2 y LASCO-C3 se debe a que se produce un eclipse artificial, donde se muestra la corona solar a una distancia de 8.4 millones de km del Sol y de 45 millones de km respectivamente, teniendo este último un campo más visible sobre qué pasa con los fenómenos que suceden en el Sol. De las imágenes del instrumento MDI lo más llamativo son las manchas solares en la fotosfera, una visión muy parecida a la de una imagen en el visible. El telescopio EIT toma imágenes de la atmósfera solar a distintas longitudes de onda (representada después en colores falsos), y muestra materia solar a distintas temperaturas. Así el color azul está en 171 \AA a 1 millón de grados K, a 195 \AA a 1.5 millones de grados K, en 304 \AA a 60 000 80 000 grados K.^{[8][9]}

Otro telescopio conocido es el SDO (Solar Dynamics Observatory), su misión es estudiar la dinámica del Sol. Cuenta con telescopios que estudian las manchas solares y llamaradas, utilizando más resolución en las imágenes (Figura 1.10). También está concebido para entender la influencia del Sol en la Tierra y en objetos cercanos estudiando la atmósfera solar en pequeñas escalas del espacio y del tiempo a distintas longitudes de onda simultáneamente.^{[10][24][20]}

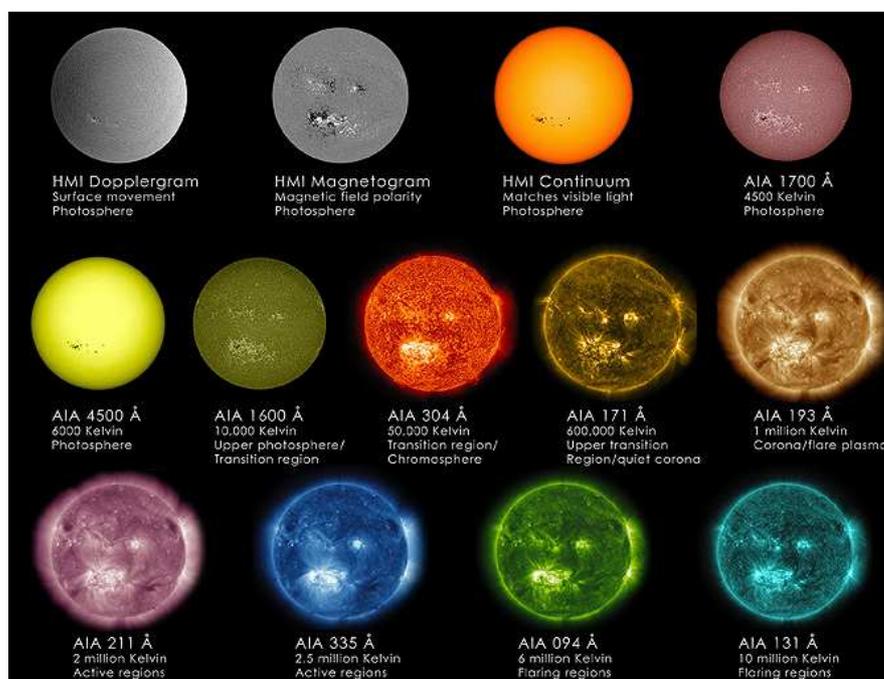


Figura 1.10: Imágenes de SDO

Se muestra a que longitud de onda se toman las imágenes junto con su temperatura a la que se encuentra cada una

1.10. Flujo en radio 10.7 cm

El Sol emite energía electromagnética originada en distintas regiones de la atmósfera solar. La intensidad de este flujo de radiación electromagnética no es constante sino que es lentamente variable. El flujo en radio expresa la energía de la radiación solar en la longitud de onda de 10.7 cm (2.8 GHz) que se registra sobre la superficie de la Tierra. Se puede utilizar como un índice diario o promedio durante períodos más largos para trazar las tendencias en la actividad solar.

Cuando crece la ionización en las capas ionosféricas también lo harán, lo que es bueno para la propagación de las bandas altas de HF, aunque también aumenta la absorción ionosférica y el ruido lo cual es malo para las radio comunicaciones en las bandas bajas.

Lo interesante de este índice, es que muestra proporcionalidad al número de manchas solares y fundamentalmente tiene muy buena correlación con la intensidad de la radiación ultravioleta y la radiación X que emite el Sol. Este tipo de radiación es la responsable directa de la ionización de la alta atmósfera de la Tierra y el comportamiento de las capas ionizadas que forman la ionósfera. En otras palabras: cuando el índice presenta variaciones significativas, las condiciones de radio propagación en HF sufrirán modificaciones significativas.^[12]

CAPÍTULO 1. PARÁMETROS ESTELARES

1.10. FLUJO EN RADIO 10.7 CM

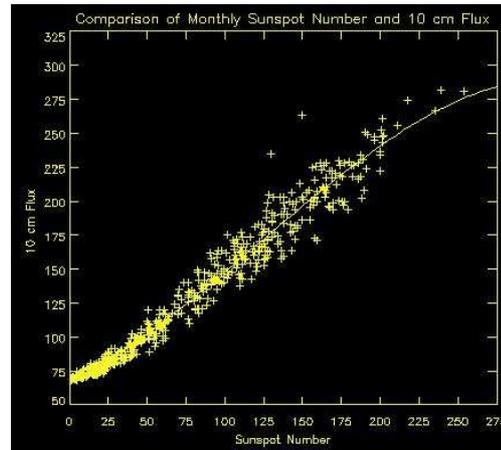


Figura 1.11: Número de manchas vs Flujo en radio

La gráfica representa correlación entre Número de manchas vs Flujo en radio

Pero ¿Qué es la radio propagación en HF?, ¿Qué es HF?. Por convención, la radio transmisión en la banda entre 3 Mhz y 30 Mhz es llamada radio de alta frecuencia (HF) u ondas cortas. Las bandas de frecuencia dentro del espectro de HF son asignadas por tratados internacionales para servicios específicos como móviles (aeronáutico, marítimo y terrestre), radiofusión, radio amateur, comunicaciones espaciales y radio astronomía. La radio HF tiene propiedades de propagación que la hacen menos confiable que otras frecuencias, sin embargo; la radio de HF permite comunicaciones a grandes distancias con pequeñas cantidades de potencia radiada.

Capítulo 2

El Sol

El Sol forma parte del conjunto de aproximadamente 200 000 millones de estrellas de la Vía Láctea, pero para nosotros es la más importante, pues constituye el principal aporte de energía para nuestro planeta. Su edad se estima entre unos 4 500 a 5 000 millones de años. Su masa se constituye en un 74% de hidrógeno y 25% de Helio, otros elementos químicos como el oxígeno y carbono entre otros, son aproximadamente el 1%. Gira sobre sí mismo con una inclinación de 7 grados con respecto a la elíptica, se le asigna un ecuador, meridianos y paralelos para poder ubicar los marcas superficiales que llega a tener en un momento dado.

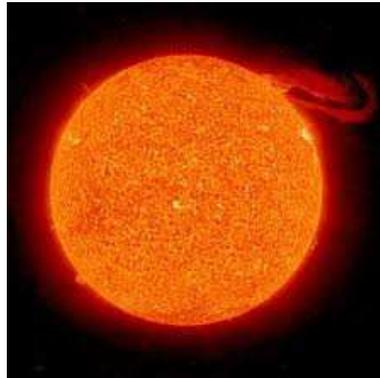


Figura 2.1: Sol

Distancia a la Tierra	149 598 000 km (1 U.A.)
Tiempo que toma la luz a la Tierra	8.3 min
Radio	696 000 km (109 veces la Tierra)
Temperatura superficial	5777 k
Tipo Espectral	G2
Velocidad orbital	220 km/seg

Tabla 2.1: Datos del Sol

Tomando en cuenta la ecuación 1.2 y sabiendo que la constante de Stefan-Boltzman es de $\sigma_B=5.67040 \times 10^{-8} \text{ W/ m}^2 \text{ k}^4$. El flujo de energía en la superficie del Sol es de $6.3155 \times 10^{13} \text{ W/m}^2$. Usando esto encontramos que la temperatura efectiva del Sol es de: $T_{ef}=5\ 777 \text{ K}$.^{[4][25]}

2.1. ¿Cómo gira el Sol?

Podemos contestarlo en relación con la superficie del Sol por medio de observaciones directas. Los periodos rotacionales de un material sobre la superficie del Sol pueden medirse mediante el desplazamiento Doppler de las líneas espectrales. Encontrando que el período rotacional no es constante en todas las latitudes, el período es corto en el ecuador y en los polos es más rápido. De este modo en el ecuador el período rotacional es de 25.6 días, mientras que en los polos es de 38.6 días, este comportamiento es llamado “rotación diferencial latitudinal”.



Figura 2.2: Rotación del Sol

Con estos datos se llega a concluir que el Sol no es cuerpo sólido. Debido a que cuenta con un campo magnético, la *teoría de dinamo* ofrece una explicación para fenómenos en los que éste desempeña un papel fundamental. Este papel es un ciclo solar en donde el campo magnético está orientado en la misma dirección que el eje de rotación del Sol (*campo poloidal*) y situado en las capas más bajas de la zona conectiva. Las condiciones físicas del gas interno hacen que las líneas de campo magnético estén quietas dentro del material y sigan por tanto el movimiento. Debido a que el Sol no es un cuerpo sólido, a lo largo de la primera mitad de cada ciclo solar las líneas de campo se ven arrastradas y acumuladas hasta formar tubos de flujo magnético alineados con los paralelos (*campo toroidal*). Al apretarse las líneas de campo, aumenta la intensidad magnética y los tubos flotan porque son menos densos que su entorno y llegan a la fotosfera regiones activas. En la segunda mitad del ciclo se disipa el campo, se reduce el número de regiones activas y poco a poco se regresa a una configuración de campo poloidal, aproximadamente 11 años después ocurre lo mismo pero con el sentido de polaridad invertido. Entonces se completa el ciclo magnético de aproximadamente 22 años.^{[3][5][6][25]}

2.2. Producción de energía

Anteriormente se mencionó, cómo producen el brillo y energía una estrella, en el caso del Sol se da la conocida **Cadena protón-protón**.

En este proceso dos protones chocan y se fusionan en donde emiten un positrón y un neutrino, el núcleo restante consiste ahora únicamente de un protón y un neutrón, este núcleo tiene la misma carga que el hidrógeno, pero el doble de masa; es el deuterio. Después un núcleo de hidrógeno choca con el núcleo de otro deuterio, los dos núcleos se unen formando un átomo de helio, que consistente en dos protones y un neutrón. Este helio no es todavía el helio “correcto”, es el isótopo He^3 ; su número atómico es el del helio, pero su número de masa es menor. Si ahora chocan dos núcleos de helio “ligero” producidos por el proceso anterior, se obtendrá un núcleo “correcto” de helio, liberando al mismo tiempo dos núcleos de hidrógeno. En esta cadena, cuatro núcleos de hidrógeno

han formado un núcleo de helio. (ver sección 1.5) Si midiéramos la masa de un núcleo de un átomo de helio (formado por dos protones y dos neutrones) se observa que es menor que la suma de las masas de los dos protones y los dos neutrones; esa masa se ha convertido en energía (recordando que $E=mc^2$). Sólo el 0.07% de la masa perdida es transformada en energía y en el caso del Sol es lanzada hacia la superficie por medio de convección y por radiación hacia el exterior. En realidad, dependiendo de la temperatura del interior estelar, se pueden dar otras reacciones que transforman el hidrógeno en helio. Algunas son variantes de la que se acaba de describir, llamada *ppI*. Las otras dos se denominan *ppII* y *ppIII*. Para que se produzcan se requiere 4He , ya que la reacción que inicia estas variantes es:^{[1][4][25]}



Una vez producido el 7Be , puede reaccionar con un electrón o con un protón. En el primer caso se tiene la cadena *ppII*, que acaba con las reacciones siguientes:



mientras que si el 7Be captura un protón se obtienen las reacciones con la que termina la cadena *ppIII*



2.3. La Radiación Solar

Se conoce como **radiación solar** al conjunto de radiaciones electromagnéticas emitidas por el Sol. Éste se comporta prácticamente como un cuerpo negro que emite energía siguiendo la ley de Planck a una temperatura de aproximadamente 6 000 K. La radiación solar se distribuye desde el radio hasta los rayos γ en el espectro Electromagnético. No toda la radiación alcanza la superficie terrestre, pues las ondas ultravioletas más cortas son absorbidas por los gases de la atmósfera fundamentalmente por el ozono. La magnitud que mide la radiación solar que llega a la Tierra es la irradiancia, que mide la energía que por unidad de tiempo y área. Su unidad es el W/m^2 , es decir; es el flujo de energía que recibimos del Sol en forma de ondas electromagnéticas a diferentes frecuencias (luz visible, infrarroja y ultravioleta). Aproximadamente a la mitad de las que recibimos, comprendidas entre $0.4\mu m$ y $0.7\mu m$, pueden ser destacadas por el ojo humano, constituyendo lo que conocemos como luz visible.

