



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

**Modelos Cromosféricos en Estrellas de Tipo
Solar Utilizando la Emisión Térmica a
Longitudes de Onda Milimétrica,
Sub-Milimétrica e Infrarroja**

EXAMEN DE CANDIDATURA

Presenta

Francisco Tapia Vázquez

Instituto de Radioastronomía y Astrofísica

Directores de Tesis

Dr. Victor Hugo De la Luz Rodríguez

Escuela Nacional de Estudios Superiores Unidad Morelia

Dr. Luis Alberto Zapata González

Instituto de Radioastronomía y Astrofísica

Morelia Michoacán, Junio 2021

Introducción

A finales del siglo XIX la detección de ondas de radio por Heinrich Hertz (Hertz, 1889) abrió el camino para realizar los primeros intentos de detección de radio emisión proveniente del espacio. Utilizando la teoría de Planck, desarrollada en 1900, se pudo determinar de forma teórica la cantidad de radiación que se puede recibir del Sol suponiendo que es un cuerpo negro. Para longitudes de onda en el rango de 10 cm a 30 m (Radio), la teoría predecía una emisión tan débil, que la instrumentación de la época no podría detectarla. Así lo demuestran los intentos de Jansky para detectar por primera vez la radio emisión del Sol a 20.5 MHz (Jansky, 1932).

Fue hasta el 26 febrero de 1942, durante la Segunda Guerra Mundial, cuando el ejército británico reportó una fuerte interferencia en los radares que operaban a 50 MHz. Un análisis detallado, mostró que esta radiación provenía del Sol (Hey, 1946). El primer cálculo de temperatura de brillo del Sol, fue reportado por Reber (1946) a 480 MHz, donde se determinó que la temperatura era de alrededor de 10^6 K, similar a la temperatura que se obtuvo proveniente de observaciones previas utilizando líneas de emisión de átomos altamente ionizados (Edlén & Swings, 1942). La región observada fue nombrada como la corona solar. Tras el paso de la guerra, diversos institutos de investigación en Australia, Gran Bretaña, Canadá y Estados Unidos intensificaron el estudio de la atmósfera solar (Covington & Broten, 1954; Christiansen & Warburton, 1955; Coates, 1957). Durante la década de los 50, varios trabajos demostraron que la temperatura de brillo del Sol disminuía conforme la frecuencia de los receptores utilizados en las observaciones aumentaba (Hagen, 1951; Coates, 1958), lo que mostraba la complejidad de la atmósfera superior del Sol. Este tipo de comportamiento no podía ser explicado con un simple cuerpo negro. Para modelar esta emisión, Van de Hulst (1953), Athay (1959) y Allen (1963) propusieron modelos teóricos en donde coexistían una componente caliente y una fría. La componente fría fue asociada a la cromosfera debido a que presentaba temperaturas que coincidían con las observaciones en H α y en la línea H y K del CaII (Pagel, 1964). Basado en su modelo, Zheleznyakov (1965) identificó que a 50 GHz se encontraría una región de baja temperatura. Sin embargo, las primeras observaciones milimétricas y sub-milimétricas (Gay, 1970; Kundu, 1971; Gezari et al., 1973) mostraron que el principal mecanismo de emisión es Bremsstrahlung térmico y es así como se pudo predecir que esta región de baja temperatura tenía que encontrarse a una frecuencia mayor, alrededor de 800 GHz y una temperatura de brillo de alrededor de 4800 K, semejante a la temperatura de 4400 K que se obtuvo a partir de observaciones de la línea de CO realizadas por telescopios ópticos infrarrojos un par de décadas antes (Goldberg & Müller, 1953).

Para la década de los 70, existían las suficientes observaciones solares, en longitudes de onda desde el ultravioleta (UV) hasta el radio, lo que permitió realizar el primer modelo unificado de la atmósfera superior del Sol (Vernazza et al., 1973, 1976, 1981). Estos modelos, llamados VAL, publicados a comienzo de los 80, se calcularon con la aproximación del equilibrio hidrostático y utilizando el equilibrio estadístico para resolver la ecuación de transferencia radiativa tanto en el continuo como en las líneas de emisión y absorción. La hipótesis mas fuerte utilizada en estos modelos, es que los flujos horizontales son mucho menores que los verticales por lo que la aproximación 1D es valida (Fontenla et al., 2006). Los modelos VAL utilizaron principalmente observaciones en el Visible y en el UV (Skylab) para ajustar el perfil teórico de temperatura y únicamente utilizaron las observaciones a longitudes de onda de radio, milimétricas y submilimétricas para validar el modelo. Es decir, las observaciones de baja frecuencia no se utilizaron para el proceso de convergencia de los modelos atmosféricos. En el modelo promedio del Sol (VALC), destaca la región conocida como el mínimo de temperatura (4400 K a 515 km sobre la fotosfera). Esta región fue obtenida a partir de las líneas de emisión de H y K del CaII.

En paralelo al desarrollo de los modelos teóricos (Linsky, 1980; Fontenla et al., 1990, 1991, 1993), se fueron desarrollando instrumentos cada vez más sofisticados. Uno de los más exitosos y que sigue vigente hasta nuestros días, es el Very Large Array (VLA), el cual permitió observar con regularidad el Sol y algunas estrellas cercanas en frecuencias que van desde los 74 MHz hasta los 50 GHz (von Hoerner, 1975). Estas observaciones hicieron posible estudiar los mecanismos de emisión de radiación en las estrellas (Dulk, 1985). Se identificó que los principales mecanismos de emisión en estas frecuencias, son Bremsstrahlung térmico, giroresonancia, emisión de plasma y sincrotrón. Aunque el VLA representó un gran avance en el entendimiento de los procesos de emisión, aún presentaba limitaciones observacionales para estudiar con más detalle la atmósfera de las estrellas. El VLA no puede realizar observaciones sub-milimétricas debido al rms de la superficie de sus platos y a la opacidad del sitio. Las observaciones submilimétricas deben ser realizadas en alta montaña donde la columna de vapor de agua precipitable es tan baja que permite realizar observaciones a muy alta frecuencia (Masson, 1994).

Los primeros modelos atmosféricos del Sol basados en observaciones sub-milimétricas fueron publicados por Loukitcheva, M. et al. (2004); Selhorst et al. (2005); De la Luz et al. (2010). Estos modelos presentaban diferencias con respecto a los calculados por observaciones UV (Avrett & Loeser, 2008), ya que los modelos UV obtenían temperaturas de brillo más altas, especialmente, en la región del mínimo de temperatura. De la Luz et al. (2014) demostró que si se modificaba la estructura vertical de temperatura en la región del mínimo de temperatura, era posible obtener un mejor espectro a longitudes de onda submilimétricas. Además, estos nuevos modelos demostraron que el espesor de la cromosfera y la densidad electrónica, es mayor que en los modelos basados en observaciones UV (De la Luz, 2016).

Con la puesta en marcha del Atacama Large Millimeter/submillimeter Array (ALMA), se pudo observar por primera vez la cromosfera de una estrella diferente al Sol y desarrollar el primer modelo cromosférico estelar basado en observaciones a longitudes de onda infrarrojas, submilimétricas y milimétricas (Liseau et al., 2013, 2016) utilizando un modelo de emisión fuera de equilibrio termodinámico local (De la Luz et al., 2012). La participación en la primera modelación de una cromosfera estelar, nos mostró la importancia de tener una metodología para el cálculo de las condiciones físicas de atmósferas estelares utilizando las observaciones de estos nuevos instrumentos.

Esta metodología llamada Kinich-Pakal (KP), fue desarrollada y publicada por Tapia-Vázquez & De la Luz (2020). El método está basado en un sistema de convergencia no lineal (Levenberg-Marquardt), que utiliza el código PakalMPI (De la Luz et al., 2010) como función paramétrica. PakalMPI es un código ampliamente probado en física solar que puede calcular el espectro de emisión resolviendo la Ecuación de Transferencia Radiativa (ETR) utilizando el Equilibrio Estadístico (NLTE) y las funciones de opacidad para Bremsstrahlung térmico, Bremsstrahlung Inverso y H^- (De la Luz et al., 2010, 2012, 2014; De la Luz, 2016).

