

UdeA: FACULTAD DE CIENCIAS EXACTAS Y NATURALES
INSTITUTO DE FÍSICA

**CARACTERIZACIÓN ESPECTRAL DE LAS ESTRELLAS
HAT-P-11 Y HD 179949 QUE ALBERGAN
EXOPLANETAS CON EL TELESCOPIO TIGRE**

BRYAM STEVE PINILLA JURADO
TESIS DE PREGRADO, 2022





UNIVERSIDAD
DE ANTIOQUIA
1 8 0 3

CARACTERIZACIÓN ESPECTRAL DE LAS ESTRELLAS HAT-P-11 Y HD 179949 QUE ALBERGAN EXOPLANETAS CON EL TELESCOPIO TIGRE

Trabajo de grado presentado como requisito para optar por el título de:

ASTRÓNOMO

BRYAM STEVE PINILLA JURADO

Asesores: **Dra. Lauren Flor-Torres**
Dr. Camilo Delgado-Correal
Dr. Esteban Silva-Villa

UNIVERSIDAD DE ANTIOQUIA, 2022
FACULTAD DE CIENCIAS EXACTAS Y NATURALES
INSTITUTO DE FÍSICA

Resumen

Las estrellas huéspedes de exoplanetas se han convertido en un foco de estudio reciente dado el incremento exponencial que se ha venido observando en el descubrimiento de exoplanetas. Esto ha sido a través de métodos indirectos que estudian los efectos que los exoplanetas tienen sobre sus estrellas huéspedes. Además, teniendo en cuenta que es más fácil estudiar la estrella directamente que el mismo exoplaneta. Esto último ha sido el enfoque de bases de datos únicas como SWEET-Cat que recopila información de los parámetros atmosféricos (T_{eff} , $\log g$, [Fe/H] y v_{mic}) únicamente de estrellas huéspedes de exoplanetas. Estudios recientes sobre las estrellas huéspedes de exoplanetas, a través de estudios espectroscópicos, han mostrado que una característica particular de las mismas es que su metalicidad es mayor que la del Sol.

Dos de estas estrellas huéspedes de exoplanetas son: la estrella HAT-P-11 de tipo espectral K4V y la estrella HD 179949 de tipo espectral F8V, de las cuales se obtuvieron sus espectros en un rango entre los 575 - 885 nm a través del telescopio TIGRE y su espectroscopio HEROS con una resolución de $R = 20000$.

Usando el software de iSpec, desarrollado principalmente para el estudio espectral de estrellas tipo AFGKM para obtener parámetros atmosféricos (T_{eff} , $\log g$, [M/H], $v \sin i$, entre otros), se utilizó el método de generación de espectro sintético, realizado a través de una minimización de χ^2 . El espectro sintético resultante se comparó con el espectro observado y una lista de líneas de absorción de dicha estrella para obtener los resultados para los parámetros atmosféricos estelares presentados en este trabajo de grado.

Se propuso el uso de cuatro métodos diferentes para la obtención de los parámetros atmosféricos T_{eff} , $\log g$, [Fe/H], $v \sin i$ en las estrellas HAT-P-11 y HD 179949, y finalmente se compararon con los resultados obtenidos por otros estudios realizados con espectroscopia de más alta resolución ($R = 55000$ y $R = 115000$).

Los resultados obtenidos presentaron una buena precisión e incluso dada la baja resolución del instrumento HEROS los resultados presentan buena exactitud con respecto a los valores reportados en la literatura con errores alrededor del 6 % y 20 %. Esto indicó que el uso de los métodos propuestos junto con el uso de iSpec, solventó la falta de resolución de los telescopios que son menos solicitados para tiempos de observación, con el fin de desarrollar proyectos científicos de alto impacto. También se comprobó el hecho de que las estrellas huéspedes de exoplanetas presentan metalicidades superiores a la del Sol como se menciona en la literatura.

Índice general

Resumen	iii
1. INTRODUCCIÓN	1
1.1. Atmósfera Estelar	1
1.2. Radiación de Cuerpo Negro	3
1.2.1. Excitación atómica e ionización en equilibrio térmico	4
1.2.2. Relaciones observadas	6
1.2.3. Ley de Radiación de Planck	7
1.3. Diagrama Hertzsprung-Russell	9
1.4. Clasificación espectral	9
1.5. Características de las líneas espectrales	11
1.5.1. Ancho equivalente	11
1.5.2. Procesos de ensanchamiento de las líneas espectrales	12
1.5.3. Comportamiento de la intensidad de línea	14
1.6. Importancia de la Relación Estrella-Planeta	17
2. MUESTRA	20
2.1. Telescopio: TIGRE	20
2.2. Estrellas	20
2.2.1. HAT-P-11	20
2.2.2. HD 179949	22
2.3. Base de Datos Comparativa: SWEET-Cat	23
3. METODOLOGÍA	26
3.1. iSpec	26
4. RESULTADOS Y ANÁLISIS	39
5. CONCLUSIONES	44

Capítulo 1

INTRODUCCIÓN

1.1. Atmósfera Estelar

Las **estrellas**, los objetos de estudio de este trabajo de grado, son unos de los cuerpos celeste más brillantes que vemos en el cielo y son el elemento más común cuando observamos a ojo desnudo el cielo nocturno. Una estrella es un objeto esférico en estado plasmático, que mantiene su forma debido al equilibrio hidrodinámico.

Se suele decir que “*Hay más estrellas en el Universo que granos de arena en el mar*” ([Sagan et al., 1985](#)), lo que las hace uno de los objetos astronómicos más estudiados. Algunos estudios realizados sobre las estrellas, como los considerados en este trabajo, usan técnicas espectroscópicas sobre la **atmósfera estelar**.

Las características de la atmósfera están controladas por la densidad del gas presente y la energía que escapa a través de ella, estos a su vez dependen de la masa y la edad de la estrella y también, en menor medida, la composición química y el momento angular ([Carroll and Ostlie, 2017](#)).

El primer espectro estelar trabajado de forma analítica fue obtenido por el óptico alemán Joseph von Fraunhofer (1787-1826), quien catalogó 457 líneas oscuras en el espectro solar (ver figura 1.1), actualmente llamadas líneas de Fraunhofer. Así mismo, Fraunhofer determinó que una de las líneas oscuras del espectro solar correspondía a la longitud de onda amarilla emitida cuando una sal es quemada en una flama. A partir de este experimento nace la *espectroscopia*, con la identificación de la línea del sodio ([Carroll and Ostlie, 2017](#)).

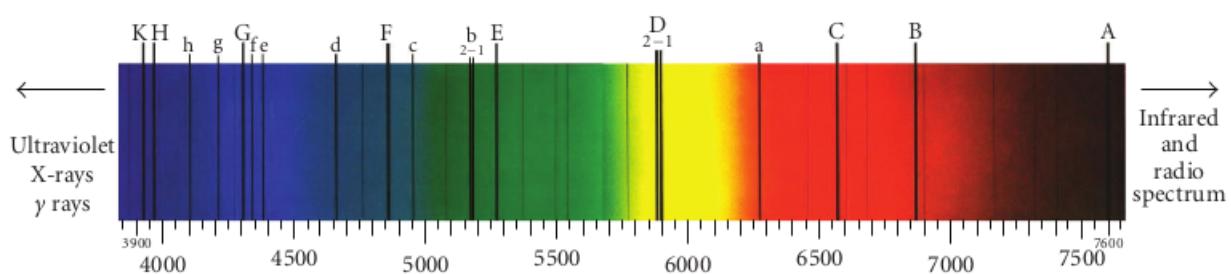


Figura 1.1: Espectro solar visible desde los 3900 Å a los 7600 Å. Líneas oscuras (de absorción) correspondiente a un elemento químico específico. La notación propuesta en la parte superior es la utilizada por Fraunhofer para su identificación. Tomada de [Chang et al. \(2008\)](#).

Tabla 1.1: Longitudes de onda de algunas de las líneas más intensas de Fraunhofer medidas en el aire cerca del nivel del mar. Tomada de [Carroll and Ostlie \(2017\)](#).

Longitud de Onda (nm)	Nombre	Átomo	Longitud de Onda (nm)	Nombre	Átomo
385.992		Fe I	486.134	F, H β	H I
388.905		H ₈	516.733	b ₄	Mg I
393.368	K	Ca II	517.270	b ₂	Mg I
396.849	H	Ca II	518.362	b ₁	Mg I
404.582		Fe I	588.997	D ₂	Na I
410.175	h, H δ	H I	589.594	D ₁	Na I
422.674	g	Ca I	656.281	C, H α	H I
434.048	G', H γ	H I	686.719	B	O ₂
438.356	d	Fe I	759.370	A	O ₂

De este modo entender cómo funciona el espectro estelar, se hace necesario comenzar con la definición de la atmósfera estelar. Definimos la atmósfera estelar como la capa de gas que sirve como una región de transición desde el interior estelar hasta el exterior de la interacción estelar y el medio interestelar ([Gray, 2005](#)).

En la figura 1.2 se muestra un perfil de la atmósfera solar de acuerdo con la temperatura con cuatro secciones básicas: subfotósfera, fotósfera, cromosfera y corona. La mayor porción del espectro estelar visible se origina en la región conocida como fotósfera ([Gray et al., 2009](#)). De manera que un estudio del espectro de luz visible es esencialmente un estudio del espectro de la fotósfera.

Por su parte existen dos grandes variables que afectan directamente la naturaleza de la atmósfera, la primera es el grosor que se modifica debido a los gases comprimidos en la fotósfera, conocida como la opacidad óptica¹, y la segunda es la temperatura característica ([Gray, 2005](#)). La temperatura varía desde el fondo de la fotósfera hasta la superficie de la misma, para caracterizarla, definimos la temperatura efectiva que corresponde a una temperatura en una profundidad específica. Esta temperatura se suele llamar temperatura efectiva ([Gray, 2005](#)). La temperatura efectiva está definida, en términos de la potencial total por unidad de área radiada por la estrella, como

$$\int_0^{\infty} F_{\nu} d\nu = \sigma T_{\text{eff}}^4 \quad (1.1)$$

donde $\sigma = 5.67040 \times 10^{-8} \text{ W/m}^2 \text{ deg}^4$ es la constante de Boltzmann y F_{ν} es el flujo saliente desde la superficie estelar.

La ecuación (1.1) tiene la misma forma de la ley de Stefan-Boltzmann, de lo cual se puede decir que, la T_{eff} es aquella que se obtiene a partir de la ley en mención y esta únicamente definida para un nivel específico dentro de una estrella permitiendo una importante descripción global de ella ([Carroll and Ostlie, 2017](#)). La potencia total emitida por la estrella, es decir, la cantidad de energía por unidad de tiempo, se denomina luminosidad y esta a su vez, está relacionada con la T_{eff} , a través del área superficial para una estrella de radio R_{\star} asumiendo que la luminosidad

¹Se define la opacidad óptica como el factor de disminución en la intensidad a cierta longitud de onda que sufre la luz al recorrer un camino por unidad de masa del material estelar, a través de la absorción de fotones. La opacidad generada por un gas es una función que depende de la composición, la densidad y la temperatura ([Carroll and Ostlie, 2017](#)).

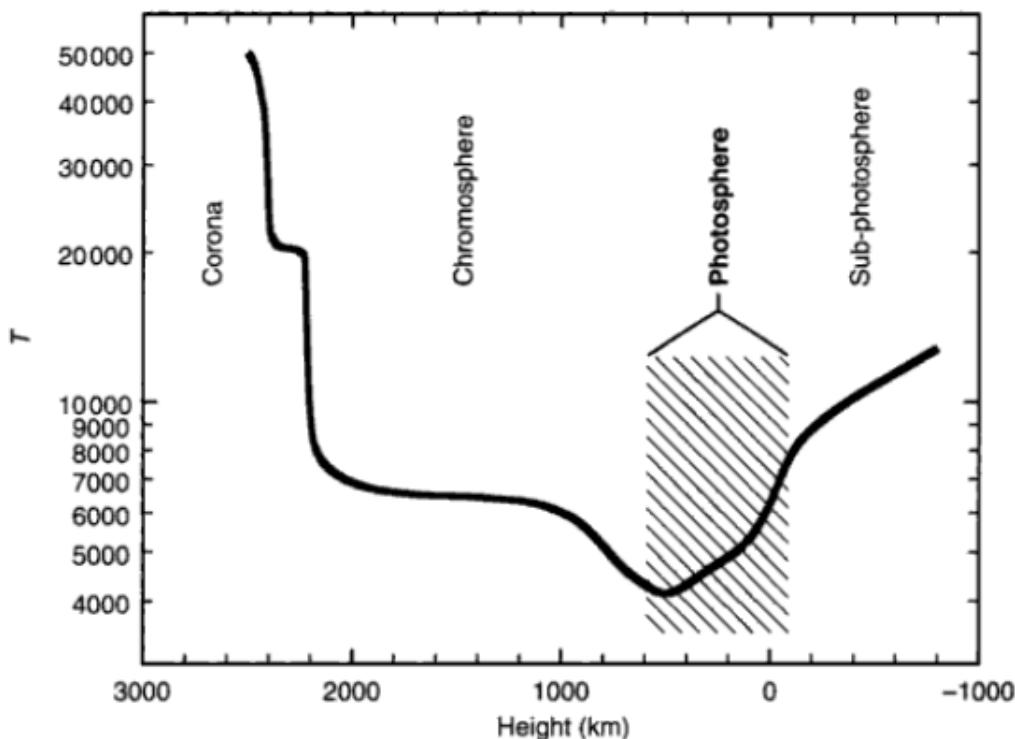


Figura 1.2: Distribución de la temperatura en las capas atmosféricas del Sol como función de la profundidad geométrica en Km. La fotósfera se indica como la región sombreada, de la cual proviene la luz visible. Tomada de [Gray \(2005\)](#).

producida por la estrella es isotrópica.

$$L = 4\pi R_*^2 \int_0^\infty F_\nu d\nu = 4\pi R_*^2 \sigma T_{\text{eff}}^4 \quad (1.2)$$

1.2. Radiación de Cuerpo Negro

El primer acercamiento teórico necesario para el desarrollo de este trabajo de grado es la comprensión de qué es un cuerpo negro y cómo funciona la radiación producida por el mismo.

Para lograr lo anterior, se define un cuerpo negro, como el objeto físico por el cual, cualquier rayo de luz que entre por un agujero tiene una pequeña probabilidad de encontrar la salida de nuevo. De no ser así, será eventualmente absorbido por las paredes del contenedor o por el gas que se encuentre en el interior del contenedor. La probabilidad de que un rayo de luz pueda salir esta relacionada con el tamaño del agujero relativo al área de las paredes, su rugosidad y coeficiente de reflexión. ([Gray, 2005](#)). Este tipo de contenedor o más específicamente el agujero, es llamado un cuerpo negro.

La atmósfera estelar funciona aproximadamente como un radiador de cuerpo negro emitiendo en un espectro continuo en todas las longitudes de onda ([Golriz, 2015](#)), de manera que se puede relacionar el cuerpo negro con la fotósfera estelar cuando se revierte la situación, el calor del contenedor(las paredes), es ahora el que emite fotones, llenando el interior de radiación y dejando salir tan solo por el agujero la radiación con una baja probabilidad. Cada uno de los fotones producidos en el interior del contenedor es reabsorbido dentro del mismo de manera

que el pequeño agujero llega a ser insignificante (Gray, 2005).

Existe una condición de equilibrio que existe dentro del contenedor y es proporcional a la temperatura, suponiendo que la temperatura de las paredes permanece constante y uniforme, de forma que el contenedor está en equilibrio termodinámico. Solo una pequeña fracción de la radiación interna se fuga del agujero, lo que permite medir su espectro; sin embargo, esta fuga es tan pequeña que el equilibrio termodinámico del contenedor es esencialmente mantenido (Gray, 2005).

La atmósfera estelar comparte similitudes en sus características con el contenedor definido anteriormente. La condición básica para que el cuerpo negro se comporte como una fuente de emisión es que una insignificante fracción de la radiación se escape.

En el interior de la fotósfera estelar, la opacidad óptica en la superficie es lo suficientemente alta para prevenir que escape la mayoría de los fotones. Los fotones son reabsorbidos no muy lejos de donde son emitidos. Por lo que se puede suponer que el material se encuentra cercano al equilibrio termodinámico y se espera que las leyes de la radiación de un cuerpo negro permitan describir la radiación en esas capas profundas de la atmósfera estelar (Gray, 2005).

Las capas superiores se desvían cada vez más del cuerpo negro a medida que la fuga se vuelven más significativa. Hay una transición continua desde el equilibrio termodinámico local² (LTE) casi perfecto en la fotósfera profundo a un alto desequilibrio completo en la atmósfera (Gray, 2005).

1.2.1. Excitación atómica e ionización en equilibrio térmico

Cuando se quiere construir modelos estelares y analizar sus espectros, es necesario tener en cuenta las intensidades de las líneas espectrales, la intensidad de la absorción continua y el estado general excitación-ionización de gases en una fotósfera estelar (Gray, 2005).

En la figura 1.3, se muestra un diagrama nivel-energía de un átomo en el cual se puede observar el n-ésimo nivel y en su parte más superior el continuo de energías.

Cuando un electrón es llevado a un nivel mayor por encima del estado basal, se dice que el átomo está excitado. La energía necesaria para llevar el electrón a este nivel mayor del estado basal es llamada el potencial de excitación, χ . La diferencia de energía entre el estado basal y el continuo es llamado potencial de ionización, I . Además, se debe tener presente que todos los niveles de enlace tienen energía negativa, siendo la energía del nivel basal la más negativa, por lo que tanto χ como I son números positivos (Gray, 2005).

La población relativa de cada nivel depende del mecanismo por el cual se realiza dicha población o despoblación en los niveles. Los cuatro mecanismos de mayor interés que ocurren en la fotósfera estelar son:

1. Radiativa: En este mecanismo un fotón es absorbido por un electrón del átomo y su energía es usada para llevar al electrón a un nivel mayor.

²El equilibrio termodinámico local se refiere al hecho de que una partícula o un fotón no pueda escapar de un volumen delimitado, como una caja, que se encuentre a una temperatura casi constante en cualquier región del espacio dentro de ese volumen y se encuentre en equilibrio termodinámico (Carroll and Ostlie, 2017).

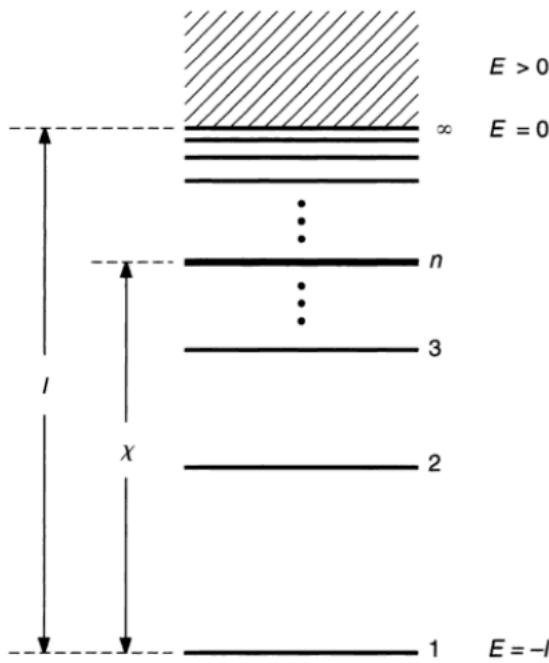


Figura 1.3: Diagrama esquemático de los niveles de energía unidimensional donde se muestra el potencial de excitación, χ , para un nivel arbitrario n y el potencial de ionización I . La energía de estados ligados es negativa y es positiva en los estados continuos. Tomado de [Gray \(2005\)](#).

2. Colisional: En este mecanismo los átomos chocan entre sí usando energía mecánica (térmica), causando excitaciones o desexcitaciones.
3. Transición espontánea: En este mecanismo la desexcitación ocurre de manera natural sin provocación y está acompañada por la emisión de un fotón.
4. Emisión estimulada: En este mecanismo la desexcitación es causada por un fotón que pasa y absorbe la energía del electrón excitado llevándolo a un nivel menor de energía.

En algunos casos las interacciones colisionales dominan las radiativas y en otros casos puede suceder al revés. En el caso donde las colisiones dominan, se puede calcular la población a partir de las ecuaciones que mantienen el equilibrio termodinámico ([Gray, 2005](#)).

