



BENEMÉRITA UNIVERSIDAD AUTÓNOMA DE PUEBLA

FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICO MATEMÁTICAS

**AJUSTE DE LA TEMPERATURA DE UNA MANCHA SOLAR
BAJO UN ESPECTRO AMPLIO DE FRECUENCIAS**

TESIS

**PARA OBTENER EL TÍTULO DE
LICENCIADO EN FÍSICA**

Presenta:

Jesus Fernando Magaña Ibañez

Dirigido por:

Dr. José Guadalupe Vázquez Luna - Asesor

Mtro. Edgar Peralta Sánchez - Coasesor

Puebla, Pue.

Noviembre 2023

Índice

| | |
|---|-----------|
| 1. Introducción | 3 |
| 1.1. Antecedentes históricos | 3 |
| 1.2. Antecedentes del enfriamiento en las manchas | 4 |
| 1.3. Justificación | 8 |
| 1.4. Objetivos | 9 |
| 1.5. Metas | 9 |
| 2. Marco Teórico | 10 |
| 2.1. Manchas solares | 10 |
| 2.1.1. Características | 10 |
| 2.1.2. Formación | 11 |
| 2.2. Cuerpo negro | 13 |
| 2.2.1. Ley de Planck | 14 |
| 2.2.2. Ley de Desplazamiento de Wien | 15 |
| 3. Análisis de imágenes | 17 |
| 3.1. SDO (Observatorio Dinámico Solar) | 17 |
| 3.2. Programa computacional | 18 |
| 3.3. Análisis global | 21 |
| 3.4. Análisis en mancha solar | 23 |
| 4. Resultados | 24 |
| 4.1. Vista Global Solar | 24 |
| 4.2. Vista en la mancha solar | 27 |
| 5. Conclusiones | 29 |

RESUMEN

En esta tesis se realiza un análisis y estimación de la temperatura en las manchas solares, del cual se pudieron obtener resultados novedosos gracias a los diversos instrumentos que nos permitieron analizar en diversas frecuencias la superficie solar. Se tomó como base la idea propuesta por el astrónomo Ludwig Biermann acerca de una inhibición por convección donde propuso que la temperatura de las manchas debía ser más fría con respecto a la superficie solar. Este proyecto tiene como objetivo realizar una estimación de la temperatura de las manchas y compararla con la de la superficie solar, haciendo uso de un modelo de cuerpo negro sobre el que se ajustan las frecuencias observadas en UV y también regiones del espectro continuo para estimar la temperatura de las manchas solares. Se elaboró un programa de cómputo en Python capaz de procesar imágenes de alta resolución del satélite SDO a partir de las cuales se midió la intensidad por pixel y la intensidad total en cada una de ellas. Con esta información se ajusta una función Planckiana a la intensidad promedio en función de la longitud de onda para obtener la temperatura eficaz sobre las manchas, donde la temperatura obtenida fue casi 50 veces mayor con respecto al modelo estándar (4700K), obteniendo una temperatura de 221,221.37 K y 40 veces mayor con respecto a la temperatura de la superficie solar (5700K). Se consideraron 2 casos para obtener esta temperatura, una vista global de la superficie solar y una vista sobre la mancha solar que, en ambos casos, presenta una temperatura superior a la reportada en trabajos anteriores.

1. Introducción

1.1. Antecedentes históricos

Hace aproximadamente 2800 años, astrónomos de la antigua China registraron por primera vez puntos negros sobre la superficie solar que posteriormente serían conocidos como manchas solares (I Ching the Book of Changes).

En Europa el descubrimiento de las manchas surgió a partir de la invención del telescopio creado por Hans Lippershey en 1608, un año después Galileo Galilei diseñó un modelo de telescopio de 20 aumentos y fue el primero en utilizarlo para realizar observaciones astronómicas donde finalmente en 1610 Galilei obtuvo un registro de las manchas solares. Con las observaciones de manchas solares por el astrónomo Johann Fabricius en 1611, se sugería que el Sol giraba sobre su propio eje debido a las trayectorias que estas trazaban sobre la superficie solar, posteriormente en 1613 con la publicación "Letters on Sunspots" se propuso la idea de que las manchas solares son una característica física del Sol.

El astrónomo solar estadounidense Hale dió a conocer el descubrimiento de campos magnéticos presentes en las manchas solares. Su teoría consistía en que estas manchas eran resultado de un tornado solar que absorbía el plasma en capas más altas lo cual oscurecía la superficie solar (tal como lo hace un tornado en la tierra), el flujo del campo circular separaría los iones y electrones por fuerza centrífuga, estos electrones debido a un movimiento circular producirían un campo magnético perpendicular a la superficie solar (Hale, 1908). Solo

un año después el astrónomo inglés Evershed en su publicación “Radial movement in sun-spots”, descubrió que el campo magnético producido por un flujo de energía dentro de la penumbra de una mancha tiene una dirección radial hacia afuera con respecto al centro de la misma. El máximo del valor de este campo se encuentra en el centro de la penumbra y va disminuyendo en función del radio de la mancha solar. Después de haberse acumulado una cantidad considerable de evidencia, fué que se abandonó la convicción preconcebida de que el flujo de energía debe ser circular (tornado solar). El plasma presenta movimientos circulares en la región denominada penumbra, la cual rodea la mancha solar en sí misma y que tiene una intensidad de brillo ligeramente menor que la umbra de la mancha solar. “Las características de los movimientos radiales y circulares en la penumbra son ocasionados por efectos secundarios y el vórtice eléctrico está completamente debajo de la capa de inversión” (Evershed, 1910). El vórtice eléctrico es una región en la misma penumbra de una mancha solar en la que los campos magnéticos se curvan en forma de espiral. Esta curvatura crea un movimiento giratorio de las partículas cargadas en la penumbra, lo que da lugar a un flujo eléctrico, mismo que puede producir emisiones de radiación UV principalmente, entre otras frecuencias. Por otro lado, la capa de inversión de una mancha es una región en la atmósfera solar (específicamente en la penumbra), donde la temperatura aumenta con respecto a la altura en lugar de disminuir como sucede en las atmósferas planetarias. Esta información nos describe dos puntos importantes: que las manchas solares emitirían radiación observable en estas longitudes de onda y, que algunos trabajos han tratado de explicar la temperatura de estas regiones con mecanismos complejos cuyo gradiente de temperatura aumenta con la distancia radial (Evershed, 1910).

1.2. Antecedentes del enfriamiento en las manchas

Gracias a los antecedentes descritos en la sección anterior, así como por la evidencia y experimentos realizados a lo largo de la historia, se ha concebido que las manchas solares tienen una temperatura menor a la de la superficie solar.

En las publicaciones del astrónomo alemán Biermann (1941) y el físico sueco Alfvén (1942) se propone un enfriamiento de las manchas solares por inhibición de convección del flujo de energía del campo magnético que se genera, “Las manchas solares generalmente se creen oscuras debido a las restricciones magnéticas en el movimiento convectivo debajo de la fotosfera.” (Biermann, 1941)

En un plasma altamente ionizado, como sucede en el Sol, la conductividad eléctrica es muy alta. Esto significa que las corrientes eléctricas pueden fluir libremente a través del plasma y por tanto generar un congelamiento del campo magnético (campo constante en el tiempo y con una localización fija en el Sol). Este fenómeno sucede cuando hay un campo magnético en el plasma solar, las corrientes eléctricas fluyen alrededor de las líneas de campo magnético y si el plasma se mueve a lo largo de estas líneas, las corrientes eléctricas también se moverán con él. Biermann se dió cuenta de que el campo magnético en las manchas solares podría ser la razón del enfriamiento de la mancha ya que fuera de una mancha solar, la energía se transporta a la superficie por convección, mientras que en la mancha solar, el flujo convectivo

se ve inhibido por la tensión magnética. Por lo tanto, una mancha solar es oscura porque es más fría y es más fría porque el campo magnético suprime el transporte de calor por convección. De esta forma, la oscuridad de un punto se debe a una superficie disminuida en brillo y temperatura. En comparación con el entorno en la superficie Solar, donde el flujo de calor es de $6.31 \times 10^7 W m^{-2}$, en la penumbra el flujo de calor promedio se reduce en un 25 % y el flujo de calor de la umbra en un 77 %, respectivamente (Jahn y Schmidt (1994)). Estos valores para el flujo de calor corresponden a temperaturas efectivas de 5777 K, 5275 K y 4000 K, en la superficie solar, penumbra y umbra respectivamente, donde la temperatura efectiva describe la temperatura de un cuerpo negro que emite la misma cantidad de energía electromagnética (Rempel y Schlichenmaier, 2011). Previamente se mencionó que la penumbra es aquella región que rodea la mancha solar con una intensidad de brillo menor que la superficie, mientras que la umbra es la región más oscura y central de la mancha solar. El espectro observado de la superficie Solar (considerando la fotosfera y la mancha solar) puede aproximarse a un perfil de cuerpo negro ya que la cantidad de radiación electromagnética es constante en el intervalo de tiempo que dura una mancha solar.

Tras la publicación “Some Recent Research in Solar Physics” (Hoyle, 1949) con la suposición de que la umbra está aislada térmicamente de la penumbra y los alrededores, se propone que la oscuridad umbral se debe a que en cierta profundidad un flujo de calor ingresa a la umbra por debajo de ella. El único efecto del campo magnético consiste en forzar el flujo convectivo a las líneas de fuerza magnética, si estas líneas se canalizan cerca de la superficie, esa parte de la energía transportada por convección se distribuye luego en un área mayor, el flujo es por lo tanto menor y la mancha se mantiene más fría que la superficie lo que le da la característica de ser más oscura. Hoyle sugirió que los puntos donde se intersectan los campos magnéticos es donde se anulan, estas intersecciones son donde preferentemente se calienta el plasma y se inicia el fenómeno conocido como ‘erupción solar’ (esta idea fue retomada por Jahn (1992)). Dicho fenómeno es causa de la actividad magnética de las manchas solares que mediante explosiones se liberan grandes cantidades de radiación electromagnética. Estas erupciones pueden variar de tamaño y duración, desde pequeñas erupciones hasta llamaradas solares que son las explosiones más grandes en magnitud y longitud en la atmósfera solar. Estas pueden perturbar las redes eléctricas, sistemas de comunicaciones y los satélites en órbita alrededor de la Tierra, por lo que se debe resaltar, en este contexto, la importancia de estudiar su naturaleza.