Estado del Arte

La detección de una emisión débil a 8 GHz (3.7 cm) proveniente de Procyon (F5 IV-V) pudo ser explicada utilizando la emisión térmica libre-libre, cuyo origen se estableció entre la cromosfera y la corona (Drake et al., 1993). Utilizando el Jansky Very Large Array (JVLA), Villadsen et al. (2014) pudo observar tres estrellas de secuencia principal (τ Cet (G8.5 V), η Cas (F9V) y 40 Eri A (K0.5 V)). Sus resultados mostraron que la emisión a 34.5 GHz (8.7 mm) provenía de la cromosfera, ya que la temperatura de brillo era inferior a los 10000 K y las

profundidades ópticas eran menores a las previstas para otros procesos de emisión (emisión libre-libre no térmica, giroresonancia y girosincrotrón). Liseau et al. (2016) detectó por primera vez la emisión cromosférica de α Centauri A y B a longitudes de onda milimétricas y submilimétricas. Recientemente, χ^1 Ori, ϵ Eri, γ Lep, γ Vir A, γ Vir B y α Aql han sido observadas en estas longitudes de onda (Fichtinger et al., 2017; Rodríguez et al., 2019; White et al., 2020; White et al., 2021).

Con un catálogo creciente de estrellas observadas en estas longitudes de onda, es necesario contar con una metodología para poder modelar su emisión térmica y entender los procesos físicos que la originan. Actualmente, existen numerosos códigos para el estudio de las atmósferas estelares, los cuales podemos clasificarlos en dos tipos:

- Códigos que simulan la estructura de la atmósfera (la variación de las condiciones físicas en función de la altura sobre la fotosfera).
- Códigos para calcular el espectro de emisión.

En general, los códigos que simulan atmósferas estelares, han sido desarrollados para modelar la emisión de una parte del espectro electromagnético y bajo condiciones físicas muy específicas. ATLAS12 (Kurucz, 1979), MARCS (Gustafsson et al., 1975) y PHOENIX (Hauschildt et al., 1999), son un ejemplo de códigos de propósito general los cuales toman únicamente en cuenta las líneas de emisión y absorción fotosféricas. Para simular la cromosfera y la corona, la mayoría de los códigos están orientados en reproducir el espectro visible y UV, sin embargo, fallan al tratar de reproducir el espectro a longitudes de onda más largas (Zirin et al., 1991; Loukitcheva, M. et al., 2004; Selhorst et al., 2005). PANDORA (Vernazza et al., 1976), MULTI (Carlsson & Stein, 1992) Y CHANTI (Dere et al., 1997) son un ejemplo de esto tipo de códigos.

Los códigos cuyo propósito es calcular el espectro de emisión, necesitan como entrada la estructura de la atmósfera. Un ejemplo de estos códigos son SYNTH (Kurucz, 1979), SPECTRUM (Hubeny & Lanz, 1995) y FAN-TOM (Cayrel et al., 1991). PANDORA, CHANTI y PHOENIX tienen la capacidad de simular la estructura de la atmósfera y calcular el espectro de emisión.

Con el propósito de modelar el espectro de emisión a longitudes de onda que van desde el milimétrico hasta el lejano infrarrojo, fue desarrollado el código PakalMPI (De la Luz et al., 2010). Este código nos permite reproducir el espectro de emisión a longitudes de onda que ningún otro código es capaz. Sin embargo, PakalMPI no tiene la capacidad de modificar la estructura de la atmósfera. Para solucionar este problema, se desarrolló la metodología KINICH-PAKAL (Tapia-Vázquez & De la Luz, 2020). Esta metodología integra un modelo de convergencia no lineal para modificar la estructura de la atmósfera iterativamente junto con PakalMPI para calcular el espectro de emisión. Más adelante, explicamos las principales características de KINICH-PAKAL y PakalMPI.

Es importante mencionar que existe un tercer tipo de código. Estos permiten reproducir la dinámica de la atmósfera del Sol bajo condiciones físicas más complejas, como lo es la magnetohidrodinámica. CO⁵BOLD (Freytag et al., 2012) y BIFROST (Gudiksen et al., 2011) son actualmente, los modelos más avanzados en esta área. No obstante, este tipo de códigos no ha sido probado para estrellas diferentes al Sol, debido a la limitaciones observacionales que aún existen. Como hemos mencionado anteriormente, el VLA y ALMA son actualmente los radios interferómetros con mayor sensibilidad que existen, pero aún es insuficiente para modelar la complejidad de la cromosfera, es por eso que KINICH-PAKAL plantea el mejor enfoque para modelar la emisión milimétrica, submilimétrica e infrarroja en estrellas diferentes al Sol.

Objetivo General

Determinar las condiciones físicas de la región atmosférica estelar conocida como Cromosfera utilizando el modelo KP y las recientes observaciones en el continuo entre los 30 GHz y los 12500 GHz de estrellas con temperaturas efectivas entre los 5200 K y 7600 K que corresponden a la clasificación espectral A, F, G y K de secuencia principal.

Objetivos Particulares

1. Optimizar el método de ajuste no lineal KP.
2. Crear un base de datos con observaciones de estrellas de tipo solar a longitudes de onda infrarrojas, submilimétricas, milimétrica y de radio.
3. Crear una malla de observaciones que incluya la temperatura efectiva, temperatura de brillo y frecuencia.
4. Crear una malla de modelos cromosféricos que incluya la temperatura efectiva, la altura sobre la fotosfera y la temperatura radial en función de la altura.
5. Determinar la influencia del perfil de densidad en el calculo de la temperatura radial.
6. Caracterizar las condiciones físicas de la cromosfera en función de la temperatura efectiva de la estrella.

Metodología

A continuación mencionamos las principales herramientas metodológicas utilizadas en este proyecto, las cuales incluyen las observaciones, las condiciones iniciales, el modelo de transferencia radiativa y el método de convergencia.

Observaciones

Para ajustar los modelos cromosféricos, es necesario medir la emisión térmica en función de la altura (tomografía térmica). Esto requiere de telescopios muy sensibles que operen a frecuencias que van desde los 12500 GHz hasta los 30 GHz ($24 \mu\text{m}$ a 10 mm).

Actualmente existe un conjunto de radiotelescopios y telescopios que pueden resolver la fuente en un tiempo razonable (1-2 horas de integración). Entre ellos se encuentran los radio interferómetros ALMA, VLA, Northern Extended Millimeter Array (NOEMA), Submillimeter Array (SMA), Australia Telescope Compact Array (ATCA), telescopios de plato único como el Gran Telescopio Milimétrico (GTM), el James Clerk Maxwell Telescope (JCMT) y observatorios espaciales infrarrojos como Herschel y Spitzer.

Los criterios de selección de estrellas para nuestro estudio fueron los siguientes:

- Que la estrella no tuvieran un exceso de emisión en el infrarrojo, ya que esto podría indicar la presencia de un disco de escombros a su alrededor (Montesinos et al., 2016).
- Estar dentro de la secuencia principal.

- Tener una temperatura efectiva entre 5200 K y 7600 K.

Tomando en cuenta los criterios de selección y las limitaciones técnicas, se solicitó tiempo de observación para el sistema α Centauri (ALMA ID 2016.1.00441.S). El sistema γ Virgo y las estrellas individuales Altair y γ Lep fueron observadas como parte del programa MESAS (Measuring the Emission of Stellar Atmospheres at Submillimeter/millimeter Wavelengths) (White et al., 2018). Observaciones correspondientes al lejano infrarrojo (12500 GHz a 500 GHz) fueron obtenidas de la base de datos de los telescopios Herschel y Spitzer.

Además de las estrellas anteriormente mencionadas, se buscó en la bases de datos de diversos radio telescopios estrellas que fueron observadas (Tabla 1).