2.4. Constante Solar

La combinación de tres factores: la distancia Tierra-Sol, el diámetro solar y la temperatura del Sol determinan un flujo luminoso, un flujo de energía que incide sobre la superficie de la Tierra. Se llama flujo de “algo”, la cantidad de ese algo que pasa a través de una superficie, **por unidad de área y por unidad de tiempo**. Por tanto, el flujo luminoso que es un flujo de energía, tiene unidades de energía por unidad de área y por unidad de tiempo. Esto es conocida como **constante solar**, que es el flujo de energía proveniente del Sol, que incide sobre una superficie perpendicular a la dirección de propagación de la radiación solar, ubicada a la distancia media de la Tierra al Sol fuera de toda atmósfera. El valor comunmente aceptado es de $1356 W/m^2$.^[13]

2.5. Limbo Solar y Disco Solar

La fotosfera es la capa desde la que se emite prácticamente toda la luz visible del Sol y por esto representa lo que normalmente se llama “Superficie” del Sol. Aunque el borde o “limbo” del disco

solar aparece bastante nítido en una fotografía o en la imagen del Sol proyectada con un telescopio (a parte del efecto de “seeing” debido a la turbulencia de la atmósfera), se nota muy fácilmente que el brillo del disco solar disminuye hacia el borde. Este fenómeno de “oscurecimiento al limbo” se debe a que el Sol es un cuerpo gaseoso con una temperatura que disminuye con la distancia al centro, su fotosfera es algo transparente; ya que puede ser observada hasta una profundidad de unos cientos de kilómetros antes de volverse completamente opaca. Cuando un observador mira directamente hacia el centro del disco solar, está de hecho mirando a través de capas fotosféricas su densidad y temperatura donde la materia solar se vuelve opaca. La mayor parte de la luz que se ve en el centro procede de las capas inferiores de la fotosfera, pues más caliente más luminosas. Sin embargo, al mirar hacia el limbo, la visual del observador es casi tangente al borde del disco solar, por lo que está analizando las capas superiores, es decir; más frías. La luz de la región del limbo procede de capas más altas que al estar en una temperatura más baja, emiten con una intensidad menor que las capas más profundas en la base de la fotosfera. Por consiguiente, el limbo aparece menos brillante que el centro.

El grado de oscurecimiento del limbo no es el mismo para todas las longitudes de onda, es más marcado en la región azul y violeta del espectro, ya que la intensidad de la luz azul disminuye al bajar la temperatura más rápidamente que la luz roja. Para las longitudes de onda en radio y las más cortas, ultravioletas y rayos X, se observa el efecto contrario el “abrillantamiento del limbo”.

Estos emergen de las capas de la atmósfera solar por encima de la fotosfera, regiones donde la temperatura crece con la altura en lugar de disminuir como sucede en la fotosfera. El resultado es que la radiación de las regiones del limbo procede de capas con altas temperaturas, por lo cual, el limbo aparece más brillante que el centro.^{[2][3][6]}

2.6. Estructura Solar

Para conocer el “funcionamiento” del Sol hay que comprender cómo es por dentro, pero la materia bajo su superficie es opaca a la luz, así que no es posible observar directamente el interior solar. Por lo que nuestro conocimiento del mismo proviene de modelos físicos y es confirmado en gran medida por técnicas indirectas: la *Heliosismología*, que investiga el “comportamiento” del Sol, desde su interior a su superficie; y el estudio de los *neutrinos solares*, que son partículas pequeñas producidas en el “núcleo” de una estrella, sin carga eléctrica, su característica más importante es poder atravesar materia sin sufrir interacciones, recorriendo así todas las capas de la estrella sin disminuir su velocidad ni ser difundidos como ocurre con los fotones de la radiación óptica.^{[7][27]}



Figura 2.3: Representación de la parte interior del Sol

Estructura interna del Sol:

- **Núcleo.** Es la zona central del Sol, aquí se producen reacciones termonucleares mediante las cuales se transforma el hidrógeno en helio a través de la cadena *pp*, con lo cual se genera una enorme cantidad de energía. Cuenta con una temperatura aproximada de 15 millones de grados Kelvin.
- **Zona radiativa.** Esta zona tiene una extensión de aproximadamente unos 450 000 km contando a partir del centro de la estrella. La energía que se irradia es a través de plasma, es liberada en forma de fotones “Y”, es absorbida y reemitida miles de veces antes de salir hacia las capas superiores convertida en Rayos X, ultravioletas, luz visible, e infrarrojo. Llegando a salir miles de años después, es decir, la luz que es emergida desde el Sol en estos momentos, es de miles de años atrás y recordemos que tarda en llegar a la Tierra 8.3 minutos aproximadamente.
- **Zona Convectiva.** Está sobre la zona radiativa a unos 250 000 km aproximadamente, es llamada así porque en esta zona se produce el fenómeno de la convección: columnas de gas caliente que ascienden hasta la superficie para después volver a descender debido al enfriamiento del gas. En este punto ocurren los movimientos turbulentos de convección, similares a los movimientos del agua hirviendo dentro de una olla. Los movimientos giratorios (burbujeantes) dentro del Sol son los responsables del patrón granulado que se ven en otra capa del Sol, la Fotosfera.

En un aspecto ya más visible, se encuentra la parte conocida por atmósfera solar, la cual consta de tres capas que son: fotosfera, cromósfera y corona.

- **Fotosfera.** Es la capa que siempre vemos cuando miramos el Sol a través de un telescopio óptico. Aunque es también llamada Superficie Solar, la fotosfera no es sólida sino que es una capa de gas de aproximadamente 100 km de grosor. Su temperatura es cerca de 5 800 k, por lo que el Sol tiene un color amarillo. Debido a esto se clasifica como una estrella tipo G2. Es la capa más fría y en ella suceden fenómenos como las manchas solares.

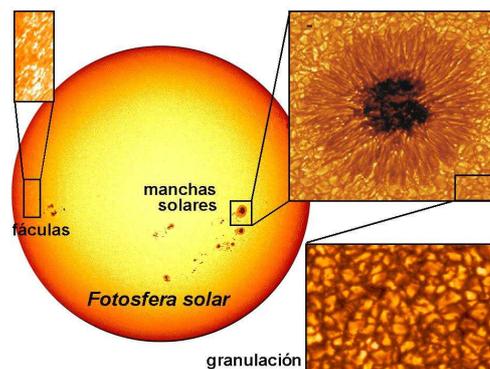


Figura 2.4: Fotosfera

Parte visible del Sol, con representación de manchas solares

Muchos de los fenómenos interesantes suceden esta capa. Los gránulos solares o *granos de arroz* son consecuencias de la convección en la zona conectiva. En la fotosfera el plasma caliente deja de subir y regresa al interior solar causando que toda la fotosfera aparezca cubierta de gránulos. En el centro de éstos el plasma sube y por eso son las partes más calientes y más brillantes, y los bordes son más fríos ya que el plasma regresa al interior solar. Tienen un tamaño aproximadamente de 1000 km y duran entre 8 y 20 minutos.^{[1][2][3][4][5][25]}

Otro de los fenómenos son las fáculas que son regiones brillantes que se forman entre los gránulos solares y son producidas debido a las concentraciones del campo magnético.

- **Cromósfera.** Es de color rojizo, se encuentra a unos 1 600 km sobre la fotosfera, la temperatura es de 20 000 C. Puede ser vista durante un eclipse solar total. En ella se puede observar fenómenos como Espículas que cuentan con una longitud aproximadamente de unos 10 000 km de largo y 100 km de ancho, se mueven hacia arriba con una velocidad de 30 km/s y duran de 5 a 10 minutos. Los destellos solares son disparados desde la fotosfera a la cromósfera. (Figura 2.5).

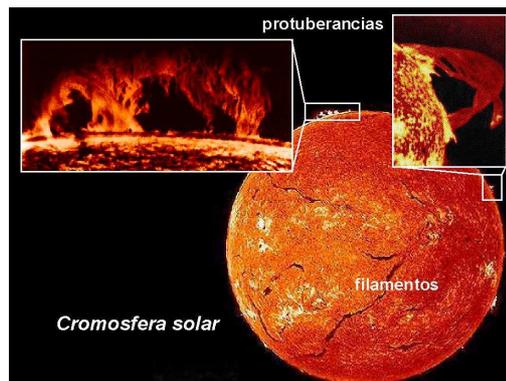


Figura 2.5: Cromosfera

Sobre esta capa se pueden ver eventos como lo son las protuberancias y filamentos

- **Corona.** A unos 2 500 km sobre la base de la fotosfera, la temperatura alcanza valores que rondan entre 1 ó 2 millones grados kelvis. En esta región empieza la corona, que se extiende hasta una distancia de unos cuantos radios solares. Esta capa se puede llegar a observar en la fase de totalidad de un eclipse solar, Fig (2.6).



Figura 2.6: Corona

En esta imagen, se observa la corona solar gracias a un eclipse

Puede notarse que la corona es más caliente que la cromósfera. Varios Físicos han propuesto teorías sobre este extraño fenómeno, una teoría plantea que es el movimiento violento del interior del Sol el que sacude las líneas del campo magnético, mandando olas de energía hacia el exterior y depositando dicha energía en la corona. Otra teoría propone que las líneas del campo magnético se retuercen de tal manera que al liberarse de la presión aceleran tanto que calientan la corona. Estas teorías no pudieron ser demostradas a falta de instrumentos

que permitieran hacer dichas mediciones. Todo esto cambió con el lanzamiento de la misión japonesa Hinode y con el Observatorio Dinámico Solar (SDO). Lo que hacía Hinode era filtrar la luz visible del Sol a diferentes longitudes de onda para determinar las características de la superficie solar, mientras que el SDO se dedicaba a detectar la luz ultravioleta (UV) emitida por el Sol, para así determinar las temperaturas variables de la superficie solar. Al combinar estas dos imágenes, lograron esclarecer el extraño misterio, pudieron observar y seguir el camino de chorros de plasma (gas ionizado) que eran liberados por espículas en la superficie solar y que alcanzaban la corona. Estos chorros de plasma alcanzaban velocidades de 180 000 a 360 000 Km/h, con tan sólo 100 segundos de vida, calentándose tanto en el ascenso que algunos alcanzaban dicha temperatura.^{[2][9][24]}

Otros fenómenos que se encuentran son los dominados Prominencias y Filamentos, los cuales son un mismo suceso (Figura 2.7). Son llamadas prominencias cuando se ven al borde del Sol, y filamentos cuando se observan como siluetas oscuras contra el disco solar. Son condensaciones de nubes sobre la corona, cuentan con una temperatura de alrededor de 1 000 K - 20 000 K, densidad de aproximadamente 100 veces mayor que la de la corona, por lo que no flotan como las nubes lo hacen en nuestra atmósfera. Para que sean estables requieren de un fuerte campo magnético, su longitud va desde los 100 hasta los 200 000 km de longitud y de unos 10 000 km de alto y ancho, aunque ocasionalmente pueden extenderse cientos de miles de kilómetros y su tiempo de vida se estima en días.

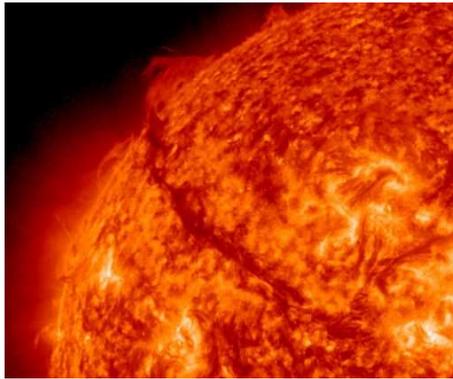


Figura 2.7: Filamento y protuberancia

Hay cuatro tipos de protuberancias:

- **Protuberancias eruptivas.** Surgen en la fotosfera a velocidades de 25 a 50 km/s, alcanzan alturas de 100 000 hasta 500 000 km, su frecuencia es cerca de 25 durante los años de mínima actividad solar y aproximadamente 400 en los años que ocurre el máximo del ciclo.
- **Protuberancias estáticas o quiescentes.** Su tiempo de vida es largo y su cambio de forma es muy lento, muestran un predominio de las líneas de emisión del hidrógeno, helio y calcio. Tienen el aspecto de una raya formada por unas 20 ó 30 columnas verticales de 2 000 km de diámetro, se sitúan a grandes latitudes, incluso pueden llegar a los polos.
- **Protuberancias activas.** Las protuberancias activas, de vida más corta y normalmente más pequeñas que las protuberancias quiescentes, pueden sufrir cambios de forma en cuestión de minutos. Tienen una longitud media de unos 60 000 km, están asociadas normalmente a grupos de manchas solares y tienen dos formas básicas características: por un arco (o bucles) y por condensaciones o nudos. En las protuberancias de bucle y en las “coronal rain” (lluvia coronal), la materia de la corona desciende una parte de la cual había sido eyectada de la cromósfera. Durante el desarrollo de las regiones activas

las protuberancias de arco aparecen en una etapa muy temprana como resultado de la emersión de flujo magnético desde debajo de la superficie, conectan regiones de polaridad opuesta durante el desarrollo de grupos de manchas solares, atravesando la línea neutra a diferencia de las protuberancias quiescentes que están dispuestas a lo largo de ella. La duración y contenido de estas estructuras de corta vida están controlados por el ritmo de condensación de materia desde la corona y el ritmo del flujo según las líneas del campo magnético hacia la cromosfera. El agotamiento de la fuente de materia y los cambios del campo magnético local pueden acabar su existencia.