En las publicaciones de Walén (1944) y Cowling (1953, 1957) se desarrolló la idea de Biermann para estimar la fuerza del campo necesaria para suprimir la convección. El desarrollo matemático para el comienzo de la inestabilidad convectiva fue comenzada por Thompson (1951). La inestabilidad convectiva se produce cuando una capa de material en la zona de convección se vuelve inestable y comienza a moverse rápidamente hacia la superficie del Sol. Este publicación fue posteriormente continuada por Chandrasekhar (1952, 1953, 1954, 1961), este último señaló que mientras los campos verticales en las manchas solares prohíben la convección de vuelco donde la materia no se transporta, sino se transmite la energía a las capas más externas. Los campos producen otra inestabilidad en forma de movimientos oscilatorios (también conocidos como ondas Alfvén) de amplitud creciente, a los cuales denominó “sobrestabilidad”.

Pronto se identificó que la idea conlleva varias dificultades, primero que el calor no aparece en

las zonas frías de la umbra y penumbra, la intensidad de radiación es menor en la umbra en un 25 % y en la penumbra un 66 % en comparación con la brillante fotosfera. Considerando la difusión de calor se predice que el calor bloqueado por la mancha solar debería aparecer como un anillo brillante alrededor de la mancha. El anillo en teoría debería tener un ancho comparable con la penumbra y el brillo debería ser un 25 % mayor que la fotosfera, sin embargo ese anillo no se observa, lo que indica una pérdida de energía (Parker, 1974). Las ondas Alfvén son la solución para la conservación de esta energía, actúan como un mecanismo de disipación donde la energía perdida que se transmite en ondas magnetohidrodinámicas (también conocidas como MHD), estas ondas se propagan a través del plasma hacia la fotosfera. Las ondas MHD son una mezcla de gas caliente e iones cargados electricamente causadas por la misma interacción del campo magnético del Sol y el plasma. Otra de las implicaciones al no observar un anillo más brillante sobre la penumbra se encuentra en la intensa línea que contrasta la penumbra de la umbra, considerando que la convección de calor es un proceso estocástico, generalmente se observa una difusión limitada en los bordes de las regiones convectivas, es decir que la división de la penumbra y la umbra debería conservar un desvanecimiento gradual, sin embargo, lo que se observa es un corte marcado entre ambas regiones.

Parker apartir de la publicación de Biermann asumió que la presencia de un campo magnético en una mancha solar, del orden de 100 Gauss o más produce un enfriamiento en las regiones ocupadas por un tubo de flujo el cual define como regiones debajo de las manchas solares donde la convección de plasma genera los flujos de campos magnéticos Parker (1955). Esto último constituyó el siguiente paso después de Biermann para mencionar que el enfriamiento causa una concentración de campos magnéticos.

Deinzer (1965) señaló que la convección no se puede inhibir por completo, ya que la penumbra y umbra de las manchas solares todavía se encuentra a una temperatura de 4000K y la conducción de calor no pueden suministrar la energía necesaria para producir dicha inhibición. Por lo tanto, para Deinzer, el transporte de energía por convección debe existir en las manchas solares. Por lo tanto, el transporte de calor por magneto-convección es esencial en las manchas solares, lo que significa que los campos magnéticos no pueden inhibir convección.

Parker (1974) señaló que el enfriamiento de las manchas es causado por la pérdida de energías de transporte en vez de la inhibición por convección que se propuso en el modelo de Biermann. El mecanismo que propuso Alfvén para esta energía perdida en las manchas solares fueron las ondas que llevan su mismo nombre. Estas ondas se generan en el plasma en las zonas de sobreestabilidad previamente mencionadas y debajo de la fotosfera, es decir que están ubicadas en las regiones con mayor actividad solar magnética. Gracias a su velocidad de propagación y sus determinadas escalas en la atmósfera solar, las ondas Alfvén tienen periodos bien definidos en un rango de 100-300 segundos (Moore 1974; Uchida and Sakurai 1974), su dirección es perpendicular a la superficie del Sol con extensiones de alrededor de 10-100km (More 1974; Mulan and Yun 1974).

La hipótesis que se desarrolló para poder concluir que las manchas solares son más frías que la superficie es la siguiente: el flujo convectivo de plasma es ralentizado por los campos magnéticos, lo que causa un enfriamiento sobre la superficie, ya que la energía térmica no se transporta sino se transforma en energía electrodinámica por medio de las ondas Alfvén.

Es posible plantear otras alternativas para determinar la temperatura dentro de las manchas solares, como lo es por medio de observar su radiación emitida y, que durante el tiempo de vida de la mancha solar, podemos considerar constante. Esto último es de importancia pues nos permite hacer ajustes a modelos físicos bien conocidos y caracterizados, tal como el de un cuerpo negro.

Han pasado 100 años desde que se comenzó a estudiar las estructuras y el origen de las manchas solares, el desarrollo de las ideas a partir de Biermann protagonizó el proceso de enfriamiento por convección hasta llegar a un proceso de magneto-convección. Con este breve resumen histórico del estudio de las manchas solares, es importante describir y conocer las características de las mismas con la información disponible en la actualidad.

1.3. Justificación

El Sol sigue siendo un gran enigma en la actualidad, podemos estudiarlo a grandes distancias debido a la gran cantidad de energía de radiación y a su cercanía, lo que en contraparte, limita a los instrumentos al momento de analizar y tomar datos en condiciones de altas temperatura y radiación. Existen instrumentos a bordo de misiones espaciales dedicados específicamente para el estudio del Sol. El primero de estos instrumentos (*SOHO*¹) fue lanzado en 1995, 15 años después se puso en órbita el *SDO*² y, el más reciente, es la sonda solar Parker lanzada en 2018, este último tiene una trayectoria que tendrá una mayor aproximación al Sol respecto de las anteriores (9,86 radios solares en su punto más cercano), y de esta manera podrá obtener nueva información que servirá para entender mejor características como el flujo de energía que calienta la corona y acelera el viento solar, estructura y dinámica de los campos magnéticos, mecanismos que aceleran y transportan partículas energéticas principalmente.

El estudio externo e interno del Sol es uno de los temas de frontera de la física moderna debido a la gran importancia de la energía eléctrica y en especial las energías renovables, se trata de la mayor fuente de energía natural e ilimitada que se encuentra a nuestro alcance. El proceso para generar con mayor frecuencia energías limpias ha obtenido una mayor demanda en la última década, optando por disminuir la producción energética con base de carbón y proponiendo nuevas tecnologías de energías renovables (Organización de las Naciones Unidas, 2020).

La principal tecnología para convertir energía solar en eléctrica son los sistemas fotovoltaicos. En estos sistemas la energía es producida por paneles solares. Este tipo de energía renovable es cada vez más común, superando la energía eólica y probablemente en algún punto la producida por el carbón o el gas. Sin embargo, en 2019 la energía solar representó solo un 2,7% de la electricidad generada en todo el mundo. Por esta razón, un grupo de investigadores del Instituto Tecnológico de Massachusetts (*MIT* por sus siglas en inglés) y la empresa *Commonwealth Fusion Systems* están desarrollando desde el 2018 el proyecto Sparc, donde se plantea producir más energía que la que se consume en la Tierra por medio de un micro Sol. Esta energía limpia será generada por un proceso de fusión nuclear, (mismo que se da en el Sol). De manera similar el megaproyecto ITER situado en Francia, catalogado como el más ambicioso de la actualidad, busca desarrollar un dispositivo altamente sofisticado capaz de ocupar la fusión como fuente de energía a gran escala. Por esta y otras razones, tener más y mejor información sobre la estructura interna y externa del Sol nos permite estar cada vez un paso adelante en el camino para obtener energía sustentable en la Tierra.

Al observar el Sol con los filtros correspondientes al rango de UV y visible, es posible identificar algunas zonas más oscuras sobre su superficie. Debido al color observado en estas regiones podríamos suponer que la temperatura debe ser mayor en las zonas más brillantes con respecto a las zonas más oscuras. Las regiones de menor brillo, llamadas manchas solares, emiten radiación con una intensidad aproximadamente constante durante su tiempo de vida (desde días hasta meses dependiendo el tamaño y complejidad), por lo que podemos aproximar su espectro al de un cuerpo negro.

¹<https://soho.nascom.nasa.gov>

²<https://sdo.gsfc.nasa.gov>

1.4. Objetivos

El método propuesto en este trabajo para obtener la temperatura en las manchas solares considera herramientas de alta tecnología, ya que las imágenes proporcionadas por los nuevos instrumentos a bordo de las sondas espaciales que cuentan con distintas ventajas, tales como, el considerar un rango más amplio de frecuencias que las que se han registrado anteriormente. Estos rangos abarcan frecuencias desde el visible hasta el UV, lo que da nueva información para modelar y obtener la energía de radiación correspondiente a cada una de las longitudes de onda; de esta manera es posible estimar una temperatura efectiva de las manchas solares y poder comparar dicha temperatura con la temperatura de la superficie solar para determinar si una mancha solar es más fría o no.

1.5. Metas

El estudio de la temperatura de las manchas solares tiene extensos antecedentes. Pero, a pesar de que el descubrimiento de las manchas tiene más de 2800 años, la discusión acerca de su temperatura tiene tan solo 80 años. En estas discusiones se han propuesto distintos modelos que describen su enfriamiento, debe mencionarse que algunas de estas propuestas se realizaron antes del lanzamiento de las sondas espaciales para el estudio del Sol cuando solamente se hacían observaciones por medio de telescopios terrestres.

Para poder obtener la temperatura de una mancha solar tenemos que saber el espectro de intensidad en distintas longitudes de onda que nos proporciona el SDO, este espectro que se obtenga se ajustará con el espectro de un modelo de cuerpo negro ya conocido en la literatura. La primera intención se basa en obtener una temperatura mayor que el modelo estándar el cual menciona 4500 K en la mancha solar y 5700 K en la superficie.