Estrella	Tipo Espectral	Radiotelescopio/Telescopio
α Aql	A7V	VLA ¹ , NOEMA*, Herschel ²
γ Vir A	F0V	ALMA ³
γ Vir B	F0V	ALMA
γ Lep	F6V	ALMA, Herschel
η Cas A	F9V	VLA
χ^1 Ori	G1V	ALMA, VLA
Sol	G2V	ALMA, VLA
α Cen A	G2V	ALMA, ATCA ⁴ , Herschel
τ Cet	G8V	VLA
40 Eri A	K0V	VLA
α Cen B	K1V	ALMA, ATCA.
ϵ Eri	K2V	ALMA, VLA, SCUBA ⁵ , GTM*

Tabla 1: Estrellas de tipo solar con observaciones a longitudes de onda que van desde el infrarrojo al radio. *Base de datos no disponible. ¹<https://archive.nrao.edu/archive/advquery.jsp> ²<http://archives.esac.esa.int/hsa/whsa/> ³<https://almascience.nrao.edu/asax/> ⁴<https://atoa.atnf.csiro.au/query.jsp> ⁵<https://www.cadc-ccda.hia-ihp.nrc-cnrc.gc.ca/en/jcmt/>

En el caso del Sol, se utilizaron además, las observaciones reportadas por Loukitcheva, M. et al. (2004) para el estado intermedio de actividad.

Condiciones Iniciales

En Tapia-Vázquez & De la Luz (2020) y White et al. (2020) pudimos determinar que el modelo solar C7 (Avrett & Loeser, 2008) funciona como condición inicial de KP para estrellas de tipo solar cuyas temperaturas efectivas se encuentran entre los 4700 K y los 7600 K. Por lo tanto, utilizaremos este modelo como condición inicial para obtener los modelos cromosféricos.

PakalMPI

Para producir el espectro de emisión sintético a las frecuencias previamente mencionadas, KP utiliza el código PAKALMPI (De la Luz et al., 2011). Este código cuenta con las siguientes características:

- Modelo atmosférico: Utiliza un modelo atmosférico con 21 átomos.

- Modelo de transporte radiativo: Se utiliza la teoría clásica de transporte radiativo.
- Modelo de ionización: Se calcula la ionización NLTE (fuera del equilibrio termodinámico local) para el caso de H y el ion H^- utilizando interpolaciones de parámetros b_1 publicados en la literatura. LTE (equilibrio termodinámico local) para los demás átomos.
- Modelos de emisión y absorción: El modelo cuenta con tres funciones de opacidad Bremsstrahlung, Bremsstrahlung inverso y H^- (Dulk, 1985; Golovinskii & Zon, 1980; Zheleznyakov, 1996).
- Modelo geométrico: Modelo 3D radial de la estrella. Este modelo toma en cuenta las deformaciones producidas al observar en 3D.
- Modelo de solución numérica: Utiliza técnicas de inteligencia artificial para reducir tiempos de integración y garantizar la estabilidad del código. Además, hace uso de la aproximación de la aproximación de Taylor a primer orden para la ecuación de transferencia radiativa y una interpolación lineal.

Es necesario cambiar el valor del radio estelar y la gravedad superficial para poder equilibrar hidrostáticamente la atmósfera de estrella.

Kinich-Pakal

La metodología KINICH-PAKAL (KP) (Tapia-Vázquez & De la Luz, 2020) realiza el ajuste de la atmósfera con el algoritmo de Levenberg-Marquardt (LM) de la siguiente manera:

$$P = LsqFit(f, x, y, p_0) \quad (1)$$

donde LsqFit es el algoritmo de LM que recibe los siguientes parámetros de entrada:

- f es la función de ajuste (PakalMPI).
- x son las frecuencias observadas ν_i (30 GHz - 12500 GHz).
- y las observaciones realizadas por los radio telescopios y telescopios en temperatura de brillo (T_{b_i}).
- p_0 el modelo cromosférico inicial.

Como resultado, obtenemos el modelo cromosférico (P) que mejor reproduce el espectro observado (Figura 1).

Resultados

Los resultados que a continuación se muestran, ya han sido publicados en revistas especializadas (Tapia-Vázquez & De la Luz, 2020; White et al., 2020; White et al., 2021) y los obtenidos recientemente como es el caso de las mallas (observaciones, condiciones físicas y función de contribución) serán publicados tentativamente en los próximos semestres.

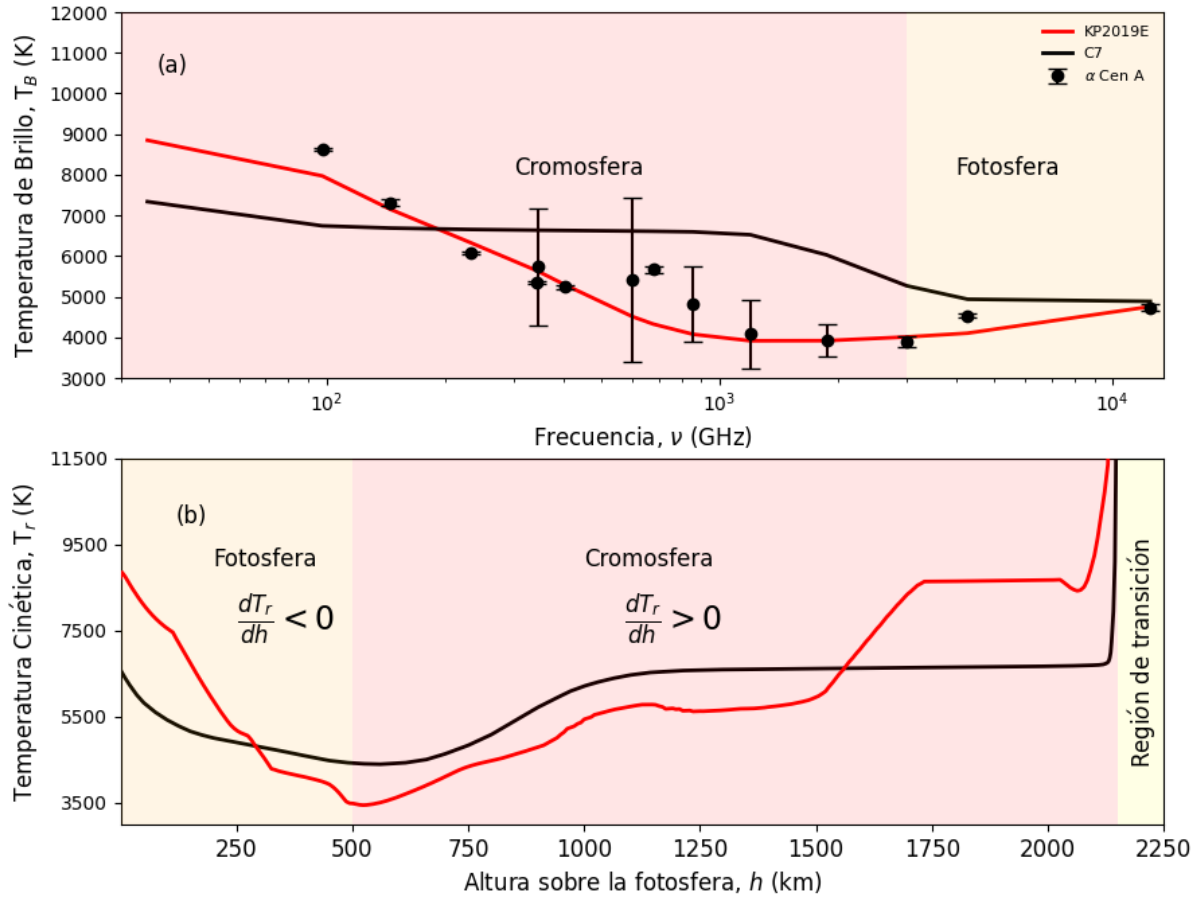


Figura 1: Modelo cromosférico obtenido con KP (Tapia-Vázquez & De la Luz, 2020). (a) Los puntos negros representan el espectro observado (temperatura de brillo en función de la frecuencia) de α Cen A. La línea negra es el espectro sintético generado con el modelo cromosférico solar C7 y la línea roja es el espectro obtenido con KP. Los colores rojo y naranja muestran las capas atmosféricas donde la radiación se origina. (b) La línea negra es el perfil de temperatura del modelo C7 y la línea roja es el perfil de temperatura de α Cen A obtenido con KP. Al modificar el perfil de temperatura inicial (línea negra) utilizando el algoritmo de Levenberg-Marquardt, KP puede ajustar el espectro sintético al observado y de esta manera, conocer las condiciones físicas de la cromosfera. Los colores muestran las capas atmosféricas con base en su gradiente de temperatura.

