



UNIVERSIDAD DE LOS ANDES
FACULTAD DE CIENCIAS
DEPARTAMENTO DE FÍSICA
GRUPO DE ASTROFÍSICA TEÓRICA

VELOCIDAD RADIAL DE LA ESTRELLA HD 159378

www.bdigital.ula.ve

Trabajo especial de grado presentado ante la ilustre
Universidad de Los Andes para optar al título de:
Licenciado en Física.

Presentado por:
Br. Ender Paredes
Tutora: Dra. Patricia Rosenzweig Levy
Co – Tutora: M.Sc. Gabriela García Lugo
Noviembre 2023.

DEDICATORIA

A Mamá y a mi hijo Mathias

www.bdigital.ula.ve

AGRADECIMIENTOS

A Dios, por permitirme avanzar ante cualquier adversidad .A mi madre Maria Consuelo y a mi padre Albano Jose , que han estado en buenas y malas apoyando en todo momento, esta tesis es un testimonio de su dedicación y sacrificio.

A mi tutora la Dra. Patricia Rosenzweig Levy, por su valiosa guía, apoyo, dedicación y paciencia en la orientación de mi trabajo de grado. Su conocimiento, perspicacia y atención al detalle han sido herramientas fundamentales para lograr esta meta.

A mi cotutora M.Sc. Gabriela García Lugo, por su esencial colaboración en la revisión y corrección de mi trabajo, sus acertadas sugerencias y comentarios enriquecieron en gran medida mi trabajo. .

Al profesor Orlando Naranjo, por sus grandes aportes, consejos y enseñanzas que hacen parte de mi formación académica.

A los profesores Félix Aguirre, Edgar Guzmán, y Alberto Patino , por haber aceptado formar parte del jurado evaluador y contribuir con este Trabajo Especial de Grado con sus recomendaciones. .

A mis amigos y hermanos Carlos Enrique Pérez, Libardo Zerpa y Carlos Eduardo Jaimes, con quienes he compartido a lo largo de este proceso y han demostrado lealtad absoluta gracias por su apoyo en todo momento.

A la profesora Adriana Pérez, por todo el apoyo y solidaridad en distintos procesos que ayudaron a finalizar mi trabajo de grado.

A demás familiares y amigos, Lolimar Olmos, Tibaldo Zerpa, Marbelis Guillen, Jesús David, Álvaro Parra, Ángel Díaz , Jairo Calderón, Ruber Rodríguez, que de una forma u otra han contribuido y se han hecho parte de este triunfo.

VELOCIDAD RADIAL DE LA ESTRELLA HD 159378

Br. Ender Paredes

Resumen: En el presente trabajo, se analizó un espectro de alta resolución de la estrella supergigante amarilla HD 159378, obtenido el 9 de agosto de 2003. Este espectro se tomó utilizando un CCD incorporado al espectrógrafo HERCULES, y acoplado al telescopio de tipo Cassegrain McLellan de 1 m del Observatorio Mt. John de la Universidad de Canterbury en Tekapo (Nueva Zelanda). Cubre un rango de $\lambda\lambda$ (4510 - 6820) Å, con una dispersión lineal de 2 Å/mm, fraccionado en 44 órdenes. La calibración de su longitud de onda, se realizó con una lámpara de comparación de Th-Ar. El espectro fue reducido utilizando el Software de reducción HERCULES (HRSP) desarrollado en el Departamento de Física y Astronomía, de la Universidad de Canterbury (Nueva Zelanda); y la data fue procesada con los paquetes y subrutinas del software IRAF (Image Reduction and Analysis Facility). Posteriormente, a través de un riguroso análisis espectroscópico y siguiendo criterios estándares de medida y selección, se realizó la identificación de 38 líneas fotosféricas, a partir de las cuales, se derivó la velocidad radial promedio de la estrella. Así, se obtuvo un valor de $(-14,6 \pm 0,6)$ km/s. Por otro lado, en el espectro analizado de HD 159378, se encontró un mayor porcentaje de líneas de Fe I, Fe II, Cr II y Ti II, entre otros. Siendo el Fe I, el elemento químico identificando con mayor frecuencia, representando un 26 % del total de las líneas, seguido por Cr II, con un 21 %. Asimismo, en el espectro de esta estrella, solo está presente la Línea H α de la Serie de Balmer, encontrándose el resto de ellas en los espacios entre los órdenes del espectro o fuera del rango estudiado. Ahora bien, el análisis de la velocidad radial de H α , fue realizado por separado por ser una línea de resonancia; obteniéndose un valor de $V_r = -5.1$ km/s. Este valor, difiere por más de 9 km/s del valor obtenido para la velocidad radial promedio de las líneas fotosféricas, lo que indica una alta variabilidad y movimientos turbulentos en la atmósfera de HD 159378. Peculiaridades muy usuales en este tipo de estrellas supergigantes.