2. Marco Teórico

2.1. Manchas solares

2.1.1. Características

De acuerdo a la hipótesis actual, las manchas solares son áreas donde existe una concentración de campos magnéticos y que además presentan un mayor oscurecimiento respecto de la superficie solar circundante; esta disminución en brillo es causada por la inhibición del movimiento convectivo del plasma que emerge del interior. Las manchas solares tienen un diámetro de 5-50 miles de kilómetros y su tiempo de vida puede durar desde horas hasta 3 meses (Jabbari, 2016). Podemos dividir una mancha solar en 2 partes principales; la umbra, que es la zona más oscura y con una intensidad del 25 % respecto de la superficie solar; por otro lado, la penumbra que se encuentra en la zona exterior rodeando a la umbra, tiene una intensidad del 66 % respecto de la misma superficie (Parker, 1974). Ver Figura 1

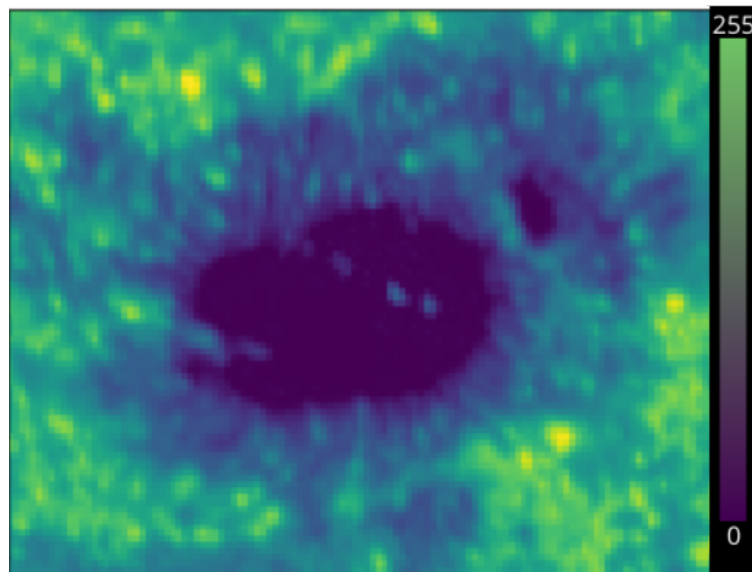


Figura 1: Imagen tomada por el SDO donde se muestra una mancha solar en la que se observa la penumbra y la umbra en la región del espectro correspondiente a 170 nm. La imagen fue procesada con el programa principal de cómputo de este trabajo elaborado para el análisis de las imágenes y en el cual es posible medir la intensidad de cada pixel. Los ejes de la imagen representan el número de pixeles

2.1.2. Formación

El interior del Sol está compuesto cerca del 74 % hidrógeno y 24 % helio mientras que el resto de los elementos como el carbono, oxígeno representan una pequeña fracción del total de la masa. Este material en el interior es tan denso y caliente que está en un estado de plasma, lo que significa que los átomos se han ionizado y se han separado en electrones y núcleos cargados positivamente. La energía se produce en el núcleo del Sol mediante reacciones nucleares que liberan grandes cantidades de energía que inicialmente se transportan en forma de radiación y, posteriormente debido a que el plasma es muy conductivo, permite que las ondas de energía se propaguen fácilmente a través del interior del Sol por un proceso de convección llegando finalmente a la superficie.

Cuando el flujo convectivo de plasma solar sale a la superficie solar, se forman estructuras en forma de poros. Los poros tienen intensidades continuas mientras que la magnitud de las mismas está dentro de un rango del 80-20 % de la intensidad superficial del Sol, y cuyo campo magnético se mide en 1500-2000G Leka y Skumanich (1998). Si un poro se encuentra en fase de crecimiento y alcanza un diámetro ≥ 3500 km y, además el campo alcanza una inclinación con respecto a la vertical de más de 35° entonces se forma una penumbra en su periferia y termina por convertirse en una mancha solar (Westendorp Plaza y cols., 1997). El desarrollo de estas penumbras es un evento que se concreta en tiempos de 20-30 minutos Leka y Skumanich (1998). El hecho de que en ocasiones los poros observados sean más grandes que las propias manchas, da evidencia de que la transición de poro a mancha está relacionada con histéresis, el cual es un efecto posterior que surge cuando el material conserva propiedades magnéticas después de haber estado en contacto con alguna fuerza magnética. (Bray y Loughhead (1964); Rucklidge y cols. (1995)).

Al hablar de un flujo convectivo emergente en la superficie se requiere hablar de las zonas de convección, que son lugares en las profundidades de hasta 200,000 km donde un flujo de energía provocado por gases y plasmas es transportado a la superficie solar de forma térmica (Ugarte-Urra y cols., 2015). Estos movimientos de energía son lentos, en consecuencia, el fluido más caliente es menos denso y más flotante, mientras que el fluido más frío es más denso y se arrastra por gravedad hacia regiones inferiores (Nordlund y cols., 2009). Se cree que las manchas solares se producen por efecto de un dínamo dentro de las zonas de convección.

El dínamo Solar es un proceso que genera campos magnéticos en el Sol y se mantienen mediante la interacción entre el movimiento de plasma y la rotación diferencial en el interior del mismo. El movimiento de las zonas convectivas producen corrientes eléctricas y campos magnéticos que junto con la rotación del Sol amplifica y estabilizan los campos para que cada vez sean más fuertes. Cowling (1933) establece que “La generación del campo magnético mediante simples flujos bidimensionales no es posible.” Desde entonces, se busca la forma de generar un campo electromagnético de forma tridimensional.

El diferencial de rotación se refiere al fenómeno que ocurre con un cuerpo que no es sólido como el plasma del Sol donde se tienen diversas velocidades angulares en la superficie. Los puntos más alejados al eje de rotación giran más rápido que los que están más cerca, generan-

do una velocidad tangente a la superficie mayor con lo cual se genera un campo magnético a partir de las partículas ionizadas de las zonas convectivas y de la superficie solar. Como el Sol gira, estos flujos de material se ven afectados por la rotación diferencial, lo que significa que las regiones cerca del ecuador del Sol giran más rápido que las regiones cercanas a los polos y se generan mayores concentraciones de líneas de campo en esta área del ecuador. En los polos es casi nula la existencia de estas líneas de campo y por consecuencia las manchas solares. La mayor parte de las manchas se concentra en latitudes de 40° , 140° y 200° como se puede ver en la Figura 2.

En la Figura 2 se representa una gráfica radial que nos permite visualizar la cantidad de eyecciones solares a lo largo del año 2011 medidas a partir de las imágenes de la sonda espacial SOHO. Los máximos valores para el número de eyecciones se encuentran a 40° (19 eyecciones), 130° (14 eyecciones), 200° (14 eyecciones) y 330° con 11 eyecciones en un lapso de 1 año. Este análisis previo tiene la intención de comprender las tendencias en localización de las manchas solares en las distintas zonas de la fotosfera.

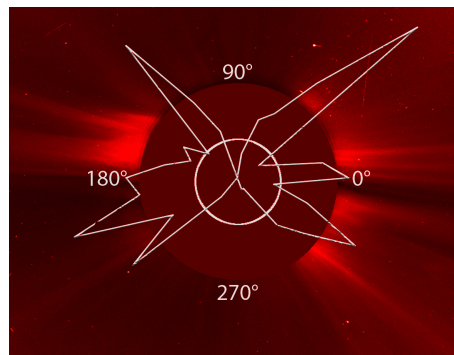


Figura 2: Imagen tomada por el SDO en la que se muestra únicamente la corona solar. A lo largo del año 2010 se registraron alrededor de 190 eyecciones de materia provenientes de las manchas solares, en el año 2011 fueron cerca de 240 eyecciones. Se grafica la incidencia de las manchas con el contorno blanco sobrepuesto en la imagen. Cada pico del contorno blanco representa la magnitud del número de manchas en correspondencia con la distancia radial al centro del disco. Los grados describen la orientación angular de las eyecciones teniendo en cuenta que el norte del Sol se ubica en el ángulo con valor de 90° .

Esta información es útil para poder localizar las manchas solares, determinar su distribución, analizar parámetros de intensidad bajo un rango amplio de frecuencias, etc. Como se observó en la Figura 2, para poder estudiar la distribución de las manchas solares sobre la superficie del Sol, se observaron imágenes satelitales para identificar las regiones con mayor población de manchas así como de sus eyecciones. Sin embargo, los usos que proveen estas sondas espaciales son muchos. En este trabajo, haciendo uso de las imágenes satelitales de alta resolución, nos centramos en localizar las manchas solares para poder hacer un análisis de intensidad, ya que, considerando que la emisión de radiación en una mancha solar es constante durante un extenso intervalo de tiempo, podemos ajustar su espectro un modelo de cuerpo negro para poder obtener su respectiva temperatura.

2.2. Cuerpo negro

Un cuerpo negro es aquel que absorbe perfectamente toda la energía electromagnética que incide sobre él, es decir, que absorbe toda la radiación de todas las longitudes de onda y la reemite de manera constante conservando una temperatura característica. En la naturaleza es improbable encontrar un cuerpo negro ideal, sin embargo, la hipótesis predice el comportamiento de este por medio de la relación de Stephan Boltzman. La radiación que emite un cuerpo negro depende principalmente de su temperatura característica y la amplitud de su intensidad varía en longitud de onda, lo que se representa en la función Planckiana de donde se deriva la relación de Stephan Boltzmann y la Ley de Wien.

Cuando la temperatura de un cuerpo negro se eleva, el pico de la radiación que emite se corre hacia longitudes de onda más cortas. Es decir, para un cuerpo negro que emite inicialmente radiación en el rango del rojo, al aumentar su temperatura su color cambiará a naranja y posteriormente llega a un amarillo y al llegar a cierta temperatura observamos un color que tiende al azul. Esto quiere decir que un cuerpo caliente emite radiación preferentemente en altas frecuencias y a bajas temperaturas emite radiación preferentemente en bajas frecuencias; si se sigue aumentando la temperatura, el cuerpo dejará de emitir energía en los espectros visibles e irradiará energía UV, etc.

El método que se propone para calcular la temperatura de las manchas solares se basa en aproximar el espectro de cada mancha al perfil de cuerpo negro. Esto porque la cantidad de radiación electromagnética que se emite en la mancha es constante en un intervalo de tiempo que va desde días hasta semanas, además que la cantidad de radiación electromagnética absorbida y emitida es constante en él.