Los átomos de un gas ganan o pierden energía a medida que colisionan entre ellos. Sea s_n un conjunto específico de números cuánticos que identifica un estado de energía χ_n para un sistema de partículas, y de manera similar, sea s_m el conjunto específico de números cuánticos que identifica un estado de energía χ_m . Entonces la razón entre la probabilidad $P(s_m)$ de que un sistema esté en un estado s_m y la probabilidad $P(s_n)$ de que un sistema esté en un estado s_n está dada por:

$$\frac{P(s_m)}{P(s_n)} = \frac{e^{-\chi_m/kT}}{e^{-\chi_n/kT}} = e^{-(\chi_m - \chi_n)/kT} \quad (1.3)$$

donde cada uno de los términos $e^{-\chi/kT}$ es llamado el factor de Boltzmann y T es la temperatura común de los dos sistemas.

A menudo se tiene el caso en que los niveles de energía de un sistema pueden estar degenerados, es decir, existe más de un estado cuántico que tiene la misma energía. Si los estados s_n

y s_m están degenerados, entonces $\chi_n = \chi_m$, pero $s_n \neq s_m$. Para contabilizar correctamente el número de estados que tiene un nivel de energía, se define g_n como el número de estados con energía E_n . Similarmente, se define g_m como el número de estados con energía χ_m . Estos son llamados los pesos estadísticos de los niveles de energía.

La razón entre las probabilidades $P(\chi_m)$ y $P(\chi_n)$, donde $P(\chi_m)$ representa la probabilidad de que el sistema se pueda encontrar en el nivel de energía m de g_m estados degenerados con energía χ_m y $P(\chi_n)$ representa la probabilidad de que el sistema esté en el nivel de energía n de g_n estados degenerados con energía χ_m , está dada por

$$\frac{P(\chi_m)}{P(\chi_n)} = \frac{g_m e^{-\chi_m/kT}}{g_n e^{-\chi_n/kT}} = \frac{g_m}{g_n} e^{-(\chi_m - \chi_n)/kT} \quad (1.4)$$

La atmósfera estelar contiene un gran número de átomos, entonces la razón de probabilidades es indistinguible de la razón del número de átomos. Así, para los átomos de un elemento dado en un estado específico de ionización, la razón del número de átomos N_m con energía χ_m y el número de átomos N_n con energía χ_n esta dado por

$$\frac{N_m}{N_n} = \frac{g_m e^{-\chi_m/kT}}{g_n e^{-\chi_n/kT}} = \frac{g_m}{g_n} e^{-(\chi_m - \chi_n)/kT} \quad (1.5)$$

1.2.2. Relaciones observadas

El espectro observado del cuerpo negro que se encuentra, presenta las característica de ser continuo, isotrópico y no polarizado. La intensidad del continuo depende solo de la longitud de onda y la temperatura del cuerpo negro (Gray, 2005). Para el estudio del espectro del cuerpo negro existen dos leyes empíricas fundamentales:

- Relaciones de escala:** Descubiertas por Wien en 1893, las cuales pueden ser escritas en términos de frecuencias o longitudes de onda (Gray, 2005):

$$I_\nu = \nu^3 f(\nu/T) \quad \text{o} \quad I_\lambda = \frac{c^4}{\lambda^5} f(c/\lambda T) \quad (1.6)$$

donde I_ν es intensidad en términos de una frecuencia específica, ν es una frecuencia específica, I_λ es la intensidad en términos de una longitud de onda específica, λ es una longitud de onda específica, T es la temperatura medida del cuerpo negro, c es la velocidad de luz y f es un función única que puede ser calculada a partir de las medidas. Tomando $u = \nu/T$ se puede escribir la relación de la intensidad en términos de la frecuencia como:

$$I_\nu = T^3 u^3 f(u) \quad (1.7)$$

El máximo de $u^3 f(u)$ siempre ocurre al mismo u , ya que $f(u)$ es una función única (Gray, 2005). Las observaciones muestran que el máximo I_ν ocurre a $u = 5.8987 \times 10^{10}$ Hz/K

$$\lambda'_m T = 0.50995 \text{ cmK} \quad \lambda_m T = 0.28978 \text{ cmK} \quad (1.8)$$

donde λ'_m es la longitud de onda a la cual la distribución de frecuencias I_ν obtiene su máximo y su relación correspondiente para I_λ .

2. **Ley de Stefan-Boltzmann:** Nos dice que la potencia total emitida por un cuerpo negro es especificada solamente por la temperatura (Gray, 2005)

$$\int_0^\infty F_{nu} d\nu = \sigma T^4 \quad (1.9)$$

Entonces se nota que a bajas frecuencias las curvas de intensidad encontradas para la radiación de cuerpo negro siguen la siguiente relación

$$I_\nu = \frac{2kT\nu^2}{c^2} = \frac{2kT}{\nu^3} \quad (1.10)$$

La anterior es conocida como aproximación de Rayleigh-Jeans (Gray, 2005).

Otro caso es el que ocurre a altas frecuencias, de manera que las curvas encontradas para la radiación de cuerpo negro siguen la siguiente relación, conocida como la aproximación de Wien (Gray, 2005).

$$I_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \cdot e^{-\frac{h\nu}{kT}} \quad (1.11)$$

Como se mencionó anteriormente, la atmósfera estelar, más específicamente la fotósfera estelar, funciona aproximadamente como un radiador de cuerpo negro, de modo que de ella se emite un espectro continuo en todas las longitudes de onda. Este espectro emitido se puede modelar a través de la ley de radiación de Planck y es de allí la necesidad de introducir en este tema (Golriz, 2015).

1.2.3. Ley de Radiación de Planck

Hasta el momento tenemos tan solo dos aproximaciones para modelar el espectro del cuerpo negro, y por ende el de la fotósfera estelar pero, como vimos ninguna de las dos aproximaciones da respuesta completa al comportamiento del espectro del cuerpo negro. La respuesta a este problema es aportada por la ley de radiación de Planck, que se explica a continuación. Usando un átomo de tan solo dos niveles de energía, donde el nivel superior tiene una población N_u y el nivel inferior tiene un población N_l , se puede decir que estos átomos están contenidos en un estado de equilibrio termodinámico (Gray, 2005). Sus poblaciones están relacionadas por la ecuación (1.5) con $n = u$ y $m = l$.

La condición de equilibrio implica que todos los caminos que tiene el electrón para viajar desde u hasta l deben estar balanceados para regresarse por los mismos.

La cantidad de átomos que sufren emisión espontánea por segundo por unidad de ángulo sólido y unidad de volumen es igual a $N_u A_{ul}$, donde A_{ul} es el coeficiente de Einstein. Similarmente, la taza de átomos que sufren emisión estimulada por unidad de ángulo sólido y unidad de volumen es $N_u B_{ul} I_\nu$, donde I_ν debe ser tomado a una frecuencia ν apropiada para la transición. Por último, la absorción empuja electrones hacia estados superiores, taza que puede ser escrita como $N_l B_{lu} I_\nu$. Adicionalmente, la transición radiactiva se puede tener por transiciones inducidas o por colisiones, pero en equilibrio existe la misma cantidad de electrones en estados superiores como en estados inferiores, fuera de la ecuación de equilibrio se cancela esta condición (Gray, 2005). Entonces se tiene que la ecuación de equilibrio es:

$$N_u A_{ul} + N_u B_{ul} I_\nu = N_l B_{lu} I_\nu \quad (1.12)$$

Si se resuelve para I_ν y sustituyendo la taza de población, se encuentra:

$$I_\nu = \frac{A_{ul}}{(g_l/g_u) B_{lu} e^{-h\nu/kT} - B_{ul}} \quad (1.13)$$

Si se expande la exponencial, manteniendo solo el término de primer orden, se obtiene:

$$I_\nu = \frac{A_{ul}}{(g_l/g_u) B_{lu} - B_{lu} (g_l/g_u) B_{lu} \cdot h\nu/kT} \quad (1.14)$$

Para el caso en que $h\nu/kT \ll 1$, se tiene que I_ν puede ser igual a $2kT\nu^2/c^2$ solo si

$$B_{ul} = B_{lu}g_l/g_u \quad \text{y} \quad A_{ul} = \frac{2h\nu^3}{c^3} B_{ul} \quad (1.15)$$

El resultado de sustituir estas relaciones es

$$I_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^3} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad (1.16)$$

La ecuación (1.16) es la ya mencionada ley de radiación de Planck y es común denotar esta expresión como $B_\nu(T)$, cuyo significado se entiende como la función fuente generadora del espectro del cuerpo negro (Gray, 2005). La gráfica de la ley de Planck puede ser observada en la figura 1.4 para diferentes temperaturas.

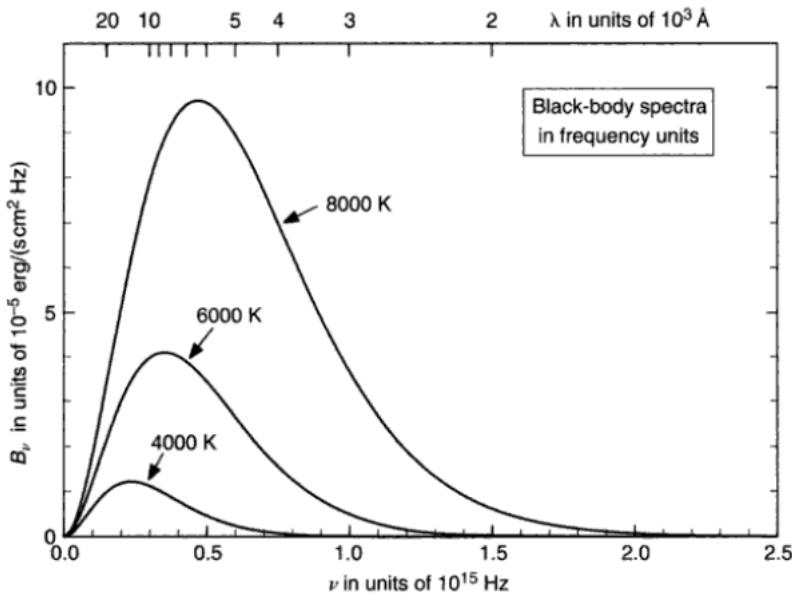


Figura 1.4: La intensidad específica emitida por un cuerpo negro se muestra, siguiendo la ley de Planck, como función de tres temperaturas diferentes. La ley de Wien se puede observar en la cima de las curvas y el área bajo las curvas obedece la ley de Stefan-Boltzmann. Tomado de Gray (2005).

Algo interesante de la ecuación anterior es que si integramos la ley de radiación de Planck, esto conllevaría a la ley de Stefan-Boltzmann. Para lograr lo anterior, debemos partir de nuevo de la definición de flujo que se usa en astronomía

$$F_\nu = \oint I_\nu \cos \theta \, d\omega \quad (1.17)$$

Atendiendo a que, en este caso, I_ν es la intensidad correspondiente a la función fuente de la ley de radiación de Planck. Debido a que no hay radiación significativa que esté entrando al agujero en la cámara, la radiación que está escapando es isotrópica, de manera que se tiene como resultado de la integral de (1.17) que $F_\nu = \pi I_\nu$, consiguiendo que:

$$\int_0^\infty F_\nu d\nu = \sigma T^4 \quad (1.18)$$

La relación entre la luminosidad y la temperatura, así como de sus variaciones, conlleva al origen de una herramienta de clasificación estelar muy utilizada. Por consiguiente, se introduce seguidamente lo que se conoce como el gráfico de Hertzsprung-Russell, en donde se expone la importancia de dicha relación.

1.3. Diagrama Hertzsprung-Russell

Uno de los métodos predilectos que permite visualizar y organizar la información y características de una estrella (por ejemplo su masa, edad, luminosidad, radio y temperatura) es un gráfico log – log llamado diagrama Hertzsprung-Russell o HR. Este diagrama esta realizado, en su forma más general, ubicando en el eje de las abscisas la temperatura (invertida) y por ende el tipo espectral (ver en la sección 1.4), y ubicando en el eje de las ordenadas la luminosidad o la magnitud, la cual puede ser absoluta o aparente en la banda visible del espectro (Gray, 2005).

Dentro de las zonas que se pueden encontrar en el diagrama HR, una de las más interesantes es lo que se conoce como secuencia principal (*main sequence*), la cual permite ver de una manera clara la evolución estelar de manera esquemática (no temporal) y que contiene entre el 80 % y el 90 % de todas las estrellas del diagrama. Es en esta región en donde una estrella pasa el 95 % de su tiempo, realizando principalmente la fusión de hidrógeno a helio (Carroll and Ostlie, 2017).

Las estrellas que son más luminosas que las estrellas en la secuencia principal son llamadas Gigantes y Supergigantes; mientras que, las estrellas que son menos luminosas que las estrellas en la secuencia principal son llamadas enanas blancas (Carroll and Ostlie, 2017).

Un ejemplo general de un diagrama HR puede ser observado en la figura 1.5

1.4. Clasificación espectral

Para saber de qué tipo particular de estrellas se está hablando, es decir, si la estrella se encuentra en la secuencia principal, es una gigante o una enana, e incluso si estas son más o menos caliente en su superficie, se tienen dos clasificaciones spectrales principales, una basada en la luminosidad y otra basada en la temperatura. Estas clasificaciones nos permiten, en rasgos cualitativos, saber de antemano cuales son las características atmosféricas principales que posee cada estrella y que está intrínsecamente relacionado con las particularidades encontradas en sus espectros.

Una de las clasificaciones spectrales más aplicadas para las estrellas fue la desarrollada en Harvard por Edward C. Pickering, Williamina P. Fleming, Antonia Maury y Annie Jump Cannon en la década de 1890. Estos autores etiquetaron el espectro con una letra mayúscula de acuerdo a la fuerza de sus líneas de absorción de hidrógeno como O B A F G K M L Y T,

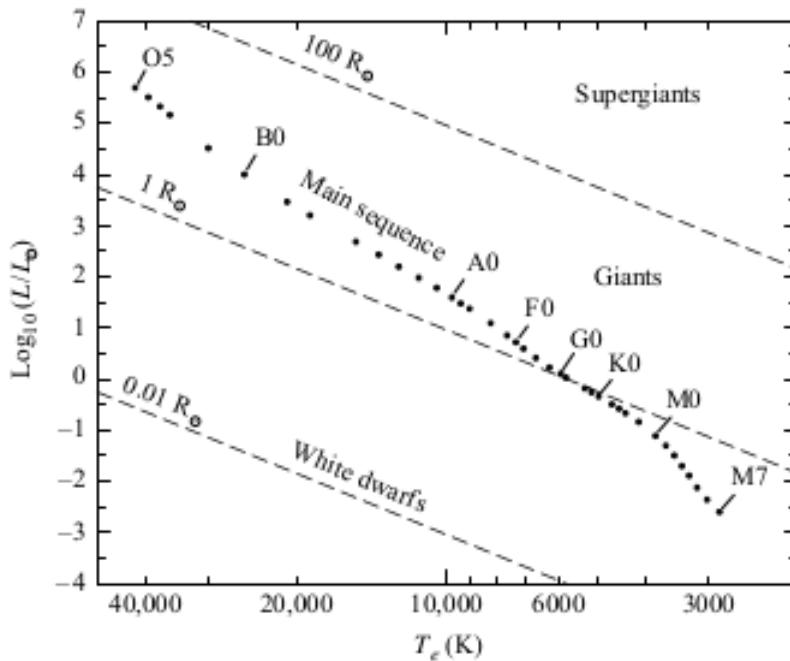


Figura 1.5: Diagrama Hertzsprung-Russell general que permite observar la Secuencia principal (Main sequence) y las regiones de Enanas blancas (white dwarfs), Gigantes (Giants) y Supergigantes (Supergiants). Tomada de [Carroll and Ostlie \(2017\)](#).

además de agregarle una subdivisión decimal usando un número arábigo. Estas clasificaciones están relacionadas propiamente con la temperatura efectiva ([Carroll and Ostlie, 2017](#)). El rango de temperaturas de acuerdo a su tipo spectral y algunas características pueden ser vistos en la tabla 2.1.

Para precisar aún más la clasificación espectral, se incluye una clasificación basada en la

Tabla 1.2: Clasificación espectral de Harvard para las estrellas de acuerdo a su temperatura efectiva y algunas de las características spectrales más comunes de cada tipo estelar. Tomada de http://www.star.ucl.ac.uk/~pac/spectral_classification.html

Tipo	Color	Temperatura Efectiva	Característica principal
O	Azul	> 25000 K	Líneas de helio ionizado individualmente en emisión o absorción. Fuerte ultravioleta continuo
B	Azul	11000 - 25000 K	Líneas de absorción de helio neutral
A	Azul	7500 - 11000 K	Líneas de hidrógeno con fuerza máxima para estrellas A0, disminuyendo a partir de aquí.
F	Azul a Blanco	> 6000 - 7500 K	Las líneas metálicas neutras (Ca I, Fe I, Cr I) se vuelven notables mientras las líneas fuertes de hidrógeno se debilitan.
G	Blanco a Amarillo	5000 - 6000 K	
K	Naranja a Rojo	3500 - 5000 K	
M	Rojo	< 3500 K	Se notan bandas moleculares de óxido de titanio.

luminosidad de las estrellas. Bajo esta clasificación, el esquema usado es conocido como la clasificación Yerkes (ó MMK) desarrollada por William W. Morgan, Philip C. Keenan y Edith Kellman. Este esquema mide la forma y la naturaleza de ciertas líneas spectrales para medir gravedades superficiales de estrellas, teniendo en cuenta que la aceleración gravitacional en la

superficie de una estrella gigante es mucho menor que para una enana café, es decir, teniendo una baja gravedad, la presión del gas y su densidad son mucho menores en estrellas gigantes que en enanas (Carroll and Ostlie, 2017). El esquema MMK es representado por un número romano del I a V que designa la clase lumínica a partir de la presión (ver tabla 1.3).

Como se evidencia, cada tipopectral presenta diferentes características en su espectro. Dada

Tabla 1.3: Clasificación estelar a partir de la presión (luminosidad). Tomado de Carroll and Ostlie (2017).

Tipo	Clase estelar
Ia	Supergigantes mas luminosas
Ib	Supergigantes menos luminosas
II	Gigantes luminosos
III	Gigantes normales
IV	Subgigantes
V	Estrellas enana de la secuencia principal
VI	Subenanas
D	Enanas blancas

su temperatura superficial se espera que aquellas con una mayor temperatura, como son las tipo O-B-A, presenten un pico en longitud de onda más corta, rango del ultravioleta e incluso azules. Por otro lado, las que tienen una menor temperatura, como son las de tipo G-K-M presenten un pico más achulado y corrido hacia colores más amarillentos o rojizos (Carroll and Ostlie, 2017). Lo mencionado anteriormente, se observa en la figura 1.6.

1.5. Características de las líneas espectrales

Una vez entendiendo como se forman las líneas espectrales, se procede a describir las características que se presentan en dichas líneas. Las líneas de absorción en los espectros estelares difieren en su forma e intensidad de acuerdo a las diferentes condiciones físicas que existen en las atmósfera estelares (Carroll and Ostlie, 2017). La característica fundamental que modifica la intensidad de las líneas de absorción es su dependencia con el número de elementos absorbentes en la atmósfera estelar. Otras mediciones que son necesarias para medir las características de las líneas espectrales son la temperatura efectiva, la gravedad superficial, el radio y la composición química (Gray, 2005).