Malla de Observaciones

Para construir la malla de observaciones, se tomó como base las observaciones disponibles hasta el momento (Tabla 1). Esta malla nos permitió estudiar de una manera empírica, el comportamiento de la radiación en longitudes de onda que van desde el lejano infrarrojo hasta el milimétrico. En la Figura 2 podemos observar que existe una región donde la temperatura de brillo es menor al resto. Esta región se extiende por todo el rango de temperaturas efectivas (5200

K - 7600 K). Para caracterizar el comportamiento de la mínima temperatura de brillo ($T_{B_{min}}$), se ajustó la siguiente función:

$$\nu_{T_{B_{min}}}(T_{eff}) = a \log(b T_{eff}) + c \quad (2)$$

Donde $a=-6.81 \times 10^3$, $b=1.41 \times 10^{-3}$ y $c=1.65 \times 10^4$. De manera empírica podemos deducir que la frecuencia a la cual se encuentra la $T_{B_{min}}$, cambia de manera logarítmica en función de la temperatura efectiva de la estrella. El propósito de esta malla, es servir como entrada para el modelo KP.

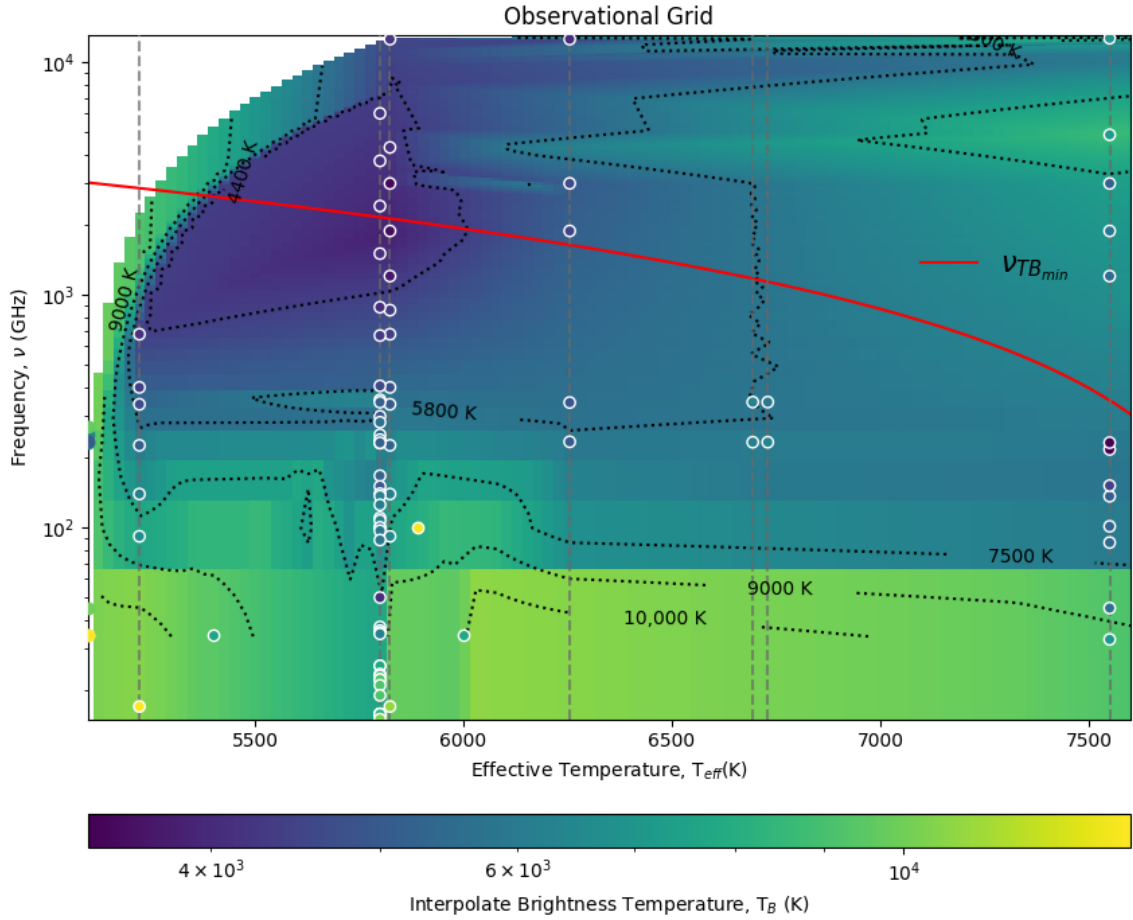


Figura 2: Malla de observaciones. En el eje x se muestra la temperatura efectiva de la estrella. El eje y representa la frecuencia de observación. El esquema de colores muestra la distribución de la temperatura de brillo después de la interpolación. Los puntos representan las observaciones y sus colores representan la temperatura de brillo observada. Las líneas grises punteadas verticales indican que esas estrellas cuentan con un modelo cromosférico calculado por KP. Las líneas punteadas negras indican los contornos de nivel (4400 K, 5800K, 7500 K, 9000 K y 10,000 K). La línea roja indica la frecuencia a la cual se encuentra la mínima temperatura de brillo. (Tapia-Vázquez, F. et al., en prep)

Malla de Condiciones Físicas

Para poder caracterizar la cromosfera de las estrellas, es necesario conocer las condiciones físicas bajo las cuales es posible su existencia. Para obtener la estructura de temperatura, densidad y presión, utilizamos la metodología KP. Calculamos el modelo cromosférico solo para 7 de las 12 estrellas observadas, debido a que algunas estrellas cuentan con una única observación y no aportan suficiente información de las condiciones físicas de la atmósfera. Para el caso de las estrella χ^1 Ori y ϵ Eri, su temperatura de brillo presenta anomalías (Fichtinger et al., 2017; Rodríguez et al., 2019). Los modelos obtenidos con KP, han sido tomados como base para la interpolación de las mallas de temperatura, densidad y presión (Figuras 3 y 4 a-b). Estos modelos ya han sido publicados en revistas especializadas (Tapia-Vázquez & De la Luz, 2020; White et al., 2020; White et al., 2021).

En la malla de temperatura, podemos observar que existe una región de baja temperatura. Esta región indica la transición entre la fotosfera y la cromosfera. Para caracterizar su comportamiento, se ajustó la siguiente función:

$$h_{T_{r,min}}(T_{eff}) = aT_{eff} + bT_{eff}^2 + c \quad (3)$$

Donde $a=-3.33$, $b=3.11 \times 10^{-4}$ y $c=9.37 \times 10^3$. Con esta malla (temperatura) es posible caracterizar la atmósfera en términos de su temperatura. Por debajo de la región de mínima temperatura se observa que el gradiente de temperatura es negativo ($\frac{dT_r}{dh} < 0$), una característica de la fotosfera. Por encima de esta región, se tiene un gradiente positivo de temperatura ($\frac{dT_r}{dh} > 0$). El gradiente suave es consistente con la cromosfera y se llega a extender hasta los 3500 km sobre la fotosfera en el caso de Altair. Después, se tiene un gradiente empinado consistente con la región de transición, el cual abarca unos pocos kilómetros. Finalmente, se tiene un gradiente poco pronunciado que es consistente con la corona y que se extiende por varios miles de kilómetros.

En el caso de las mallas de densidad y presión, los resultados muestran que conforme aumenta la temperatura efectiva de la estrella, el ancho de la cromosfera comienza a aumentar. Para entender que tanto se puede extender la cromosfera, hemos comenzado a modificar el perfil de densidad de forma gradual pero sin modificar el perfil de temperatura. Este estudio se encuentra en ejecución y los resultados se reportarán en el artículo de investigación.

Malla de Función de Contribución

Para determinar la región donde la emisión se genera, se utiliza la función de contribución (CF) definida como:

$$CF = j_\nu \exp(-\tau_\nu) \quad (4)$$

donde j_ν es la emisividad $j_\nu = \kappa_\nu B(T)$ y $\tau_\nu = \int \kappa_\nu dz$ la profundidad óptica.