Cuando un cuerpo sólido tiene una temperatura T que se mantiene constante, las partículas y moléculas de la materia están constantemente excitándose y colisionando entre ellas debido a la temperatura, lo que permite generar un proceso donde se emite radiación electromagnética o en otras palabras, se emiten fotones. Si consideramos una cavidad en el cuerpo vacía o sin materia entonces la radiación electromagnética es emitida por las cavidades internas del cuerpo. Esta radiación es parcialmente reflejada y absorbida por las paredes opuestas de la cavidad, de tal manera que tarde o temprano esta misma energía vuelve a ser emitida en parte o en su totalidad haciendo que el proceso vuelva a repetirse las veces que sean necesarias hasta llegar a un equilibrio térmico entre las paredes y la radiación. Es decir, la radiación interna emitida, es la misma que la radiación absorbida por intervalo de tiempo.

Después de cierto tiempo las cavidades se ven llenas por este “gas” de radiación electromagnética, el cual sale de esta cavidad posteriormente. La energía contenida en la cavidad puede describirse con la Ley de Stephan Boltzmann como:

$$E(V, T) = V \int_{\Delta(\nu_0)} I(\nu, T) \delta\nu \quad (1)$$

Donde V es el volumen de la cavidad, la función $I(\nu, T)$ es la cantidad de energía electromagnética y $\Delta\nu$ es el intervalo de frecuencias en el que el cuerpo negro emite y absorbe radiación.

El espectro observado de las manchas solares se ajustarán a un perfil de cuerpo negro, considerando que la temperatura permanece constante durante el tiempo de vida de la mancha y se podrá obtener una función planckiana (ver sección 3.4.1) que describa la temperatura efectiva.

La curva de la radiación de cuerpo negro es continua, lo que significa que sin importar la temperatura del cuerpo se emite radiación para todas las longitudes de onda, pero varía en función de las mismas teniendo un pico correspondiente para una temperatura en particular. También es importante mencionar que las frecuencias de radiación que emite o absorbe el cuerpo dependerán de la composición química del material.

2.2.1. Ley de Planck

A finales del siglo XIX el físico Alemán Max Planck formuló una distribución espectral de radiación emitida por un cuerpo negro ideal (el cual absorbe toda la energía de radiación hasta llegar a un equilibrio térmico). Asumió que las fuentes de energía eran los átomos que se encuentra en un estado de oscilación y que la energía de vibración de cada oscilador podría tener una serie de valores discretos. Posteriormente formuló la siguiente idea: “cuando un oscilador cambia de estado de energía a uno más bajo, la cantidad de energía discreta entre los 2 estados, es igual al producto de la frecuencia de la radiación por una constante, $h\nu$ ”, llamada también constante de Planck.

La energía emitida por unidad de volumen en una cavidad del cuerpo negro en un rango de longitudes de onda que van desde λ hasta $\Delta\lambda$ puede ser escrita de la siguiente manera.

$$B(\lambda, T) = \frac{2\pi hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{kT\lambda}} - 1} \quad (2)$$

Donde h es la constante de Planck, c la velocidad de la luz, k la constante de Boltzmann y T la temperatura absoluta. Por otro lado, podemos tomar en cuenta que la longitud de la radiación emitida es inversamente proporcional a la frecuencia $\lambda = \frac{c}{\nu}$. Por lo tanto la ley de Planck también puede escribirse en términos de la frecuencia ν , $B(\nu, T)$.

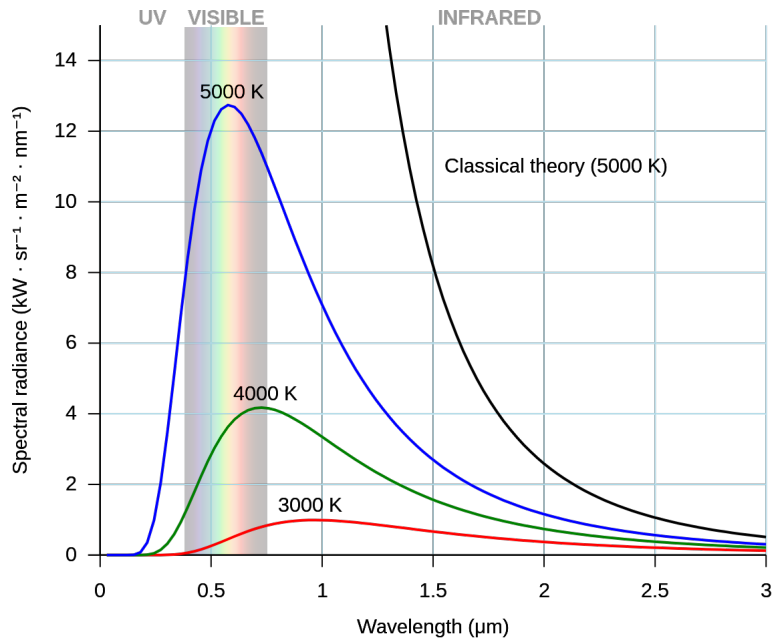


Figura 3: Función de la ley de Planck que describe la radiación electromagnética emitida por un cuerpo negro en equilibrio térmico, en función de la longitud de onda. Se puede observar que cada curva tiene una forma distinta y un pico que corresponde a una temperatura en particular.

2.2.2. Ley de Desplazamiento de Wien

La ley de Wien nos ayuda a analizar la cantidad de radiación que emite algún cuerpo radiante como las estrellas (o para cuerpos radiantes cuya temperatura es muy superior a la de sus alrededores) y así poder tener una estimación aproximada de la temperatura de la superficie.

A medida que se aumenta la temperatura de un cuerpo, este aumenta la energía de radiación que se emite y al mismo tiempo la curva de radiación se mueve hacia longitudes de onda más cortas, en la Figura 3 podemos observar un pico para cierta longitud de onda asociada a una temperatura particular, por lo tanto, si queremos saber la longitud de onda máxima asociada a dicha temperatura tendríamos que derivar la función de Planck (2) e igualarla a 0 para obtener el máximo de la función.

$$\begin{aligned}
\frac{dF_\lambda}{d\lambda} &= 0 \\
\frac{dF_\lambda}{d\lambda} &= \frac{-10\pi hc^2}{\lambda^6 \left(e^{\frac{hc}{kT\lambda}} - 1 \right)} + \frac{2\pi hc^2}{\lambda^5} \left(\frac{\frac{hc}{kT\lambda^2} e^{\frac{hc}{kT\lambda}}}{\left(e^{\frac{hc}{kT\lambda}} - 1 \right)^2} \right) \\
\frac{\pi hc^2}{\lambda^6 \left(e^{\frac{hc}{kT\lambda}} - 1 \right)} \left[\frac{2hce^{\frac{hc}{kT\lambda}}}{kc} - 10 \right] &= 0 \\
\frac{h\lambda \left(e^{\frac{hT\lambda}{kT}} - 1 \right)}{kT\lambda \left(e^{\frac{hc}{kT\lambda}} - 1 \right)} &= 10 \\
\lambda_{\text{máx}} T &= \frac{hc}{5k\lambda} \frac{hce^{\frac{hc}{kT\lambda}}}{5k \left(e^{\frac{hc}{kT\lambda}} - 1 \right)}
\end{aligned} \tag{3}$$

Podemos despreciar el termino $5k(-1)$ por el rango de longitudes en el que se encuentra el máximo.

$$\begin{aligned}
\lambda_{\text{máx}} T &= \frac{hc}{5k} \\
\lambda_{\text{máx}} T &= b
\end{aligned} \tag{4}$$

Donde h , c , k son constantes que se pueden reducir con b la cual es la constante de Wien y tiene un valor de $b = 2.8976 \times 10^{-3} mK$

De esta forma, al analizar las intensidades de las imagenes del SDO y graficarlo contra su longitud de onda se puede obtener una función planckiana con la misma tendencia que la Figura 3 y así saber en cual longitud de onda se encuentra el pico de intensidad. Finalmente con esta información se puede utilizar la ley de Wien para obtener una estimación adicional para su temperatura efectiva en la región analizada.

3. Análisis de imágenes

3.1. SDO (Observatorio Dinámico Solar)

En este trabajo se utilizó un banco de imágenes obtenidas del observatorio SDO³ (*Solar Dynamics Observatory*), el cual nos provee de imágenes en alta calidad en 9 distintas longitudes de onda (9.4nm, 13.1nm, 17.1nm, 19.3nm, 21.1nm, 30.4nm, 33.5nm, 160nm y 170nm). Estas imágenes muestran distintas partes de Sol: el disco inferior, su superficie y la atmósfera. Al estar en distintas longitudes de onda se tiene información sobre distintos fenómenos presentes como las eyecciones del plasma, ubicación de las manchas solares, etc. La compilación de las imágenes comenzó apartir del 21/01/22, del extenso banco de imágenes se tomaron noventa imágenes de alta resolución y con tecnología de última generación, cada una de estas contaba con manchas solares sobre la superficie, sin ruidos ni defectos que afectaran el análisis. El SDO cuenta con diversos instrumentos de medición tales como HMI, EVE y AIA (Ensamblaje de imágenes atmosféricas). El instrumento que tomó las imágenes para el trabajo es el AIA que fue diseñado para proveer por primera vez imágenes de la corona solar de alta resolución de manera simultánea, cubriendo en diferentes rangos continuos de temperaturas.