1.5.1. Ancho equivalente

En la figura 1.7 se muestra el flujo radiado, F_λ , como una función de la longitud de onda para una línea de absorción típica. Se debe tener presente que F_λ representa una fracción de F_c , comprendido como el valor de flujo a partir del espectro continuo fuera de la línea espectral. Cerca de la longitud de onda central λ_0 los lados que se extienden hacia el continuo son las

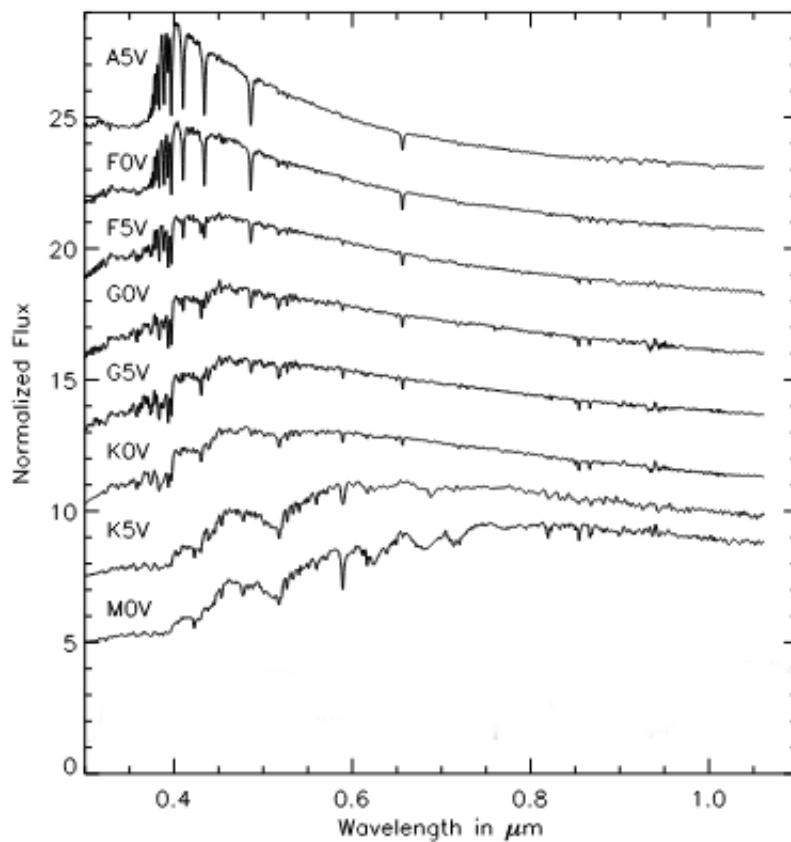


Figura 1.6: Variación de los espectros estelares para las estrellas en la secuencia principal desde una estrella tipo A5V a una estrella de tipo M0V. Tomado de [Arnold et al. \(2002\)](#).

alas de las líneas. Las líneas pueden estrecharse, ancharse o volverse aún más profundas. Por su parte, la cantidad $(F_c - F_\lambda)/F_c$ se refiere a la profundidad de la línea. La intensidad de la líneapectral se mide en términos del **ancho equivalente**. Por último, el ancho equivalente W de una líneapectral se define como el ancho de una caja que alcanza el continuo y que tiene la misma área que la líneapectral desde un extremo al otro de la línea ([Carroll and Ostlie, 2017](#)). Es decir,

$$W = \int \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda \quad (1.19)$$

1.5.2. Procesos de ensanchamiento de las líneas espectrales

Las siguientes descripciones hablan de las posibles causas del ensanchamiento de una línea de absorción, es decir, lo que podría causar la anchura de la línea. Es importante recordar que cuando se realiza un estudio espectroscópico lo que se busca es que la línea de absorción sea lo más estrecha posible de manera tal que la resolución sea lo más alta posible.

1. **Ensanchamiento Natural:** Las líneasspectrales no pueden ser infinitamente nítidas. De acuerdo con el principio de incertidumbre de Heisenberg, a medida que disminuye el tiempo disponible para una medición de energía, el resultado del principio de incertidumbre aumenta, ya que el electrón en un estado excitado ocupa su orbital por solo un pequeño instante, Δt , y la energía orbital, E , no tiene un valor preciso.

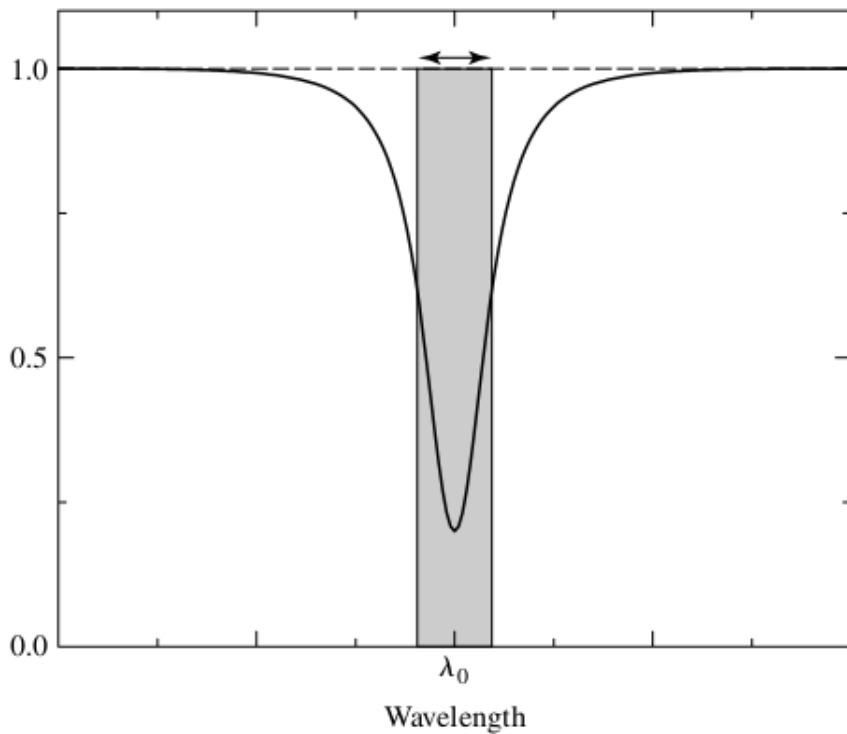


Figura 1.7: Perfil de una típica líneapectral que permite mostrar gráficamente el ancho equivalente dentro de esta línea. Tomado de [Carroll and Ostlie \(2017\)](#).

Los electrones hacen transiciones desde y a cualquier parte dentro de esos niveles de energía nubosos, produciendo una incertidumbre en la longitud de onda del fotón absorbido o emitido en una transición ([Carroll and Ostlie, 2017](#)). La incertidumbre en la longitud de onda tiene una magnitud de aproximadamente

$$\Delta\lambda \approx \frac{\lambda^2}{2\pi c} \left(\frac{1}{\Delta t_i} + \frac{1}{\Delta t_f} \right) \quad (1.20)$$

donde Δt_i es el tiempo de vida de un electrón en su estado inicial y Δt_f es el tiempo de vida en un estado final.

2. **Ensanchamiento Doppler:** En equilibrio térmico, los átomos en gas, cada uno de masa m se mueven aleatoriamente con una distribución de velocidades que es descrita por la función de distribución de Maxwell-Boltzmann, donde la velocidad más probable está dada por $v_{mp} = \sqrt{2kT/m}$ ([Carroll and Ostlie, 2017](#)). Las longitudes de ondas de la luz absorbida o emitida por los átomos en el gas sufren corrimiento Doppler de acuerdo a

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \pm \frac{|v_r|}{c} \quad (1.21)$$

Así el ancho de una líneapectral debida al ensanchamiento Doppler debe ser aproximadamente

$$\Delta\lambda \approx \frac{2\lambda}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m}} \quad (1.22)$$

Los corrimientos Doppler son causados por un movimiento turbulento a gran escala de grandes masas de gas o también por rotaciones estelares ([Carroll and Ostlie, 2017](#)).

3. Ensanchamiento por presión y colisiones: Los orbitales de un átomo puede ser perturbados en una colisión con un átomo neutral o por un encuentro cercano que envuelve el campo eléctrico de un ion. Los resultados de colisiones individuales son llamados ensanchamiento colisional, y los efectos estadísticos del campo eléctrico de grandes números de iones que pasan cerca se denominan ensanchamiento de presión ([Carroll and Ostlie, 2017](#)).

Los átomos e iones de los mismos o diferentes elementos, como también los electrones libres, están involucrados en estas colisiones y encuentros cercanos. La forma general de una línea, sin embargo, es como la que se encuentra por ensanchamiento natural, y el perfil de línea es compartido por el ensanchamiento natural y por presión.

Una estimación del ensanchamiento por presión debido a colisiones con átomos de un elemento simple se obtiene tomando el valor de Δt_0 como el tiempo promedio entre colisiones. Este tiempo es aproximadamente igual al camino libre medio entre colisiones dividido por la velocidad promedio de los átomos, de manera que:

$$\Delta t_0 \approx \frac{\ell}{v} = \frac{1}{n\sigma\sqrt{2kT/m}} \quad (1.23)$$

donde m es la masa de un átomo, σ es su sección efectiva de colisión y n es la densidad numérica de los átomos. Así el ancho de la líneapectral debido al ensanchamiento por presión es del orden de:

$$\Delta\lambda = \frac{\lambda^2}{c} \frac{1}{\pi\Delta t_0} \approx \frac{\lambda^2}{c} \frac{n\sigma}{\pi} \sqrt{\frac{2kT}{m}} \quad (1.24)$$

1.5.3. Comportamiento de la intensidad de línea

La intensidad o ancho equivalente de una líneapectral, depende en parte de funciones que requieren conocer el valor de las micro y macroturbulencias ([Gray, 2005](#)). También depende del número de absorbentes, obtenidos a partir de las ecuaciones de excitación (1.4) e ionización. Lo anterior implica que la intensidad de las líneas es una función de la temperatura, la presión electrónica y constantes atómicas ([Gray, 2005](#)).

En muchas líneas fuertes, la intensidad pueden depender de presión electrónica y presión del gas a través de constante de amortiguación.

Dependencia de la temperatura

La temperatura es la variable más importante para el control de la líneapectral. La sensibilidad puede crecer de una con dependencia exponencial y/o con una dependencia de potencias con la temperatura, T en los procesos de excitación-ionización. En la figura 1.8 se puede ver un ejemplo de cómo son afectadas las líneas de absorción del sodio a diferentes temperaturas, evidenciando que al aumentar la temperatura efectiva aumenta igualmente la profundidad de la líneapectral de absorción; sin embargo, también aumenta el ensanchamiento de la línea. Los efectos contrarios ocurren cuando se disminuye la temperatura.

Dependencia con la presión

Existen dos efectos visibles que causan la presión sobre el espectro. El primer efecto se debe al cambio en la tasa de los absorbentes a la opacidad, y el segundo a la sensibilidad de la presión de la constante de amortiguamiento para líneas fuertes ([Gray, 2005](#)).

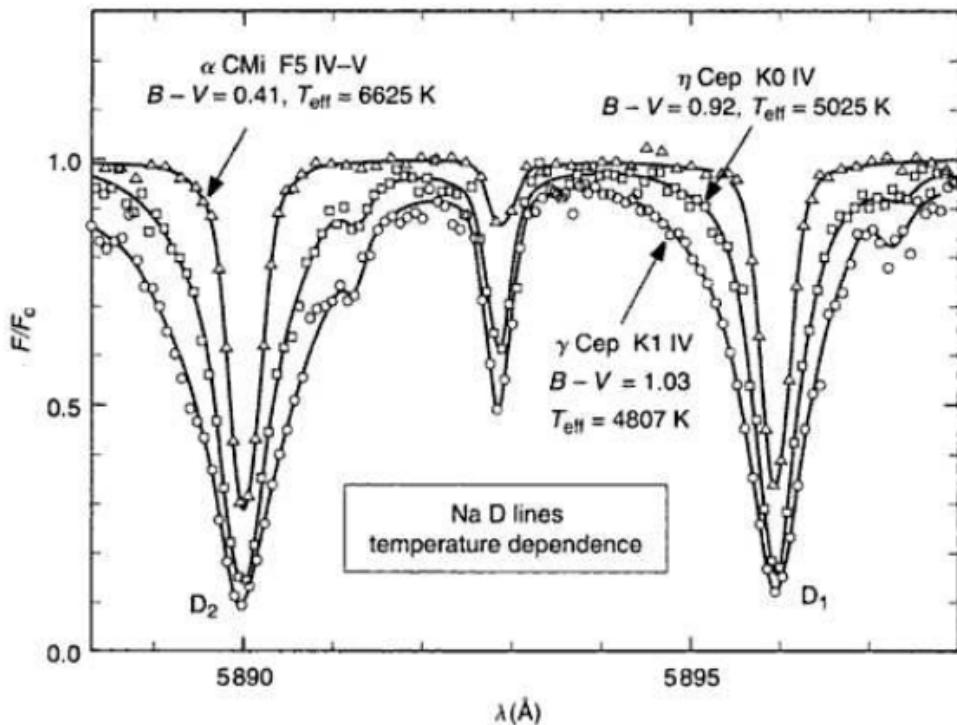


Figura 1.8: Las líneas de sodio D se debilitan con el incremento de la temperatura. Tomada de [Gray \(2005\)](#).

La presión del gas y la presión electrónica están relacionadas aproximadamente por $P_e \approx 0.5 P_g$ ó $P_g \approx \text{cte} \cdot P_e^2$ en estrellas frías. La presión a su vez está controlada por la gravedad superficial como $P_g \approx \text{cte} \cdot g^{2/3}$ y $P_e \approx \text{cte} \cdot g^{1/3}$.

El primer efecto que tiene la presión sobre la intensidad de la línea se puede observar en la Figura 1.9, donde el aumento de presión aumenta la gravedad superficial, provocando que el ancho equivalente disminuya y, por ende, la intensidad de la línea de absorción, en este caso Fe I, también disminuye. La mejora en la intensidad de la línea con bajas presiones es debido al decrecimiento en la opacidad.

El segundo efecto de la presión se puede observar en la figura 1.10, la cual ilustra el ancho de líneas de Mg I b. Sobre la secuencia principal, la estrella de tipopectral K0V, denota un ensanchamiento mayor debido a la presión comparada con la estrella de tipopectral K0III.

Se debe tener presente que los efectos de la presión sobre el espectro estelar son mucho menores que los efectos de la temperatura ([Gray, 2005](#)).

Dependencia con la abundancia

La tercera dependencia de las líneas espectrales es con respecto a la abundancia química de la sustancia química absorbente. Se espera que la intensidad de la línea incremente con el aumento de la abundancia química del absorbente específico ([Gray, 2005](#)). El cambio en el perfil lineal y el ancho equivalente no es una simple proporcionalidad, sino que depende de la profundidad óptica en la línea.

Un gráfico específico que muestra el cambio en el ancho equivalente con respecto a la abundan-

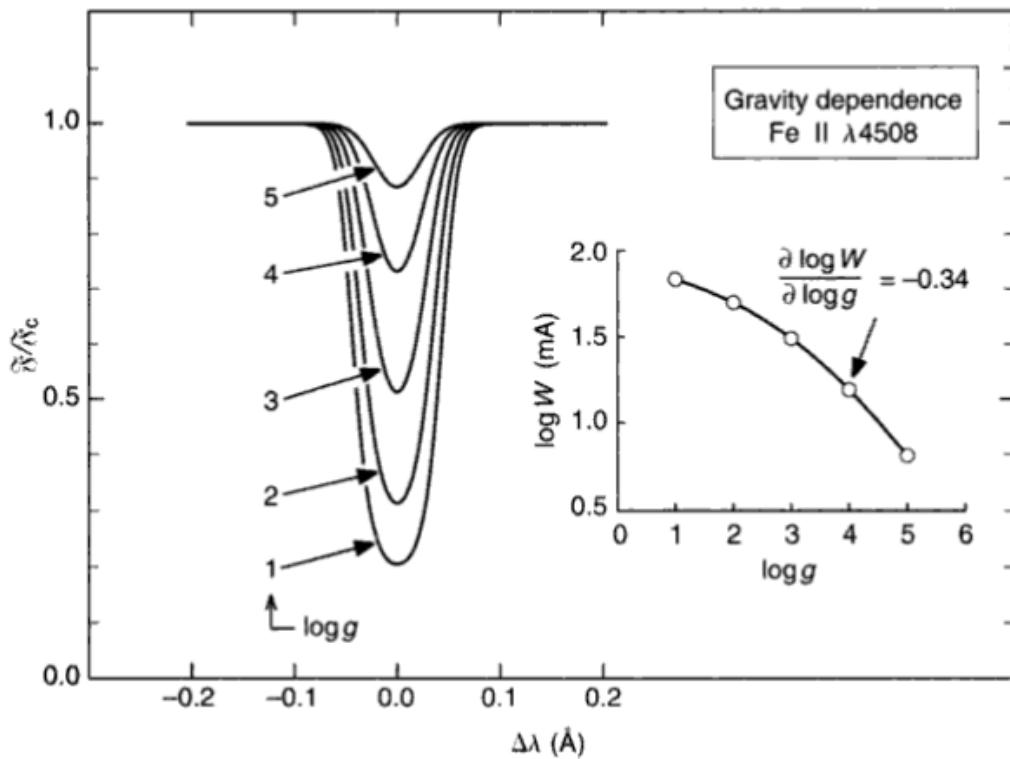


Figura 1.9: Perfiles de Fe I calculados a $\lambda 4508$ y mostrados para muchos valores de gravedad superficial ($\log g \text{ cm/s}^2$). El gráfico insertado muestra el cambio en el ancho equivalente. Los modelos tienen $S_0 = 1.00$ y $A(\text{He}) = 0.1$. Tomada de [Gray \(2005\)](#).

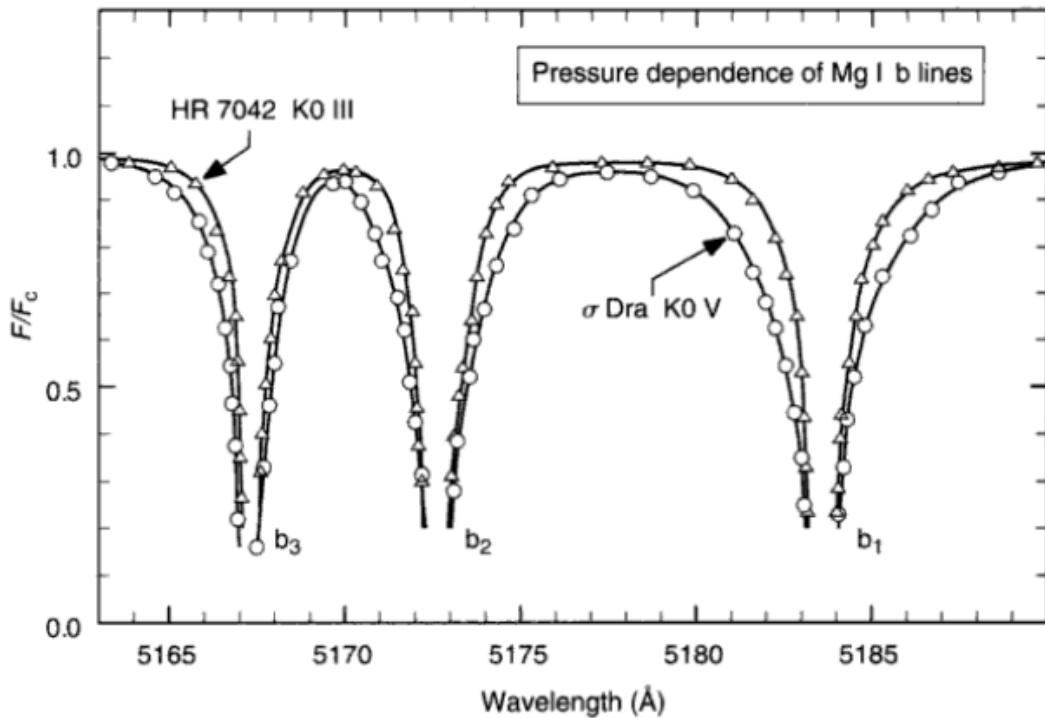


Figura 1.10: La dependencia con la presión de las líneas de Mg I b. Adaptado de Cayrel de Strobel (1969). Tomada de [Gray \(2005\)](#).

cia (A) de un absorbente químico se puede ver en la figura 1.11. El gráfico de la parte superior

es llamado una *curva de crecimiento*, en el cual nos muestra tres fases generales, la primera corresponde a líneas débiles donde las abundancias químicas son bajas, el segundo punto de saturación, donde la intensidad de la línea se aproxima al valor máximo y las líneas se saturan, y finalmente la tercera etapa donde las abundancias químicas son altas el ancho equivalente aumenta pero como ya se superó la saturación, la línea espectral de absorción se comienza a ensanchar (Gray, 2005). Estas tres fases se reflejan en el perfil de línea. Para la línea inferior con bajas abundancias químicas no se aprecia una fuerte intensidad de línea, cercano al punto de saturación se aprecia un muy buen perfil lineal y cuando la abundancia química es alta aumenta la intensidad de la línea pero también aumenta el ensanchamiento.