En la Figura 5 se observa de izquierda a derecha, la interpolación de la función de contribución para las diferentes bandas de ALMA (B9, B7, B6 y B3). Las frecuencias nos indican diferentes partes de la atmósfera, de tal manera que, entre mayor sea la frecuencia, más cerca de la fotosfera nos encontramos. En contraparte, si disminuimos la frecuencia podemos estudiar regiones más externas de la atmósfera.

Para estrellas con temperaturas efectivas entre 5200 K y 6000 K, la radiación electromagnética a 679 GHz proviene de una región más cercana a la fotosfera y tiene contribución de una región alrededor de los 1000 K. A 343.5 GHz la radiación proviene de regiones alrededor de los 600 km, 1100 km y 1500 km. El mismo patrón se repite para 233 GHz pero con la contribución empieza

a ser más significativa a 1100 km y 1500 km. En el caso de los 97.5 GHz, la emisión proviene de una región alrededor de los 1500 km y que llega a extenderse hasta los 1800 km.

En el caso de las estrellas entre los 6000 K y los 7000 K, la emisión a 679 GHz proviene de una región que extiende desde los 700 km hasta los 1250 km. Esto significa que la mayor parte de la cromosfera está emitiendo. A 343.5 GHz la emisión proviene de regiones que se sitúan a 1300 km y 2000 km con un anchura de ≈ 100 km y 200 km respectivamente. La emisión a 233 GHz es

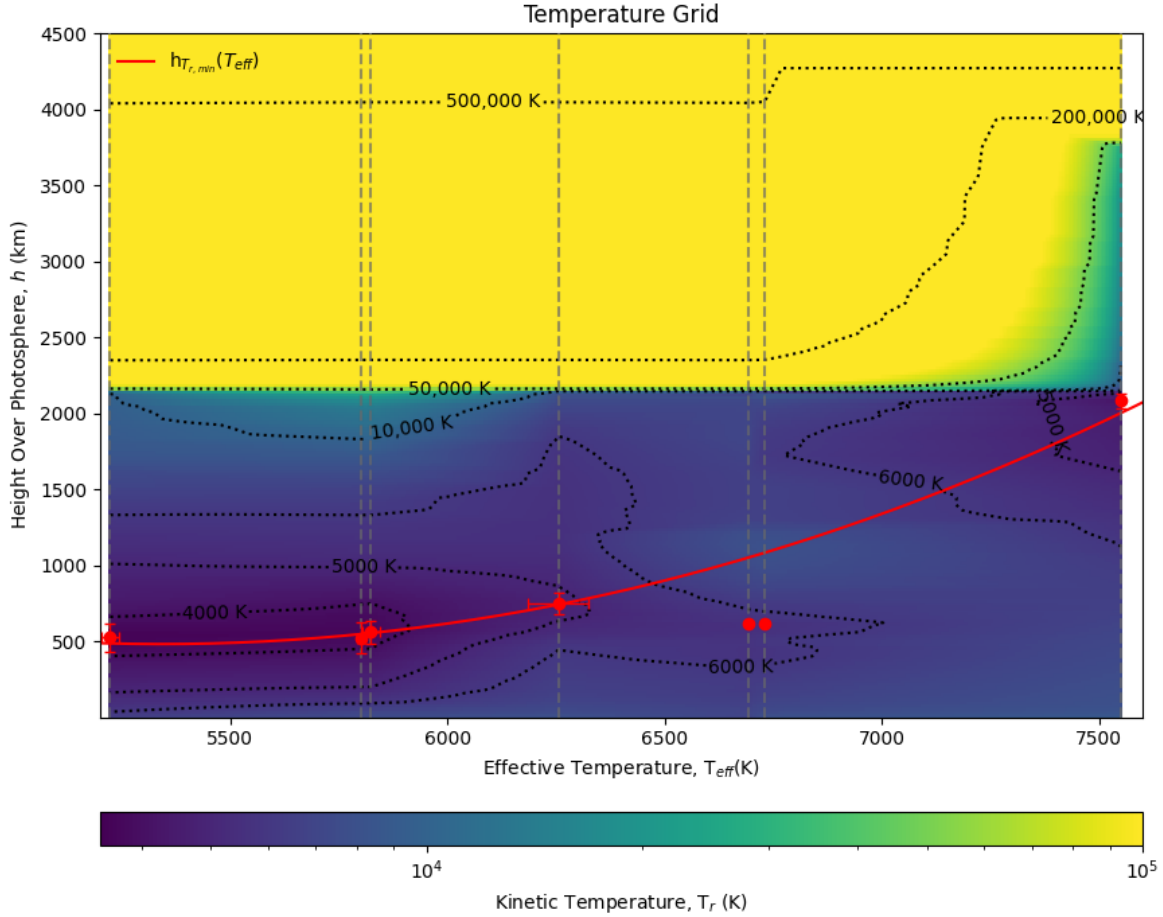


Figura 3: Malla de temperatura cinética. La paleta de colores representa la temperatura cinética después de la interpolación. Se observa que la región por debajo de 2200 km se encuentra parcialmente ionizada, ya que su temperatura está por debajo o cercana a los 10,000 K (temperatura de ionización del hidrógeno). El eje x es la temperatura efectiva de la estrella. En el eje y se tiene la altura sobre la fotosfera. Los puntos representan la altura sobre la fotosfera donde encuentra el mínimo de temperatura cinética para cada los modelos cromosféricos calculados con KP. Las líneas punteadas verticales grises son las estrellas cuyos modelos cromosféricos sirvieron como base para la interpolación. Las líneas negras punteadas representan los contornos de nivel (4000 K, 5000 K, 6000 K, 10,000 K, 50,000 K, 200,000 K y 500,000 K). La línea roja indica la altura sobre la fotosfera a la cual se localiza el mínimo de temperatura cinética. (Tapia-Vázquez, F. et al., en prep)

similar y la regiones reducen su anchura. A 97.5 GHz la emisión proviene casi en su totalidad de una región a 2000 km de altura.

Por último, para estrellas con temperatura efectiva mayor a 7000 K, la radiación a 675 GHz, 343.5 GHz, 233 GHz y 97.5 GHz, proviene de regiones ubicadas alrededor de los 1260 km, 1350 km, 1450 km y 1500 km respectivamente. La anchura de las regiones se encuentra entre los 50 km y 200 km.