Fenómenos como “suges”, “puffs” y “sprays” están formados por materia que está siendo lanzada hacia arriba, son más violentos que los fenómenos de protuberancias y están relacionados con las fulguraciones; en los “surges” la materia cromosférica es disparada hacia la corona con velocidades de unos 100 000 a 200 000 m/s. Miles de millones de toneladas de materia pueden elevarse hasta alturas de varios cientos de miles de kilómetros antes de volver a caer, normalmente siguiendo el mismo camino que la subida. Las duraciones típicas de los “surges” son unos 10 a 20 min y suelen ser recurrentes. Los “puffs” ocurren muchas veces justo antes de los “surges” y toman la forma de expansiones súbitas y breves de materia en la región de una fulguración.

Los “sprays” son sucesos impulsivos aún más violentos, en los que se eyecta materia cromosférica con velocidad superior a la escape del sol (618 km/s) que se dispersa por completo. Son esencialmente versiones más energéticas de los “surges” y están asociados invariablemente con la ocurrencia de la fulguración.

Las ondas magnetohidrodinámicas emitidas por las fulguraciones pueden producir la oscilación vertical de las protuberancias y pueden desencadenar su desaparición, aunque en muchos casos se vuelve a formar otra protuberancia de forma parecida en la misma región. Las protuberancias pueden volverse eruptivas, después de la explosión de una fulguración, normalmente en forma de un arco creciente cuyo centro se expande rápidamente y desaparece mientras sus extremos permanecen visibles y enraizados, abajo, en la cromosfera.

Otros tipos de actividad superficial son las fáculas y plages y ráfagas. Las fáculas y plages son regiones brillantes en la fotosfera y cromosfera, respectivamente. Las observaciones de las plages se hacen en la línea de Hidrógeno $H\alpha$ o en la línea de calcio K. Las plages usualmente aparecen cuando nuevas manchas se están formando, y desaparecen cuando las manchas desaparecen. Aparentemente son causadas por el cambio de temperatura en la cromosfera y el fuerte campo magnético.^{[2][6][17]}

Capítulo 3

El Ciclo Solar

El descubrimiento de las manchas solares de remota del año 1610. Fueron detectadas simultáneamente por tres observadores: Johann Fabricius (1587-1617), astrónomo holandés, en segundo Galileo Galilei (1564-1642) a quien se le atribuye la construcción del primer telescopio con el cual observó las manchas solares, aseguro el movimiento de rotación del Sol, su período, fue la primera persona que se atrevió a proclamar que las manchas se trataban de hechos ocurridos en el propio Sol y no del paso de objetos por delante del mismo. En tercer lugar, el astrónomo alemán Christoph Scheiner (1573-1650), quien las observó en el año 1611, sin embargo las autoridades eclesiásticas impusieron silencio porque en las obras de Aristóteles no se hacía mención de tal fenómeno. Con todo esto se reconoció a Galileo como el descubridor de las manchas solares. Desde ese momento, de manera rigurosa se comenzaron a realizar observaciones con mayor frecuencia, dibujos y anotaciones de las manchas solares. En el año 1843 Heinrich Samuel Schwabe (1789-1875) astrónomo aficionado anhelaba con hallar un planeta dentro de la órbita de Mercurio y para ello, a fin de que no pasara desapercibido el círculo negro del planeta delante del disco del Sol, comenzó a registrar todas las manifestaciones de las manchas solares. En todo ese tiempo de observación no descubrió el anhelado planeta, sin embargo encontró que las manchas estaban sujetas a una variación periódica. En algunos años, las manchas desaparecen por completo, durante 3 ó 4 años aumentan progresivamente aún con variaciones con respecto al número, subsisten estacionarias 1 ó 2 años y vuelven a disminuir durante unos seis años. Del estudio de esta observación se deduce un período de máximo y mínimo en el número de manchas repitiéndose en un intervalo de tiempo de aproximadamente 11 años. La serie de observaciones solares comenzada por Schwabe, no se interrumpió gracias al trabajo realizado por el director del Observatorio de Zurich, el astrónomo Rudolf Wolf (1816-1893), quien comprobó y completó datos durante varios años más, incorporando anotaciones de años atrás, logró construir la curva de actividad de las manchas solares desde el año 1700 determinando con una aproximación mayor de la duración del ciclo de actividad solar, fijándolo en aproximadamente 11 años. Conociendo esto como Ciclo Solar.^[24]

3.1. ¿Qué es el ciclo solar?

El astrofísico norteamericano George Ellery Hale descubrió los campos magnéticos en las manchas solares que es de otra de las particulares importantes del ciclo de actividad solar. La ley de la variación de la polaridad magnética de las manchas solares o la ley de Hale, plantea que durante cada ciclo de 11 años, las manchas delanteras o de cabeza (hacia el Oeste) de los grupos bipolares (dos manchas o un grupo de varias manchas, que se extienden aproximadamente en la dirección Este-Oeste, con el eje mayor excediendo una longitud de 3 grados sobre el Sol), tienen cierta polaridad en el hemisferio norte y polaridad contraria en el hemisferio opuesto. Lo cual se cumple también para las manchas traseras o de cola (hacia el Este), en las que la polaridad siempre es

CAPÍTULO 3. EL CICLO SOLAR

3.1. ¿QUÉ ES EL CICLO SOLAR?

opuesta a la de la mancha de cabeza. En el siguiente ciclo solar la polaridad de ambas manchas (de cabeza y de cola) se invierte. De manera que dos ciclos solares consecutivos, separados por 22 años aproximadamente, deben representar el período básico de la actividad ligada a las manchas solares y se conoce como Ciclo Magnético Solar.

Tiene un máximo y un mínimo durante estos años, el paso del mínimo al máximo (de tres a cuatro años) es menor que el paso del máximo al mínimo (seis a siete años). En las épocas de máximo, el Sol libera una energía ligeramente superior que en el mínimo y eso da lugar a la aparición de grandes grupos de manchas, también pueden verse grandes grupos que cambian rápidamente de forma mientras que en el mínimo suelen ser bastante monótonos y abundan las manchas individuales, aisladas y de lenta evolución.^{[2][4][6][22]}

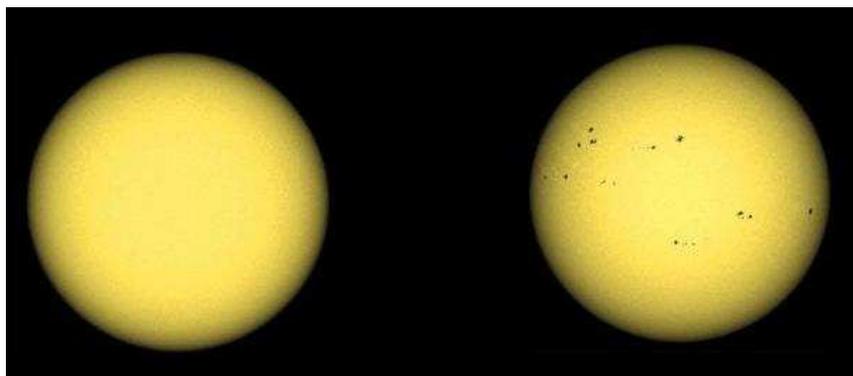


Figura 3.1: El Sol, en su mínimo (izquierda) y máximo (derecha) solar

Una manera de conocer el momento de ciclo en que nos encontramos es a través de la latitud de las manchas. Al principio de cada ciclo las manchas aparecen a 30° ó 40° de latitud, lo normal es de que estén distribuidas en dos líneas muy distantes al norte y sur del ecuador, en el acercamiento hacia la culminación del ciclo las manchas emergen cada vez más cerca al ecuador llegando a alcanzarse los 3° de latitud, y cuando aún no ha concluido el mínimo, comienzan a salir manchas con polaridad opuesta en latitudes altas indicando el comienzo de un nuevo ciclo mientras que las cercanas al ecuador solar van desapareciendo. Cabe mencionar que la mancha desaparece en el mismo lugar donde emergió, parecen moverse junto al Sol, sin embargo no lo hacen.

Y como puede notarse este movimiento aparente sobre el Sol, permite obtener la variación de su latitud en función de tiempo transcurrido a partir del último mínimo.

Esto fue investigado a detalle por Spörer, quien lo interpretó de la siguiente manera: Al comienzo de cada ciclo la zona propiamente ecuatorial y las zonas polares no presentan manchas, cuando comienza un ciclo las manchas aparecen en latitudes de ($\pm 45^\circ$) en ambos hemisferios, y en función del tiempo las latitudes irán cambiando hasta llegar a “Zona ecuatorial”, es decir; a unos $\pm 8^\circ$ de latitud. Así la posición de las manchas en ambos hemisferios siempre se desplaza hacia el ecuador solar. Al gráfico que se obtiene con estas observaciones se le conoce con el nombre de **Diagrama de Mariposa o de Maunder**, también se le conoce como “Ley de Spörer” en su honor, ya que fue él quien la estudió detalladamente. A él se le debe también la detección de la primera fulguración solar.

También observó que en los años 1640 y 1715 no había registro alguno de manchas solares. En 1611 se registraron dos máximos solares separados por 30 años y después el mismo Sol declinó su actividad hasta un nivel muy bajo en 1640 y manteniéndose así hasta 1715. En 1893 el astrónomo inglés Edward Walter Maunder se basó en datos anteriores a Galileo, los cuales eran abundantes de los períodos de máxima y mínima actividad, esto para encontrar si era correcto o no la inactividad registrada, pero al ir investigando quedó sorprendido que en 1643 no había registro alguno de

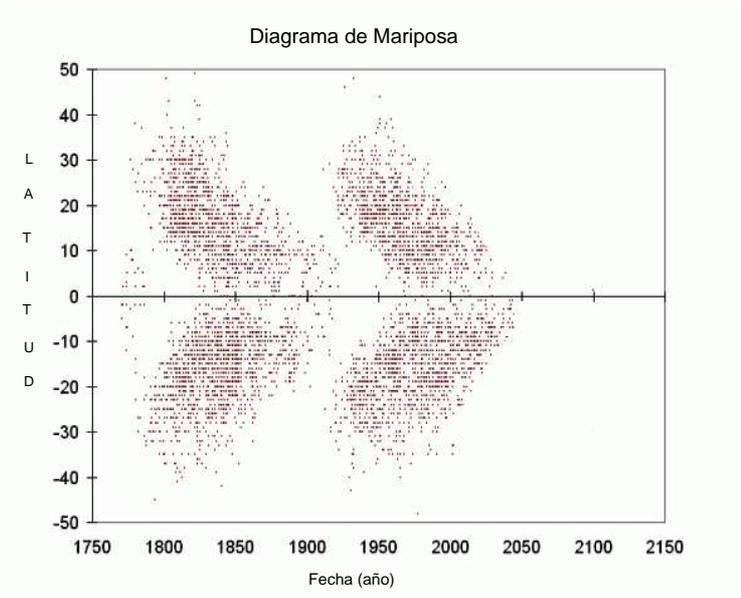


Figura 3.2: Diagrama de mariposa
En la gráfica los puntitos representan el desplazamiento de las manchas solares, que es el cambio de latitud de las manchas sobre la superficie solar en función del tiempo

una mancha, llegando así a la conclusión de que durante 70 años (desde 1645 a 1717) el Sol tuvo actividad nula. Prolongó sus estudios hasta 1922, pero sus estudios fueron en un principio rechazados y posteriormente olvidados. En el año 1970, el astrónomo solar John A. Eddy estudió los informes de Maunder, hallando que eran correctos y significativos, por lo que publicó un artículo en el que verificaba la existencia real de tal fenómeno, investigó datos de muchas regiones terrestres incluyendo las crónicas del lejano oriente que no le fue posible a Maunder analizar, pero ciertas lagunas abarcaban este período de inactividad solar, que él llamo a partir de entonces “**Mínimo de Maunder**”^[22]