ÍNDICE GENERAL

i) ÍNDICE DE TABLAS	12
ÍNDICE DE FIGURAS	12
CAPÍTULO 1.	13
MARCO TEÓRICO	13
1.1 Espectros estelares.....	14
1.1.2 Clasificación espectral	15
1.1.3 El Diagrama Hertzsprung-Russell (HR)	17
1.2.1 Evolución Estelar.	19
1.2.3 Secuencia Principal.....	21
1.2.4 Secuencia Principal Inferior.....	22
1.2.5 Ciclo Protón-Protón	22
1.2.6 Secuencia Principal Superior	23
1.2.7 Ciclo CNO Carbono-Nitrógeno-Oxígeno	24
1.3 Etapas Post – Secuencia Principal.....	25
1.3.1 Proceso triple Alpha.....	25
1.3.2 Flash de Helio	26
1.4 Rama Horizontal.....	27
1.5 Rama Asintótica Gigante (AGB).....	28
1.6 Etapa Post-AGB	28
1.7 Características de las estrellas supergigantes	30
CAPÍTULO 2	32
CARACTERÍSTICAS GENERALES Y ESTUDIOS PREVIOS DE HD 159378	32
2.1 Características generales de la estrella HD 159378.	32
2.2 Estudios previos de velocidad Radial de HD 159378.	33
CAPÍTULO 3	35
MATERIAL OBSERVACIONAL	35
3.1 Material observacional de HD 159378.....	35
CAPÍTULO 4	37
MARCO METODOLÓGICO	37
4.1 Medición de las líneas espectrales	37
4.2 Selección de las líneas espectrales.....	37

4.3	Identificación de las líneas espectrales	38
4.4	Cálculo de la velocidad radial (Efecto Doppler).....	38
4.5	Cálculo de la desviación estándar de la velocidad radial	39
CAPÍTULO 5	41
RESULTADOS Y ANÁLISIS	41
5.1	Velocidad radial de las líneas fotosféricas de HD 159378.....	41
5.2	Velocidad radial de la línea de Balmer ($H\alpha$)	44
CAPÍTULO 6	46
CONCLUSIONES	46
REFERENCIAS BIBLIOGRÁFICAS	47

www.bdigital.ula.ve

i) ÍNDICE DE TABLAS

Tabla N° 1: Porcentaje de estrellas en las diferentes clases espectrales (Morrison, 2008).....	17
Tabla N° 2: Velocidades Radiales previamente reportadas de HD 159378.....	34
Tabla N° 3: Líneas fotosféricas identificadas en el espectro bajo estudio de HD 159378.....	42

ÍNDICE DE FIGURAS

Figura N° 1: Diagrama HR (Carroll et al., 2007).....	18
Figura N° 2: Trayectorias evolutivas teóricas en el diagrama HR para estrellas de diferentes masas, basadas en cálculos computacionales (Choudhuri ,2010).....	20
Figura N° 3: Traza evolutiva de una estrella con masa menor a 8 Masas solares en el diagrama HR (Choudhuri ,2010).....	29
Figura N° 4: Perfiles de varias líneas de Fe I, Fe II y de la línea H α sobre la escala de velocidad. (Kipper, 2008).....	34
Figura N° 5: Orden número 7 del espectro de la estrella HD 159378 analizado en el presente estudio	36
Figura N° 6: Orden número 18 del espectro de la estrella HD 159378 analizado en el presente estudio.....	37
Figura 7: Elementos químicos presentes en HD 159378.....	44
Figura N° 8: Línea H α de la estrella HD 159378, presente en el espectro bajo estudio.....	45

CAPÍTULO 1.

MARCO TEÓRICO

Las estrellas son los objetos más difundidos del universo , en el interior de las galaxias, estos cuerpos celestes contienen el 90% de la materia; mientras que en los cúmulos galácticos concentran el 70% de ella (Bisnovatyi-Kogan, 2011). Así, la formación de muchos elementos químicos está relacionado con su proceso de evolución. Por ello, estudiar y comprender cómo evolucionan las estrellas en sus diferentes etapas, es de suma importancia ya que nos permite conocer la historia, estructura y evolución de nuestro universo (Bakulin et al., 1987).