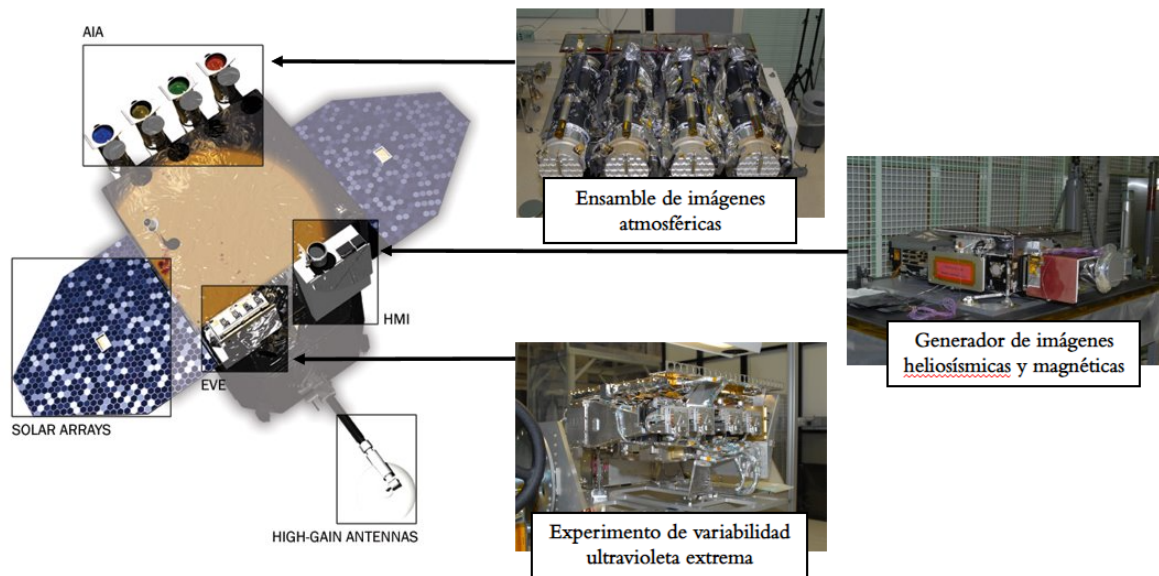


Figura 4: Herramientas con las que cuenta la sonda espacial SDO, para la realización de este proyecto se utilizó el AIA, la razón por la que se usó el SDO teniendo otras opciones tales como el SOHO y STEREO es por la alta calidad que nos proveen las imágenes.

³<https://sdo.gsfc.nasa.gov>

3.2. Programa computacional

Para la elaboración de este análisis se construyó un código de cómputo en Python usando la librería cv2 la cual nos ayuda a manipular imágenes realizando recortes y cambios en las paletas de colores de la misma. Estas herramientas fueron utilizadas para realizar un análisis que midió la intensidad (por número de píxeles) promedio en las imágenes por longitud de onda.

El procesamiento general de las imágenes, tiene como fin medir, analizar y comparar la intensidad de la región del espectro continuo (160nm y 170nm), con la región del UV, así como caracterizar el espectro que trazan estas longitudes de onda a una temperatura específica. Por lo tanto, se infiere una mayor temperatura con respecto al espectro continuo que se puede obtener con la relación de Wien (Ver 3.4.2).

El código computacional sigue el siguiente algoritmo:

- Convierte las imágenes originales de color a una escala de grises, esto se realiza porque estamos interesados en el valor de intensidad de cada píxel y trabajar con el color original nos da una tupla de valores RGB cuyos valores son difíciles de manejar, es por eso que se aplanan las imágenes a una misma escala.
- Posteriormente se genera una matriz cuadrada de 4096 filas por 4096 columnas, esto se elige específicamente por el tamaño en píxeles de la imagen en alta calidad.
- Se define el centro de la imagen el cual está situado en las coordenadas del centro (2048, 2048). También es necesario definir el radio del Sol en píxeles el cual corresponde a $R = 1550$ y con el cual definimos el recorte en la imagen original, este valor es correspondiente al tamaño en píxeles del radio del Sol en la imagen, es importante mencionar que la simetría esférica del Sol nos ayuda a realizar este paso. El programa analiza únicamente los píxeles que están dentro del radio del Sol R .
- La intensidad de un píxel puede variar desde un valor mínimo 0, donde no se detecta radiación, hasta un máximo de 255, máximo valor de la intensidad que mide el píxel. De esta manera recortamos y analizamos únicamente la superficie definida. Es necesario hacer el recorte únicamente del Sol porque existen diversas fuentes de radiación provenientes del fondo de la imagen, en algunos casos son estrellas o inclusive la corona solar en donde se eyecta gran cantidad de materia alrededor, y perturba el análisis de la imagen. De esta manera se evita considerar este tipo de ruido en la medición de la intensidad media de los píxeles.
- Posteriormente se mide el valor mínimo, máximo y promedio de la intensidad por píxel de cada imagen. Con estos valores se normaliza la intensidad medida en el total de los píxeles de la matriz y se asigna una intensidad promedio, la cual asignamos a la longitud de onda correspondiente al filtro de la imagen procesada. (ver Figura 7 y 8)
- Al realizar esta medición sobre un total de noventa imágenes, obtenemos variaciones en los resultados, lo cual nos ayudó para establecer las incertidumbres de la medición.
- Finalmente los valores de la intensidad se grafican contra su longitud de onda e incertidumbres correspondientes para posteriormente caracterizar la curva y tratar de hacer

un ajuste con una función Planckiana.

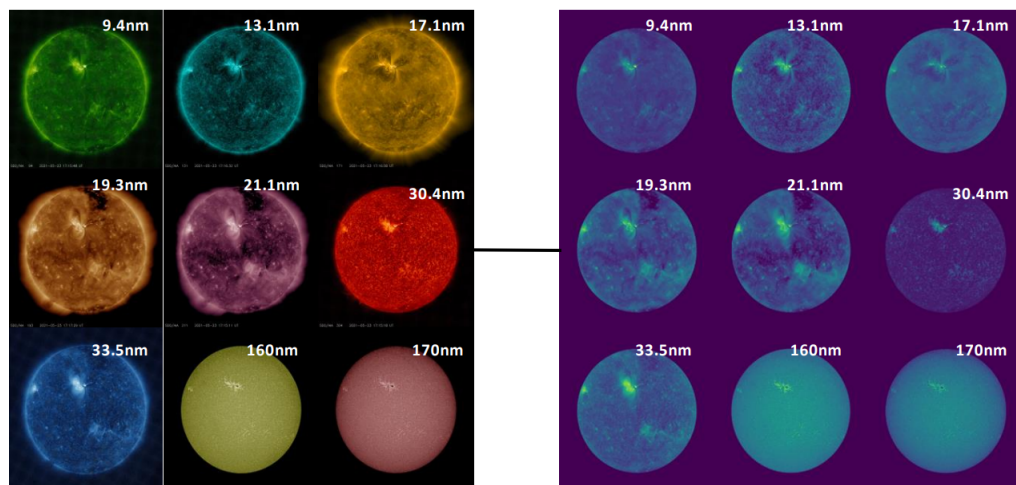
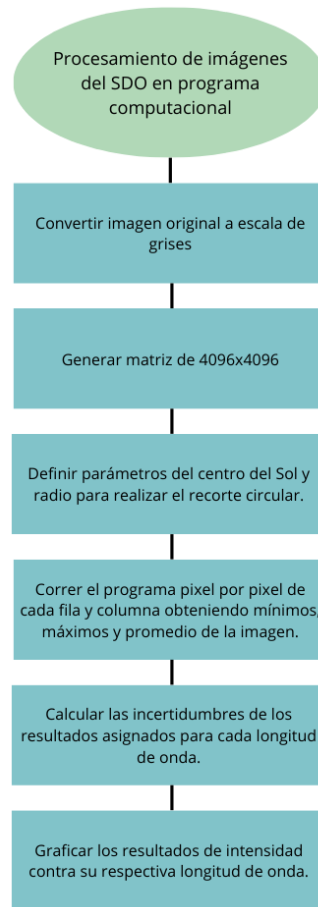


Figura 5: Comparación de las 9 longitudes de onda obtenidas por el SDO donde podemos ver la transformación realizada por el programa computacional con el fin de aplanar la paleta de color RGB y poder medir su intensidad promedio.

Con el fin de explorar el comportamiento del espectro observado en la superficie total del Sol, así como el fenómeno aislado de la mancha solar se analizaron las imágenes en 2 diferentes casos. En el primer caso se consideró el Sol de manera global donde el centro y radio de la imagen se mantienen fijos. En el segundo caso se consideró el análisis en la zona de la umbra y penumbra, de modo que las coordenadas del centro de cada imagen tienen la ubicación de la mancha solar observada y cambian dependiendo la misma y su respectiva mancha solar. (Ver Figura 7 y 8)

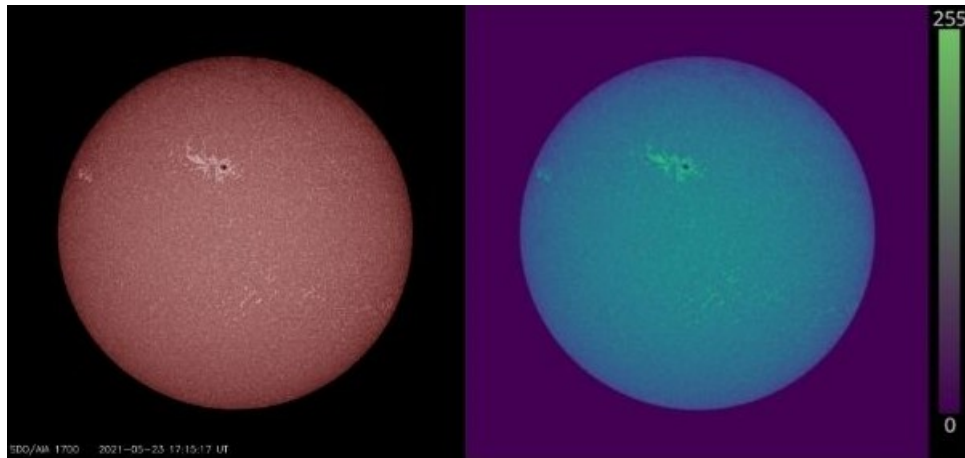


Figura 6: En esta imagen de alta resolución tomada por el SDO podemos observar a la izquierda ($\lambda = 170nm$) el Sol en el continuo del espectro. En la imagen de la derecha tenemos la misma imagen procesada con el código computacional donde, a partir de los valores linealizados por pixel, se obtiene una intensidad media para el total de la imagen.