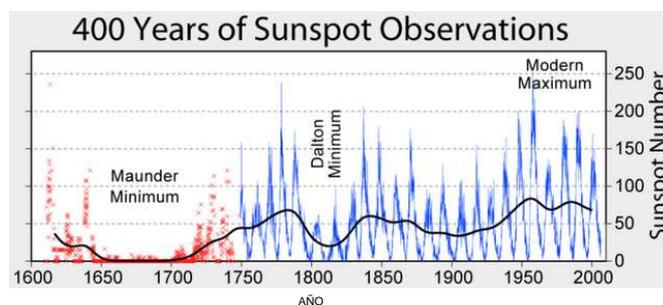


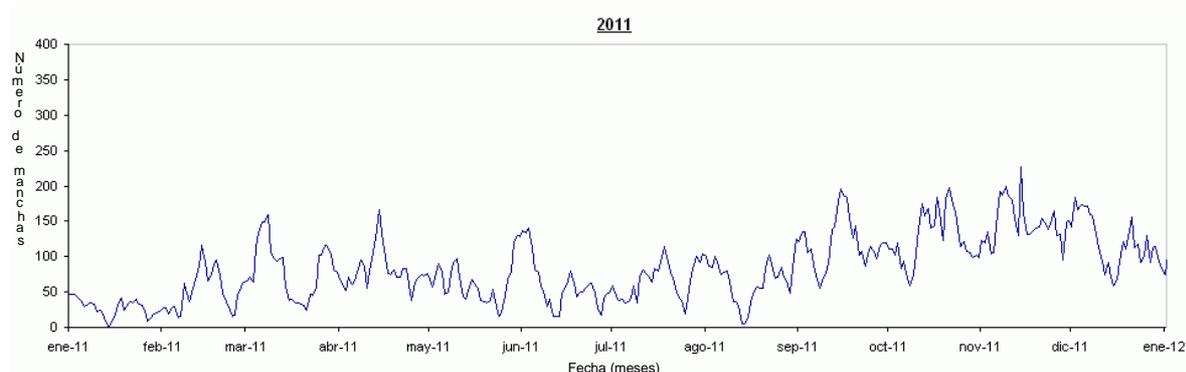
Figura 3.3: Mínimo de Maunder
En esta gráfica se representa que en los años 1650 y 1700 el Sol se mantuvo sin manchas, por lo que se denomina el Mínimo de Maunder, aun no se sabe a que se debe este fenómeno

3.2. Número relativo de Wolf

Para poder observar cómo varía la actividad durante su máximo y mínimo, un científico llamado Rudolf Wolf estudió los registros históricos. Llevándolo a establecer que en aproximadamente 22 años se cumple el Ciclo Solar. Con estas estadísticas Wolf hizo notar que el simple recuento total de las manchas no constituye un dato que represente bien la actividad solar, ya que puede haber variaciones al momento de contarlas. Para esto introdujo en la estadística la distribución de las manchas en grupos, porque la aparición o desaparición de un grupo de manchas es más importante para la actividad solar que la variación del número de manchas que integran un grupo. Para ello en el año 1848, dedujo un indicador llamado el “Número Relativo R” conocido después como “Número de Wolf”, que fue expresado con la fórmula

$$R = 10G + F \quad (3.1)$$

Siendo G el número de grupos, F el número de manchas y el 10 es un número de ajuste ya que toma más valor el grupo de manchas que una mancha individual. Según Wolf, el número relativo evaluaba de forma ortodoxa la actividad solar que todo el número de manchas al considerar también la presencia de los grupos. Generalmente los Números de Wolf se promedian por meses y por años, construyendo el gráfico de la dependencia temporal de la actividad solar.



Representación gráfica de la aparición de las Manchas Solares con respecto al tiempo (tomada del sitio web www.parhelio.com/wolf.html)

Figura 3.4: Gráfica con la variación del Número de Wolf

En la figura 3.4 se grafica el Número de Wolf del año 2011 para tener una idea de su comportamiento, en ella se puede observar la manera en cómo aumentan y disminuyen las manchas en el año, sin embargo a finales del año comienza a ascender, tal como se espera que suceda.

Posteriormente a la fórmula de Wolf, es añadido un factor de reducción, el cual es el número de variación que hay entre distintos observadores, es decir; nunca se obtendrá el mismo Número de Wolf entre dos o más observadores, para esto, es agregado el factor de reducción. Así que para alguien que ya es “experto” el factor será de 1, mientras que para alguien que se comienza a aventurar en este tema tiene que tomar en cuenta la observación del Observatorio Zürich, haciendo el cociente, del resultado del conteo de las Manchas Solares por el Observatorio, entre el conteo de las Manchas del observador. De este modo se concluye que la fórmula del Número de Wolf es:

$$R = k(10G + F)$$

Donde G es el número de grupos, F es el número total de manchas individuales, y k es el factor de reducción y el 10 es un número de ajuste

Para obtener el Número de Wolf se realiza lo siguiente:

Si tenemos G=4, F=23, el Número de Wolf es

$$R = (10 \times 4) + 23 = 40 + 23 = 63 \quad (3.2)$$

Si sólo hay una mancha visible en el disco solar. El número relativo es 11, debido a que sólo hay un solo grupo el cual es multiplicado por 10 y una sola mancha solar. Debido a que las manchas solares aparecen por períodos de 11 años, para el número relativo relativo de manchas es más habitual el uso de frecuencias diarias. Esta frecuencia es promediada por mes. Por ejemplo, si un observador monitorea al Sol durante todo Julio, para obtener la frecuencia media deberá tomar el número relativo de manchas que hay cada día y dividirlo entre 31 (días de Julio). Si sólo se maneja la observación por 5 días en Julio y se tienen los resultados $R=37,49,50,65$ y 40 , deberá tomar todos los valores, sumarlos y dividirlos entre 5.²⁴ Entonces la frecuencia media para Julio está dada por:

$$MDF = \frac{37 + 49 + 50 + 65 + 40}{5} = \frac{241}{5} = 48,2 \quad (3.3)$$

Si un observador en un día no nota manchas solares, se introducirá el valor de cero en la suma de todos los días observados. Es decir, si en un mes dado, el observador obtiene $R=21, 0$ y 12 , su media frecuencia en el mes dado es ^{[22][25][26][28]}

$$MDF = \frac{21 + 0 + 12}{3} = \frac{33}{3} = 11$$

3.3. ¿Qué son las Manchas Solares?

La formación de la mancha es debido a una fuerte cantidad de campos magnéticos que viaja hacia la fotosfera, y cuando la atraviesa se generan las manchas solares. De hecho, es el campo magnético el responsable de que las manchas estén frías, ya que en la zona convectiva asciende el gas calentado que al llegar a la superficie se enfría y vuelve a descender, esta queda interrumpida en presencia de un campo magnético intenso. Salen por el este y se ponen por el oeste, aparecen entre las latitudes 40° y 5° (Norte o Sur) y nunca aparecerán en los polos del Sol debido a la rotación que tiene éste. La duración de las manchas puede variar de unos días a unas semanas. No poseen movimiento propio y su aparente desplazamiento es debido a la rotación del Sol y nunca cruzan el ecuador solar. Se observan negras pero no lo son, se ven así debido al contraste que tienen con la fotosfera. Están compuestas por una parte llamada umbra cuya temperatura es de aproximadamente $4\,000\text{ k}$ y su iluminación es solamente 30% del brillo de la fotosfera por lo que es oscura, está rodeada también por la penumbra que brilla con una intensidad de 70% del resto del Sol y donde la temperatura alcanza aproximadamente $5\,000$ grados k . Los tamaños de las manchas pueden alcanzar decenas de miles de kilómetros, es decir; son más grandes que la Tierra y pueden aparecer en individuales o en grupos.^{[1][15][23][28]}

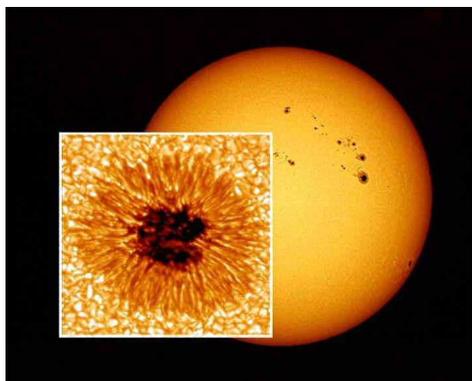


Figura 3.5: Mancha Solar

Las observaciones magnetográficas ponen de manifiesto claramente que las manchas solares son la sede de intensos campos magnéticos y que una mancha solar típica consiste en dos manchas de polaridad magnética opuesta, una norte y otra sur. La primera mancha de la pareja, en términos de la dirección de la rotación solar, se llama mancha “delantera”, mientras que la otra se conoce como “trasera” (Figura 3.6). Con poquísimas excepciones todas las manchas delanteras de grupos bipolares en un hemisferio tiene la misma polaridad magnética ya sea positiva o negativa, mientras que todas las manchas delanteras del otro hemisferio tienen la polaridad opuesta, de forma similar las manchas traseras de ambos lados del ecuador tienen polaridades opuestas.



Figura 3.6: Representación de que las manchas tienen dos polaridades juntas, positiva y negativa, con esto el campo magnético retorna

3.4. Clasificación de las manchas solares

Las manchas no son iguales, algunas son más grandes, más largas y sin umbra es decir; no siguen un patrón en la forma a seguir, por lo cual se clasifican con respecto a su aspecto. Las más usadas son la de Zürich o Esquema de clasificación Waldmeier (nombrado así, por Max Waldmeier, quien era director de Observatorio Zürich entre los años 1945 y 1979), y la de Esquema de McIntosh (nombrada por Patrick McIntosh de la NOAA (National Oceanic Atmospheric Administration)).

La clasificación de McIntosh es la más usada, pero si se desea comparar las observaciones con las de otras observaciones, puede ser más útil la de Zürich. A continuación se muestran las dos clasificaciones para tener un buen enfoque.

La clasificación de McIntosh modifica y extiende la clasificación de Waldmeier. Los grupos de manchas son clasificados por tres códigos.

La primera describe el tipo de grupo, la segunda letra describe la penumbra a lo largo del grupo de la mancha, mientras que en la tercera describe la compacidad del grupo de manchas.

3.4.1. Clasificación de McIntosh del grupo de manchas

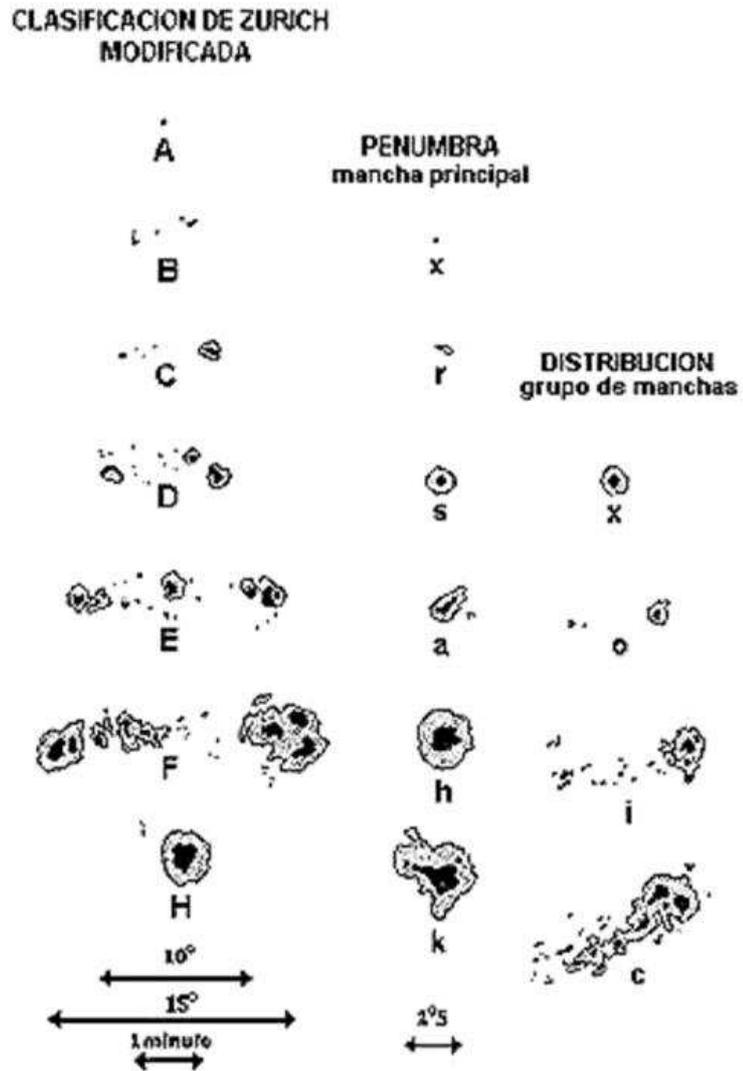


Figura 3.7: Clasificación de McIntosh

CAPÍTULO 3. EL CICLO SOLAR
3.4. CLASIFICACIÓN DE LAS MANCHAS SOLARES

Tipo de Manchas

Tipo de grupo	Descripción
A	Una mancha o un sólo grupo de manchas sin penumbra o estructura doble
B	Un grupo de manchas sin penumbra o estructura doble
C	Un grupo de manchas dobles, la mancha principal es la que está rodeada por la penumbra
D	Un grupo doble, la mancha principal está rodeada por penumbras. Al menos una de las manchas tiene una estructura simple
E	Un grupo doble en el cual las dos manchas principales están rodeadas por penumbras y generalmente tienen estructura compleja. Numerosas manchas pequeñas se encuentran entre los dos puntos principales
F	Un grupo doble con penumbras en ambos extremos del grupo y se encuentran a lo largo sobre 15° del ecuador
H	Un grupo unipolar sin penumbra

Penumbra a lo largo de la Mancha

Tipo de grupo	Descripción
x	Sin penumbra
r	Rudimentalmente la penumbra rodea completamente la mancha, cuerpo irregulares con una ancho de $0,2^\circ$. Cuentan con penumbras muy brillantes y con una estructura fina de granulación.
s	Pequeña, penumbra simétrica, eclíptica o circular, con estructura de filamentos a lo largo de $2,5^\circ$
a	Pequeña, penumbra simétrica, irregulares en su entorno con estructura de filamentos a lo largo de $2,5^\circ$
h	Largo, penumbra asimétrica a menor de $2,5^\circ$
k	Largo, penumbra asimétrica, más de $2,5^\circ$ de largo

Compacidad de Manchas

Tipo de grupo	Descripción
x	Mancha individual
o	Distribución abierta con puntos o ninguno entre las manchas principales, es claro que el grupo consta de dos partes
i	Distribución intermedia con numerosas manchas entre las principales, todo esto sin penumbra madura
c	Distribución compacta con muchas manchas largas entre la principal, con al menos una penumbra

3.4.2. Clasificación Zürich

A			
B			
C			
D			
E			
F			
G			
H			
J			

Figura 3.8: Clasificación de Zürich

Fue publicada en 1938, añadiendo una categoría en 1839. Este esquema clasifica al grupo por letras para cada clase o grupo y el número de manchas individuales.