Una estrella es un objeto esférico de gas que se encuentra en un estado de equilibrio, entre la gravedad que intenta comprimirla y la variación radial de presión del gas que intenta expandirla. La energía se genera en el interior de las estrellas por medio de las reacciones termonucleares y la energía resultante, es emitida al espacio en forma de radiación electromagnética (luz), neutrinos y viento estelar (gas) (Garzón et al., 2009).

Las estrellas comienzan a formarse a partir de materia contenida en nubes moleculares, que en su mayoría están compuestas de Hidrógeno. Estas nubes presentan zonas de alta densidad, que ocasionan que el material de la misma se aglutine debido a la fuerza gravitatoria, comenzando a contraerse y a fragmentarse en regiones más pequeñas llamadas núcleos. Cuando uno de estos núcleos se vuelve esférico, se denomina protoestrella (Peña, 2012). La contracción de una protoestrella solo se detiene cuando la mayor parte del gas está completamente ionizado en forma de plasma, donde la temperatura central alcanza un valor tan alto que las reacciones nucleares comienzan, dando como resultado la generación de la energía. En este punto se alcanza el equilibrio hidrostático y se puede definir como estrella (Karttunen et al., 2007).

1.1 Espectros estelares

Todo lo que se sabe sobre los cuerpos celestes se basa en el estudio de su luz, o dicho de otro modo, de la radiación electromagnética recibida. La luz que se observa con el ojo humano, es en realidad una porción muy pequeña del espectro de ondas electromagnéticas. Dicho espectro, está compuesto por las radiaciones de longitudes de onda largas, como las ondas de radio e infrarrojas; intermedias, como la luz visible; y por longitudes de onda más cortas, el ultravioleta, rayos X y rayos gamma (Kutner, 2003). Por ello, para estudiar la luz que proviene de las estrellas, se utilizan diferentes técnicas e instrumentos que detectan ondas electromagnéticas en los distintos rangos de longitud de onda del espectro.

Las estrellas, emiten radiación en casi todas las longitudes de onda del espectro electromagnético. Pero la mayoría de estas radiaciones no llega hasta la superficie de la Tierra, porque se extinguen antes de llegar o son absorbidas por la atmósfera terrestre, ya que ésta solo permite el paso de radiaciones entre (3300 – 9000) Å. De esta manera, entre la radiación que logra llegar a la Tierra, se encuentra la franja del espectro visible, cuya longitud de onda está entre (3800 – 7000) Å y que es la responsable de producir en el ojo las sensaciones cromáticas (Jaschek & de Jaschek, 1983). También, el rango visible del espectro electromagnético, es el que proporciona información sobre las propiedades físicas de los objetos celestes, como su composición química, evolución, densidad y presión (Guapacha, 2016).

Por lo tanto, se puede decir que la luz proveniente de una estrella, es una síntesis de muchas radiaciones de distintas longitudes de ondas, y para descomponerla en los distintos colores que la componen, es necesario hacer uso de un espectrógrafo, cuya parte esencial es un prisma o una red de difracción. De esta forma, al incidir un haz de luz en cualquiera de estos dispositivos, se descompone en una sucesión de radiaciones (monocromáticas) de distintas longitudes de onda. Esta sucesión de radiaciones de distintos colores forma lo que se conoce como espectro (Jaschek & de Jaschek, 1983), el cual se define como una representación que muestra la intensidad de la luz en función de la longitud de onda o frecuencia de una fuente (Kutner, 2003).

El espectro que emite una estrella depende principalmente de la temperatura de su "superficie" llamada fotosfera, que es la región en la cual los fotones pueden escapar de una estrella sin mayor absorción o dispersión (Maoz, 2016). Generalmente, los espectros estelares se componen de un continuo que cubre todas las frecuencias. Superpuestas al continuo, están las líneas del espectro, que serán de emisión si sobresalen al continuo o líneas oscuras de absorción si lo oscurecen (Battaner, 1999). Las líneas de emisión sobresalen al continuo porque los átomos en la atmósfera de la estrella emiten radiación en longitudes de onda específicas, lo que crea las líneas de emisión. La intensidad y el número de estas líneas dependen de la temperatura, presión y composición química de la atmósfera estelar (Kutner, 2003). Por otro lado, la mayoría de los espectros estelares muestran líneas oscuras, que se producen por la absorción de estas líneas por átomos y moléculas presentes en las capas exteriores y menos densas de las atmósferas de las estrellas (Russell, 1914).