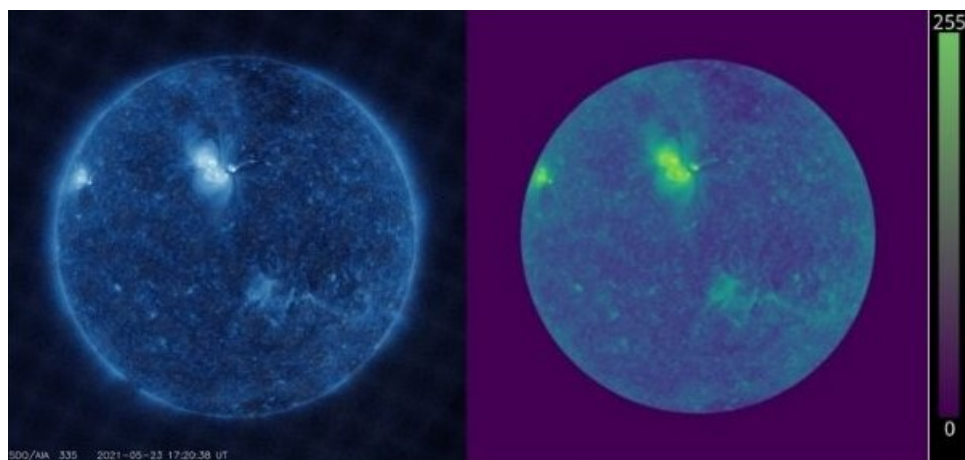


Figura 7: En esta imagen de alta resolución podemos observar a la izquierda ($\lambda = 33.5nm$) el Sol en el ultravioleta del espectro. La imagen de la derecha muestra otro ejemplo de procesar la imagen original para recortar y cambiar a una escala de color donde podamos medir su intensidad correctamente.

3.3. Análisis global

Como ejercicio ilustrativo considerando la imagen completa (incluyendo el disco solar completo), analizaremos las longitudes de onda del espectro en $\lambda = 170nm$ y el espectro ultravioleta en $\lambda = 33.5nm$ que nos proveen información distinta de la cantidad de energía de radiación que emerge de la superficie y de las manchas solares en conjunto para cada una de las longitudes. Esta energía de radiación, en este caso, también nos indica una temperatura también distinta. En la figura 7 (170nm), podemos ver que toda la superficie solar tiene una alta intensidad de energía, únicamente en las manchas solares la intensidad es casi nula. Mientras que en la figura 8 (33.5nm), las manchas solares son regiones donde la energía es mucho mayor que la demás superficie solar.

De manera similar, al observar y analizar las intensidades en el espectro ultravioleta notamos que las zonas más brillantes y con una mayor energía de radiación se localizan en las manchas solares, mientras que la superficie a su alrededor se mantiene con una menor intensidad.

Recordamos que para obtener una medición de la intensidad de radiación por cada imagen, sumamos los valores de cada pixel y los normalizamos por el valor mínimo encontrado. En este contexto y considerando los dos ejemplos mencionados, podemos entender que la intensidad promedio de todos los píxeles se ve afectado por la radiación en el continuo debido a que la mayor parte de la superficie solar tiene mayor brillo en esta banda. Por supuesto, la región de mayor interés para el análisis es sobre las manchas solares y en especial en la umbra.

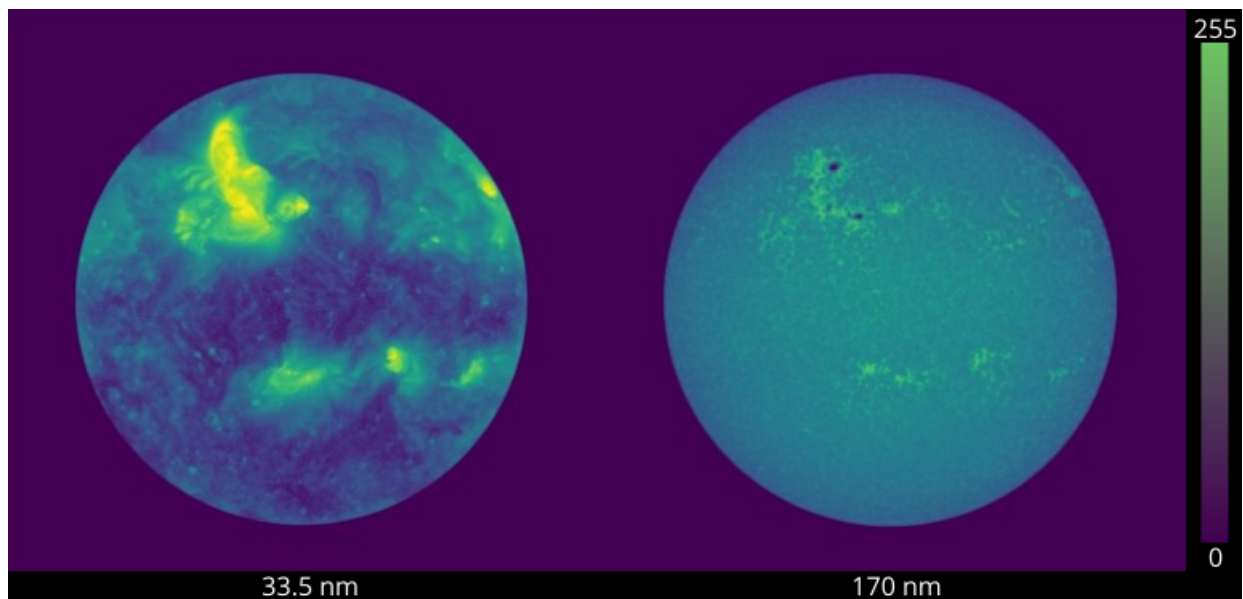


Figura 8: En estas 2 imágenes se muestra un ejemplo de las “vistas globales del Sol“ a 33.5 nm y 170 nm respectivamente después de ser recortadas y analizadas por el programa de cómputo. Es posible identificar a simple vista que las zonas de mayor intensidad a 33.5nm provienen de las manchas solares en el hemisferio Norte Solar.

No en todos los casos existe presencia de grandes manchas solares debidas a la actividad solar, en ocasiones nos encontramos con fechas en donde no existen manchas desarrolladas sobre la superficie solar, de modo que la elección de fechas desde el lanzamiento del SDO es una parte importante para la elaboración de este análisis. Para tener en cuenta los efectos estadísticos que dan origen a incertidumbres aleatorias sobre la medición de este fenómeno, se definieron 10 fechas principales para la selección de las imágenes donde las manchas solares presentaban características distintas, tales como, su localización e intensidad. Las fechas seleccionadas son: [20/01/2012, 23/05/2012, 20/01/2013, 20/01/2018, 20/01/2019, 20/01/2020, 20/05/2020, 20/01/2021, 20/05/2021, 20/01/2022]. Se consideraron 5 casos donde existen manchas solares predominantes ya consolidadas y 5 casos donde las manchas están en formación, esto con el fin de explorar la dependencia de la etapa de formación con la forma de su espectro. Las fechas se seleccionaron en el día 20 de cada primer mes y el día 23 del 5to mes para conservar un registro ordenado. La elección de las fechas también considera el estado de las imágenes, en distintas ocasiones las imágenes mostraban ruido y por consecuencias son inservibles para nuestro objetivo de medir sus intensidades. Por esta razón, se descartaron dichas imágenes, ya que queremos que la medición de la intensidad sea consistente en todas las fechas. De igual forma se optó por tomar imágenes desde el inicio del SDO hasta en las fechas más actuales para poder comparar si hubo arreglos del instrumento en los años posteriores debido a algún tipo de falla registrada, sin embargo, las imágenes se mantienen sin ningún tipo de ajuste.

3.4. Análisis en mancha solar

Realizando el mismo procedimiento de análisis, se cambiaron los valores del centro y radio en el programa de python para poder ajustar un recorte en la parte de la penumbra y la umbra de la mancha solar, además, se utilizaron 5 de las 10 fechas anteriores registradas del análisis global en donde ya existían manchas solares sobre la superficie, las otras 5 fechas restantes se eligieron en función de la existencia de las mismas manchas. En este segundo análisis se considera únicamente la región de la mancha solar, para poder determinar exactamente la temperatura efectiva de esta zona sin considerar la superficie total del Sol. Con esto logramos aislar la observación de la radiación en la zona del fenómeno de interés. Es de importancia mencionar que las manchas no son simétricas y, por lo tanto, aún con el recorte tenemos cierto grado de influencia de los alrededores de la mancha.

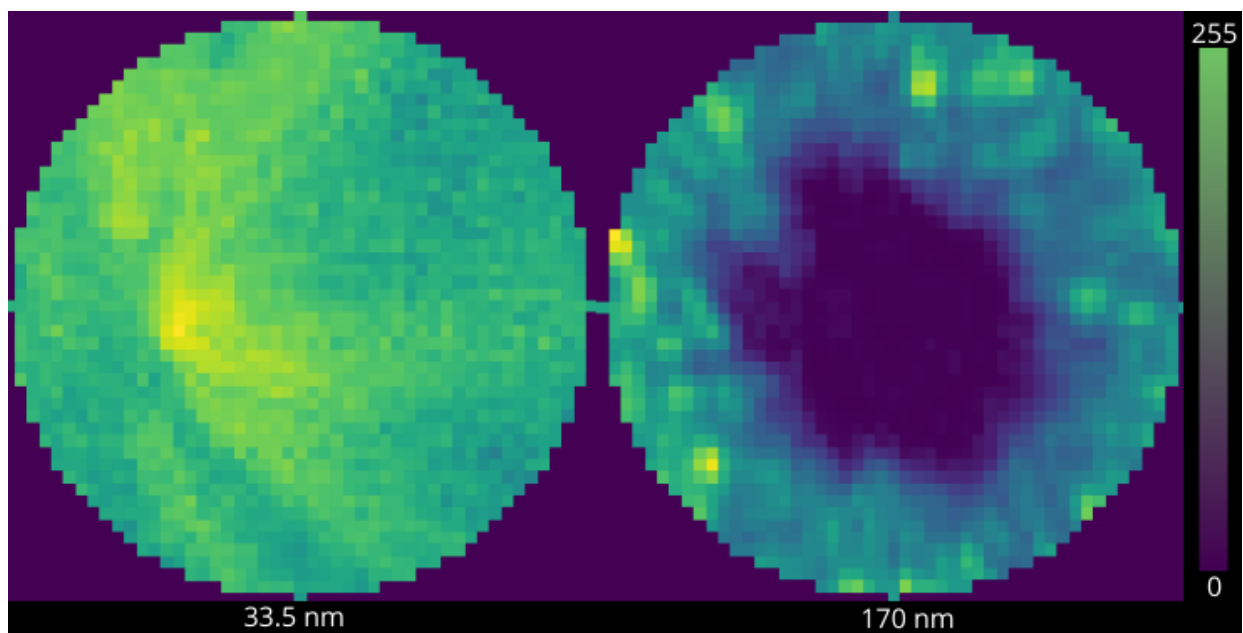


Figura 9: En estas 2 imágenes se observa la comparación del recorte de una mancha solar en 33.5nm y 170 nm respectivamente. Ambas imágenes llevan el proceso de análisis y recorte en el programa de cómputo.