Las nueve clases del grupo

Tipo de grupo	Descripción
A	Una mancha individual o un grupo de manchas sin penumbra o estructura doble
B	Un grupo de manchas sin una penumbra o estructura doble
C	Un grupo de manchas dobles, la mancha principal es la que está rodeada por penumbra
D	Un grupo doble, la mancha principal es la que está rodeada por penumbras. Por lo menos en una de las dos manchas principales tiene una estructura simple. El grupo está por lo general a 10°
E	Un grupo largo y doble en el cual las dos manchas principales están rodeadas por penumbras y tienen una estructura compleja. Numerosos y pequeñas manchas se encuentran entre las manchas principales
F	Un largo o complejo grupo de manchas
G	Un gran grupo sin manchas pequeñas entre las dos principales manchas
H	Una simple mancha con penumbra y diámetro mayor que $2,5^\circ$
I	Una simple mancha con penumbra y diámetro menor que $2,5^\circ$

Hasta ahora, los observadores solamente se fijaban en la posición y evolución de las manchas pero sin tener idea sobre su naturaleza. La opinión más extendida era la de Galileo, que pensaba que las manchas eran como una especie de nubes en la atmósfera del Sol. Al final del siglo XVIII, *Herschel*, siguiendo la hipótesis de A. Wilson de 1774, pensaba que sobre el suelo solar en el que podía haber vida por lo cual flotaban dos capas de nubes luminosas.^[19]

3.5. Consecuencias de las manchas

Como vimos anteriormente el campo magnético da origen a las manchas solares. Ahora veamos cómo evoluciona dicha mancha y cuál es el resultado de ésta. Imaginemos “líneas magnéticas” que atraviesan la Fotósfera. El lugar de la superficie del Sol por donde sale un extremo de la cuerda es una mancha solar y el lugar por donde vuelve a entrar, es otra mancha solar. Teniendo así una polaridad magnética norte y polaridad sur. Como el Sol rota más rápido en su ecuador que por sus polos, a lo largo del tiempo su campo magnético global se va distorsionando y enroscando, provocando que alcancen una altura donde el campo magnético llega al límite de alcance, esto provoca que las “líneas magnéticas” liberen la energía contenida, esto es conocido como Llamrada Solar.

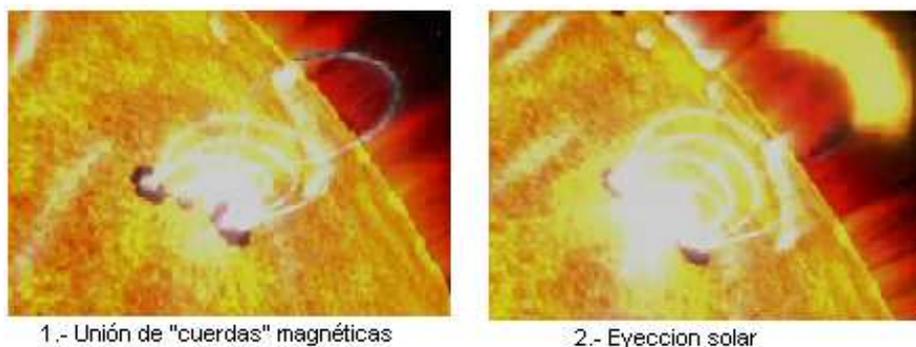


Figura 3.9: Visualización de una llamarada solar
 Representación del proceso de cómo se genera una llamrada solar

Se estima su longitud alrededor de 100 000 km, y liberan una energía aproximadamente desde lo

más bajo de la detección del límite 10^{17} J hasta 10^{25} J de energía, en intervalos desde milisegundos hasta más de una hora.

Esta radiación puede ser eyectada a una gran velocidad, puede escapar al sistema interplanetario como rayos cósmicos solares. Las llamaradas eyectan partículas cargadas, principalmente protones y núcleos de helio.

Su proceso se compone por tres etapas:

- Pre-ráfaga. Se observa un aumento de energía libre en una región de campo magnético cerrado, como lo es la región activa. La energía puede aumentar principalmente porque el campo magnético se deforma. Los movimientos subfotosféricos y la rotación diferencial son capaces de “torcer” los tubos magnéticos, y aumentar su energía. Una vez que los tubos de flujo cruzan la superficie, tienden a crecer, lo que implica una elongación de las líneas de campo y por consiguiente un aumento de la energía disponible. La formación del campo no se puede sobrepasar cierto nivel crítico en el que la estructura se desestabiliza completamente, las líneas de campo “rompen” y se reconectan para tomar una configuración de menor energía y aceleran las partículas del plasma que se encuentran en la región de reconexión.
- Fase Impulsiva. Es el proceso de desestabilización y la liberación súbita de energía.
- Fase Gradual. Las partículas aceleradas durante la fase impulsiva viajan a través de la atmósfera solar perturbando el medio ambiente que se encuentra a su paso.

Durante una erupción, la línea de hidrógeno de Balmer, H_α , aparece localmente en la emisión y no en la absorción, como es usualmente el caso, implicando que la producción de fotón se produce por encima de la mayor parte del material absorbente. Cuando observamos en H_α , una llamarada se observa sobre el disco como dos cintas de luz. A lo largo de H_α , otros tipos de radiación electromagnética son producidas en un rango desde un kilómetro de longitud de las ondas de radio no térmicas debido a la radiación sincrotrón a muy corta longitud de las líneas de rayos X y rayos gamma.

Las llamaradas se clasifican por su brillo en rayos X, quedando de la siguiente forma:

- Llamarada de clase C. Son pequeñas y de consecuencias poco notorias
- Llamarada de clase M. Son de tamaño mediano, pueden generalmente causar ligeras interferencias afectando regiones polares de la Tierra, ocasionando a veces tormentas de radiación menores.
- Llamarada de clase X. Son eventos de gran magnitud, que si están dirigidas a la Tierra, pueden desatar gran interferencia en las ondas de radio así como tormentas de radiación de larga duración.

Cada categoría de llamaradas de rayos X tiene nueve subdivisiones que van desde 1 al 9, por ejemplo, C1 a C9, M1 a M9 y X1 a X9, dependiendo cuanta energía se registra.^{[1][2][3][6]}

Clase	Máximo (W/ m ²) entre 1 y 8 Angstroms
B	$I < 10^{-8}$
C	$10^{-5} < I < 10^{-5}$
M	$10^{-5} < I < 10^{-4}$
X	$I \geq 10^{-4}$

Tabla 3.1: Clasificación de llamaradas solares

Se puede notar la diferencia de energía en cada una de las llamaradas

Para obtener la intensidad de una llamarada expulsada, se realiza un gráfica (Figura 3.10), en donde la abicisa es representada por el tiempo (ya sea año o mes), y la ordenada muestra el flujo magnético en Rayos X, medido por GOES en dos diferentes longitudes de onda, que van desde 1-8

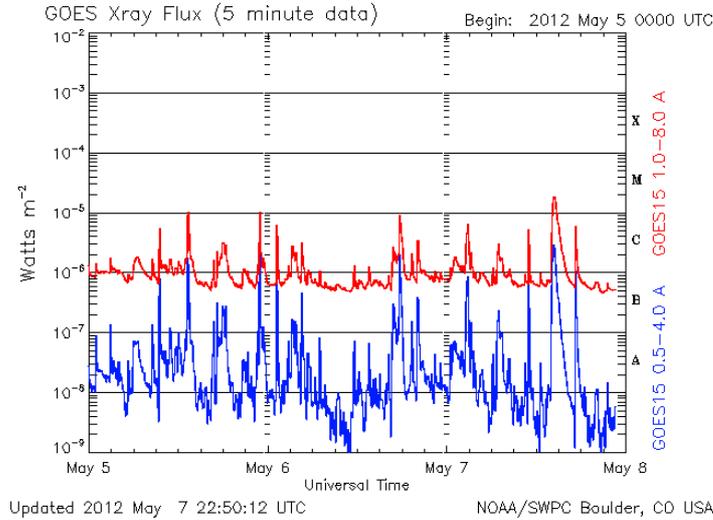


Figura 3.10: Clasificación de Ráfagas Solares
En esta gráfica se muestran la intensidad de energía que puede llegar a tener una ráfaga al ser eyectada por el Sol

\AA (1.5 - 1.2 KeV) (curvas superiores) y 0.5 - 4 \AA (3 - 25 KeV) (curvas inferiores). Las etiquetas A, B, C, M y X a lo largo de la parte derecha indica la clase de la llamarada solar, dependiendo del flujo máximo observado a través de GOES, que puede ser de 1 a 8 \AA . Las llamaradas solares siguen el comportamiento que dicta la ley de Wien emitiendo más energía en λ mayores que en λ menores.

Una llamarada solar es caracterizada por su rápido crecimiento en el flujo radiactivo. Cuando los datos son obtenidos simultáneamente en otro rango de longitud de onda (radio, o en UV), las ráfagas siempre aparecen con un crecimiento rápido, seguidos de una declinación lenta. En los rayos X el aumento de escala de tiempo es muy brusco, no dura más que un segundo.^{[2][12][13][14]}

El detector de Rayos X de la nave GOES. no puede proporcionar una imagen del Sol. El detector mide flujo desde el interior del Sol. Como resultado, no podemos decir, de qué parte del Sol proviene la llamarada. Pero otros instrumentos, demuestran con fotones ópticos que las ráfagas ocurren en regiones activas, especialmente donde las manchas solares tienen polaridad opuesta y están cerca del contacto espacial. Esto indica que las ráfagas liberan su energía desde el campo magnético.

Cuando las ráfagas se visualizan en H_{α} , se encuentra que están espacialmente hacia afuera para cubrir un área que es insignificante del área de la región activa. La línea por la que se extienden las ráfagas en la superficie del Sol puede ser de 10^9 cm, con una cobertura de área de 10^{19} cm^2 . En la dirección vertical, el plasma solar puede extenderse a altitudes que no son muy diferentes que sobre la superficies. Como resultado, el volumen total V_f a lo largo de la ráfaga solar puede ser de 10^{28-29} cm^3 .

3.6. Agujeros Coronales

Los agujeros coronales son regiones del campo magnético solar en las que las líneas están abiertas, es decir; en vez de cerrarse conectando zonas de polaridad opuesta, se dispersan en el espacio interplanetario, mientras que las líneas de campo cerrado retornan al Sol. Los agujeros coronales se manifiestan como manchas oscuras en las fotografías en ultravioleta o rayos X debido a que su

temperatura y su densidad son mucho más bajas que en las zonas circundantes (emitiendo menos radiación) y pueden cubrir una gran proporción del disco visible. Normalmente están presentes en los casquetes polares pero suelen producirse en las zonas ecuatoriales, en este caso crecen de tamaño hasta conectar con la zona polar de la misma polaridad para posteriormente disminuir su tamaño. La secuencia completa suele durar de 6 a 8 meses. De los agujeros coronales y siguiendo las líneas del campo fluyen corrientes de partículas que son aceleradas por el campo electromagnético y constituyen en fuentes de viento solar reforzado.