De esta manera, se puede decir que una gran parte de la información que se tiene sobre las propiedades físicas de las estrellas proviene, en su mayoría, del estudio de sus espectros. Principalmente, del estudio de la intensidad de las líneas de absorción, que permite determinar la masa estelar, temperatura y composición química. Además, la forma de las líneas, también puede proporcionar información sobre los procesos atmosféricos que ocurren en el interior de las estrellas (Karttunen et al., 2007).

1.1.2 Clasificación espectral

Ahora bien, la clasificación espectral comenzó a realizarse antes de que se explicara el surgimiento de los espectros estelares, al comprenderse que sus características estaban relacionadas con la diferencia entre las propiedades físicas de las estrellas, como su temperatura, luminosidad, entre otros.

Inicialmente, los espectros de la mayoría de las estrellas fueron ordenados en forma secuencial; donde, las líneas de algunos elementos químicos se debilitaban gradualmente, mientras que la de otros se intensificaban. Así, esta relación entre

las intensidades de determinadas líneas espectrales, fue lo que permitió realizar lo que se conoce como clasificación espectral.

Isaac Newton observó el espectro solar en 1666; pero, oficialmente, la espectroscopía comenzó en 1814, cuando Fraunhofer observó las líneas oscuras (o de absorción) en el espectro del Sol. A manera de identificación, él le asignó a algunas de las líneas oscuras más intensas, letras mayúsculas como D, G, H y K, pero sin conocer los elementos responsables del origen de estas líneas. Y no fue sino hasta 1860, cuando Kirchhoff y Bunsen, las identificaron y determinaron que son líneas características producidas por varios elementos en un gas incandescente (Karttunen et al., 2007).

Posteriormente, astrónomos de la Universidad de Harvard, crearon en la última parte del siglo XIX, idearon el llamado Sistema de Clasificación de Harvard; en el que, los espectros de miles de estrellas fueron fotografiados y utilizados para clasificarlas en lo que se denomina sus tipos espectrales (Morrison, 2008). En este sistema, las estrellas fueron clasificadas según las líneas de absorción del Hidrógeno, más fuertes y más débiles en intensidad, por lo que diferentes tipos espectrales corresponden a diferentes temperaturas superficiales.

Así pues, en esta clasificación, las estrellas se dividieron en siete tipos espectrales, O, B, A, F, G, K y M; asignadas en orden decreciente de temperatura; esto es, O para las más caliente y M para las más frías. En la Tabla N° 1, se observa el porcentaje estimado de estrellas para cada una de las clases espectrales mencionadas. Además, entre estos tipos de espectros en la clasificación general, hay otros denominados de transición, y para denotarlos se agrega al tipo espectral, un número, que puede ir desde 0 hasta el 9 (Jaschek & De Jaschek, 1983). Es decir, que los espectros parecidos entre sí, se reúnen en clases espectrales; mientras que, las diferencias imperceptibles, permiten obtener las subclases (Bakulin et al., 1987).

Tabla N° 1: Porcentaje de estrellas en las diferentes clases espectrales (Morrison, 2008).

Tipo	Color	Proporción (%)
O	Azul	0.003
B	Azul-Blanca	0.13
A	Blanca	0.63
F	Blanca-Amarilla	3.1
G	Amarilla	8
K	Naranja	13
M	Roja	78

Por otro lado, en 1943 se introduce la Clasificación Espectral de Yerkes, también conocida como Sistema MK. En esta clasificación, se toman en cuenta las líneas espectrales que dependen principalmente de la gravedad superficial, que a su vez está relacionada con la luminosidad y el radio de la estrella. De esta manera, las estrellas se catalogan con números romanos: Ia para las supergigantes más luminosas, Ib para supergigantes menos luminosas, II para gigantes luminosas, III para gigantes normales, IV para subgigantes y V para estrellas de la secuencia principal (Garzón et al., 2009).

1.1.3 El Diagrama Hertzsprung-Russell (HR)

A comienzos del siglo XX, los astrónomos Hertzsprung y Russell dieron un paso crucial hacia la comprensión de la física estelar. Desarrollaron de manera independiente, un diagrama logarítmico que les permitió clasificar las estrellas de una manera más precisa, y que además permitía estudiar su ciclo evolutivo (Maoz, 2016). En este diagrama, el eje horizontal está representado por una medida de la temperatura de la estrella (color o tipo espectral), y el eje vertical representa una medida de su luminosidad (magnitud absoluta).