En la Figura 10 podemos observar la diferencia de intensidad de radiación en cada una de las dos longitudes de onda. En esta región hay una mayor contribución en las longitudes de onda UV mientras que la contribución del continuo es despreciable.

4. Resultados

4.1. Vista Global Solar

Con el procesamiento de las imágenes proporcionadas por el SDO se midieron una serie de valores para cada una de las longitudes de onda: el mínimo de la intensidad, el máximo de la intensidad y, de particular interés, el promedio de dichos valores porque con el valor de intensidad media podemos comparar la región entera con respecto a las otras longitudes de onda.

Para estos primeros resultados se tomó en cuenta la Vista Solar Global (Ver Figura 9), tomando en cuenta las 10 distintas fechas elegidas. Se realizó una gráfica de intensidad promedio contra las longitudes de onda correspondientes al SDO, de tal forma que podemos identificar cuál es la longitud de onda pico en cada espectro, que frecuencia tiene mayor y menor contribución.

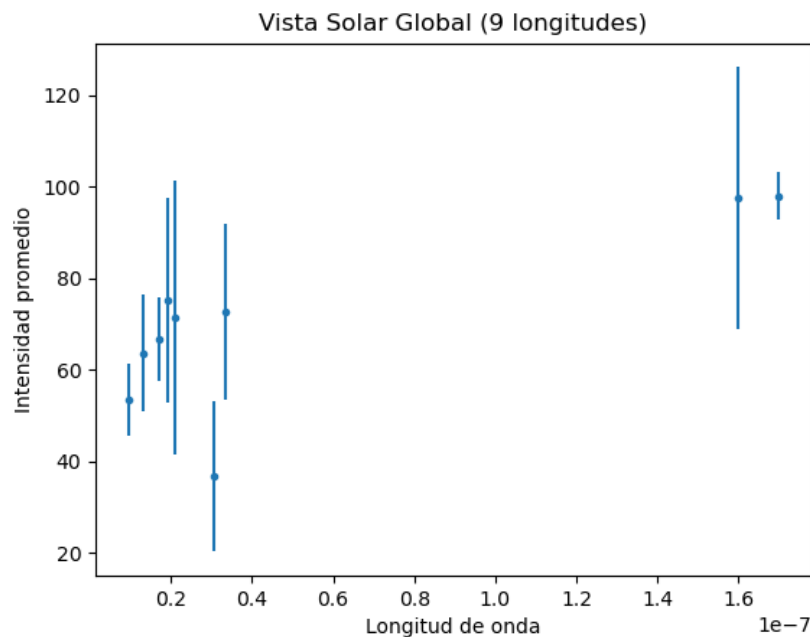


Figura 10: En esta gráfica de intensidad promedio contra longitud de onda se analizaron 10 distintas fechas del SDO en sus 9 longitudes de onda correspondientes, el promedio se grafica con el punto central y su dispersión corresponde a una desviación estándar de las mediciones realizadas para las diez distintas fechas.

En la Figura 11 consideramos que las 2 longitudes de onda con mayor amplitud son las del espectro continuo (160nm y 170nm), y deben omitirse ya que previamente se mencionó que en un espectro continuo de la vista Solar global, el valor promedio de intensidad de la superficie total del Sol tiene una contribución considerablemente mayor que la superficie delimitada únicamente por las manchas solares, además, gracias a que tenemos imágenes de alta resolución, podemos hacer los recortes necesarios para aislar estas regiones de la imagen ya que son en estas donde se da el fenómeno de interés (manchas solares). Con esto mencionado, es importante seguir considerando la imagen global por la información que podemos obtener y así compararla con las regiones de las manchas. Como podemos observar en la Figura 8, la intensidad emitida en la superficie a 170 nm es considerablemente mayor que en las manchas solares, por esta razón, cuando hablamos de un análisis global, obtenemos picos de intensidad que no se ajustan con la función planckiana (ver figura 11) y por lo tanto debemos excluir estas 2 ultimas longitudes de onda correspondientes al espectro del continuo (160 nm, 170 nm). El ajuste de la gráfica se basará en las longitudes de onda de $\lambda = 9.4nm, 13.1nm, 17.1nm, 19.3nm, 21.1nm$ y $30.4nm$ para describir la curva y así obtener la temperatura efectiva de la mancha solar al ajustar estos puntos a una función de cuerpo negro. (Ver Figura 12)

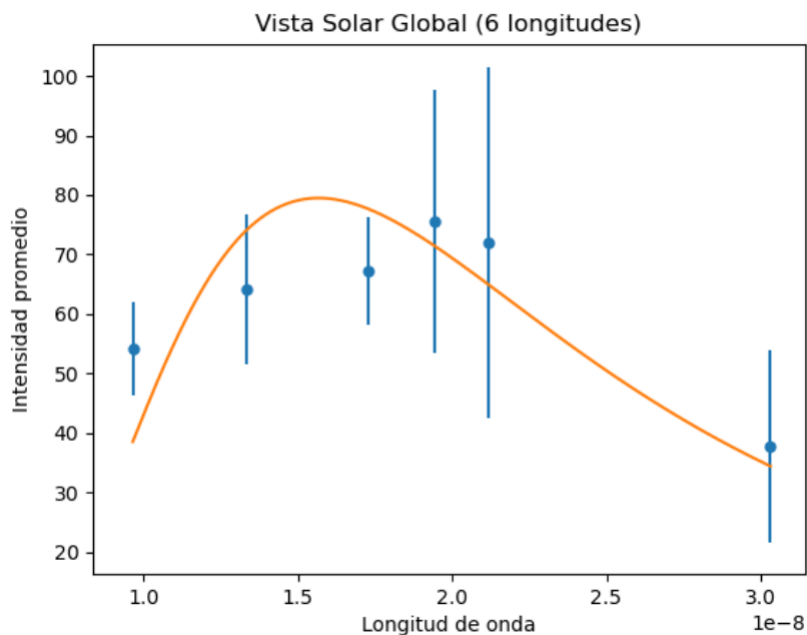


Figura 11: La gráfica considera la intensidad promedio de medida en las longitudes de onda de 9.4nm, 13.1nm, 17.1nm, 19.3nm, 21.1nm y 30.4nm, de manera que se se puede ajustar una función planckiana. El ajuste se realiza considerando la dispersión presente en cada una de las longitudes de onda. La dispersión de cada punto corresponde a una desviación estándar de las mediciones realizadas para las diez distintas fechas.

En la Figura 12 se identifica que la longitud de onda con mayor aporte de intensidad en el espectro ultravioleta corresponde a $\lambda = 19.3nm$, es decir, es el pico de longitud de onda máxima mencionado previamente en la Ley de Wien (Ver 4.4.6), por lo tanto, para obtener la temperatura efectiva de la mancha solar se utiliza la siguiente relación (ecuación 4).

$$T = \frac{b}{\lambda_{max}} = \frac{2.8976 \times 10^{-3} mK}{19.3 \times 10^{-9} m} = 150,134.71K \pm 20,715.39K \quad (5)$$

Este resultado obtenido es una primera aproximación de la temperatura debido a que el programa computacional le otorgamos la longitud de onda más proxima correspondiente al pico de radiación. Es posible estimar esta temperatura siempre que aproximemos el espectro de la mancha solar al de un cuerpo negro, utilizando los resultados anteriores obtenemos que la temperatura es:

$$B(\lambda, T) = 150,155.44K \pm 20,715.39K. \quad (6)$$

Considerando que la temperatura que se menciona sobre una mancha solar ronda los 4700 K (Rozhavskii, 1975), estos resultados indican que su temperatura sería ≈ 32 veces mayor.

4.2. Vista en la mancha solar

En esta segunda parte de los resultados tomamos la región que pertenece únicamente a la mancha solar, únicamente desde la penumbra y la umbra (Ver Figura 10).

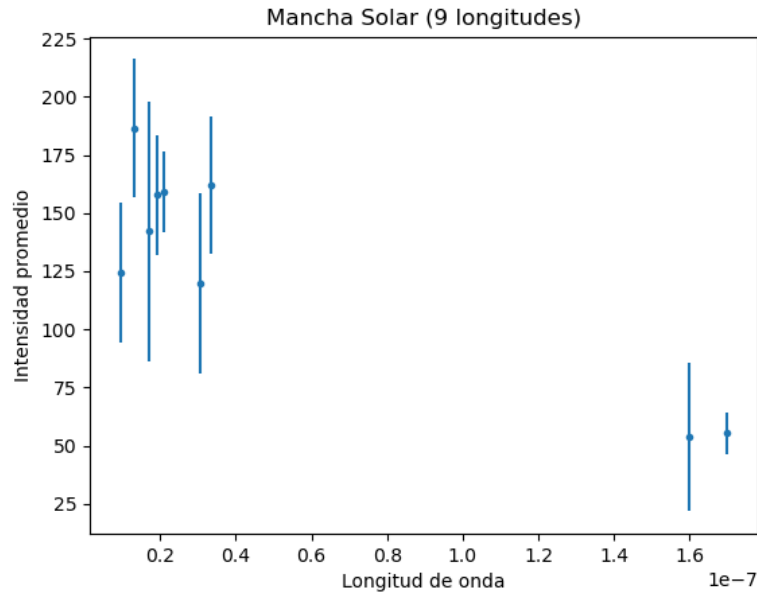


Figura 12: Esta gráfica muestra la intensidad promedio contra las 9 longitudes de onda de las 10 fechas seleccionadas. El análisis considera el recorte de la imagen en la mancha solar únicamente.

En los datos mostrados de la Figura 13 la función planckiana presenta un mejor ajuste aún considerando las longitudes de onda del continuo, esto debido a que no hay contribución no deseada de otras regiones de la superficie solar. Al considerar el recorte de la parte de la umbra y penumbra, como se observa en la Figura 9, para la región del continuo dentro de la mancha la intensidad tiene una contribución mínima (valor de pixel = 0), mientras que en la región UV la intensidad llega a un máximo (valor de pixel=255) en el programa de cómputo. Sin embargo, la dispersión para cada longitud de onda fue mayor respecto al análisis global.