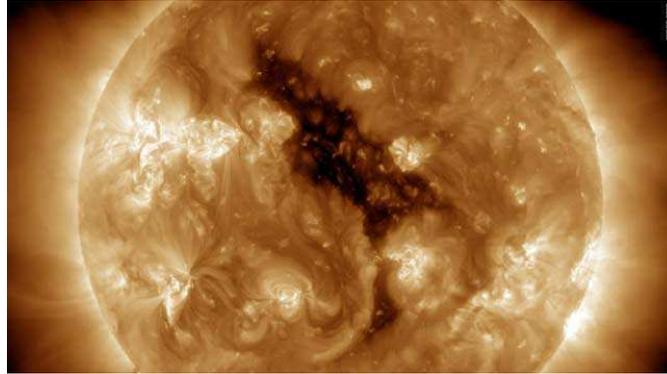


Figura 3.11: Agujero coronal tomado por el telescopio SDO, en longitud de onda de 193Å

La ecuación de Fuerza de Lorentz está dada por

$$\mathbf{F} = q(\mathbf{E} + \mathbf{v} \times \mathbf{B}) \quad (3.4)$$

que describe la fuerza ejercida sobre una partícula cargada a una velocidad \mathbf{v} en un campo eléctrico \mathbf{E} y un campo magnético \mathbf{B} , establece que la fuerza debida al campo magnético es siempre perpendicular tanto en la dirección del vector de velocidad y el campo (producto cruz). Debido a que el campo eléctrico es insignificante, las partículas cargadas son forzadas a estar en espiral alrededor de las líneas de campo magnético y no pueden cruzar excepto por una colisión. Esto implica que el campo magnético cerrado tiende a atrapar las partículas, no permitiendo su escape. Sin embargo en regiones del campo magnético abierto, las partículas pueden seguir las líneas del campo y con esto salir del Sol. Consecuentemente, el viento solar se origina desde las regiones del campo magnético abierto, es decir; los agujeros coronales. Los detalles observados en rayos X luminosos, así como los manchas brillantes localizadas en el agujero coronal, se deben a la alta densidad de electrones e iones que son atrapados por un pequeño campo magnético.^{[1][3]}

3.7. Eyecciones de masa coronal

Las eyecciones de masa coronal son explosiones en la corona solar que expulsan las partículas solares, hasta 1×10^{13} kg de material puede propagarse con el viento solar, pudiéndose llegar a encontrar a la Tierra e influenciar en la actividad geomagnética. Se piensa que son controladas por la liberación de energía en el campo magnético solar. Pueden afectar seriamente telecomunicaciones y satélites espaciales ya que las partículas están ionizadas y en el momento en que se involucran con material del satélite ocasionan que no se puedan relacionar las comunicaciones. Puede también suceder que las partículas energéticas lleguen o no a la Tierra ya sea alrededor de unas horas o días después la erupción original, resultando una fuerte tormenta geomagnética o auroras o interrupciones del suministro eléctrico.^[3]

3.8. Viento Solar y sus consecuencias

Como vimos en el interior del Sol ocurren una serie de reacciones nucleares que liberan una cantidad enorme de energía que entre otros efectos hace que en la Fotosfera ninguna sustancia pueda existir en otra forma que no sea la de un plasma (gas ionizado a altas temperaturas). La intensa gravedad impide que todo el plasma se escape, una pequeña parte lo hace junto a la luz, a eso es lo que se le conoce como viento solar que es un flujo constituido principalmente por electrones, protones y otras partículas atómicas. La cascada de iones y el campo magnético solar que llevan consigo producen una ingente cavidad esférica en el medio interestelar, una enorme burbuja que sobrepasa la órbita de los cuerpos más distantes del sistema. Esta gigantesca región semiesférica dominada por el Sol, recibe el nombre de Heliosfera.

En la heliosfera, el viento solar va perdiendo velocidad aproximadamente un 75 %, hasta llegar a la heliopausa, donde choca directamente con el viento interestelar procedente de la vecindad solar. La localización de la heliopausa no es fija, sino que varía tanto con el ciclo de actividad solar como con los propios cambios que sufre el viento cósmico

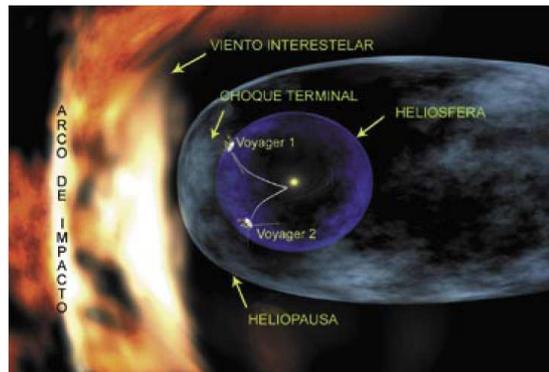


Figura 3.12: Representación de heliosfera y heliopausa

A la Tierra llega apenas una fracción mínima del viento solar que emite nuestra estrella, si llegara toda la energía y la capturáramos, bastaría para satisfacer las necesidades humanas, luz, calor y entre otros beneficios.

El Viento Solar puede alcanzar velocidades de entre los 300 y 750 Km/s, la cantidad en la que se producen estos vientos viene determinadas por las ráfagas solares, éste se manifiesta al entrar en contacto con los gases de alguna atmósfera planetaria.

Como los iones del Sol interaccionan con el campo magnético de la Tierra y quedan atrapados, rebotan entre los polos magnéticos norte y sur, formando el cinturón de radiación de Van Allen. Los iones suficientemente energéticos chocan con los átomos de la atmósfera superior de la Tierra cercano a los polos magnéticos, haciendo que éstos se exciten o se ionicen. El resultado de la excitación o recombinación emiten fotones que producen el despliegue de luces en las altas latitudes del norte y sur. Teniendo como resultado una **aurora boreal** y una **aurora austral** (luces en el norte y sur, respectivamente) (Figura 3.13).

Usando cohetes y satélites se puede medir dos de las características del viento solar. La nave espacial Ulises, colocado en órbita polar alrededor del Sol, fue capaz de detectar el viento fuera de la órbita de la Tierra. A una distancia de 1 UA, el rango de la velocidad del viento solar es de aproximadamente 200 km/s a 750 km/s, con una densidad típica de 7×10^6 ions m^{-3} y temperatura cinética de 4×10^4 K para protones y 10^5 K para electrones.^{[1][3]}



Figura 3.13: Fotografía de una aurora boreal, en Alaska

3.9. La Tierra como un imán gigantesco

Muy profundo dentro del núcleo de la Tierra, circula metal fundido, se trata de un magma muy caliente, un material conductor. Como el planeta gira, dicho magma también lo hace aunque no de manera uniforme, dado que una rotación no uniforme de un material conductor crea un dínamo y es ella la que da lugar al campo magnético terrestre, que presenta un polo Norte y un polo Sur, y esto crea corrientes eléctricas poderosas. Estas corrientes generan el campo magnético de la Tierra, que se extiende muy afuera en el espacio.

3.10. Tormentas geomagnéticas

Una tormenta geomagnética es una perturbación temporal de la magnetósfera terrestre, es asociada con una eyección de masa coronal, un agujero coronal o llamarada solar, acompañada con el viento solar que llega entre 24 y 36 horas después del suceso, sólo es posible si esto está dirigido hacia la Tierra, la presión del viento solar será de acuerdo a la actividad solar. La presión del viento solar modifica las corrientes eléctricas en la ionosfera, estas llegan a durar de 24 a 48 horas. Cabe mencionar que estas tormentas llegan a tener severo daño a la Tierra, no sólo nos proporcionan espectaculares auroras boreales, pues son peligrosas para los satélites debido a que las partículas como los iones, electrones y protones pueden golpear el sistema electrónico del satélite y provocar falla sus circuitos por lo que dejaría de funcionar. A todo esto las tormentas geomagnéticas pueden llegar a afectar el suministro de electricidad, las comunicaciones por teléfonos móviles y la aviación. Como ejemplo, se tiene la tormenta solar del año 1859, en donde se registró una llamarada solar la cual se dirigió hacia la Tierra, en tan sólo unos minutos después de interactuar con el campo magnético terrestre provocó auroras que se podían observar hasta Hawai, Cuba y lugares donde no es común observar este fenómeno, al igual que provocó una gran interrupción para ese momento en el telégrafo. Ahora en el 2013, nos veríamos muy afectados si una llamarada de una gran magnitud nos sorprendiera, ya que ahora somos más dependientes de la tecnología y contamos con más satélites que en años anteriores. ^[20] ^[23]

Capítulo 4

Resultados y discusiones de los datos obtenidos

El telescopio a utilizar para la obtención de imágenes del registro de actividad solar era el de la Universidad de Sonora, por motivos de clima no se obtuvieron muchas imágenes a considerar para realizar cálculos. Por tal motivo se tomaron las imágenes del sitio de internet conocido como <http://spaceweather.com/>.

Imágenes como en la figura 4.1, serán examinadas para obtener el indicador de la actividad solar conocido como Número de Wolf.

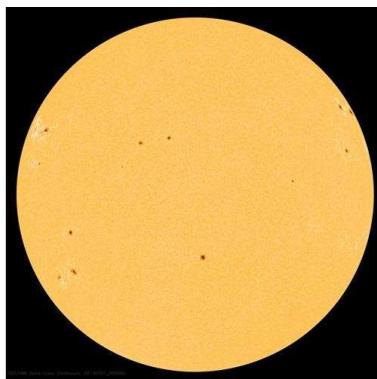


Figura 4.1: El Sol con manchas en el año 2013
Imagen tomada del sitio de internet <http://spaceweather.com/>, con el telescopio SDO/HMI continuum, el 7 de enero 2013.

Se tomará una muestra estadística que consiste en los primeros 10 días de cada mes desde el año 2010 a mediados del año 2013, la diferencia de fecha se debe a que de este modo se obtendrán datos equitativamente distribuidos, por lo que se observará la evolución de manera detallada a través de los años y el posible aumento del ciclo solar. Una vez obtenidos los datos se graficarán, y con ellos veremos de qué manera evolucionó dicha actividad.

La figura 4.2 muestra un indicador conocido como Número de Wolf, considerado como el más importante ¹, en dicha gráfica puede observarse que la actividad solar aumenta y disminuye con el paso del tiempo, este altibajo puede darse ya que no siempre se podrá obtener la tendencia que se

¹En este trabajo se considera el más importante ya que es el indicador solar a calcular y con el basarse para los demás indicadores

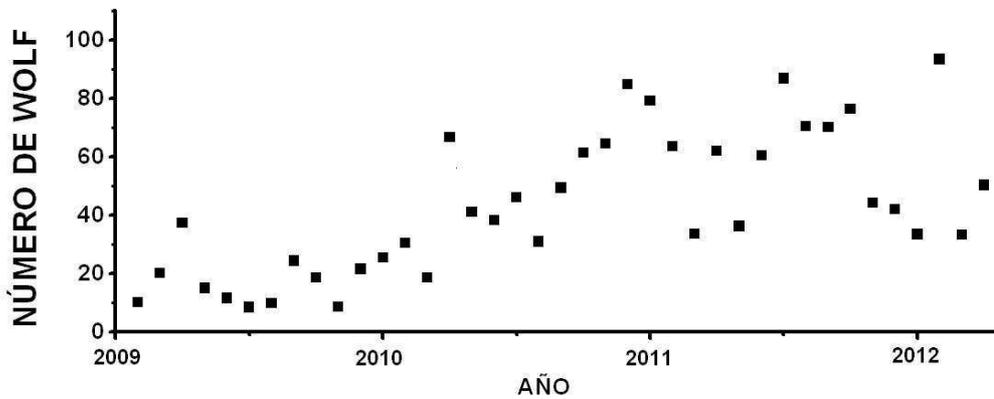


Figura 4.2: Gráfica del Número de Wolf

espera, puede deberse a variaciones en el conteo de manchas sobre la imagen ya que la resolución en los telescopios varía, o a que no hay tantas manchas las cuales variaron de modo drástico durante el ciclo. Puede notarse en la gráfica que el indicador empieza desde abajo dando a conocer que se encuentra en actividad mínima, posteriormente en los siguientes años puede notarse que va en aumento habiendo momentos en los que decae, sin embargo no lo hace de manera rápida, la razón que causa que el Número de wolf se encuentre arriba y en ocasiones abajo, aún no es conocida.