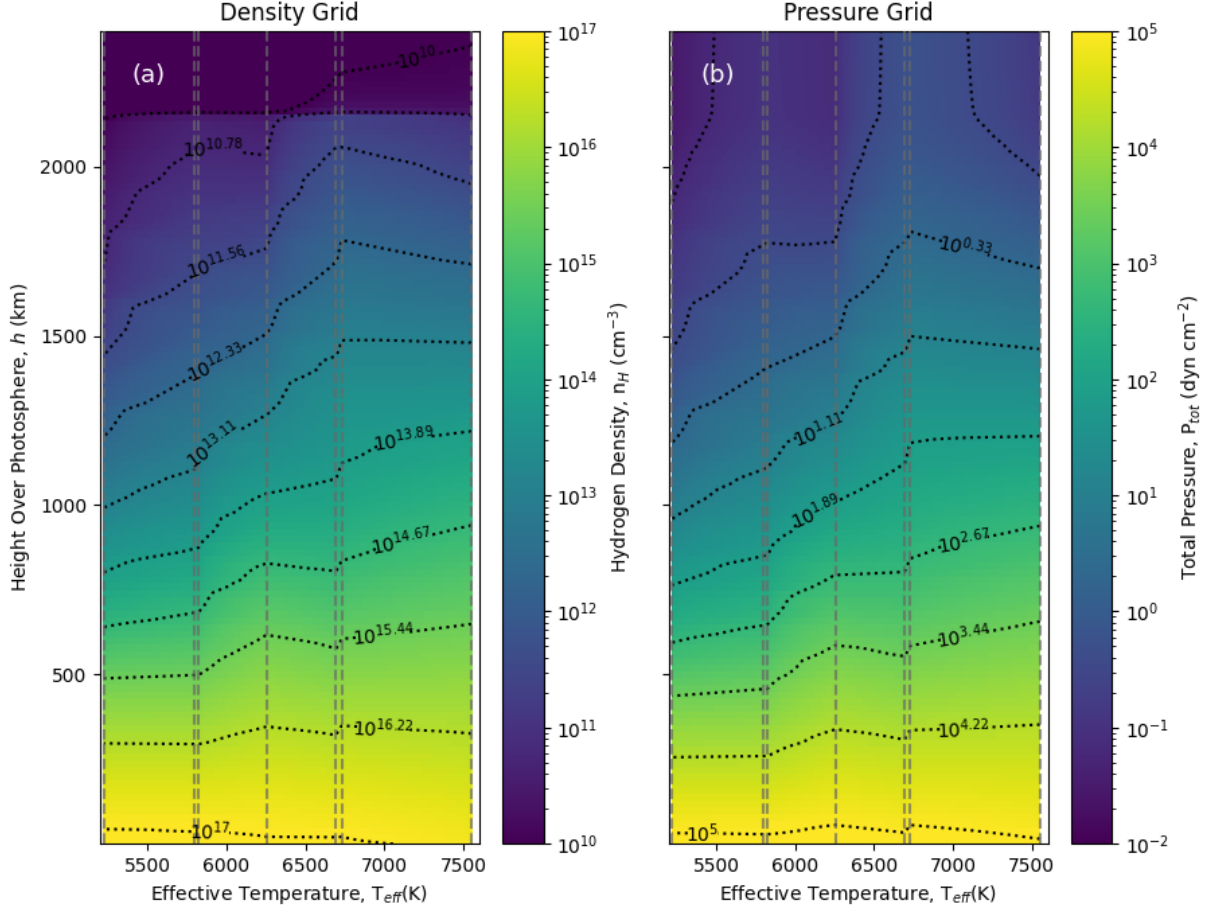


Figura 4: Malla de densidad de hidrógeno y presión total. En ambas gráficas, el eje x es la temperatura efectiva de la estrella, el eje y es la altura sobre la fotosfera y las líneas verticales grises son los perfiles que sirvieron como base para la interpolación. La paleta de colores representa la densidad de hidrógeno (a) y la presión total (b) interpolada. Las líneas negras punteadas son los contornos de nivel para las diferentes densidades y presiones. (Tapia-Vázquez, F. et al., en prep)

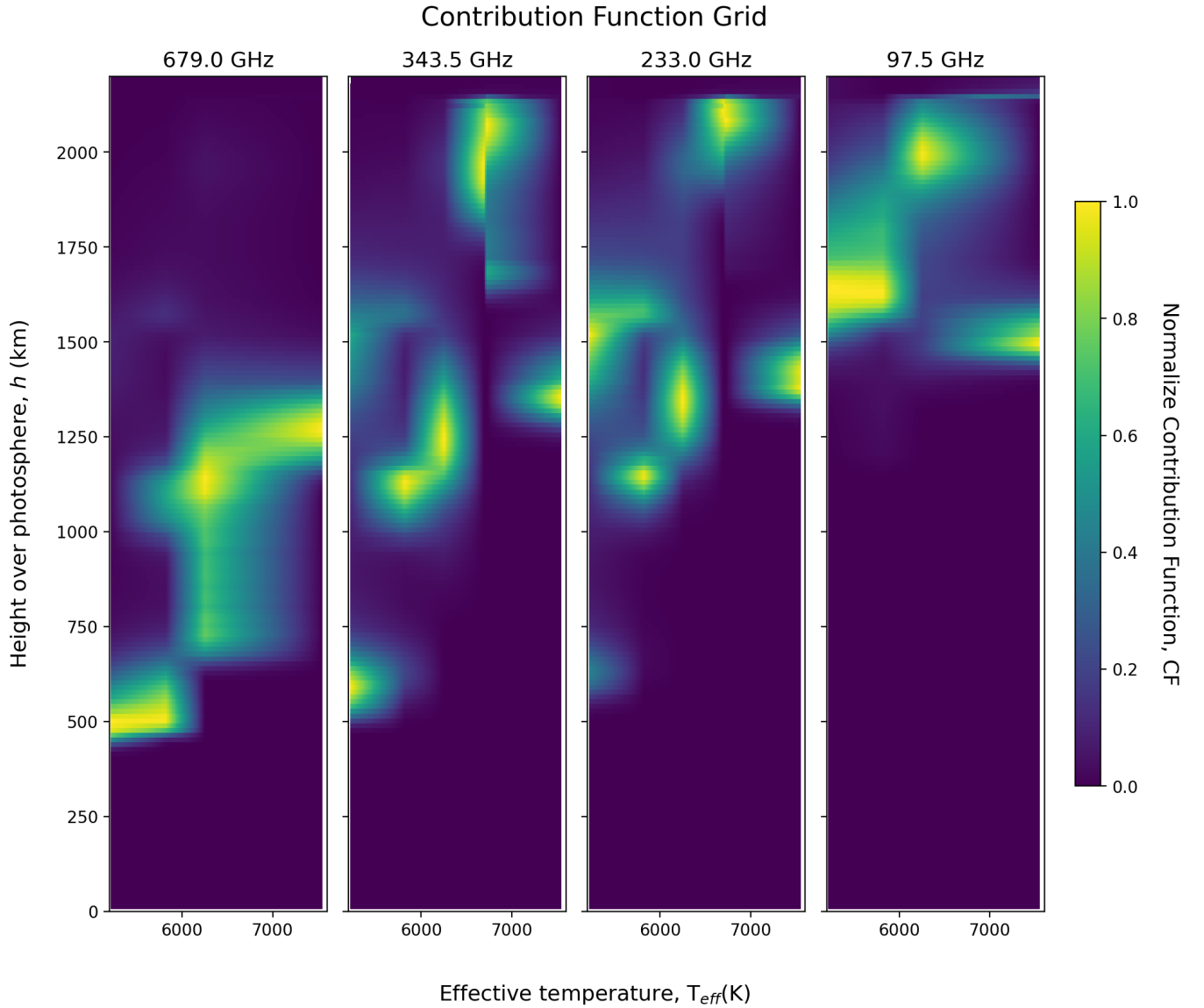


Figura 5: Función de contribución para diferentes frecuencias. En cada gráfica, el eje x muestra la temperatura efectiva de la estrella, el eje y representa la altura sobre la fotosfera y la paleta de colores representa la función de contribución normalizada. (Tapia-Vázquez, F. et al., en prep)

Discusión

En la figura 2 encontramos que existe una frecuencia en la cual la temperatura de brillo alcanza un mínimo, estableciendo un punto de inflexión que separa dos gradientes de temperatura, los cuales marcan la estructura de la atmósfera superior de la estrella. Cuando el gradiente es negativo, la emisión proviene de la región cercana a la fotosfera y cuando el gradiente es positivo, la emisión tiene su origen en la cromosfera. La ecuación 2 nos indica que esta frecuencia depende de la temperatura efectiva de la estrella y tiene un comportamiento logarítmico. Este es el primer estudio que de manera analítica, establece el límite observacional entre la fotosfera y la cromosfera en estrellas de secuencia principal. Esta relación, permitirá optimizar el mapeo de la atmósfera de una estrella utilizando un menor número de observaciones y menos tiempo de integración.