Actualmente, es conocido como diagrama de Hertzsprung-Russell, o diagrama HR, y se ha convertido en una herramienta fundamental en la astrofísica para el

estudio de las estrellas, ya que permite clasificarlas en distintos tipos espectrales, obtener su composición química, estimar la masa, el tamaño, e incluso la vida o duración de una estrella (Garzón et al., 2009).

En el diagrama HR, se distinguen tres zonas bien diferenciadas (ver Figura N° 1), ya que en la parte superior del diagrama, se localizan las estrellas de mayor masa y mayor luminosidad, denominadas estrellas Gigantes y Supergigantes, que son estrellas muy grandes y frías. En la parte inferior, la región está poblada por estrellas calientes, pero poco luminosas, llamadas enanas blancas (Bakulin et al., 1987). Una larga banda diagonal que se despliega desde la parte superior izquierda a la parte inferior derecha se denomina Secuencia Principal. Esta zona, concentra el 90 % de las estrellas y es donde las mismas pasan la mayor parte de su vida consumiendo Hidrógeno, en una fase estable en la cual, la posición que ocupan sobre dicha diagonal, viene determinada por su masa inicial. De esta manera, en la parte superior de la Secuencia Principal, se ubican las estrellas de gran masa como las gigantes azules, y en la parte inferior, las de masa pequeña como las enanas rojas (Morrison, 2008).

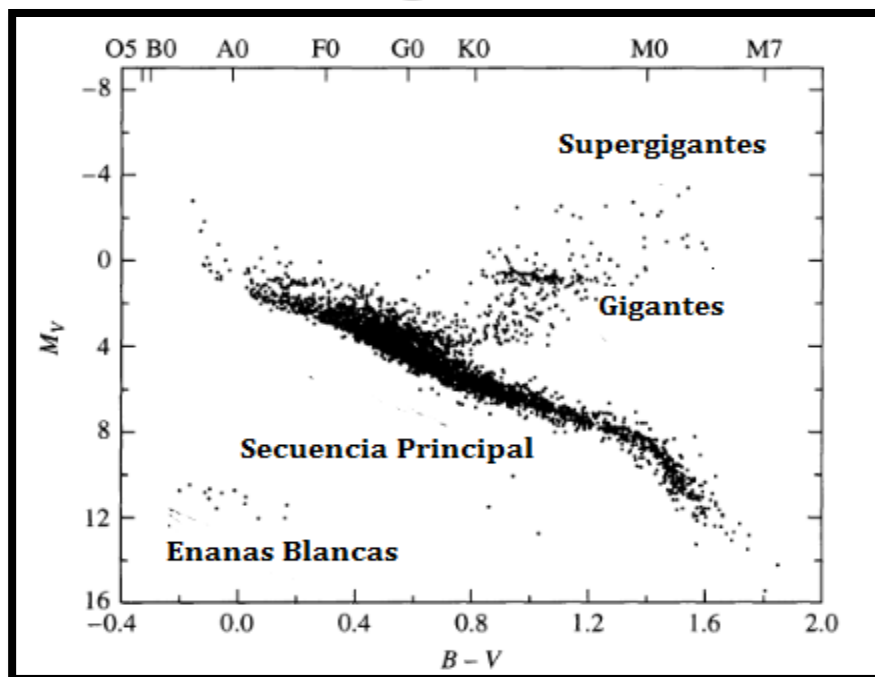


Figura N° 1: Diagrama HR (Carroll & Ostlie, 2017)

Por otro lado, como se puede observar en la Figura N° 1, la distribución de las estrellas es irregular, lo que indica una dependencia determinada entre las luminosidades y temperaturas en cada grupo de estrellas. De igual modo, la posición de cada estrella, en una u otra zona del diagrama, no es al azar, depende de sus propiedades físicas y su fase de evolución (Bakulin et al., 1987).

1.2.1 Evolución Estelar.

Las estrellas pasan por un ciclo de vida completo y recurrente, nacen, viven y mueren. Por ello, se puede definir la evolución estelar como el ciclo de vida de las estrellas. A medida que las estrellas evolucionan, fusionan y consumen los elementos químicos que sintetizan en sus núcleos, y cuando estos elementos se agotan; la mayor parte del material es devuelto al medio interestelar y es reincorporados a la siguiente generación de estrellas; el resto, termina formando objetos compactos (Peña, 2012).