Uno de los objetivos de la tesis, entre otras cosas, es de comparar los datos obtenidos del Número de Wolf de la tesis con datos obtenidos en otros sitios, en especial web, estos últimos datos serán obtenidos de la página <http://www.parhelio.com/wolf.html>, que de igual modo se tomarán datos del período mencionado anteriormente, donde también se realizará un ajuste en la gráfica para poder observar el comportamiento de ambos datos. El resultado es la siguiente gráfica

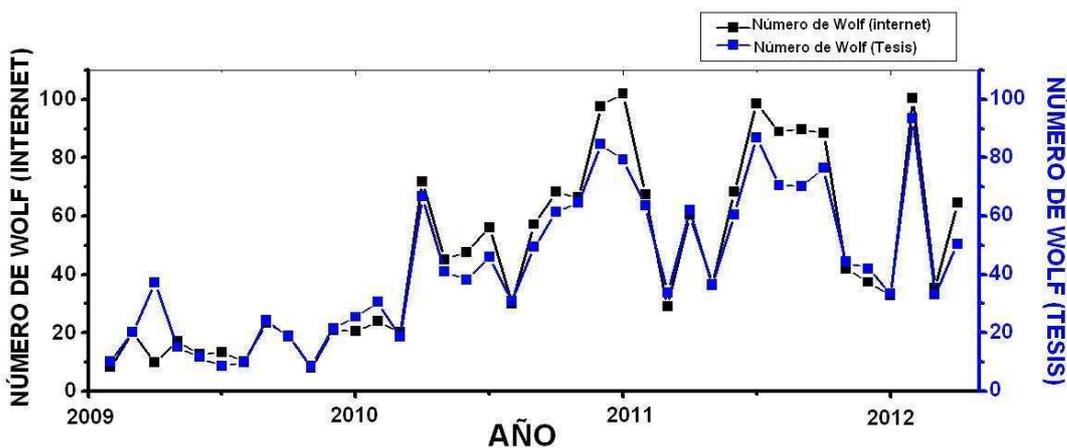


Figura 4.3: Analogía entre Número de Wolf (tesis) con el Número de Wolf (página web)
 Los datos se obtuvieron de la página www.parhelio.com/wolf.html, con la misma tendencia de fechas para poder comparar

Y como se puede observar, los datos obtenidos para este trabajo tienen tendencia que otros observadores obtuvieron, en este caso un sitio de internet. Esto nos permite decir que nuestros datos son viables permitiendo desarrollar más gráficas para obtener más conocimiento sobre este

CAPÍTULO 4. RESULTADOS Y DISCUSIONES DE LOS DATOS OBTENIDOS

Ciclo Solar.

Veremos un indicador conocido como Flujo en radio, figura 4.4. Observándolo en la longitud de onda de 10.7 cm (2.8 GHz), su unidad (S.F.U. (Solar Flux Units)) es equivalente a $10^{-22} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$, la cual es observada por Dominion Radio Astrophysical Observatory ². Este Flujo mide señales de radio originadas desde el Sol, el cual comienza a variar a partir de 63.75 S.F.U., teniendo alcances máximos entre los 100 ó 150 S.F.U. llegando a afectar satélites y con esto comunicaciones pues comienzan a abrirse las bandas HF, generando pérdida de comunicación. En nuestra gráfica se puede notar que efectivamente comienza después de 60 S.F.U., sin embargo sobrepasa los 100 llegando incluso a 170 S.F.U. logrando así observar un dato en donde podemos decir que el Sol ha expulsado mayor cantidad de energía registrada durante el Ciclo Solar, sin embargo éste no es fue grande comparándolo con el anterior, ya que en el ciclo pasado alcanzó un valor máximo de 240 S.F.U lo cual pronostico un máximo muy alto.³⁵

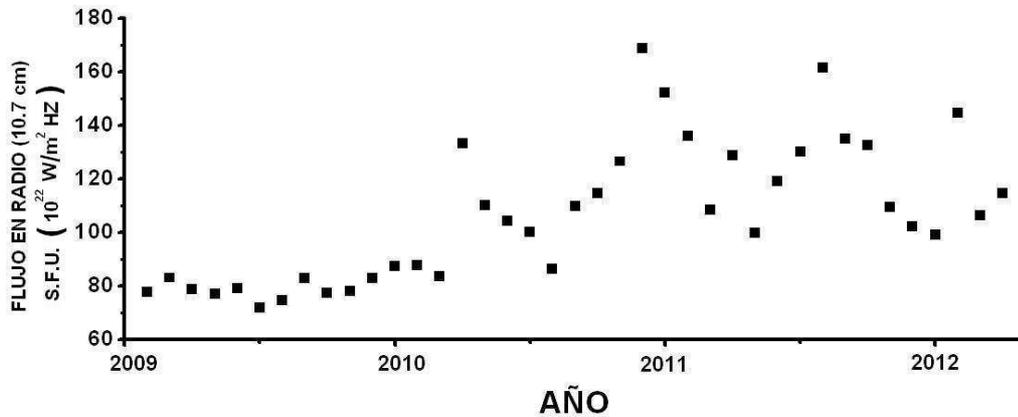


Figura 4.4: Año vs Flujo en radio

Estas emisiones de radio indican la fuerza de la actividad solar, pues bien una mayor radiación de radio del Sol significa una mayor ionización en las capas, y como se mencionó afecta comunicaciones, sin embargo las estaciones comerciales de televisión y radio son poco afectadas por la actividad solar, las comunicaciones aero-terrestres, barco-puerto, radio-aficionados entre otros son afectados. Este fenómeno puede llegar a afectar a satélites pues a medida que la tecnología avanza y los instrumentos a utilizar son ligeros, sus sistemas son más vulnerables a las partículas solares más energéticas, los cuales provocan daños físicos a los microchips y pueden llegar a afectar al circuito de las computadoras de los satélites.

²Observatorio en Penticton British Columbia, Canada

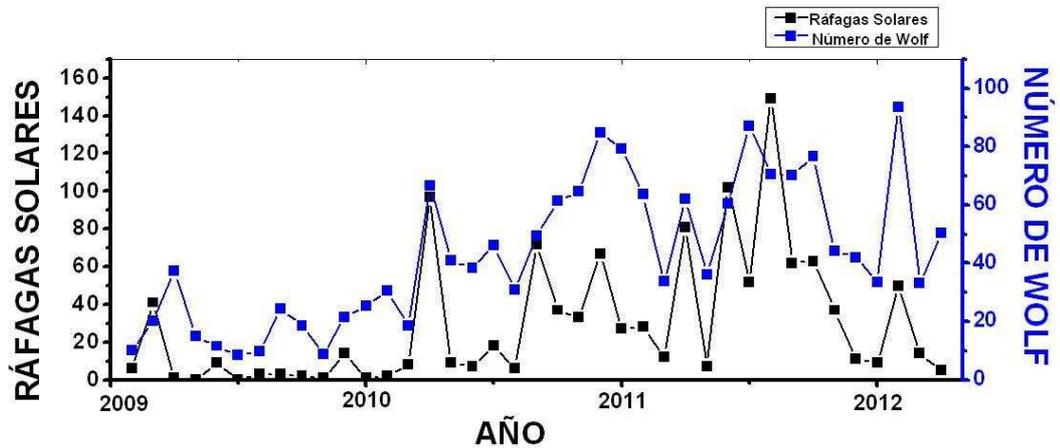


Figura 4.7: Correlación de Ráfagas y Número de Wolf

Un dato extra a analizar es la proporción de grupos de manchas simples contra grupos de manchas complejos, tomando datos de la siguiente manera: tomamos las imágenes utilizadas para el Número de Wolf, se separan los grupos dependiendo de cuantas manchas se encuentran en éstos, dividiéndolo en dos secciones, uno de menos de 4 manchas y otro que contenga más de 8 manchas, todo con la misma tendencia de fechas mencionadas anteriormente, obteniendo una gráfica como se muestra en la figura 4.8

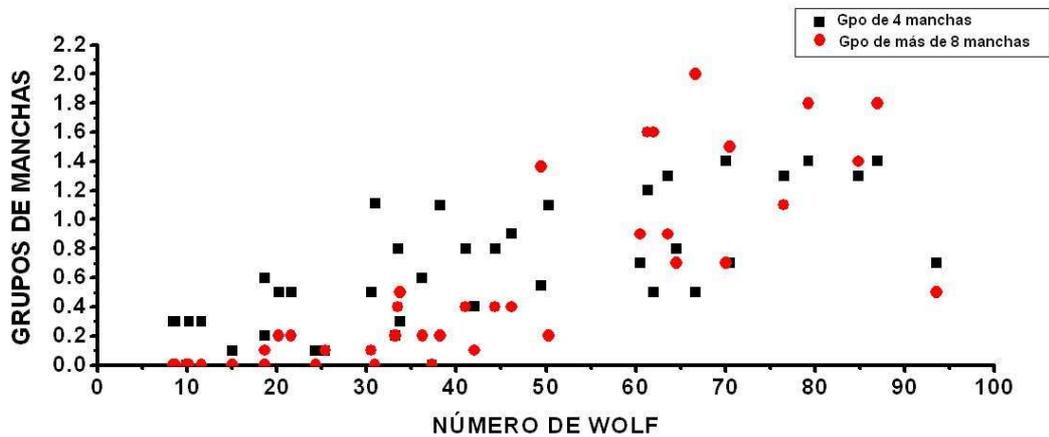


Figura 4.8: Número de Wolf con la simplicidad y complejidad de grupos de manchas

La interpretación de dicha gráfica es de que se observa que cuando el Número de Wolf es bajo hay más grupos de 4 manchas que más de 8, mostrando también que un grupo de más de 8 manchas manifiesta más energía que la del otro tipo de grupo, esto es debido a su complejidad que muestra cada grupo

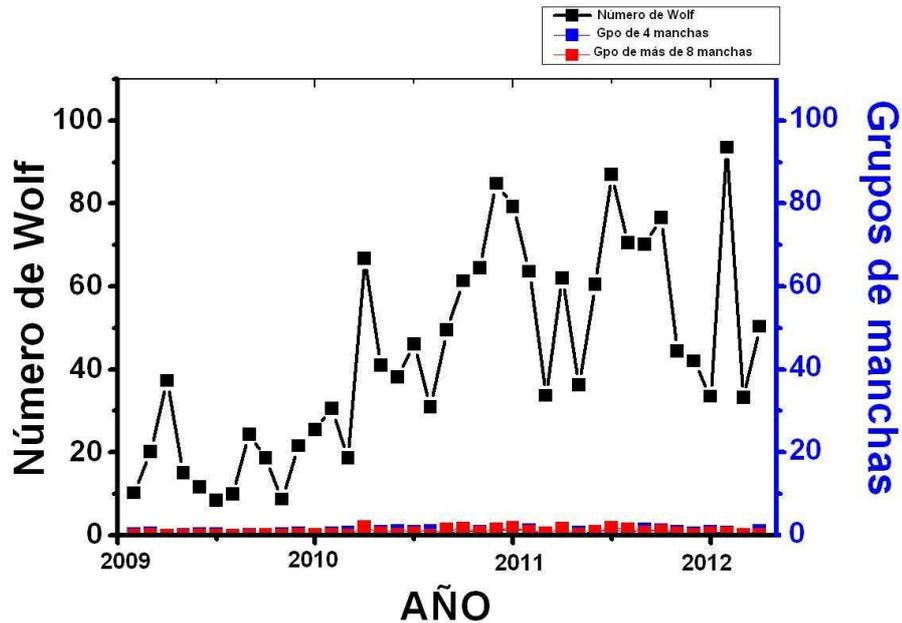


Figura 4.9: Relación entre los Grupos de manchas con el Número de Wolf

Dicho dato se puede observar en figura 4.9 donde es más visible que cuando hay grupos de más de 8 manchas la intensidad de energía será mayor que en este caso es el aumento del Número de Wolf, notándose también que cuando el grupo de 4 manchas sobresale, el Número de Wolf tenderá a bajarse, pero no lo hará de manera espontánea sino que se mantendrá en un límite pues recordemos que es un ciclo solar, en donde hay manchas solares.

Otro detalle a analizar es el comportamiento que tiene el Número de Wolf vs Flujo en radio, la relación se puede observar en la figura 4.10, la cual muestra que a mayor número de manchas hay mayor propagación de flujo, lo cual es lo que se espera.

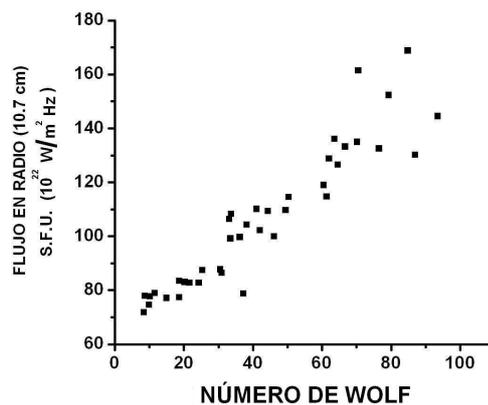


Figura 4.10: Número de Wolf vs Flujo en radio

CAPÍTULO 4. RESULTADOS Y DISCUSIONES DE LOS DATOS OBTENIDOS

Al aplicar un polinomio sobre la gráfica se puede notar que tiene una tendencia hacia arriba, en donde el Flujo en Radio sobrepasa el límite de la curva permitiendo observar que entre más grande sea el Número de Wolf la energía será mayor, ya que recordemos que las manchas solares son campos magnéticos y al provocar una ráfaga solar sucede el flujo de energía en donde se proyecta energía según haya sido la forma e intensidad de la mancha misma.