Los resultados obtenidos con la metodología KP muestran que las condiciones físicas de la

cromosfera dependen de la temperatura efectiva de la estrella. La estructura de temperatura muestra que la cromosfera es menos caliente de lo que se había estimado utilizando modelos UV. Esto concuerda con lo observado por Ayres (2002) y Liseau et al. (2013), quienes midieron temperaturas de 3800 K en el Sol y 3909 K en α Cen A respectivamente. Medir con precisión la altura a la que se encuentra la temperatura mínima cinética ($T_{r,min}$), es indispensable para calcular la energía necesaria para el calentamiento de las capas exteriores de la atmósfera y entender los mecanismos físicos que proveen esta inyección de energía. Para ello, calculamos de forma analítica la función que relaciona la altura de a la cual se encuentra el mínimo de temperatura con la temperatura efectiva de la estrella (ecuación 3). Estudios previos (Ulmschneider & Kalkofen, 1977; Schmitz & Ulmschneider, 1977; Ulmschneider et al., 1977) analizaron tanto la temperatura mínima como la altura a la cual se encuentra utilizando modelos UV. La Tabla 2 muestra una comparación entre los parámetros calculados en trabajos previos y los obtenidos en este estudio, como son la temperatura mínima cinética ($T_{r,min}$), el valor de la columna de masa ($\log m_{T,min}$) y la altura sobre la fotosfera ($h_{T,r,min}$) a la cual se encuentra el mínimo de temperatura. En cuanto a la densidad y la presión, los datos muestran una ligera variación respecto a la temperatura efectiva de la estrella. Selhorst et al. (2005) observó un comportamiento similar para el Sol. Sin embargo, su modelo propone que estas condiciones se extienden hasta una mayor altitud sobre la fotosfera. Para corroborar si en nuestros modelos estas condiciones se pueden extender a una mayor altitud, nos encontramos realizando un análisis de la estructura de densidad. Las diferencias tanto en la mínima temperatura cinética como en la estructura de densidad, se deben a que las longitudes de onda con las que estamos trabajando son más grandes si las comparamos con el pico de la función de Planck, por lo tanto, la emisión es proporcional a la temperatura. Consecuentemente, esta radiación proporciona un promedio de la estructura térmica de la cromosfera, a diferencia de las líneas de emisión UV, cuyas longitudes de onda más cortas que el pico de la función de Planck promedian la estructura térmica hacia estructuras más calientes y densas (Linsky, 2017).

En cuanto al origen de la emisión, nuestros resultados muestran que la altura donde se genera el continuo varía respecto a la frecuencia como se muestra en la figura 5. Además, los datos muestran que proviene de diferentes regiones de la atmósfera y no de una sola como antes se creía (Vernazza et al., 1981). Este resultado coincide con el obtenido por De la Luz (2016) para el Sol y es el primero en su tipo. La función de contribución, nos permitirá estudiar las contribuciones de los diferentes átomos a la emisión.

Finalmente la grafica 4 muestra que el espesor de la cromosfera aumenta conforme aumenta la temperatura efectiva de la estrella. Este resultado muestra la influencia de la presión en el cálculo de las condiciones de la cromosfera en equilibrio hidrostático.

Conclusiones

- Construimos una malla observacional para estudiar de forma empírica el comportamiento de la radiación a través de diferente tipos espectrales.
- Mostramos que la frecuencia a la cual se observa la $T_{B,min}$ tiene una dependencia logarítmica con la temperatura efectiva de la estrella.
- Utilizando la metodología KP, obtuvimos un conjuntos de modelos cromosféricos, con los cuales, construimos las mallas de condiciones físicas (temperatura, densidad y presión).
- Demostramos que existe una relación cuadrática entre la altura a la cual se encuentra el mínimo de temperatura cinética y la temperatura efectiva de la estrella.

Estrella	$T_{r,min}$ (K)		$\log m_{T,min}$ (g cm ⁻²)		$h_{T,min}$ (km)	
	Literatura	Este trabajo	Literatura	Este trabajo	Literatura	Este trabajo
α Aql	5000 ^a	4300 ^b	-3.0 ^a	-4.57	-	2083 ^b
γ Vir A	-	5582 ^c †	-	-0.49	-	615 ^c †
γ Vir B	5700 ^d	5544 ^c †	-0.7 ^d	-0.58	-	615 ^c †
γ Lep	-	4800 ^c	-	-0.97	-	750 ^c
α Cen A	4475 ^e	3700 ^f	-1.25 ^e	-0.75	-	560 ^f
Sol	4400 ^g	3518	-1.42 ^g	-1.2	560 ^g	523
α Cen B	3650 ^e	3591	-1.0 ^e	-0.72	-	525

Tabla 2: Parámetros atmosféricos reportados en la literatura y obtenidos en este trabajo. $T_{r,min}$ representa la mínima temperatura cinética del modelo cromosférico. $\log m_{T,min}$ es la columna de masa. $h_{T,min}$ es la altura sobre la fotosfera a la cual se encuentra la mínima temperatura cinética en el modelo cromosférico. ^aGouttebroze et al. (1999), ^bWhite et al. (2021), ^cWhite et al. (2020), ^dKelch et al. (1979), ^eAyres et al. (1976), ^fTapia-Vázquez & De la Luz (2020), ^gAvrett & Loeser (2008). Nota: † Estos valores han sido recalculados tomando como base el modelo publicado.

- Encontramos que el espesor de la cromosfera aumenta conforme aumenta la temperatura efectiva de la estrella.
- Generamos mallas de la función de contribución para las diferentes frecuencias de ALMA.
- La función de contribución mostró que la altura donde se genera el continuo aumenta conforme incrementa la temperatura efectiva de la estrella.
- Mostramos que en algunos casos, la radiación se genera en distintas regiones de la atmósfera.

Trabajo Futuro

Con el fin de validar la estabilidad de los modelos obtenidos, es necesario modificar las condiciones iniciales de densidad y presión que sirven como entrada de KP. Este trabajo se encuentra en desarrollo y será descrito a detalle en el artículo.

Para ampliar el estudio y contar con catálogo de emisión estelar a longitudes de onda milimétricas y submilimétricas, se solicitó tiempo de observación en los radiotelescopios VLA y ALMA. Ambas propuestas se han realizado bajo el marco del programa MESAS (White et al., 2017). MESAS es un programa que busca caracterizar las atmósferas estelares de las estrellas de secuencia principal. Su objetivo es construir un catálogo de emisión estelar que sirva como plantilla para estudios de debris, clima espacial y actividad estelar. KINICH-PAKAL forma parte de este proyecto y su principal contribución es modelar las atmósferas estelares en estrellas cuya temperatura efectiva se encuentra entre los 5200 K y los 7600 K. Sin embargo, se busca establecer el límite superior e inferior en el cual KINICH-PAKAL es más efectivo que otros modelos de atmósferas estelares (p. ej. PHOENIX, Pandora, etc.). La Tabla 3 muestra las estrellas que se han propuesto para ser observadas.

Del cronograma propuesto en el proyecto doctoral, falta realizar el análisis de densidad que mencionamos anteriormente, revisar la estabilidad de los modelos con los cambios realizados y comenzar con la redacción de la tesis. Respecto al artículo de investigación, falta incorporar los

resultado del análisis de densidad, discutir los resultados finales y terminar con su escritura. Se espera que sea enviado dentro de los próximos semestres. Es importante mencionar que si las condiciones sanitarias lo permiten, se realizará una estancia de investigación. El lugar está por definirse y dependerá de la restricciones de movilidad. En la siguiente sección, se encuentra el cronograma detallado.

Estrella	Tipo espectral	MESAS ALMA	MESAS VLA
		Banda	Banda
Sirio A	A0V	B9	Ka
Vega	A0V	B7, B3	Ka
Fomalhaut	A3V	B9, B3	-
β Leo	A3V	B7, B3	-
α Aql	A7V	B9, B8, B7, B6	Ka
γ Vir A	F0V	B7, B6, B3	Ka
γ Vir B	F0V	B7, B6, B3	Ka
Procyon	F5IV	B7, B3	Ka
γ Lep	F6V	B7, B6, B3	Ka
π^3 Ori	F6V	B7, B3	-
β Hydri	G0V	B7, B3	-
α Cen A	G2V	B7, B3	-
δ Pavonis	G8V	B7, B3	-
τ Ceti	G8V	-	Ka
α Cen B	K1V	B7, B3	-
ϵ Ind	K5V	B7, B3	-
70 Oph A	K5V	B7, B3	-
61 Cyg A	K5V	-	Ka
70 Oph B	K7V	B7, B3	-
61 Cyg A	K5V	-	Ka

Tabla 3: Estrellas que han sido propuestas para ser observadas dentro del programa MESAS. Para el caso del radio telescopio ALMA, las bandas corresponden al continuo estándar (B9=679 GHz, B8=405 GHz, B7=343.5 GHz, B6=233 GHz y B3=97.5 GHz) y para el VLA, las observaciones se han solicitado para el continuo (Ka=33 GHz).