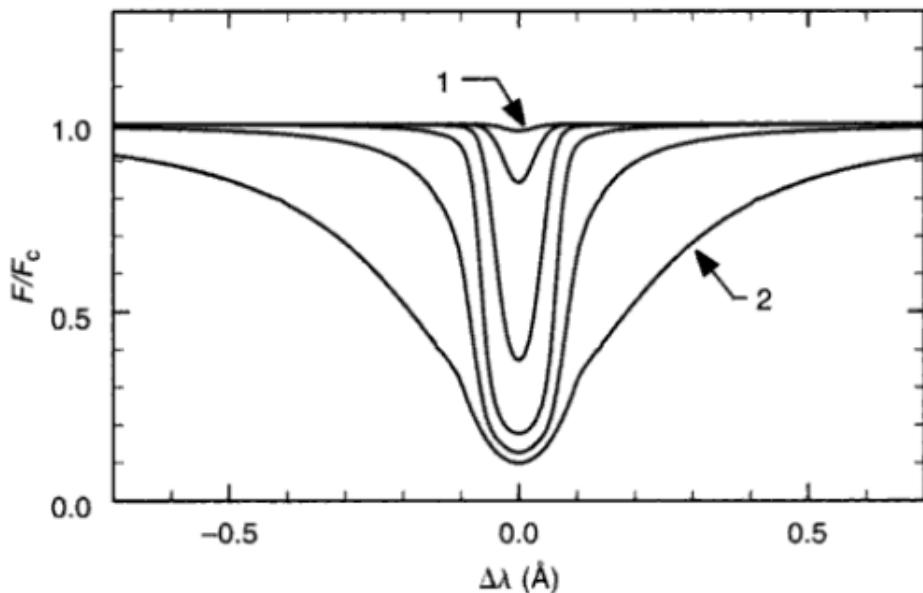


Figura 1.11: el perfil (inferior) cambian con la abundancia química de las especies absorbidas. Los puntos sobre la curva de crecimiento corresponde al perfil debajo. Los modelos tienen $S_0 = 0.87$ y $\log g = 4.0 \text{ cm/s}^2$. Tomado de Gray (2005).

1.6. Importancia de la Relación Estrella-Planeta

La formación estelar y la formación planetaria están, bajo el paradigma actual, intrínsecamente ligados. Despues del colapso de la nube molecular y durante es estadio del embrión estelar, conocido como protoestrella, son los residuos de gas y polvo dentro del disco de acreción estelar resultante, de los cuales se forman los planetas propios de un sistema estelar (Perryman, 2018). De manera que, ambos la estrella y el planeta del sistema estelar, tienen un inicio común como nube molecular. Se podría llegar a pensar entonces, que deben compartir algunas características similares, que posiblemente puedan ser extraídas de sus espectros.

Hasta la fecha se han descubierto más de 5005 exoplanetas (*The Extrasolar Planets Encyclopedia*, <http://exoplanet.eu/>) los dos métodos más utilizados para la detección de exoplanetas son: la velocidad radial, en donde los planetas inducen en sus estrellas anfitrionas un cambio en su velocidad radial, y el método de transito, el cual se basa en una aperente caída en el brillo de la estrella cuando un planeta pasa a través de la línea de visión entre nosotros (los

observadores) y la estrella anfitriona.

La forma como se descubren los exoplanetas principalmente ha sido en interacción con su estrella anfitriona, y es en este punto donde queremos centrarnos. Nos preguntamos si existen algunas características que hacen únicas a las estrellas anfitrionas de exoplanetas con respecto a las que no lo son, por ejemplo si las abundancias estelares reflejan las abundancias planetarias. Los estudios espectroscópicos de estrellas anfitrionas también pueden representar un paso en la identificación de la composición y evoluciona. Algunas características son que presentan son que Aparentemente las estrellas huéspedes de exoplanetas tienen mayores metalicidad que el promedio de las estrellas tipo solar del vecindario solar [Perryman \(2018\)](#). Mientras que el Sol y las estrellas enanas tiene $[Fe/H] \sim 0$, las estrellas huéspedes de exoplanetas $[Fe/H] \gtrsim 0.15$ [Perryman \(2018\)](#). En cuanto a la formación de planetas, se estima que se requiere al menos la mitad de la metalicidad solar es necesaria para la formación de planetas habitables tipo Tierra. Según lo indicado por la perdida de calor, el inventario de elementos volátiles y la perdida atmosférica, la probabilidad de formación de Tierras es proporcional a la metalicidad. Con muy bajas metalicidades, la formación de planetas tipo Tierra no es viable, pero con muy altas metalicidades, planetas gigantes dominarían y destruirían planetas con masas terrestres [Perryman \(2018\)](#).

En este trabajo nuestro objetivo es estudiar el espectro de las estrellas similares al Sol (tipo G2V), más precisamente dos estrellas, que poseen un exoplaneta girando alrededor de ellas, una de tipo espectral F8V y la otra con tipo espectral K2V. Del estudio espectral de cada estrella se puede obtener información acerca de sus características físicas como: la temperatura efectiva (T_{eff}) la gravedad superficial ($\log g$), la metalicidad ($[Fe/H]$), velocidad de rotación ($V \sin i$), entre otras. Las características anteriores serán comparadas con estrellas huéspedes de exoplanetas de la literatura tratando de buscar semejanzas en sus espectros y características físicas.

A continuación algunas de las características más comunes que se puede encontrar en el espectro de cada una de los tipos estelares espectrales que se estudian en el trabajo de grado.

- **Estrellas tipo F:** Las estrellas de este tipo muestran fuertes líneas de hidrógeno y también se nota un incremento en la profundidad de las líneas de Mg II h y k. En las estrellas tipo F tempranas, es decir F0, F1, F2, F3, se puede observar una mezcla de las líneas de Fe II y Fe I 2745 Å con las líneas Mg II h y k y la línea Mg I 2852 Å, en cambio, en las estrellas tipo F tardías, es decir F6, F7, F8, F9, aparece una fuerte línea de Si I 2881 Å y son caracterizados fuertemente por las líneas de Fe I, Fe II y Ni cerca a 2990 Å ([Gray et al., 2009](#)).

Las estrellas tipo F de la secuencia principal (FV), que es la estrella de nuestro estudio, poseen características dominantes en su espectros debido al triplete de Ca II.

- **Estrellas tipo G:** Las estrellas de este tipo presentan características moleculares principalmente debido a OH a 2745 Å y 3092 Å y CH a 3145 Å y 3160 Å ([Gray et al., 2009](#)). Además, muestran una triplete de Mg I 5167 Å, 5172 Å y 5183 Å.
- **Estrellas tipo K:** En las estrellas de este tipo se puede ver un crecimiento Ca I 4226 Å. La existencia de las líneas de Ca II H & K persiste aunque va disminuyendo su profundidad. Se observan una abundancia del triplete de Cromo Cr 4254 Å, 4275 Å y 4326 Å.

En el capítulo 2 se presenta una descripción de las características astronómicas de las estrellas

HD-179949 y HAT-P-11. En el capítulo 3 se da una descripción de la metodología usada para el estudio de los espectros. En el capítulo 4 se dan a conocer los resultados de los parámetros atmosféricos calculados, la comparación con los datos reportados en la literatura y su respectivo análisis, mientras que en el capítulo 5 se presenta las conclusiones.

Capítulo 2

MUESTRA

En este capítulo se da una breve descripción del telescopio TIGRE y su espectrógrafo HEROS, con los cuales se tomaron los espectros de los objetos estudiados en este trabajo. Además de los datos atmosféricos reportados en la literatura de las dos estrellas HAT-P-11 y HD179949 con las que se realizaron los análisis respectivos. Por último, se presenta una breve descripción de un catálogo de parámetros atmosféricos para estrellas que albergan exoplanetas de la Universidad de Porto, llamado SWEET-Cat, el cual servirá como punto inicial para la generación del espectro sintético.

2.1. Telescopio: TIGRE

El telescopio TIGRE (ver figura 2.1), se encuentra ubicado actualmente en el observatorio La Luz a 2400 m sobre el nivel del mar, es perteneciente a la Universidad de Guanajuato (México). El TIGRE es un telescopio tipo Cassegrain-Nasmyth con un soporte de horquilla altazimutal de 1.2 m de diámetro, el cual alcanza una magnitud límite visual de 10.5. Fue entregado por la Universidad de Hamburgo (Alemania) en el 2013 a la Universidad de Guanajuato.

El único instrumento que posee el telescopio es el espectrógrafo Heidelberg Extended Range Optical Spectrograph (HEROS), visualizado en la figura 2.2. Es un espectrógrafo portable tipo Echelle de dos canales: azul y rojo. El canal Azul tiene un rangopectral de 350 - 560nm y el canal Rojo tiene un rangopectral de 580 - 880nm. El espectrógrafo HEROS cuenta con una resolución espectral igual a $R = 20000$.

2.2. Estrellas

2.2.1. HAT-P-11

La estrella HAT-P-11 es una enana naranja que se encuentra a 123.939 años-luz ([Bakos et al., 2010](#)) en la constelación de Cygnus ($RA = 297.70936^\circ$, $DEC = +48.08086^\circ$ obtenido de [Martinez et al. \(2019\)](#)) como se puede observar en la figura 2.3 en la región seleccionada por la mira de color blanca.

Algunos parámetros estelares de la estrella HAT-P-11 pueden ser consultados en la tabla 2.1.



Figura 2.1: Telescopio TIGRE ubicado en el Observatorio la Luz (Guanajuato, Mexico). Tomado de <http://www.astro.ugto.mx/index.php/observatorios/tigre/el-tigre>.

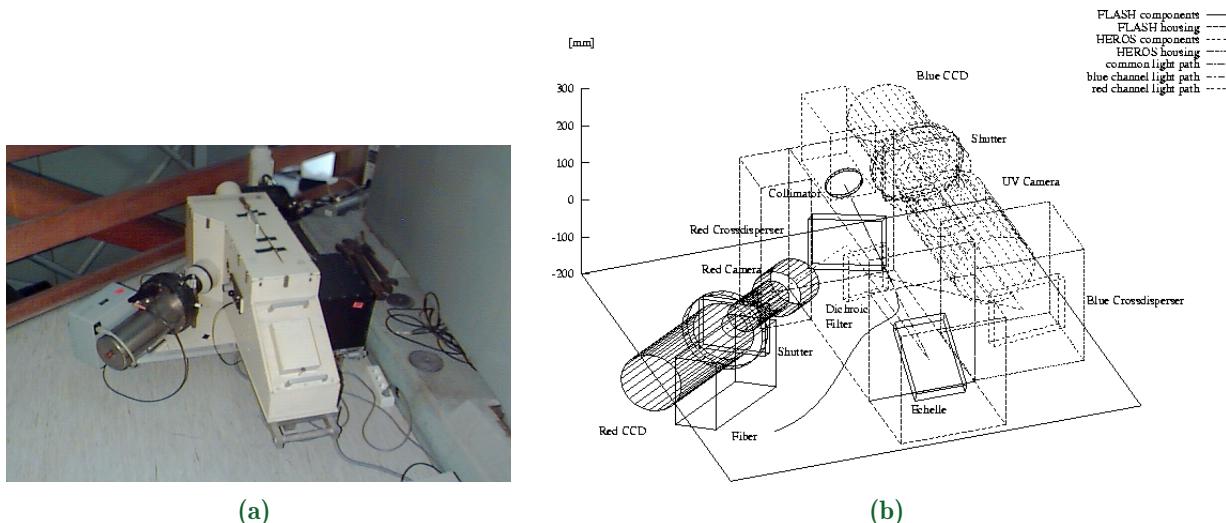


Figura 2.2: Figura (a), espectrógrafo HEROS, el instrumento para hacer espectroscopía usando el telescopio . Figura (b), instrumentos que componen el espectrógrafo HEROS.

El espectro obtenido con el telescopio TIGRE para la estrella HAT-P-11, sin realizar ninguna corrección, es el indicado en la figura 2.4.

El espectro se obtuvo dentro del rango de longitudes de ondas entre 576.672 y 881.048 nm, y, al mismo tiempo, usando el valor del poder de resolución del telescopio ($R = 20000$) se consiguió obtener la resolución espectral ($\Delta\lambda$) de menor y mayor para este espectro.

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} \rightarrow \Delta\lambda = \frac{\lambda}{R} \quad (2.1)$$

De manera que si $\lambda = 576.672\text{nm}$, la resolución es igual a $\Delta\lambda = 0.029\text{nm}$ y si $\lambda = 881.048\text{nm}$, la resolución es igual a $\Delta\lambda = 0.044\text{nm}$.



Figura 2.3: Posición celeste de la estrella HAT-P-11 en la constelación de Cygnus visto desde Medellín. Tomada de <https://stellarium-web.org/> el día 09 de mayo del 2022.

Tabla 2.1: Lista de los parámetros atmosféricos de la estrella HAT-P-11 obtenidos de la literatura.

Característica	Valor	Referencia
Clase espectral	K4V	Bakos et al. (2010)
T_{eff} (K)	4780 ± 50	Bakos et al. (2010)
$\log g$ (cm/s^2)	4.59 ± 0.03	Bakos et al. (2010)
[Fe/H]	$+0.31 \pm 0.05$	Bakos et al. (2010)
$v \sin i$ (km/s)	1.5 ± 1.5	Bakos et al. (2010)

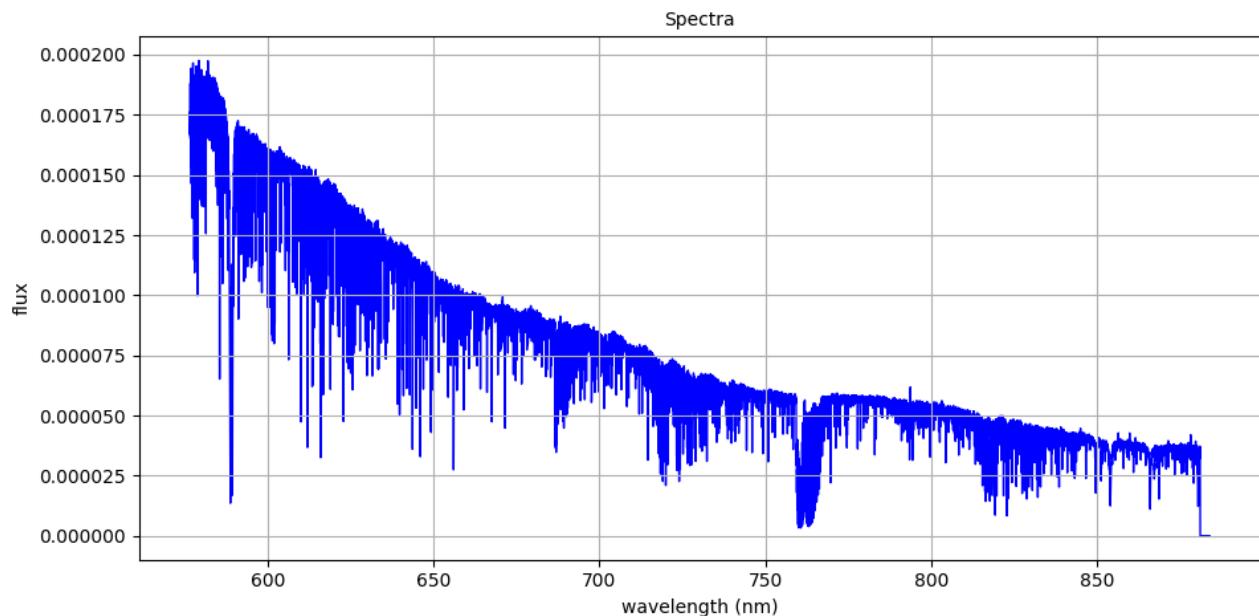


Figura 2.4: Espectro con contribuciones de líneas telúricas de la estrella HAT-P-11.

2.2.2. HD 179949

La estrella HD 179949 es una enana blanca que se encuentra a 90 años-luz en la constelación de Sagitario (RA = 288.88846°, DEC = -24.17935° obtenido de Soto and Jenkins (2018)) como se puede observar en la figura 2.5 en la región seleccionada por la mira de color blanco.

Algunos parámetros estelares de la estrella HD 179949 pueden ser consultados en la tabla 2.2.



Figura 2.5: Posición celeste de la estrella HD 179949¹ en la constelación de Sagitario visto desde Medellín. Tomada de <https://stellarium-web.org/> el día 09 de mayo del 2022.

El espectro obtenido con el telescopio TIGRE para la estrella HD 179949, sin realizar nin-

Tabla 2.2: Lista de los parámetros atmosféricos de la estrella HD 179949 obtenidos de la literatura.

Característica	Valor	Referencia
Clase espectral	F8V	Houk and Smith-Moore (1988)
T_{eff} (K)	6314 ± 36	Soto and Jenkins (2018)
$\log g$ (cm/s ²)	4.52 ± 0.27	Soto and Jenkins (2018)
[Fe/H]	$+0.15 \pm 0.06$	Soto and Jenkins (2018)
$v \sin i$ (km/s)	6.284 ± 0.539	Soto and Jenkins (2018)

guna corrección, se visualiza en la figura 2.6.

El espectro se ubicó en el rango de longitudes de ondas entre 576.672 y 883.928 nm, y, a su vez usando el valor del poder de resolución del telescopio ($R = 20000$), se logró la resolución espectral ($\Delta\lambda$) de menor a mayor para este espectro

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} \rightarrow \Delta\lambda = \frac{\lambda}{R} \quad (2.2)$$

De manera que si $\lambda = 576.672\text{nm}$, la resolución es igual a $\Delta\lambda = 0.29\text{\AA}$ y si $\lambda = 883.928\text{nm}$, la resolución es igual a $\Delta\lambda = 0.44\text{\AA}$.

2.3. Base de Datos Comparativa: SWEET-Cat

Los parámetros estelares a obtener fueron comparados posteriormente con los parámetros atmosféricos estelares que se pueden encontrar en el catálogo SWEET-Cat. SWEET-Cat es un

¹La estrella HD 179949 actualmente es llamada Guamala, nombre que obtuvo durante la campaña realizada por la IAU en el 2019 llamada *NameExoWorld* (<https://www.nameexoworlds.iau.org/>) por Brunei.

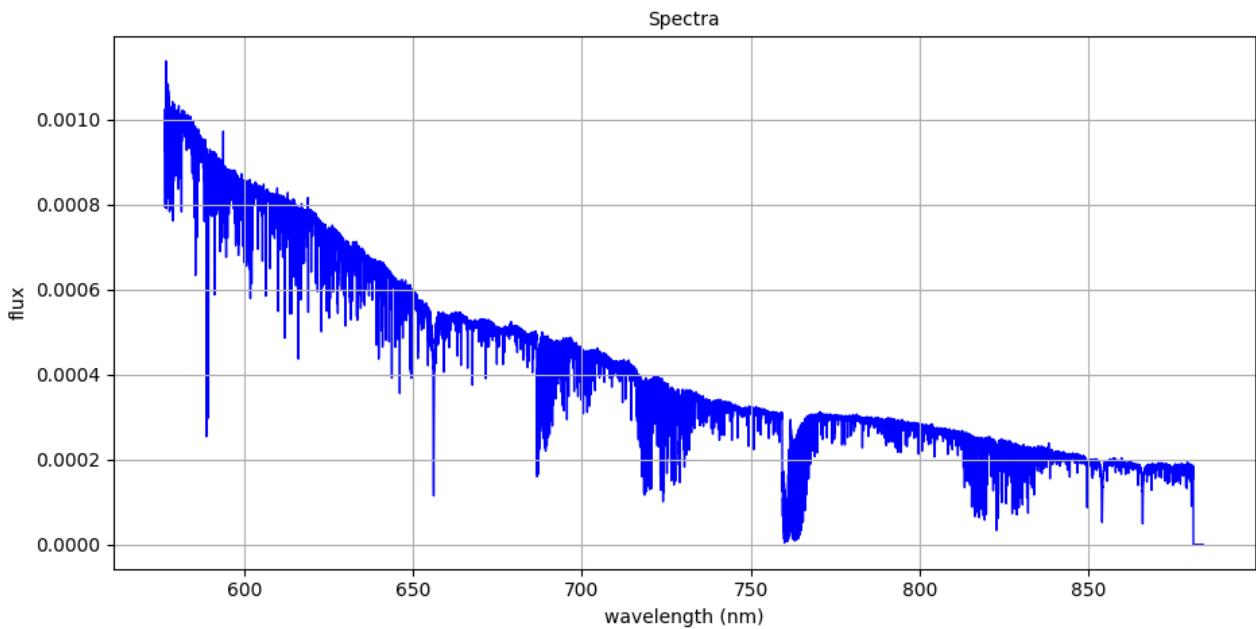


Figura 2.6: Espectro original con contribución de líneas telúricas de la estrella HD 179949.

catálogo que compila parámetros estelares obtenidos a partir de un análisis en un LTE usando diferentes instrumentos de alta resolución y alta señal-ruido espectral (Santos et al., 2013). Hasta el 2018, el catálogo contaba con 2631 estrellas huéspedes de exoplanetas de tipo espectral FGK. Para la obtención de parámetros se usaron los espectrógrafos: HARPS, UVES, CORALIE, ESPADONS, FEROS, SOPHIE, ELODIE, SARG, NARVAL, y FIES, y se obtuvieron siguientes los parámetros: temperatura efectiva (T_{eff}), gravedad superficial ($\log g$), metalicidad ($[Fe/H]$) y microturbulencias (v_{mic}), para estrellas con exoplanetas confirmados en la [Enciclopedia de Planetas Extrasolares](#) (Extrasolar Planets Encyclopedia).