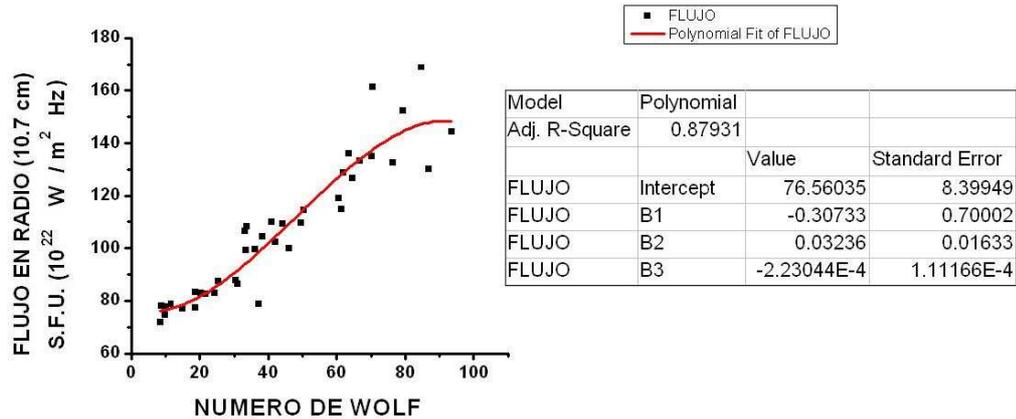


Figura 4.11: Número de Wolf vs Flujo en radio aplicando polinomio grado 3

El polinomio que se le aplica es de tercer grado, obteniendo que los datos se interceptan en el valor de 76.56 con un error estándar del 8.39949.

Para poder observar un diferente comportamiento, se aplica ahora una línea recta, obteniendo la gráfica siguiente.

Gráfica en la cual interceptan los datos en 63.27, con un error estándar de 3.06209.

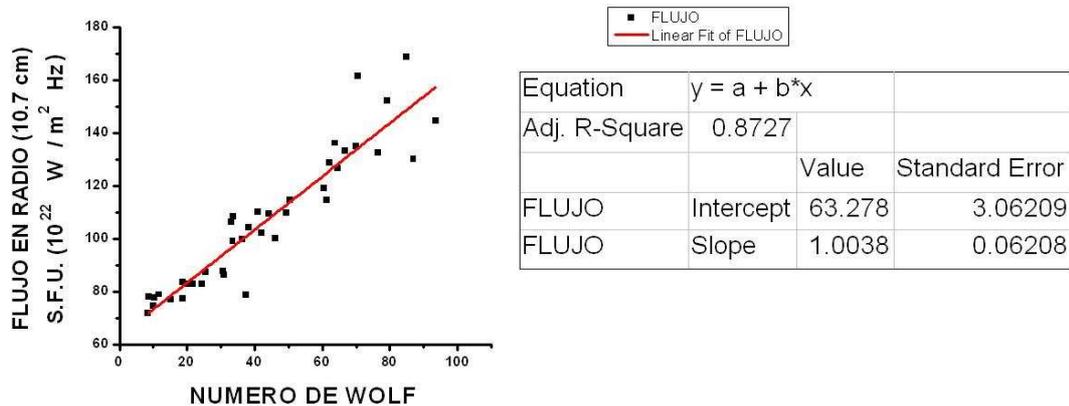


Figura 4.12: Número de Wolf vs Flujo en radio aplicando línea recta

Sin embargo el valor a observar es el coeficiente de determinación que se obtienen en ambas, con valor de 0.87931 para el polinomio y de 0.8727 para la línea recta. Sabemos que $0 \leq R^2 \leq 1$, y mientras más se acerque al uno, el ajuste de la curva es más fiable, donde podemos decir que para estos datos se ajusta de mejor manera un polinomio de tercer grado.

Capítulo 5

Conclusiones

En este trabajo hemos estudiado y analizado la actividad solar de este Ciclo Solar 24 y para conocer en qué momento se encuentra fue por medio de indicadores los cuales fueron el Número de Wolf, Flujo en radio y Ráfagas solares.

Se examinaron imágenes del Sol en donde se muestran las manchas solares para poder así obtener el Número de Wolf (por la autora de este trabajo) y la gráfica que se obtuvo muestra que esta actividad comienza con un declive bajo en el año 2010, a partir del año 2011 inicia a observarse más manchas y esto se ve reflejado en la gráfica la cual se va a la alza, sin embargo en el año 2012 se origina una decadencia de manchas solares, cuando se esperaba a que incrementara más, aunque esto aumenta a finales del año aún se encuentra muy debajo de lo calculado, y a comienzo del año 2013 es cuando se llegó a tener mayor actividad cuando se pensaba que el Sol no llegará a tener este máximo.

Para poder confiar en este resultado se comparó con datos obtenidos por otros observadores (Figura 4.3), llegando a obtener gráficas con analogías similares aunque en momentos no llegan a coincidir, una de las razones puede ser que se haya contado más manchas o menos, pues la calidad del telescopio fue diferente para cada observador. Con respecto al Flujo en radio que es cantidad de energía por unidad de área por unidad de tiempo ($10^{-22} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1} = 1 \text{ S.F.U.}$) es decir, la energía arrojada por el Sol, incrementó en cuanto se acercaba al máximo, lo cual se puede notar en la Figura 4.5 donde se muestra que en cuanto aumenta el Número de Wolf, la energía (Flujo en radio) arrojada por el Sol va en incremento, concluyendo que los dos indicadores se encuentran correlacionados.

Para las Ráfagas Solares se pudo observar un comportamiento similar a los otros indicadores, en que aumentaba cada vez que el Máximo solar se acercaba, notándose esto cuando este indicador se comparó con el Número de Wolf (Figura 4.7), encontrando que cuando el Número de Wolf aumenta, las Ráfagas solares lo harán aunque no de manera similar ya que se recuerda que puede llegar a ver muchas manchas que no generarán ráfagas o tardarán en extinguirse, así como puede haber pocas manchas que generan muchas ráfagas. Se recuerda que el dato de las Ráfagas son cantidades no intensidad. Y para encontrar una proporción de grupos simples contra complejos se analizó el seguimiento del Número de Wolf junto con las manchas solares, tomándose en cuenta separar las manchas en dos grupos diferentes, uno un número igual o menor de 4 manchas y otro con más de 8 manchas, llegando a obtener un análisis donde podemos concluir que en cuanto más grupos de mayor de 8 manchas haya se tendrá un mayor Número de Wolf (Figura 4.9), y por la tanto, la energía (Flujo en radio) aumenta .

En el caso del Número de Wolf y el Flujo en radio se notó que tienen una relación fuerte (Figura 4.10) que entre más número de manchas haya, la intensidad del Flujo será mayor, ya

que recordemos que el flujo es energía y las manchas solares ocasionan ráfagas las cuales son eyectadas junto con el Viento solar donde también se encuentra energía, provocando que estos dos fenómenos solares se incrementen cuando el Número de Wolf incremente. Al aplicar polinomio a dicha gráfica se observa cómo la tendencia es hacia arriba, obteniendo un coeficiente de determinación de 0.87931 y con una línea recta es de 0.8727, concluyendo con esto que el mejor ajuste de datos es el del polinomio de tercer grado ya que su valor es cercano al 1, recordando que $0 \leq R^2 \leq 1$.

Todo estos análisis que se realizaron con estos indicadores sirvieron para poder observar el comportamiento que tiene el Sol durante la actividad solar, viéndose que no se dio un Máximo Solar como pronosticaban los científicos, pues no hubo muchas manchas, no se generaron muchas ráfagas a comparación del ciclo anterior por lo cual no hubo mucha interacción con la Tierra y cuando la había sólo generaba auroras boreales. Aunque en el año 2013 sólo en el mes de Mayo, se registraron Ráfagas solares de intensidad X (las más altas en su categoría), sin embargo no ocasionó daños severos en nuestro planeta, ni en comunicaciones, sólo auroras boreales que se lograron ver en los polos, la razón por la que sucedió este cambio de actividad repentino en el Sol no se sabe, ya que el Sol aún es complejo para la Física Solar y falta por comprender del todo su interior, lo que se obtiene en este momento de datos es sólo una parte de información.

Sin embargo aun hay mucho que realizar en investigación sobre nuestra estrella, ya que no son sólo estos los datos que se obtienen, por ejemplo se puede calcular la intensidad de cuántos protones y electrones provienen de éste, así como la velocidad a la que viajan, también se estudian los neutrinos, partículas muy interesantes para la Física de partículas. Los neutrinos pueden dar información sobre el interior solar, sin embargo aún falta mucho que hacer en este tema, por lo cual se comienza a desarrollar tecnología en donde se podrá observar de manera más directa al astro, pudiendo así analizar información para poder entender cómo funciona en realidad el Sol.

Propuestas (por la autora) por comprender porque un máximo solar con baja intensidad a comparación de otros ciclos ocurrió en este momento, puede ser que llegue a pasar de nuevo un Mínimo de Maunder, quizás sea un ciclo en el cual el Sol se vea obligado a pasar cada cierto tiempo, (se lleva poco estudiando la actividad solar) o la energía aun no ha sido liberada del todo, es cuestión de esperar para el próximo máximo el cual se espera que sea en 2020, pues en ese máximo podría notarse si en realidad va en declive o en alza la actividad del astro. En este caso no sólo se analizarían cantidades de indicadores como lo fue principalmente con las ráfagas solares, sino ya se tomarían en cuenta la energía de éstas, al igual que ir tomando en cuenta los indicadores de los protones y entre otros indicadores, sin olvidar el Número de Wolf y así poder comparar con estos resultados que se han obtenido en esta tesis para que se pueda desarrollar más a fondo este tema (por la autora) Además de empezar a analizar si este ciclo que se da en nuestra estrella, ocurre en estrellas de tipo similar, no es necesario observar todas las estrellas, bastaría con empezar a observar que cambios ocurren en una en particular para comenzar a comparar y analizar qué tan variantes son las estrellas y saber si además de ser del tipo similar cuentan con actividades similares.

Bibliografía

- [1] Bradley W. Carroll, Dale A. Ostlie, *An introduction to modern astrophysics*, First edition, Cap 9,10,11
- [2] Dermott J. Mullan, *Physics of the Sun, a first course* Cap 1,2,4,15,16,17,18
- [3] Bradley W. Carroll, Dale A. Ostlie, *An introduction to modern astrophysics*, Second edition, Cap 11
- [4] Peimbert Sierra Manuel, *La evolución en la astronomía*, 2006
- [5] Vicent J. Martínez, Miralles Joan Antoni, Marco Enric, Galadí-Enríquez David, *Astronomía Fundamental 2005*
- [6] Ktichin Chris, *Solar Observing Techniques*
Páginas de internet:
- [7] <http://www.parhelio.com/wolf.html>
- [8] <http://www.museoespacial.es/soho.htm>
- [9] <http://www.nasa.gov/images/content/719688main-Sun-Wavelength-Chart-full.jpg>
- [10] <http://sdo.gsfc.nasa.gov/data/>
- [11] <http://www.ea8brw.es/index.php/nociones-teoricas-sobre-propagacion/4-interpretar-un-informe-sobre-propagacion>
- [12] <http://spaceweather.com>
- [13] <http://www.windows2universe.org/sun/atmosphere/sunspot-magnetism.html-lang=sp>
- [14] <http://www.spaceweather.com/glossary/flareclasses-spanish.html>
- [15] <http://www.spaceweathercenter.org/sp/our-protective-shield/02/02.html>
- [16] <http://tuspreguntas.misrespuestas.com/preg.php?idPregunta=11252>
- [17] <http://lared.fisica.edu.uy/articulos/Las20protuberancias20y20filamentos20solares.htm>
- [18] <http://www.astrofacil.com/Noticias/SDO/sdo.html>
- [19] <http://www.astrogea.org/divulgacio/solmcintosh.htm>
- [20] http://www.swpc.noaa.gov/primer/primer_in_spanish.html
Artículos relacionados con el tema:

- [21] La Actividad Solar y el Evento ENSO, Fuente de Información: N.O.A.A. y N.A.S.A.(USA).
- [22] ESPECTROS ATÓMICOS
- [23] Seguimiento de la Actividad Solar, Sr. Juan Carlos Casado. Astrofotógrafo tierrayestrellas.com, Barcelona. Dr. Miquel Serra-Ricart. Astrónomo Instituto de Astrofísica de Canarias, Tenerife.
- [24] Solar Wind and Interplanetary Magnetic Field: A Tutorial, Institute of Geophysics and Planetary Physics and Department of Earth and Space Sciences University of California, Los Angeles California
- [25] The Solar Dynamics Observatory (SDO) W. Dean Pesnell · B.J. Thompson · P.C. Chamberlin
- [26] El sol, nuestra estrella, Xochitl Blanco-Cano, Investigadora titular, Departamento de física espacial. Instituto de Geofísica. UNAM.
- [27] An historical note on the Zurich Sunspot relative numbers, J. R. Wolf and H. A. Wolfer, by Alan Julian Izeman
- [28] ¿Existió Realmente el Mínimo de Maunder?, Angel Alberto González Coroas, Licenciado en Física y Astronomía, Meteorólogo del Radar en la provincia de Camagüey, CUBA.
- [29] LAS MANCHAS SOLARES Y SU CICLO, Oscar Diez Higuera
- [30] Demuestran la relación entre periodicidades observadas en el flujo magnético del Sol, las manchas solares y las fulguraciones, Josep Lluís Ballester, catedrático de Astronomía y Astrofísica, Dpto de Física, Grupo de Física Solar
- [31] Cromosfera y fotosfera, Las manchas solares (4ta parte), Fosc, Noviembre 2009 N° 51