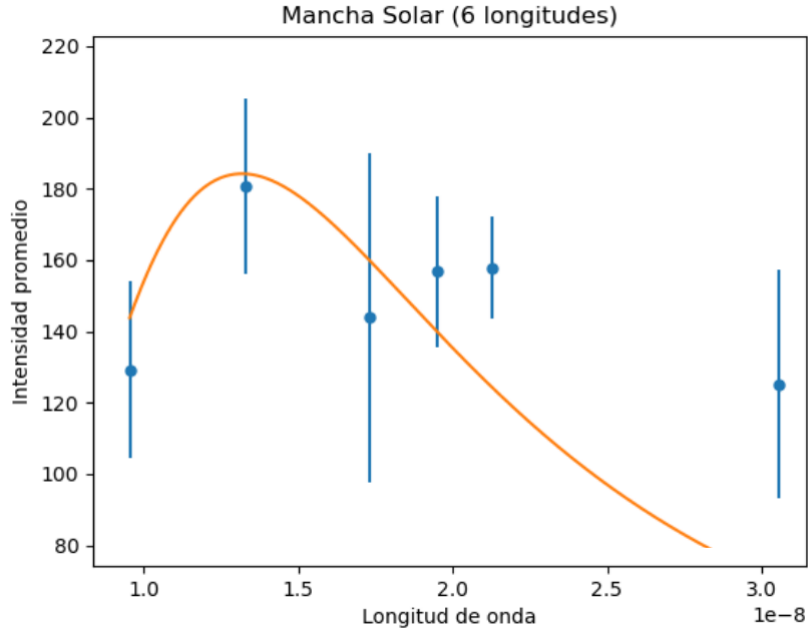


Figura 13: En esta gráfica de intensidad promedio contra longitud de onda consideramos las 6 primeras longitudes de la Figura 13, con sus respectivas dispersión (desviación estándar).

Al considerar las primeras 6 longitudes de onda (Ver Figura 12) se observa que la longitud de onda con mayor contribución es la correspondiente a la banda de 13.1 nm, donde nuevamente es posible obtener la temperatura con la relación de Wien.

$$T = \frac{b}{\lambda_{max}} = \frac{2.8976 \times 10^{-3} mK}{13.1 \times 10^{-9} m} = 221,190.83K \pm 5949.38K \quad (7)$$

Esto indica que si analizamos directamente la intensidad de la mancha solar, el valor obtenido de la temperatura es ≈ 47 veces mayor con respecto a la temperatura de 4,700 K que se reporta en (Rozhavskii, 1975). Nuevamente esta es una primera aproximación que nos ayuda a poder obtener la temperatura usando un perfil de cuerpo negro la cual es:

$$B(\lambda, T) = 221,221.37K \pm 5949.38K. \quad (8)$$

5. Conclusiones

A lo largo del estudio realizado se trabajó con 2 diferentes objetivos: el primero busca obtener bajo un modelo más actual y utilizando instrumentos de última generación, la obtención de la temperatura de las manchas solares. El segundo objetivo compara esta temperatura con la de la superficie para determinar si las manchas solares son más frías que el resto de la superficie solar tal como lo apunta los antecedentes históricos.

La intensidad de radiación emitida por un cuerpo nos permite conocer la naturaleza de su espectro y algunas de sus propiedades físicas, sin embargo, cuando se analizaron las manchas solares, se encontró un espectro electromagnético en diversas longitudes de onda, separando la superposición de estas ondas se identificó cuáles predominan más que las otras. Con el satélite SDO se obtuvo información de las 9 diferentes longitudes de onda y se pudo identificar las zonas con mayor contribución en rangos UV que nos ayudaron a obtener una temperatura en las manchas solares. Con el SDO fue posible realizar estas observaciones y el estudio de la temperatura en las manchas solares. Dado a que la página del satélite no cuenta con alguna función para identificar temperaturas, se realizó el programa computacional que procesó las imágenes del SDO para realizar esta función de interés.

Se describió un cuerpo negro considerando que una mancha solar se puede ajustar a un modelo de cuerpo negro, debido a que absorbe y emite casi toda la energía de radiación en diversas longitudes de onda durante un intervalo de tiempo. Cuando se analizaron las radiaciones emitidas de una mancha solar fue posible hacer un ajuste de la función Planckiana con el espectro obtenido en nuestros resultados mostrados en la Figura 11 y 13, sin embargo, se tuvo que descartar las últimas 2 longitudes de onda provenientes del continuo (160nm y 170nm) porque la radiación emitida por las manchas solares en estas longitudes de onda es nula, realizando el ajuste en las primeras 6 longitudes como se observa en las Figuras 11 y 13.

El dividir el análisis de las imágenes en dos áreas de la superficie solar (vista global y en la mancha solar) nos permitió tener un mejor resultado debido a que primero consideramos el análisis general donde se espera tener un mayor margen de error y posteriormente un análisis más concentrado y particular en el que se espera un resultado más certero y con menor margen de error, comparándolos y ajustando a la gráfica para observar sus comportamientos.

Después de un extenso trabajo y análisis estadístico, los resultados obtenidos muestran una diferencia significativa con respecto de trabajos previos, en este caso que la temperatura de una mancha solar es casi 50 veces mayor que lo que se tenía contemplado y casi 40 veces mayor que la temperatura sobre la superficie solar. Por esta razón, es importante explorar nuevos métodos que puedan caracterizar diversas propiedades del Sol y tener un mayor entendimiento del mismo.

Este trabajo puede extenderse y mejorar el análisis considerando más longitudes de onda que puedan ser intermedias en los rangos que se manejaron, debido a que el ajuste de la función Planckiana nos da solo un estimado de la longitud de onda pico.

Referencias

- Alfvén, H. (1942, octubre). Existence of Electromagnetic-Hydrodynamic Waves. , *150*(3805), 405-406. doi: 10.1038/150405d0
- Babcock, H. W., y Cowling, T. G. (1953, enero). General magnetic fields in the Sun and stars (Report on progress of astronomy). , *113*, 357-381. doi: 10.1093/mnras/113.3.357
- Biermann, L. (1941, enero). Der gegenwärtige Stand der Theorie konvektiver Sonnenmodelle. *Vierteljahresschrift der Astronomischen Gesellschaft*, *76*, 194-200.
- Bray, R. J., y Loughhead, R. E. (1964). *Sunspots*.
- Chandrasekhar, S. (1952, junio). Convection Under Terrestrial and Astrophysical Conditions. , *67*(378), 98. doi: 10.1086/126438
- Chandrasekhar, S. (1953, mayo). The Instability of a Layer of Fluid Heated below and Subject to Coriolis Forces. *Proceedings of the Royal Society of London Series A*, *217*(1130), 306-327. doi: 10.1098/rspa.1953.0065
- Chandrasekhar, S. (1954, agosto). The Instability of a Layer of Fluid Heated below and Subject to the Simultaneous Action of a Magnetic Field and Rotation. *Proceedings of the Royal Society of London Series A*, *225*(1161), 173-184. doi: 10.1098/rspa.1954.0195
- Chandrasekhar, S. (1961). *Hydrodynamic and hydromagnetic stability*.
- Cowling, T. G. (1933, noviembre). The magnetic field of sunspots. , *94*, 39-48. doi: 10.1093/mnras/94.1.39
- Cowling, T. G., y Lindsay, R. B. (1957, enero). Magnetohydrodynamics. *Physics Today*, *10*(9), 40. doi: 10.1063/1.3060498
- Deinzer, W. (1965, febrero). On the Magneto-Hydrostatic Theory of Sunspots. , *141*, 548. doi: 10.1086/148144
- Evershed, J. (1910, enero). Radial movement in sun-spots ; second paper. , *70*, 217. doi: 10.1093/mnras/70.3.217
- Hale, G. E. (1908). On the probably existence of a magnetic field in sun-spots (Astrophysical Journal 1908). En *Selected papers on instrumentation in astronomy* (p. 313).
- Hoyle, F. (1949). *Some recent researches in solar physics*.
- Jabbari, S. (2016). *Origin of solar surface activity and sunspots* (Tesis Doctoral no publicada). Stockholm University.
- Jahn, K. (1992, enero). Magnetohydrostatic Equilibrium in Sunspot Models. En J. H. Thomas y N. O. Weiss (Eds.), *Sunspots. theory and observations* (Vol. 375, p. 139).
- Jahn, K., y Schmidt, H. U. (1994, octubre). Thick penumbra in a magnetostatic sunspot model. , *290*, 295-317.
- Leka, K. D., y Skumanich, A. (1998, noviembre). The Evolution of Pores and the Development of Penumbrae. , *507*(1), 454-469. doi: 10.1086/306297

- Nordlund, Å., Stein, R. F., y Asplund, M. (2009, diciembre). Solar Surface Convection. *Living Reviews in Solar Physics*, 6(1), 2. doi: 10.12942/lrsp-2009-2
- Parker, E. N. (1955, marzo). The Formation of Sunspots from the Solar Toroidal Field. , 121, 491. doi: 10.1086/146010
- Parker, E. N. (1974, junio). The Nature of the Sunspot Phenomenon. I: Solutions of the Heat Transport Equation. , 36(2), 249-274. doi: 10.1007/BF00151194
- Rempel, M., y Schlichenmaier, R. (2011, diciembre). Sunspot Modeling: From Simplified Models to Radiative MHD Simulations. *Living Reviews in Solar Physics*, 8(1), 3. doi: 10.12942/lrsp-2011-3
- Rozhavskii, F. G. (1975, diciembre). Temperature distribution in sunspot umbrae. , 19, 346.
- Rucklidge, A. M., Schmidt, H. U., y Weiss, N. O. (1995, marzo). The abrupt development of penumbrae in sunspots. , 273(2), 491-498. doi: 10.1093/mnras/273.2.491
- Ugarte-Urra, I., Upton, L., Warren, H. P., y Hathaway, D. H. (2015, diciembre). Magnetic Flux Transport and the Long-term Evolution of Solar Active Regions. , 815(2), 90. doi: 10.1088/0004-637X/815/2/90
- Walén, C. (1944, enero). On the Theory of Sunspots. *Arkiv for Matematik, Astronomi och Fysik*, 30A, 1-87.
- Westendorp Plaza, C., del Toro Iniesta, J. C., Ruiz Cobo, B., Martinez Pillet, V., Lites, B. W., y Skumanich, A. (1997, septiembre). Evidence for a downward mass flux in the penumbral region of a sunspot. , 389, 47. doi: 10.1038/37933