En la figura 2.7 se puede ver un gráfico HR de las estrellas que contiene la base de datos de SWEET-CAT; mientras que en la tabla 2.3 se observan los datos que posee este catálogo acerca de los parámetros atmosféricos estelares de las estrellas bajo estudio.

Tabla 2.3: Parámetros atmosféricos estelares encontrados en la base de datos del SWEET-Cat de las estrellas objetivos de estudio.

Estrella	T_{eff} [K]	$\log g$	v_{mic}	$[Fe/H]$
HAT-P-11	4692 ± 97	3.99 ± 0.30	0.73 ± 0.33	0.12 ± 0.05
HD 179949	6282 ± 21	4.49 ± 0.04	1.37 ± 0.03	0.23 ± 0.02

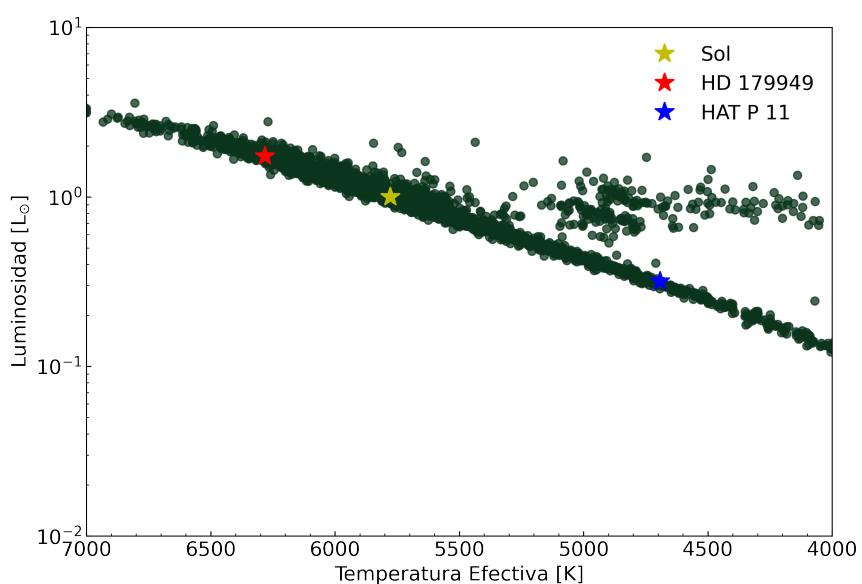


Figura 2.7: Gráfico Hertzsprung-Russell de las estrellas reportadas en la base de datos del SWEET-Cat. La estrella amarilla representa el Sol, la estrella roja representa a HD 179949 y la estrella azul representa a HAT-P-11.

Capítulo 3

METODOLOGÍA

Este capítulo describe de los pasos que realizados para la limpieza de los espectros, la eliminación de las regiones donde se pueden encontrar las líneas telúricas, y las correcciones de desplazamiento del espectro debido a la velocidad radial. Además, de la generación de un espectro sintético, el ajuste de líneas espectrales de absorción y la obtención de los mejores parámetros atmosféricos usando 4 métodos diferentes a través del software **iSpec**, enfocado en el análisis del espectro estelar.

3.1. iSpec

Nuestro trabajo científico se hizo principalmente usando el software llamado **iSpec**. iSpec¹ es una herramienta desarrollada para el tratamiento y análisis del espectro estelar por [Blanco-Cuaresma \(2019\)](#). iSpec está diseñado para realizar estudios espectroscópicos sobre estrellas de tipo espectral AFGKM, teniendo entre sus funciones determinar parámetros atmosféricos estelares como lo son: la temperatura efectiva, gravedad superficial, metalicidad, macro/micro turbulencias, velocidad de rotación y abundancias químicas individuales, por medio de dos aproximaciones diferentes: el método de ancho equivalente y la técnica de ajuste de espectro sintético. Para el cálculo de los parámetros atmosféricos de nuestras estrellas de estudio se aplicó el método que emplea la técnica de **ajuste de espectro sintético**, el cual compara el espectro estelar de estudio con uno generado por la herramienta *Spectroscopy Make Easy* (ver [Valenti and Piskunov \(1996\)](#)) mediante un algoritmo de mínimos cuadrados que, a su vez, minimiza la diferencia entre el espectro sintético y el espectro observado ([Blanco-Cuaresma et al., 2014](#)).

Algunas de las herramientas computacionales con las que se desarrolló el estudio espectroscópico a través de iSpec fueron:

- **SPECTRUM:** Es un programa de transferencia radiactiva que es utilizado para el desarrollo de estudios de síntesis espectral de estrellas en LTE y la obtención de las abundancias químicas a partir del ancho equivalente, usando un modelo de atmósfera estelar [Gray and Corbally \(1994\)](#). Actualmente es compatible con todos los elementos atómicos naturales, incluidos los 308 isótopos y su primer y segundo ion, y para elementos muy específicos, el

¹El software de iSpec puede ser descargado en el siguiente link: <https://www.blancocuaresma.com/s/iSpec>

tercer y cuarto ion. También es compatible con las siguientes moléculas diatómicas: H₂, CH, NH, OH, MgH, SiH, CaH, SiO, C₂, CN, CO y TiO.

- **ATLAS9:** Es un modelo computacional, desarrollado por [Castelli and Kurucz \(2004\)](#), para el cálculo de atmósferas estelares, usando funciones de distribución de opacidades (ODFs²) y asumiendo que se cumple que la atmósfera esté en LTE, que haya equilibrio hidrostático y que son plano paralelas, permitiendo realizar estudios espectroscópicos de baja resolución. Los modelos cubren un rango en T_{eff} y $\log g$ desde 3500K a 50000K y 0.0dex a 5.0dex respectivamente.
- **ATLAS9.APOGEE:** Este modelo atmosférico usa el código de ATLAS9 usando la base de datos de APOGEE³, el cual toma espectros estelares con una resolución de $R \sim 22500$. El rango de T_{eff} y $\log g$ son los mismo que los mencionados anteriormente, por otra parte, el rango de metalicidades ([M/H]) varía desde -5 a 1.5 , cubriendo un amplio rango de composiciones químicas. Para cada una de las abundancias anteriores también varía las abundancias de [C/M] y [α /M] desde -1.5 a 1 ([Mészáros et al., 2012](#)).
- **Asplund.2009:** Es una base de datos que cuenta con los valores de casi todas las abundancias químicas en la atmósfera solar, obtenidas a través de modelos hidrodinámicos dependientes de tiempos tridimensionales, teniendo en cuenta situaciones en que no se cumpla el LTE ([Asplund et al., 2009](#)).
- **VALD.300_1100nm:** La base de datos de Líneas Atómicas de Viena⁴ (VALD, por sus siglas en inglés) es una colección de parámetros de transición atómicos y moleculares que fue creada en 1995. Esta base de datos tiene como finalidad proveer información relevante sobre la absorción en espectroscopia estelar ([Piskunov et al., 1995](#)). Además, uno de los objetivos principales de VALD es compilar una lista completa y precisa de líneas espectrales relevantes para las atmósferas estelares y espectroscopia ([Piskunov et al., 1995](#)). En este caso la lista de líneas abarca desde los 300 nm a los 1100 nm.

Nuestro primer paso fue abrir cada uno de nuestro espectros usando la interfaz de iSpec a través del menú **Files - Open Spectra**. Es necesario que los archivos que poseen el espectro estén separados en tres columnas, donde la primera columna corresponde a la longitud de onda en nanómetros (con encabezado `waveobs`), la segunda columna corresponde al flujo en cada una de las longitudes de onda correspondiente en la primera (con encabezado `flux`) y la tercera y última columna corresponde al error asociado al flujo (con encabezado `error`). Una imagen del espectro dentro de la interfaz de iSpec puede ser visto en la figura 3.1.

El siguiente paso necesario para comenzar el análisis espectral se basó en realizar una reducción en el rango de longitudes de onda en el espectro, mediante el menú **Operation - Resample spectrum**. Lo anterior se hizo necesario para descartar las primera longitudes de onda donde el espectro presenta baja señal-ruido y las últimas longitudes de onda donde se reporta un flujo igual a 0 (ver figura 3.2). Siempre se realizó esta operación usando un rango de longitudes de onda entre 575 - 875 nm con un paso igual a *Wavelength step* = 0.001 (el método utilizado fue *Linear*).

²En los métodos de funciones de distribución de opacidad (ODFs) el espectro es dividido dentro de subsecciones dentro de las cuales las probabilidades de absorción se reorganizan y simplifican una función más suave.

³<http://research.iac.es/proyecto/ATLAS-APOGEE/>

⁴<http://vald.astro.uu.se/>

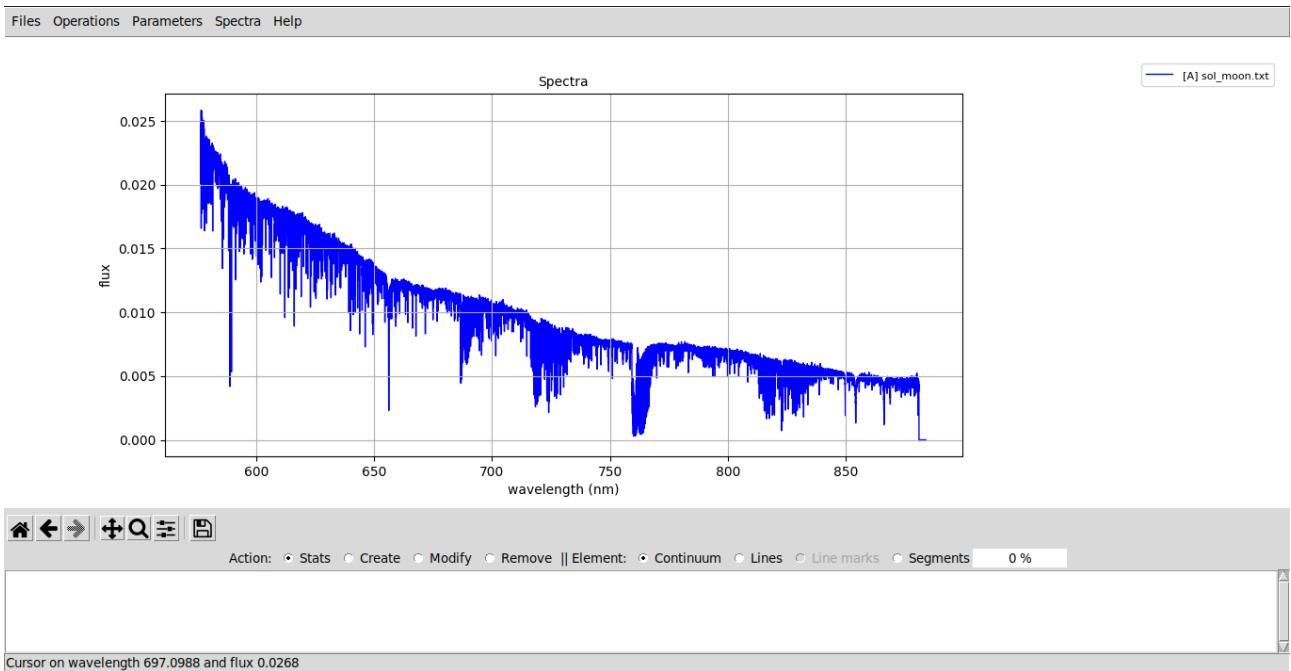


Figura 3.1: Se presenta un ejemplo de un espectro dentro de la interfaz del software de iSpec, el cual va a ser trabajo para realizar los cálculos de los mejores parámetros estelares.

Para los siguientes pasos se hizo uso del manual de iSpec escrito en Flor-Torres (2020). De manera que el siguiente paso fue determinar la velocidad radial a través de las líneas atómicas usando máscaras o plantillas de diferentes tipos espetrales (Blanco-Cuaresma et al., 2014) a través del menú **Parameters - Determine velocity relative to - Atomic line mask**. El objetivo fue buscar el resultado para el cual el perfil sintético calculado (línea roja) concuerda morfológicamente con el espectro observado (línea azul). Para esto usamos la mascara de líneas VALD.SUN.370_1048nm, ver figura 3.3. Con el valor anterior obtenido para la velocidad radial, teniendo en cuenta las recomendaciones, se procedió a realizar la corrección de la velocidad radial al espectro a través del menú **Operations - Correct velocity relative to - Atomic line mask**.

La corrección por velocidad radial se debió ya que el movimiento propio de la estrella con respecto al observador al tiempo de la observación provoca un corrimiento Doppler del espectro

$$\frac{\lambda_{obs} - \lambda_{rep}}{\lambda_{rep}} = \frac{v_r}{c} \quad (3.1)$$

donde λ_{obs} es la longitud de onda del espectro observado, λ_{rep} es la longitud de onda en reposo, v_r es la velocidad radial de la estrella calculada usando iSpec y c es la velocidad de la luz en el vacío.

Usando la ecuación (3.1) se obtuvo que la corrección necesaria aplicada sobre las longitudes de onda es:

$$\lambda_{corregida} = \lambda_{obs} \sqrt{\frac{1 - \frac{v_r}{c}}{1 + \frac{v_r}{c}}} \quad (3.2)$$

El siguiente paso que realizamos fue la corrección de las líneas telúricas y algunos posibles rayos

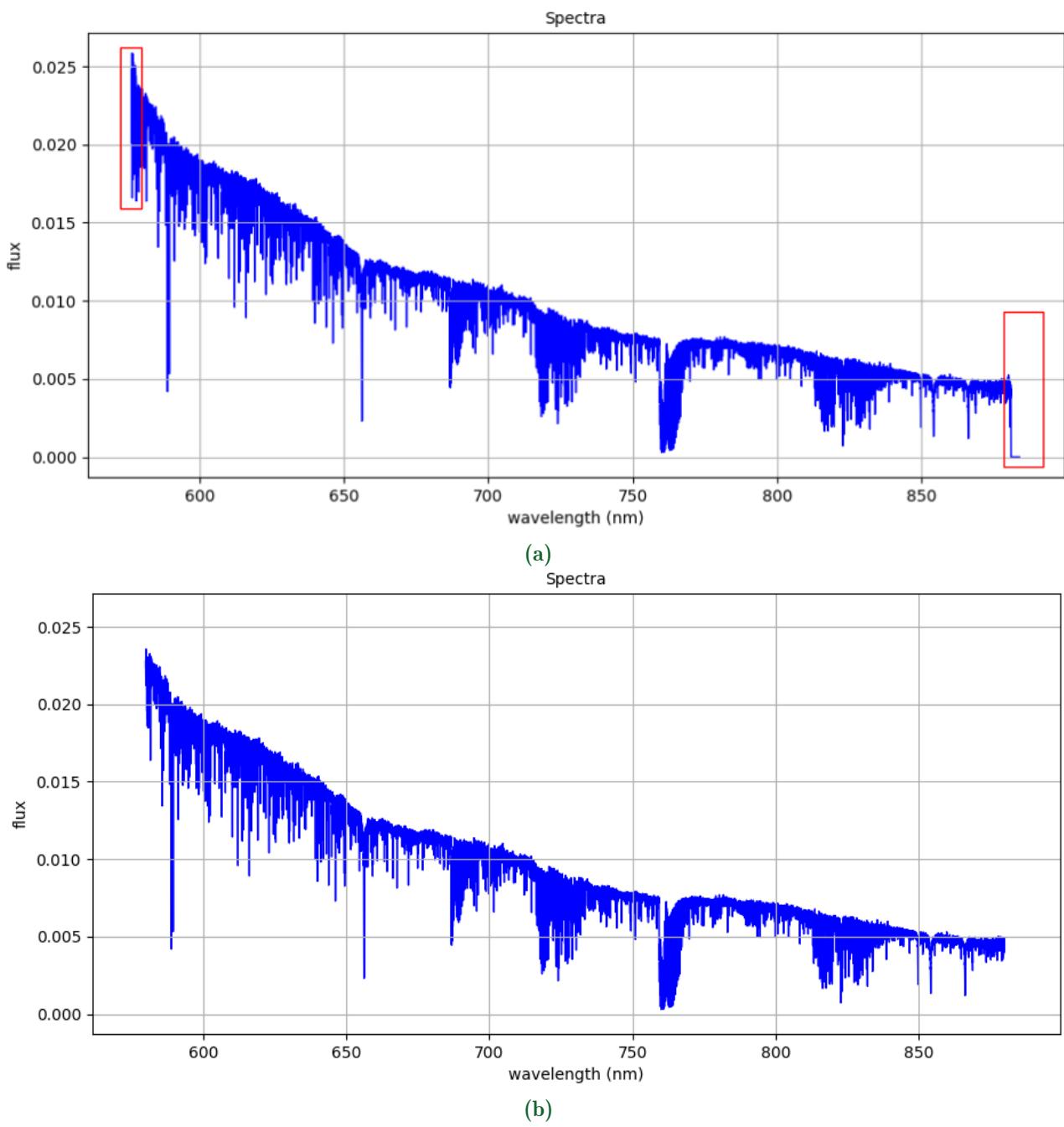


Figura 3.2: En la figura (a) se puede apreciar el espectro observado completo sin realizar la operación de reducción en longitudes de onda, los recuadros rojos representan las regiones que serán eliminadas con dicha operación. En la figura (b) se puede apreciar el espectro resultante después de haber realizado la operación de reducción en longitudes de onda.

cósmicos sobre el espectro. Los líneas telúricas de absorción aparecen cuando se realiza una recolección de datos espectroscópicos usando telescopios terrestres. Estas líneas son causadas por la absorción de la luz proveniente de las estrellas a través de las moléculas que se encuentran en la atmósfera terrestre, principalmente moléculas como el vapor de agua, monóxido de carbono, dióxido de carbono, metano, entre otros (Smette et al., 2015). Un espectro sintético de las líneas telúricas terrestre puede ser visto en la figura 3.4. Nuestros rangos espectrales se ubicaban entre los 500nm (0.50 μm) y los 890nm (0.89 μm) lo que provoca que sean las moléculas de agua y el O₂ las principales líneas telúricas a corregir.

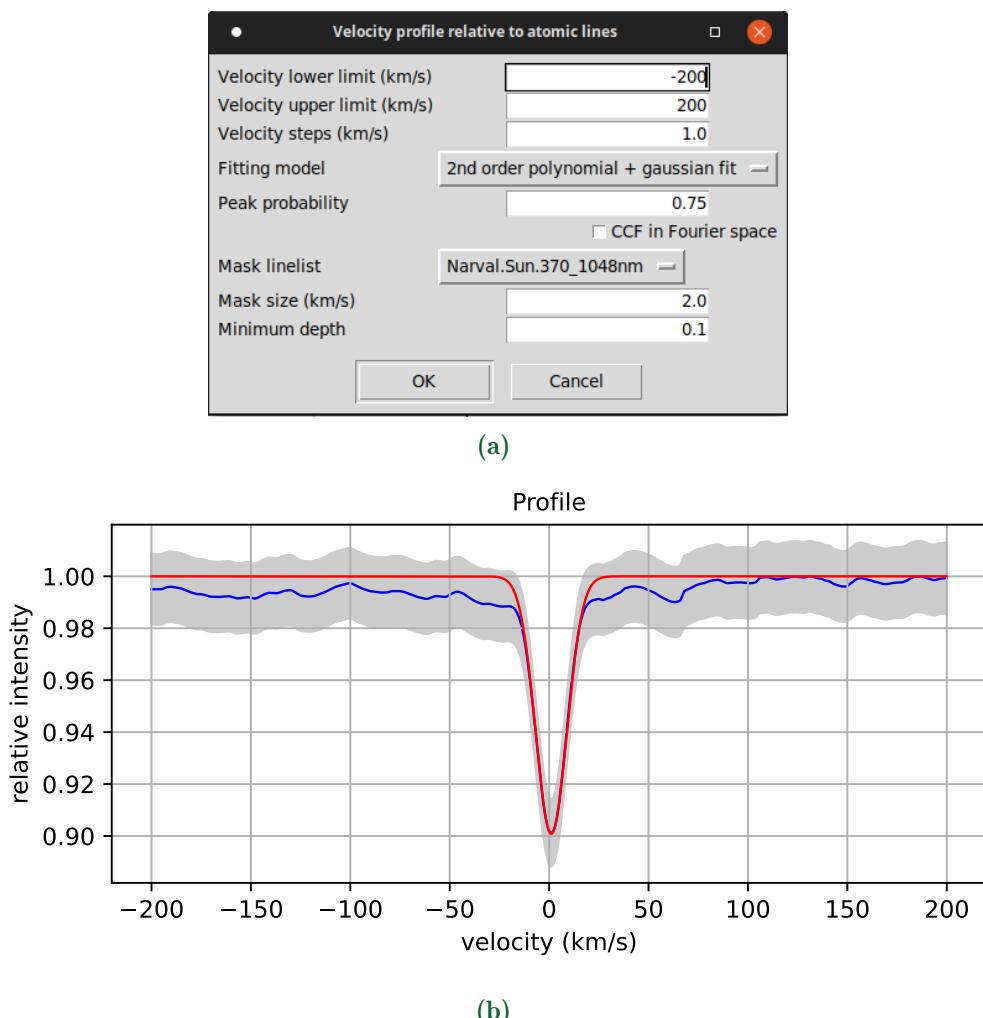


Figura 3.3: En la figura (a) se presenta la interfaz de iSpec para realizar el calculo de la velocidad radial, ningún parámetro se modifica a excepc  n de la mascara de lista de líneas. En la figura (b) se gráfica de la corrección de velocidad radial al espectro. La línea azul representa el valor real de la línea espectral. La región grisácea representa el error asociado a la línea espectral. La línea roja representa el valor teórico con la corrección correspondiente.