Cronograma Detallado

Semestre 1:

- Revisión de la bibliografía.
- Búsqueda en la base de datos de radiotelescopios de observaciones de estrellas de tipo solar.
- Redacción y envío del artículo "Nonlinear Convergence of Solar-like Stars Chromospheres Using Millimeter, Submillimeter, and Infrared Observations".

Semestre 2:

- Revisión de la Metodología Kinich-Pakal.
- Procesamiento de las observaciones encontradas en las bases de datos de los radio telescopios.
- Redacción y envío del artículo "The MESAS Project: ALMA Observations of the F-type Stars γ Lep, γ Vir A, and γ Vir B".

Semestre 3:

- Análisis de la densidad en los modelos cromosféricos solares.
- Programar la malla de interpolación para las observaciones y los modelos.
- Presentar el examen de candidatura.

Semestre 4:

- Calcular los modelos cromosféricos.
- Caracterizar la cromosfera en función de la temperatura efectiva.
- Asistir a un congreso internacional.

Semestre 5:

- Estancia de investigación.
- Establecer una función analítica entre la temperatura efectiva y el mínimo de temperatura.
- Redacción de Tesis.

Semestre 6:

- Redacción de Tesis.
- Redacción y envío del artículo de investigación relacionado con el tema de investigación.
- Diseño de un programa de observación para trabajos futuros.

Bibliografía

Allen, C. W. 1963, in IAU Symposium, Vol. 16, The Solar Corona, 1

Athay, R. G. 1959, in IAU Symposium, Vol. 9, URSI Symp. 1: Paris Symposium on Radio Astronomy, ed. R. N. Bracewell, 98

Avrett, E. H., & Loeser, R. 2008, ApJS, 175, 229

- Ayres, T. R. 2002, *ApJ*, 575, 1104
- Ayres, T. R., Linsky, J. L., Rodgers, A. W., & Kurucz, R. L. 1976, *ApJ*, 210, 199
- Carlsson, M., & Stein, R. F. 1992, *ApJL*, 397, L59
- Cayrel, R., Perrin, M. N., Barbuy, B., & Buser, R. 1991, *A&A*, 247, 108
- Christiansen, W. N., & Warburton, J. A. 1955, *Australian Journal of Physics*, 8, 474
- Coates, R. J. 1957, PhD thesis, THE JOHNS HOPKINS UNIVERSITY.
- . 1958, *ApJ*, 128, 83
- Covington, A. E., & Broten, N. W. 1954, *ApJ*, 119, 569
- De la Luz, V. 2016, *ApJ*, 825, 138
- De la Luz, V., Chavez, M., Bertone, E., & Castro, G. G. D. 2014, *SoPh*, 289, 2879–2889
- De la Luz, V., Lara, A., Mendoza-Torres, J. E., & Selhorst, C. L. 2010, *ApJS*, 188, 437–446
- De la Luz, V., Lara, A., & Raulin, J.-P. 2011, *ApJ*, 737, 1
- De la Luz, V. D. L., Raulin, J.-P., & Lara, A. 2012, *ApJ*, 762, 84
- Dere, K. P., Landi, E., Mason, H. E., Monsignori Fossi, B. C., & Young, P. R. 1997, *A&ASS*, 125, 149
- Drake, S. A., Simon, T., & Brown, A. 1993, *ApJ*, 406, 247
- Dulk, G. A. 1985, *ARA&A*, 23, 169
- Edlén, B., & Swings, P. 1942, *ApJ*, 95, 532
- Fichtinger, B., Güdel, M., Mutel, R. L., et al. 2017, *A&A*, 599, A127
- Fontenla, J. M., Avrett, E., Thuillier, G., & Harder, J. 2006, *ApJ*, 639, 441
- Fontenla, J. M., Avrett, E. H., & Loeser, R. 1990, *ApJ*, 355, 700
- . 1991, *ApJ*, 377, 712
- . 1993, *ApJ*, 406, 319
- Freytag, B., Steffen, M., Ludwig, H. G., et al. 2012, *Journal of Computational Physics*, 231, 919
- Gay, J. 1970, *A&A*, 6, 327
- Gezari, D. Y., Joyce, R. R., & Simon, M. 1973, *AAP*, 26, 409
- Goldberg, L., & Müller, E. A. 1953, *ApJ*, 118, 397
- Golovinskii, P. A., & Zon, B. A. 1980, *Zhurnal Tekhnicheskoi Fiziki*, 50, 1847
- Gouttebroze, P., Ferrero, R. F., Marilli, E., & Catalano, S. 1999, *A&A*, 348, 198

- Gudiksen, B. V., Carlsson, M., Hansteen, V. H., et al. 2011, *A&A*, 531, A154
- Gustafsson, B., Bell, R. A., Eriksson, K., & Nordlund, A. 1975, *A&A*, 500, 67
- Hagen, J. P. 1951, *ApJ*, 113, 547
- Hauschildt, P. H., Allard, F., Ferguson, J., Baron, E., & Alexander, D. R. 1999, *ApJ*, 525, 871
- Hertz, h. 1889, *Nature*, 39, 450
- Hey, J. S. 1946, *Nature*, 157, 47
- Hubeny, I., & Lanz, T. 1995, *ApJ*, 439, 875
- Jansky, K. G. 1932, *Proceedings of the Institute of Radio Engineers*, 20, 1920
- Kelch, W. L., Linsky, J. L., & Worden, S. P. 1979, *ApJ*, 229, 700
- Kundu, M. R. 1971, *SoPh*, 21, 130
- Kurucz, R. L. 1979, *ApJS*, 40, 1
- Linsky, J. L. 1980, *ARAA*, 18, 439
- Linsky, J. L. 2017, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 55, 159
- Liseau, R., De la Luz, V., O’Gorman, E., et al. 2016, *A&A*, 594, A109
- Liseau, R., Montesinos, B., Olofsson, G., et al. 2013, *A&A*, 549, L7
- Loukitcheva, M., Solanki, S. K., Carlsson, M., & Stein, R. F. 2004, *A&A*, 419, 747
- Masson, C. R. 1994, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 59, IAU Colloq. 140: Astronomy with Millimeter and Submillimeter Wave Interferometry, ed. M. Ishiguro & J. Welch, 87–95
- Montesinos, B., Eiroa, C., Krivov, A. V., et al. 2016, *AAP*, 593, A51
- Pagel, B. E. J. 1964, *ARA&A*, 2, 267
- Reber, G. 1946, *Nature*, 158, 945
- Rodríguez, L. F., Lizano, S., Loinard, L., et al. 2019, *ApJ*, 871, 172
- Schmitz, F., & Ulmschneider, P. 1977, *A&A*, 59, 177
- Selhorst, C. L., Silva, A. V. R., & Costa, J. E. R. 2005, *A&A*, 433, 365
- Tapia-Vázquez, F., & De la Luz, V. 2020, *ApJS*, 246, 5
- Ulmschneider, P., & Kalkofen, W. 1977, *A&A*, 57, 199
- Ulmschneider, P., Schmitz, F., Renzini, A., et al. 1977, *A&A*, 61, 515
- Van de Hulst, H. C. 1953, *The Chromosphere and the Corona* (Chicago Press), 207

- Vernazza, J. E., Avrett, E. H., & Loeser, R. 1973, *ApJ*, 184, 605
- . 1976, *ApJS*, 30, 1
- . 1981, *APJS*, 45, 635
- Villadsen, J., Hallinan, G., Bourke, S., Güdel, M., & Rupen, M. 2014, *ApJ*, 788, 112
- von Hoerner, S. 1975, *A&A*, 41, 301
- White, J. A., Aufdenberg, J., Boley, A. C., et al. 2018, *ApJ*, 859, 102
- White, J. A., Tapia-Vázquez, F., Hughes, A. G., et al. 2020, *ApJ*, 894, 76
- White, J. A., Tapia-Vázquez, F., Hughes, A. G., et al. 2021, *ApJL*, 912, L5
- White, S. M., Iwai, K., Phillips, N. M., et al. 2017, *SoPh*, 292, 88
- Zheleznyakov, V. V. 1965, *sovast*, 8, 819
- . 1996, *Radiation in Astrophysical Plasmas*, Vol. 204 (Springer)
- Zirin, H., Baumert, B. M., & Hurford, G. J. 1991, *ApJ*, 370, 779