Es importante realizar la corrección de líneas telúricas ya que estas pueden afectar la de-

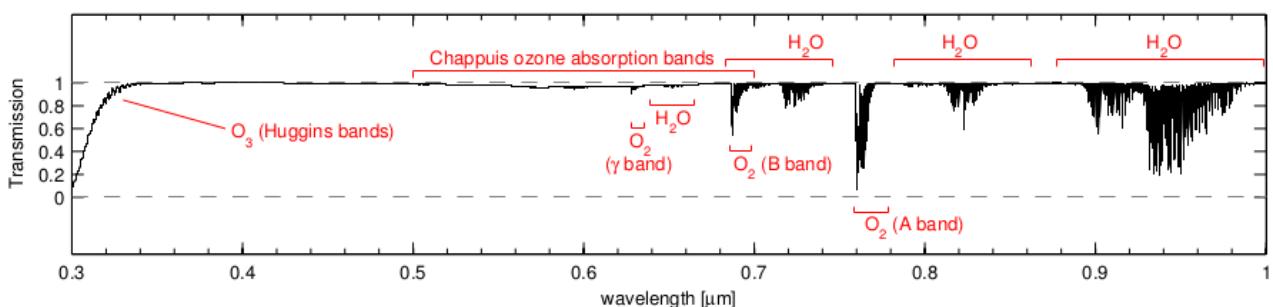


Figura 3.4: Espectro de transmitancia entre las longitudes de onda desde 0.3 hasta 1 μm (300 - 1000 nm) en el cual se pueden observar las líneas telúricas que afectan a nuestro espectro y que necesitan ser evitadas o removidas. Tomada de [Smette et al. \(2015\)](#).

terminación de los parámetros atmosféricos estelares (Blanco-Cuaresma et al., 2014). Pero para evitarnos este problema iSpec nos permitió trabajar por regiones fuera de aquellas que se ven afectadas por las líneas telúricas. Los intervalos evitados son: [587.984 - 599.982] nm, [626.987 - 632.003] nm, [686.014 - 693.999] nm, [716.029 - 734.006] nm, [759.005 - 770.000] nm, [812.013 - 834.003] nm , en la figura 3.5 se puede apreciar las regiones grisáceas que evitan los intervalos anteriormente mencionados con los cuales trabajamos usando iSpec.

Ya realizadas las correcciones anteriores se procedió a normalizar el espectro, sobre las regiones

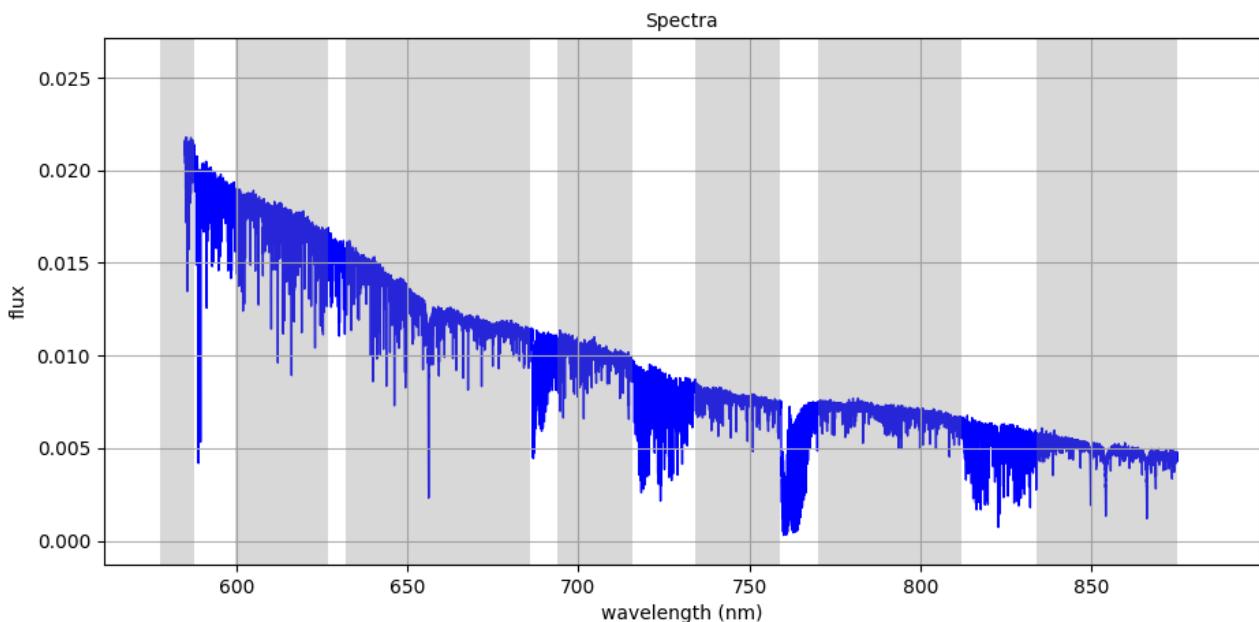


Figura 3.5: Espectro observado (color azul) con las correcciones mencionadas anteriormente, donde se aprecian las regiones grisáceas por fuera del rango de las líneas telúricas que permiten a iSpec realizar los cálculos posteriores tan solo dentro de las estas regiones.

grisáceas en la figura 3.5, primero iSpec solicita generar ajuste continuo sobre el espectro. Para lograr esto iSpec genera puntos continuos sobre el espectro aplicando un filtro de mediana y máximo, después para modelar el continuo iSpec puede usar: un polinomio, variando principalmente su grado y la resolución propia con la que fue tomado el espectro, una plantilla ya definida destinada a ser usada con iSpec, a través de una valor fijo para todo el espectro o, como fue usado en nuestro caso, splines (Blanco-Cuaresma et al., 2014).

Para el método de splines, usamos splines de grado 2, la resolución del telescopio el TIGRE $R = 20000$, el numero de splines igual a 60 y para que trabaje solo sobre las regiones no afectadas por las líneas teluricas se selecciona la opción *Treat each segment independently*, el resto de parámetros permanecen invariantes (ver figura 3.6a). Teniendo ya el ajuste continuo, se procedió a realizar la normalización continua del espectro a través del menú **Operations - Continuum normalization**. El resultado puede ser visto en la figura 3.6(b).

Con el espectro normalizado el paso siguiente fue generar el espectro sintético. Para generar el espectro sintético en iSpec usamos el código SPECTRUM, con diferentes modelos atmosféricos como el MARCS.GES, ATLAS9.APOGEE y ATLAS9.Castelli entre otros⁵, diferentes máscaras de abundancias solares como Anders.1989, Asplund.2005, Asplund.2009, Greves-

⁵Otro conjunto de modelos atmosféricos pueden ser obtenidos en el siguiente enlace <https://lweb.cfa.harvard.edu/~sblancoc/iSpec/atmospheres/>

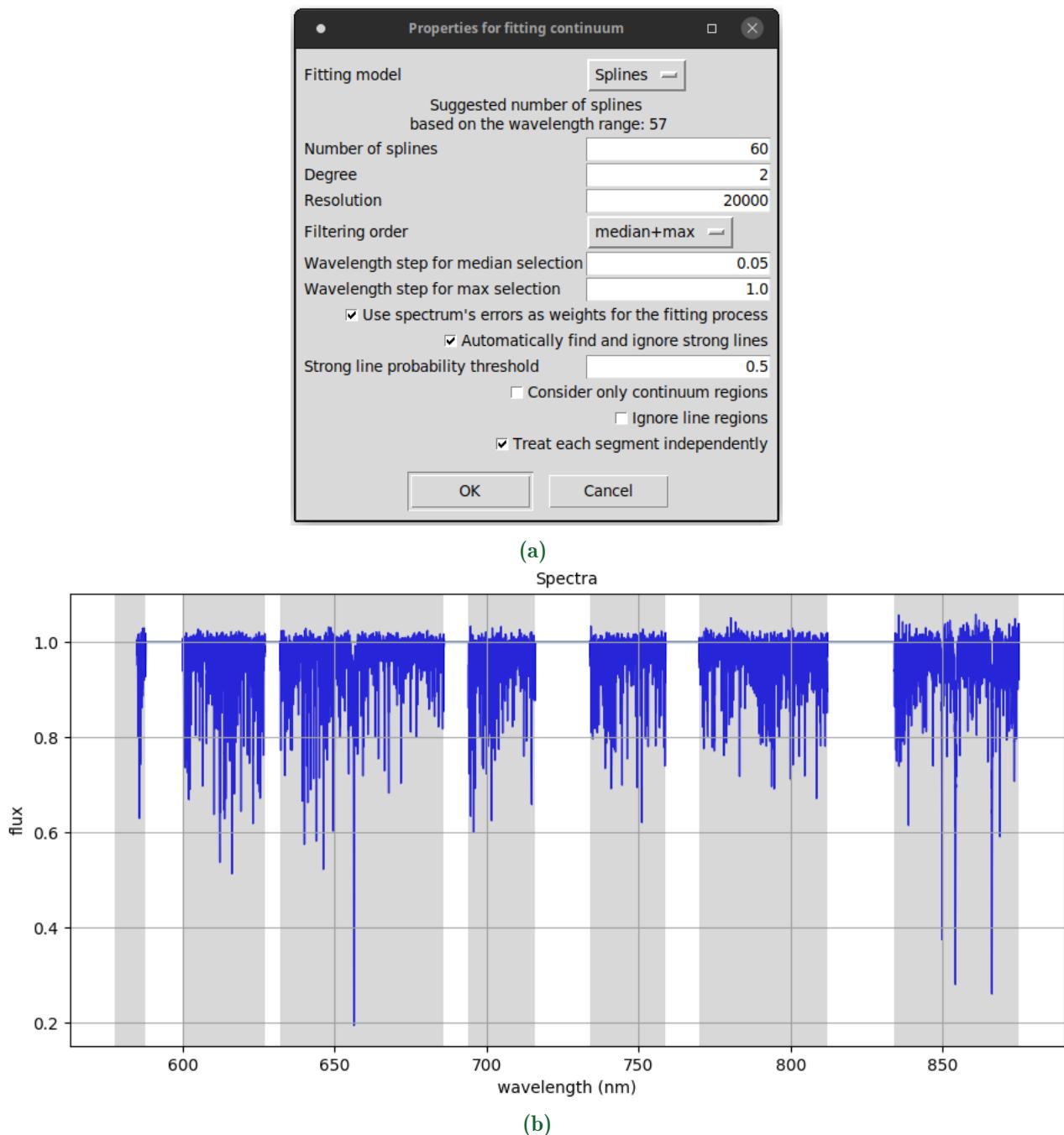


Figura 3.6: En la figura (a) se puede apreciar el menú desplegable con las opciones para la creación del espectro continuo, los parámetros que varían son la resolución que es igual a 20000 y la selección de solo usar las regiones no afectadas por las líneas telúricas. En la figura (b) se puede apreciar el resultado del espectro normalizado y como las regiones por fuera de los segmentos grisáceos no son tratados.

se.2007, Grevesse.2009, entre otros, diferentes lista de líneas como VALD.300_1100nm, SPECTRUM.300_1100nm, entre otros⁶ y una lista de parámetros iniciales para comenzar el ajuste.

Se selecciona como código el conocido como SPECTRUM, como modelo atmosférico en ATLAS9.APOGE

⁶Otro conjunto de diferentes lista de líneas pueden ser obtenidas en el siguiente enlace <https://lweb.cfa.harvard.edu/~sblancoc/iSpec/grid/>

como abundancias solares las que se encuentran en Asplund.2009 y como lista de líneas las del grid VALD.300_1100nm. Por otro lado, para la escogencia de estos parámetros iniciales se hizo uso de los reportados en el catálogo de SWEET-Cat (ver sección 2.3) que pueden ser visto en la tabla 2.3, para los valores de los parámetros de micro y macroturbulencias (v_{mic} y v_{mac}) que no están reportados en el catálogo, usamos los valores calculados en Flor-Torres (2020) iguales a $v_{mic} = 1.02$ (km/s) y $v_{mac} = 3.19$ (km/s) respectivamente. Para este caso es necesario indicar que el espectro sintético sea generado solo en la regiones grisáceas. La resolución es el único parámetro constante en la generación del espectro, $R = 20000$. Todo las selecciones anteriores pueden ser vistas en la figura 3.7(a) y el resultado del espectro sintético generado puede ser visto en la figura 3.7(b) como el espectro de color rojo.

Teniendo ya ambos espectros, el espectro observado y el espectro sintético, para proceder a calcular los parámetros se hizo necesario el uso de las herramientas de creación y modificación para generar la lista de líneas de absorción en las longitudes de onda donde ambos espectros coincidían. Entonces, partimos de la lista de líneas creadas en Flor-Torres (2020) y fuimos modificándola para cada una de las estrellas. El resultado puede ser visto en la figura 3.8.

Seguidamente fue necesario hacer un ajuste entre la lista de líneas (amarillas) que plateamos y las coincidencias entre los dos espectros, el sintético (rojo) y el observado (azul), para lograrlo accedemos a través del menú **Operations - Fit lines**. En el menú despegable se escoge como resolución la misma que se trabajó en todo el proceso y que corresponde a la resolución del telescopio TIGRE, $R = 20000$, como ya se hizo la corrección de velocidad radial con respecto a las líneas atómicas, la velocidad con respecto a las líneas telúricas (*Velocity respect to telluric lines*) es 0, la lista de líneas sigue siendo VALD.300_1100nm, permitimos un ajuste en la posición de los picos (*Allow peak position adjustment*) y finalmente le solicitamos que verifique las derivadas antes de hacer el ajuste (*Check derivates before fitting*). El menú con las opciones seleccionadas y el resultado puede ser visto en la figura 3.9, donde las líneas más rojizas sobre las amarillas son las líneas de ajuste que sirven como guía para realizar el cálculo de los parámetros atmosféricos a través de iSpec.

El último paso fue obtener los mejores parámetros estelares a partir de un *grid* que usa las líneas y segmentos anteriormente generados. Para lograrlo se accedió a través del menú **Parameters - Determine parameters and abundances with a synthesis**. En primer lugar se debe escoger el código con el cual se va a desarrollar los cálculos, en nuestro caso fue SPECTRUM, el siguiente paso es escoger un modelo atmosférico, en nuestro caso fue ATLAS9.APOGEE, seguidamente se escoje la abundancia solar Asplund.2009, lo siguiente fue seleccionar una lista de líneas base, en nuestro caso fue VALD.300_1100nm. Por último, se usaron algunos parámetros como *priors* para comenzar el ajuste, donde algunos de ellos se pueden dejar libres si se quiere que evolucionen o se fijan para que no cambien en todo el proceso (ver figura 3.10). Para abordar este proceso que es el más crucial, ya que es finalmente el que calcula los parámetros estelares que sirvieron de comparación utilizamos cuatro métodos descritos a continuación.

- **Método 1 (MET 1):** En este método partimos de los valores reportados en el catálogo de SWEET-Cat para algunos parámetros estelares (ver tabla 2.3). Para los valores de las micro y las macroturbulencias como se mencionó con anterioridad se usarán los valores calculados por Flor-Torres (2020) para el Sol que son iguales a: $v_{mic} = 1.02$ (km/s) y $v_{mac} = 3.19$ (km/s) respectivamente. Los parámetros que se dejan “libres” son: T_{eff} , $\log g$, [M/H], $v \sin i$. El resto de parámetros se dejan sin cambios y fijos.

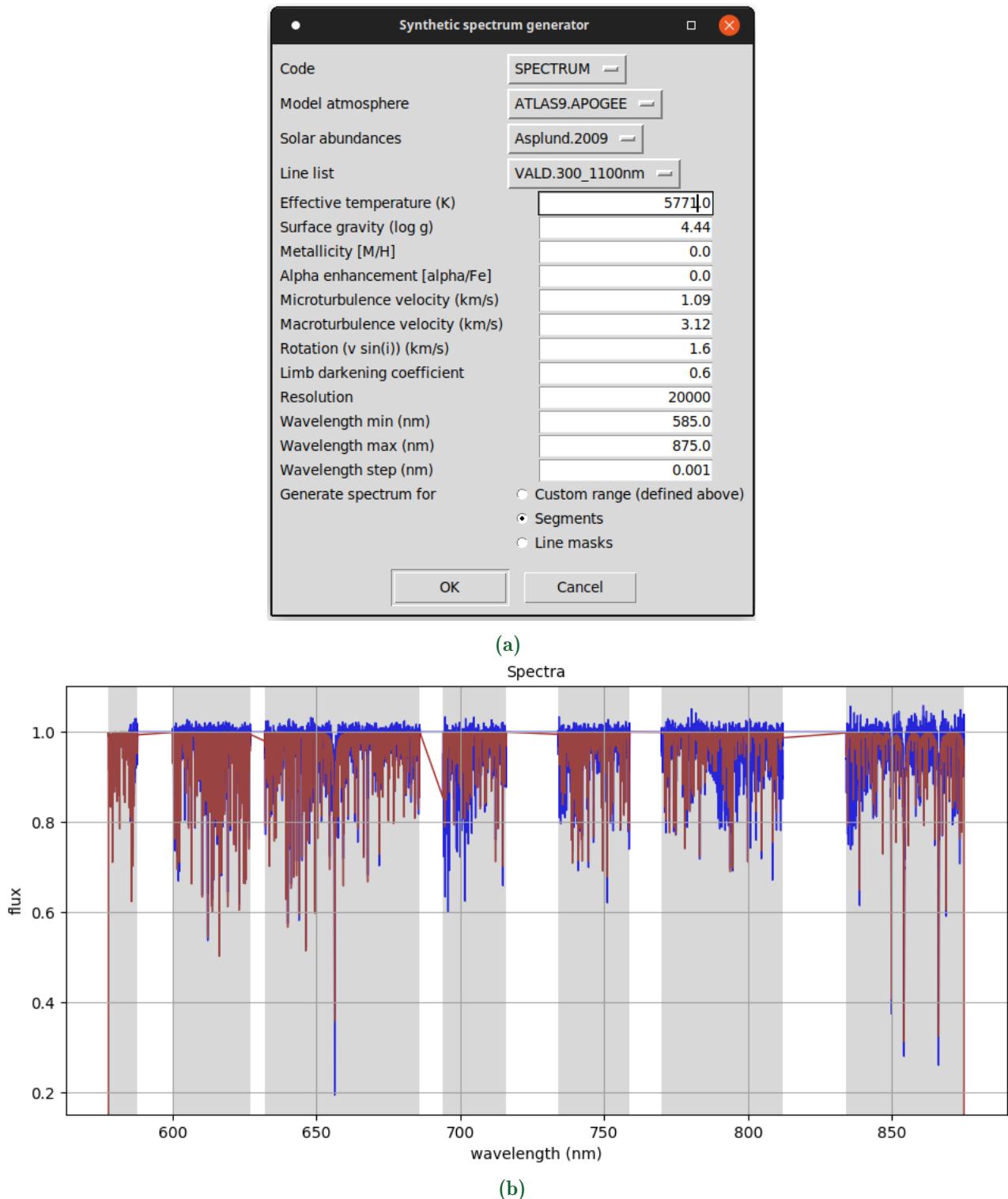


Figura 3.7: En la figura (a) se puede apreciar el menú despegable de iSpec con las opciones para la creación del espectro sintético. En la figura (b) se puede apreciar el resultado en rojo del espectro sintético creado sobre las regiones grisáceas.

- **Método 2 (MET 2):** En este método partimos de los resultados obtenidos anteriormente en el método 1 (MET 1), especialmente los valores obtenidos para la T_{eff} y la $\log g$, y calculamos los valores de v_{mic} y v_{mac} usando las relaciones descritas en [Flor-Torres \(2020\)](#) las cuales son:

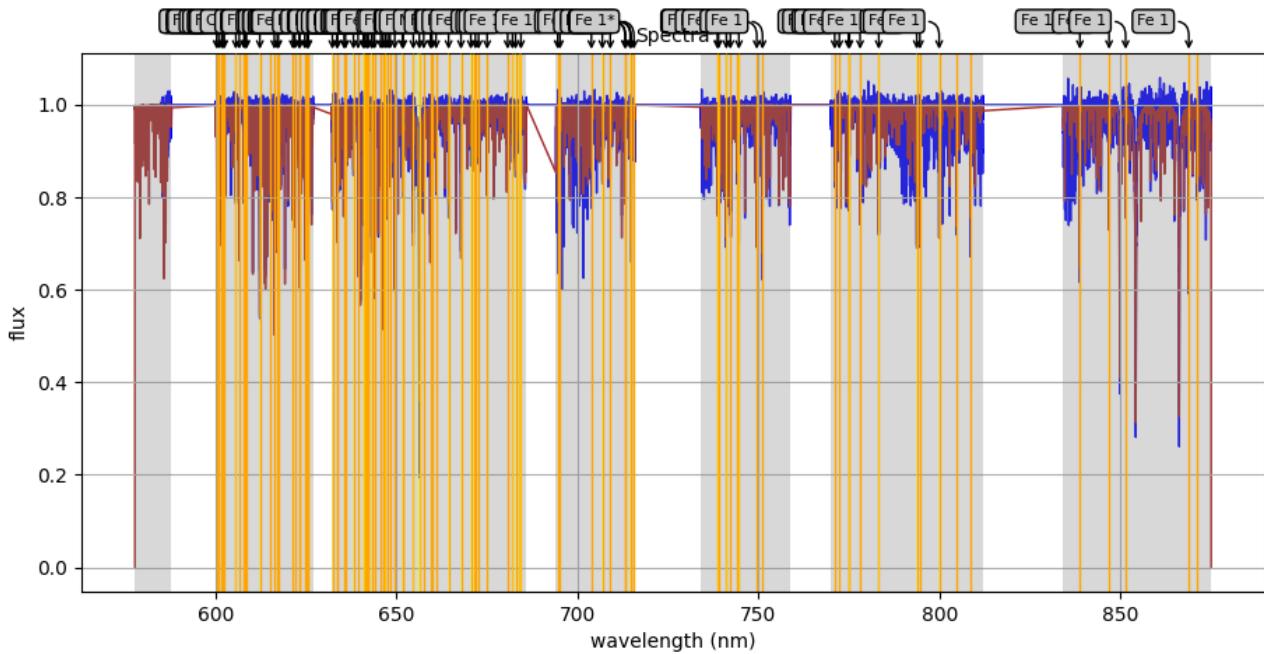


Figura 3.8: Se gráfica el espectro observado de color azul, el espectro sintético de color rojo y las líneas de absorción que serán utilizadas como guías, en color amarillo, para el cálculo de los parámetros atmosféricos.

$$v_{mic} = 6.932 \times 10^{-4} T_{eff} - 0.348 \log g - 1.437 \quad (3.3)$$

$$v_{mac} = 3.21 + 2.33 \times 10^3 (T_{eff} - 5777) + 2.00 \times 10^{-6} (T_{eff} - 5777)^2 - 2.00 (\log g - 4.44) \quad (3.4)$$

Corremos entonces el cálculo de iSpec partiendo de los valores para los parámetros atmosféricos del Sol, sin embargo, los valores de las micros y macroturbulencias son los calculados usando las relaciones anteriores. Los parámetros que se dejan “libres”son: T_{eff} , $\log g$, [M/H], $v \sin i$. El resto de parámetros se dejan sin cambios y fijos.

- **Método 3 (MET 3):** En este método partimos de los valores para los parámetros atmosféricos del Sol, usando los valores de micro y macroturbulencias del Sol calculados en [Flor-Torres \(2020\)](#), y seleccionamos la opción de que calcule los valores para las micro y macroturbulencias usando las relaciones empíricas propias de iSpec ([Blanco-Cuaresma, 2019](#)). Los parámetros que se dejan “libres”son: T_{eff} , $\log g$, [M/H], $v \sin i$. El resto de parámetros se dejan sin cambios y fijos.
- **Método 4 (MET 4):** En este método partimos de los valores para todos los parámetros atmosféricos del Sol a excepción de los valores de micro y macroturbulencias que son los calculados en [Flor-Torres \(2020\)](#). En este caso, queremos trabajar en regiones tan amplias como se ha trabajado hasta ahora, sino que restringimos los segmentos a los alrededores de cada línea individual (ver figura 3.11). Los parámetros que se dejan “libres”son: T_{eff} , $\log g$, [M/H], $v \sin i$. El resto de parámetros se dejan sin cambios y fijos.

En todos los métodos anteriores se usó como resolución fija $R = 20000$, *limb darkness coefficient* = 0.6 y para la metalicidad se usó como línea de absorción el hierro ([Fe/H]).

Finalmente obtuvimos los parámetros adecuados con sus respectivos errores como se puede observar en la figura 3.12.

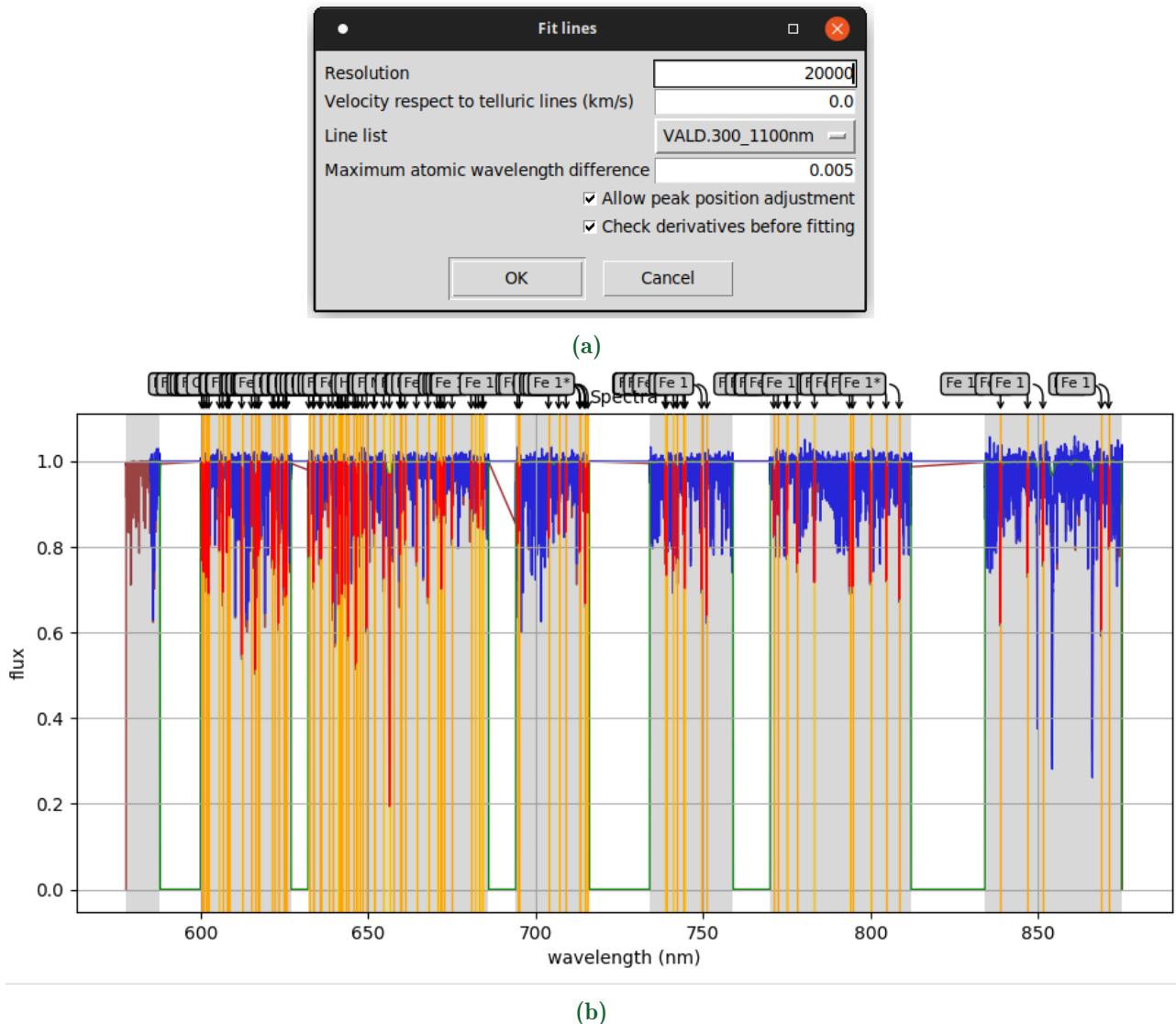


Figura 3.9: En la figura (a) se puede apreciar el menú despegable de iSpec con las opciones para el ajuste de líneas basado en la lista de líneas entregadas por el usuario (color amarillo), el espectro sintético (color rojo) y el espectro observado (color azul). En la figura (b) se puede apreciar el resultado en rojo intenso sobre algunas líneas amarillas que sirve como guía para el cálculo de los parámetros atmosféricos usando iSpec.

Los dos criterios en que nos basamos para seleccionar el mejor resultado fueron la raíz media cuadrática (RMS por sus siglas en inglés) y el índice de correlación r del χ^2 .

- **RMS:** Corresponde a la raíz cuadrada de la media de un conjunto de valores medidos ya sea que sigan una distribución discreta o una distribución continua (Weisstein, 2022). El valor del RMS se puede hallar para valores que siguen una distribución discreta como

$$x_{\text{RMS}} = \sqrt{\langle x^2 \rangle} \quad (3.5)$$

para valores que siguen una distribución continua como

$$x_{\text{RMS}} = \sqrt{\frac{\int [P(x)]^2 dx}{\int P(x) dx}} \quad (3.6)$$

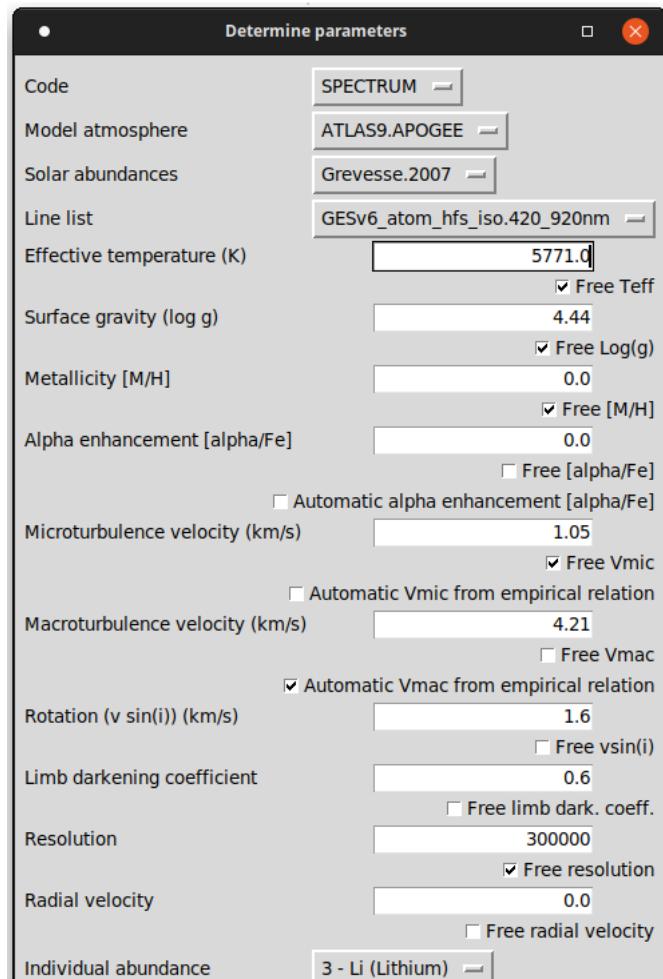


Figura 3.10: En la figura se aprecia el menú desplegable de iSpec con el cuál se comienza el cálculo de los parámetros atmosféricos usando diferentes valores iniciales. Se debe escoger si el parámetro se deja fijo para que no evolucione o se deja libre para que evolucione en cada iteración.

El RMS permite medir de la desviación de la media cuadrada del valor esperado realizado un ajuste. Lo que se busca es que el valor del RMS sea bajo, así aseguramos que los resultados no estén muy dispersos de su media cuadrada (Weisstein, 2022).

- **Prueba- χ^2 :** La prueba de χ^2 nos permite probar una hipótesis que tengamos acerca de la posible relación existente entre diferentes parámetros (Peacock, 2012). Esta prueba funciona a partir de la comparación entre de un conjunto de datos observados con respecto a un conjunto de datos teóricos, en nuestro caso, el espectro observado y el espectro sintético. En general la forma en que se calcula la prueba de χ^2 es

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^n \frac{(O_i - E_i)^2}{E_i} \quad (3.7)$$

donde los O_i representan los valores observador y los E_i los valores esperados.

Sí el valor de la prueba de χ^2 es alta significa que los resultados obtenidos en los parámetros, comparando el espectro observado y el espectro sintético no son fiables, ya que no hay una buena relación entre ambos. En cambio, sí el valor de la prueba de χ^2 es baja, significa que los resultados obtenidos en los parámetros, comparando el espectro

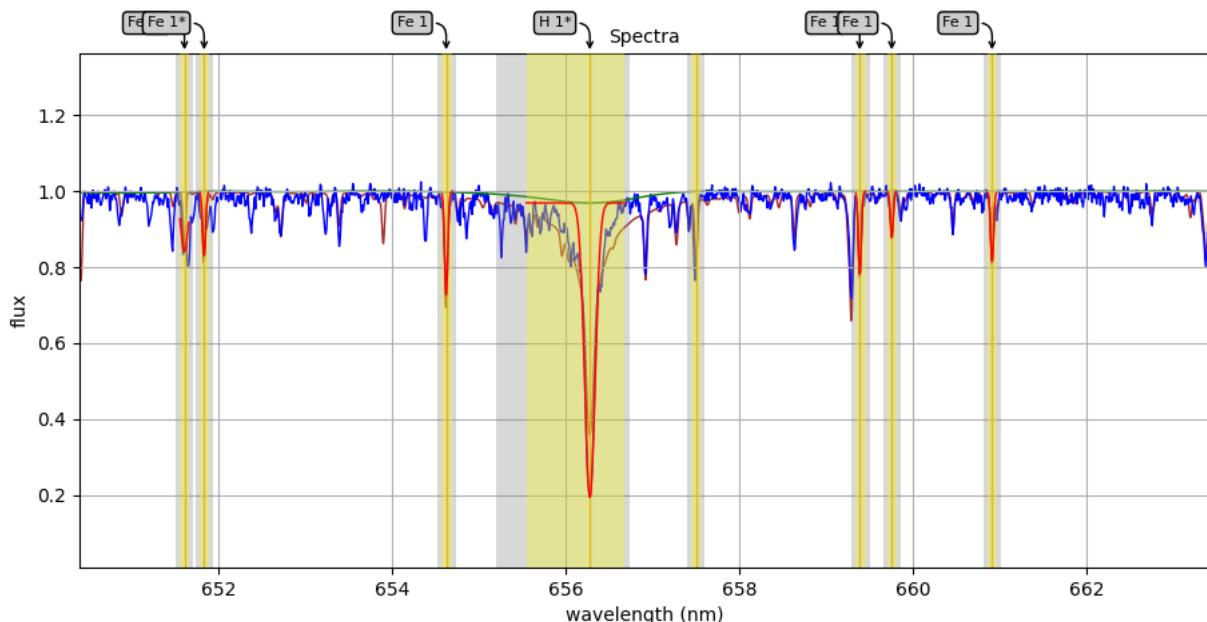


Figura 3.11: En la figura se aprecia como se ha reducido las regiones grisáceas a áreas más pequeñas alrededor de cada una de las líneas de absorción de guía ingresadas (color amarillo)

	teff	logg	MH	alpha	vmic	vmac	vsini	limb	R
Solution:	5872.46	4.00	0.05	0.00	1.02	3.19	7.55	0.60	20000
Errors:	47.27	0.07	0.03	0.00	0.00	0.00	0.46	0.00	0
<hr/>									
Abundances:	Fe	A(Fe)	[Fe/H]	[Fe/Fe]					
	-4.46	7.57	0.08	0.03					
Ab. errors:	0.03	0.03	0.03	0.03					
<hr/>									
Calculation time:	0:1:28:50								
Stats:	DOF 24459	niter 5	nsynthesis 34	wchisq 686.15	rwchisq 0.0281	chisq 19.58	rchisq 0.0008	rms 0.0283	
Return code:	1								

Figura 3.12: Ejemplo de resultados obtenidos usando iSpec, después de cada uno de los métodos anteriormente mencionados.

observado y el espectro sintético son fiables, ya que entre ambos se realizó un muy buen ajuste (Peacock, 2012).

La metodología anteriormente descrita se replicó tanto sobre los datos de la estrella HAT-P-11 como sobre los datos de la estrella HD 179949. Realizando esta metodología se obtuvieron los resultados y análisis mostrado a continuación.

Capítulo 4

RESULTADOS Y ANÁLISIS

En este capítulo se presentan los resultados y el análisis de los parámetros físicos atmosféricos obtenidos de los espectros de las estrellas HAT-P-11 y HD 179949, usando los cuatro métodos mencionadas en la sección de la metodología (ver sección 3) a través de *iSpec*. Además se comparan con los parámetros atmosféricos reportados en la literatura obtenidos con otros especlógrafos de mayor resolución.

Con la metodología explicada en la sección 3 procedimos a aplicarla sobre la muestra de cada una de nuestras estrellas objetivo: la estrella HAT-P-11 (ver sección 2.2.1) y la estrella HD 179949 (ver sección 2.2.2).

Luego de haber realizado las correcciones necesarias (corrección a través de la velocidad radial y la corrección de líneas telúricas) para *limpiar* y trabajar sobre los espectros de ambas estrellas, podemos ver los resultados obtenidos a través de los cuatro métodos (ver sección 3) en la tabla 4.1.

Tabla 4.1: Se presentan los resultados en los valores de los diferentes parámetros atmosféricos para las dos estrellas de estudio, HD 179949 y la HAT-P-11, usando los cuatro métodos mencionados en la metodología a través de *iSpec*.

Nombre Estrella	Método	T_{eff} [K]	$\log g$	[Fe/H]	$V \sin i$
HAT-P-11	MET 1	4979.50 ± 22.97	4.82 ± 0.05	0.44 ± 0.02	- - ^a
	MET 2	4981.93 ± 20.98	4.87 ± 0.04	0.53 ± 0.03	- -
	MET 3	4979.47 ± 21.33	4.81 ± 0.05	0.46 ± 0.02	- -
	MET 4	4974.15 ± 21.89	4.82 ± 0.05	0.44 ± 0.02	- -
HD 179949	MET 1	5872.46 ± 47.27	4.00 ± 0.07	0.08 ± 0.03	7.55 ± 0.46
	MET 2	5871.50 ± 35.48	3.89 ± 0.09	0.03 ± 0.03	7.40 ± 0.46
	MET 3	5880.81 ± 43.59	3.96 ± 0.08	0.05 ± 0.03	7.02 ± 0.54
	MET 4	5868.36 ± 44.12	3.97 ± 0.08	0.07 ± 0.03	7.56 ± 0.46

^a Para la estrella HAT-P-11 no se reporta la velocidad de rotación, ya que esta estrella presenta bajas velocidades.

De la tabla 4.1 se pudo notar que los resultados obtenidos fueron muy precisos, es decir, no fueron muy diferentes entre cada uno de los parámetros calculados. Además, el error correspondiente para cada uno de los parámetros atmosférico en cada uno de los métodos es bajo, lo que da

más fuerza a lo preciso que fueron los resultados.

Para la estrella HAT-P-11, no se registro un valor fijo para la velocidad de rotación, porque dada su baja velocidad de rotación ([Bakos et al., 2010](#)) y la resolución con la que contaba el telescopio TIGRE ($R = 20000$) no permitió que iSpec diera un resultado diferente a $v \sin i = 0$.

Por otro lado, usamos los valores reportados en la literatura, que fueron presentados en las tablas [2.1](#) y [2.2](#) para las estrellas HAT-P-11 y HD 179949 respectivamente, y los comparamos con los datos reportados anteriormente en la tabla [4.1](#), obteniendo los resultados reportados en la tabla [4.2](#), donde calculamos el error porcentual para cada uno de los parámetros atmosféricos a través de cada uno de los métodos.

Tabla 4.2: Se presentan los errores porcentuales obtenidos para cada parámetro de la atmósfera estelar de cada una de las dos estrellas obtenidos, mediante cuatro diferentes métodos comparados con los valores de la literatura.

Nombre Estrella	Método	Err(T_{eff})	Err($\log g$)	Err([Fe/H])	Err($V \sin i$)
HAT-P-11	MET 1	4.17 %	5.01 %	41.94 %	- ^a
	MET 2	4.22 %	6.10 %	70.97 %	-
	MET 3	4.17 %	4.79 %	48.39 %	-
	MET 4	4.06 %	5.01 %	41.94 %	-
HD 179949	MET 1	6.99 %	11.50 %	46.67 %	20.15 %
	MET 2	7.01 %	13.94 %	80.00 %	18.76 %
	MET 3	6.86 %	12.39 %	66.67 %	11.71 %
	MET 4	7.06 %	12.17 %	53.33 %	20.31 %

^a Para la estrella HAT-P-11 no se reporta el error con respecto a la literatura para su velocidad de rotación

Observando los resultados de los errores porcentuales obtenidos en la tabla [4.2](#), vimos que el valor más exacto que se obtuvo en nuestro cálculos fue para el parámetro atmosférico de la T_{eff} . Para la estrella HAT-P-11, el menor error fue obtenido a través del método MET 4 igual a 4.06 % y el mayor error fue obtenido a través del método MET 2 igual a 4.22 %, por otro lado para la estrella HD 179949, el menor error fue obtenido a través del método MET 3 igual a 6.86 % y el mayor error fue obtenido a través del método MET 4 igual a 7.06 %. Seguidamente los valores más exactos fueron los obtenidos para los parámetros $\log g$ y $V \sin i$ respectivamente, a excepción del último parámetro, $V \sin i$ para la estrella HAT-P-11. La estrella HAT-P-11 presenta una baja velocidad de rotación como se puede leer ([Bakos et al., 2010](#)), donde se usó un espectrógrafo de $R = 55000$, sumado al hecho de la baja resolución con que se contaba en el telescopio, conlleva a que los resultados obtenidos a través de iSpec no difieran finalmente de 0.

Por otro lado, para la estrella HAT-P-11 el menor error para la $\log g$ fue obtenido a través del método MET 3 con un valor de 4.79 % y el mayor error fue obtenido a través del método MET 2 con un valor de 6.10 %, para la estrella HD 179949 el menor error para la $\log g$ fue obtenido a través del método MET 1 con un valor de 11.50 % y el mayor error fue obtenido a través del método MET 2 con un valor de 13.94 %. Finalmente, para la estrella HD 179949 el menor error para la $V \sin i$ fue obtenido a través del método MET 3 con un valor de 11.71 % y el mayor error fue obtenido a través del método MET 4 con un valor de 20.31 %.

Algo que se pudo notar fue que los errores para el cálculo de la metalicidad con respecto a las líneas del hierro ($[Fe/H]$) en contrate con la literatura fueron muy altos, para la estrella HAT-P-11 el rango de errores va desde los 41.94 % (MET 1 y MET 4) hasta los 70.97 % (MET 2) y para la estrella HD 179949 el rango de errores va desde 46.67 % (MET 1) hasta los 80.00 % (MET 2). Estos valores de errores tan altos en este parámetro atmosférico, pudieron deberse principalmente a la resolución del telescopio con el que se tomaron los espectros ($R=20000$), que hace difícil resolver las líneas de hierro en el rango entre los 575nm y 875nm.

Finalmente, los resultados obtenidos anteriormente se representaron a través de gráficas que relacionan los diferentes parámetros atmosféricos de las dos estrellas. Para la estrella HAT-P-11 se puede ver la figura 4.1 y para la estrella HD 179949 se puede ver la figura 4.2.

Las gráficas confirmaron nuestros aseveraciones anteriores, los resultados obtenidos a pesar de tener diferentes métodos eran preciso, y , siendo un problema de escalas, muy cercanos a los valores reportados en la literatura, a pesar de la carencia de resolución con que fueron tomados nuestros espectros.

Además de lo anterior, de las gráficas también pudimos notar, que a pesar de los problemas de la resolución, para la estrella HAT-P-11 la precisión en el cálculo de los parámetros de T_{eff} y $[Fe/H]$ es mayor en nuestros resultados, sin embargo lo contrario sucede con el parámetro $\log g$, y para la estrella HD 179949 la precisión en el cálculo de los parámetros de $\log g$ y $[Fe/H]$ es mayor en nuestro resultados, sin embargo lo contrario sucede con el parámetro T_{eff} y $V \sin i$ en los cuales la precisión es menor.

La precisión puede ser afectada por la lista de líneas con las que se trabajo, ya que para la estrella HAT-P-11 se trabajo con 319 líneas y para la estrella HD 179949 solo con 220.

Por último, cabe resalta que al parecer usar diferentes métodos afecta muy poco en la precisión del resultado final en el cálculo de los parámetros.

El análisis de los resultados anteriormente expuestos nos permitieron llegar a las conclusiones descritas en la siguiente sección.

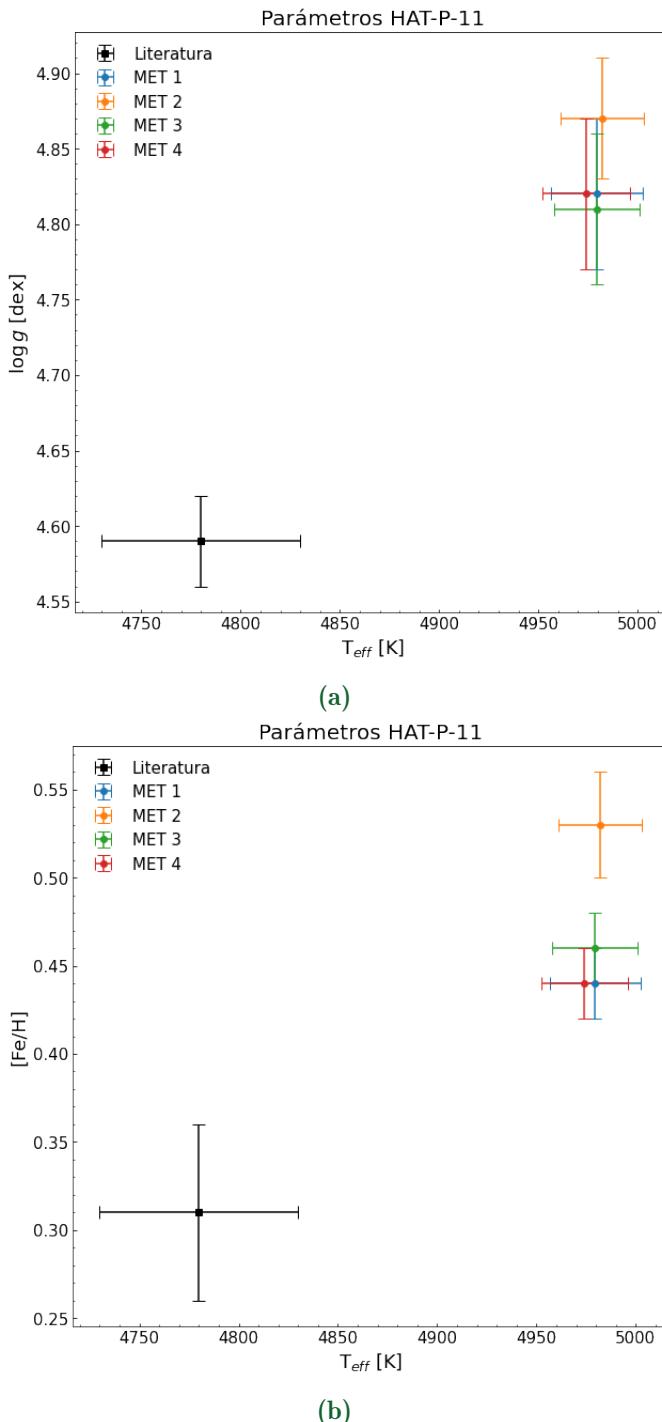


Figura 4.1: En las figuras se representan las diferentes relaciones entre los parámetros atmosféricos para la estrella HAT-P-11 con sus respectivos errores en cada uno de los parámetros obtenidos a través de los diferentes métodos (MET) usando el software iSpec. También en color negro se representan los valores de los parámetros atmosféricos estelares reportados en la literatura. En la figura (a) se gráfica la relación entre T_{eff} - $\log g$. En la figura (b) se gráfica la relación entre T_{eff} - $[Fe/H]$.

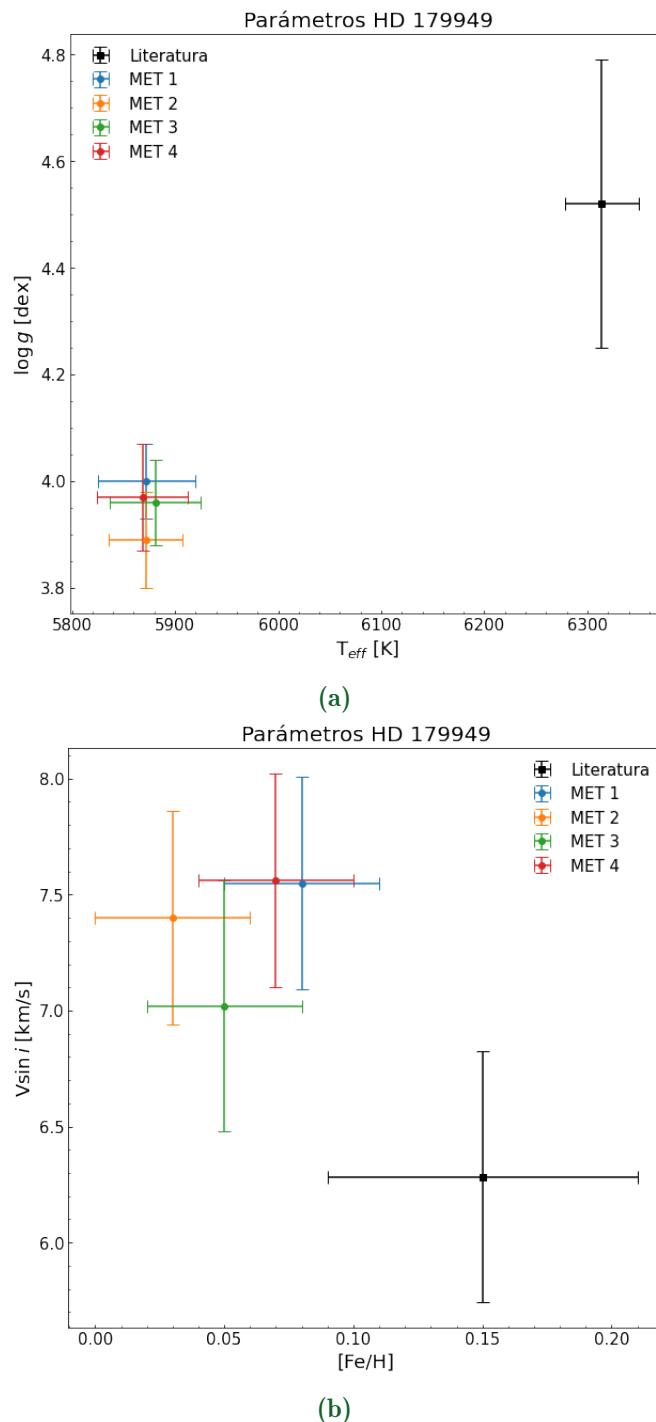


Figura 4.2: En las figuras se representan las diferentes relaciones entre los parámetros atmosféricos para la estrella HD 179949 con sus respectivos errores en cada uno de los parámetros obtenidos a través de los diferentes métodos (MET) usando el software *iSpec*. También en color negro se representan los valores de los parámetros atmosféricos estelares reportados en la literatura. En la figura (a) se gráfica la relación entre T_{eff} - $\log g$. En la figura (b) se gráfica la relación entre $[Fe/H]$ - $\log g$.

Capítulo 5

CONCLUSIONES

- En muchos casos vemos que nuestros resultados en los parámetros atmosféricos son más precisos que los reportados en la literatura, aún teniendo presente que el especlógrafo posee una resolución media-baja igual a $R = 20000$, en contraste con los usados en la literatura para calcular los parámetros atmosféricos reportados para cada estrella. Para la estrella HAT-P-11 se usó un especlógrafo con una resolución igual a $R = 55000$ ([Bakos et al., 2010](#)) y para la estrella HD 179949 se usó un especlógrafo con una resolución igual a $R = 115000$ ([Soto and Jenkins, 2018](#)).
- La exactitud de los resultados obtenidos a través de la metodología anteriormente descrita y el uso del instrumentos HEROS con $R = 20000$, se encuentra alrededor de los 6 % y 20 %. Lo anterior incluso a pesar de la baja resolución del instrumento con el que se tomaron los espectro en contraste con los instrumentos usados en la literatura, el HIRES para la estrella HAT-P-11 con una resolución igual a $R = 55000$ y el HARPS para la estrella HD 179949 con una resolución igual a $R = 115000$.
- Los errores altos con respecto a la literatura corresponde principalmente al cálculo de la metalicidad con respecto al hierro. Sin embargo, la dispersión en nuestros resultados de dicho parámetro es baja. Esto es causado dada la resolución del especlógrafo con el que se tomaron los datos, ya que no es capaz de resolver muy bien las líneas del hierro.
- El uso de iSpec para el análisis espectral nos permitió solventar la falta de resolución, obteniendo resultados en los parámetros espetrales adecuados para realizar estudios de ciencia.
- La diferencia entre elegir secciones amplias y solo secciones alrededor de cada línea reduce el tiempo de cómputo a un 20 % para la estrella HD 179949 y 27 % para la estrella HAT-P-11.
- Vemos que las metalicidad calculadas para la estrellas huéspedes de exoplanetas cumple con la estadística, es decir, mayores a las del Sol.
- Teniendo en cuenta los resultados podemos decir que el mejor método en general es el segundo (MET 2), el cual usa las relaciones reportadas en [Flor-Torres \(2020\)](#) para el cálculo de las micro y macroturbulencias, usadas como priors junto con los valores solares para el cálculo de los mejores parámetros atmosféricos a través del método de espectro sintético.

- Este análisis permitió generar una, lista de líneas para el estudio espectroscópico de cada una de las estrellas. Para la estrella HAT-P-11 alrededor de 310 líneas y para la estrella HD 179949 alrededor de 220 líneas, las cuales se componen de elementos químicos como: Al I, Ca I, Cr I, CN I, Fe I, Mg I, Mn I, Ni I, O I, Si I, Ti I, V I, Zr I, Ba II, Co II, Fe II, Nd II, Sc II, entre otros.

Referencias

- Arnold, L., Gillet, S., Lardi  re, O., Riaud, P., and Schneider, J. (2002). A test for the search for life on extrasolar planets. Looking for the terrestrial vegetation signature in the Earthshine spectrum. *A&A*, 392:231–237.
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., and Scott, P. (2009). The Chemical Composition of the Sun. , 47(1):481–522.
- Bakos, G.   , Torres, G., P  l, A., Hartman, J., Kovács, G., Noyes, R. W., Latham, D. W., Sasselov, D. D., Sip  cz, B., Esquerdo, G. A., Fischer, D. A., Johnson, J. A., Marcy, G. W., Butler, R. P., Isaacson, H., Howard, A., Vogt, S., Kovács, G., Fernandez, J., Mo  r, A., Stefanik, R. P., L  z  r, J., Papp, I., and S  ri, P. (2010). HAT-p-11b: A SUPER-NEPTUNE PLANET TRANSITING a BRIGHT k STAR IN THEKEPLERFIELD. *The Astrophysical Journal*, 710(2):1724–1745.
- Blanco-Cuaresma, S. (2019). Modern stellar spectroscopy caveats. *mnras*, 486(2):2075–2101.
- Blanco-Cuaresma, S., Soubiran, C., Heiter, U., and Jofr  , P. (2014). Determining stellar atmospheric parameters and chemical abundances of FGK stars with iSpec. *A&A*, 569:A111.
- Carroll, B. W. and Ostlie, D. A. (2017). *An introduction to modern astrophysics*. Cambridge University Press.
- Castelli, F. and Kurucz, R. L. (2004). New grids of atlas9 model atmospheres.
- Chang, S., Yu, K., and Liu, J. (2008). Advanced secure information retrieval technology for multilayer information extraction. *Journal of Nanomaterials*, 2008.
- Flor-Torres, L. (2020). *Caracterización Espectrosc  pica de Estrellas Huéspedes de Exoplanetas con el Telescopio TIGRE*. PhD thesis, Universidad de Guanajuato.
- Golriz, S. S. (2015). Stellar spectroscopy: New methods and insights.
- Gray, D. F. (2005). *The observation and analysis of stellar photospheres*. Cambridge University Press.
- Gray, R. O. and Corbally, C. J. (1994). The Calibration of MK Spectral Classes Using Spectral Synthesis. I. The Effective Temperature Calibration of Dwarf Stars. , 107:742.
- Gray, R. O., Corbally, C. J., and Burgasser, A. J. (2009). *Stellar spectral classification*, volume 15. Princeton university press.

- Houk, N. and Smith-Moore, M. (1988). *Michigan Catalogue of Two-dimensional Spectral Types for the HD Stars. Volume 4, Declinations -26°.0 to -12°.0.*, volume 4.
- Martinez, C. F., Cunha, K., Ghezzi, L., and Smith, V. V. (2019). A spectroscopic analysis of the California-Kepler survey sample. i. stellar parameters, planetary radii, and a slope in the radius gap. *The Astrophysical Journal*, 875(1):29.
- Mészáros, S., Prieto, C. A., Edvardsson, B., Castelli, F., Pérez, A. E. G., Gustafsson, B., Majewski, S. R., Plez, B., Schiavon, R., Shetrone, M., and de Vicente, A. (2012). NEW ATLAS9 AND MARCS MODEL ATMOSPHERE GRIDS FOR THE APACHE POINT OBSERVATORY GALACTIC EVOLUTION EXPERIMENT (APOGEE). *The Astronomical Journal*, 144(4):120.
- Peacock, J. (2012). *Astronomical Statistics*.
- Perryman, M. (2018). *The Exoplanet Handbook*.
- Piskunov, N., Kupka, F., Ryabchikova, T., Weiss, W., and Jeffery, S. (1995). Vald: The Vienna atomic line data base. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 112:525.
- Sagan, C., KCET (Television station : Los Angeles, C., and Productions, C. S. (1985). *Cosmos*. Cognitive systems monographs. Ballantine Books.
- Santos, N. C., Sousa, S. G., Mortier, A., Neves, V., Adibekyan, V., Tsantaki, M., Delgado Mena, E., Bonfils, X., Israelian, G., Mayor, M., and Udry, S. (2013). SWEET-Cat: A catalogue of parameters for Stars With ExoplanETs. I. New atmospheric parameters and masses for 48 stars with planets. *A&A*, 556:A150.
- Smette, A., Sana, H., Noll, S., Horst, H., Kausch, W., Kimeswenger, S., Barden, M., Szyszka, C., Jones, A. M., Gallenne, A., Vinther, J., Ballester, P., and Taylor, J. (2015). Molecfit: A general tool for telluric absorption correction. I. Method and application to ESO instruments. *A&A*, 576:A77.
- Soto, M. G. and Jenkins, J. S. (2018). Spectroscopic Parameters and atmosphEric ChemIstriEs of Stars (SPECIES). I. Code description and dwarf stars catalogue. *A&A*, 615:A76.
- Valenti, J. A. and Piskunov, N. E. (1996). Spectroscopy Made Easy. In Adelman, S. J., Kupka, F., and Weiss, W. W., editors, *M.A.S.S., Model Atmospheres and Spectrum Synthesis*, volume 108 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 175.
- Weisstein, E. (2022). Root-mean-square.