Así, las estrellas pasan por fases evolutivas muy diferentes, siguiendo trayectorias que dependen principalmente de su masa inicial. Los resultados de los cálculos evolutivos generalmente se representan en forma de trazas evolutivas en el diagrama de Hertzsprung-Russell (HR), como se observa en la Figura N° 2, donde el logaritmo de la temperatura efectiva ($\log(T_{\text{eff}})$) se representa en la abscisa y el logaritmo de la luminosidad ($\log(L)$) en ordenadas.

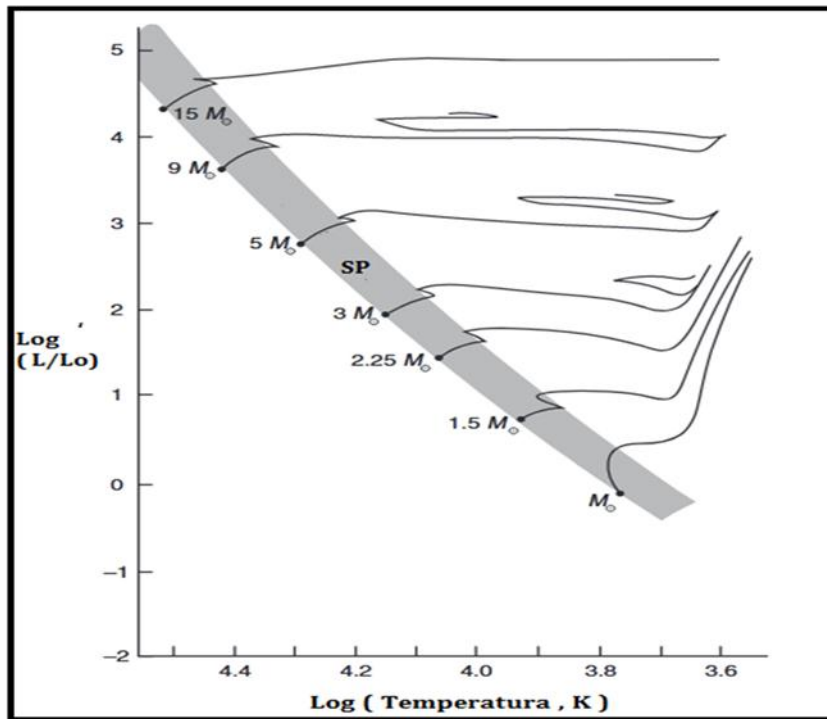


Figura N° 2: Trayectorias evolutivas teóricas en el diagrama HR, para estrellas de diferentes masas, basadas en cálculos computacionales (Choudhuri, 2010).

1.2.2 Formación Estelar

El Hidrógeno es el elemento más abundante en el medio interestelar, y se encuentra agrupado en vastas regiones de gas y polvo conocidas como nebulosas o nubes moleculares, que se caracterizan por presentar densidades no uniformes y extremadamente bajas.

En estas nebulosas, comienza la formación de las estrellas. En las zonas de mayor densidad, el material de la nube comienza agruparse debido a la acción de la gravedad, lo que trae como consecuencia que la densidad aumente, incrementando a su vez y de forma continua la atracción gravitatoria; comenzando un proceso de contracción o colapso gravitatorio de la nube. No se sabe con certeza lo que desencadena el colapso gravitacional, probablemente es el resultado de perturbaciones ocasionadas por turbulencias en la nube o producto de explosiones de las estrellas formadas en su interior, como las supernovas (Peña, 2012).

Al colapsar la nube, ésta se fragmenta en regiones más compactas conocidas como núcleos, que posteriormente formarán protostrellas. Este cuerpo estelar, aún en colapso, realiza la transición de protoestrella a estrella, cuando en su núcleo primario la fuente principal de generación de energía pasa a ser la fusión nuclear a través de las reacciones nucleares, en lugar del colapso gravitacional. Pero este cambio no es repentino, ya que el material más cerca del centro se calienta más rápido y, eventualmente, se genera suficiente energía en el interior de la estrella para que se detenga el colapso. Cuando esto sucede, la estrella alcanza una condición estable, llamada equilibrio hidrostático, y entra en la secuencia principal (Kutner, 2003).

1.2.3 Secuencia Principal

Cuando una estrella entra en la Secuencia Principal, su principal fuente de energía es la conversión de Hidrógeno en Helio, a través de procesos de fusión nuclear. A medida que ocurren las reacciones nucleares, la composición de la estrella va cambiando. Con el tiempo, este cambio podría afectar el tipo espectral y la luminosidad de la estrella; mientras que, su estructura básica no varía de forma significativa. Por ello, la vida útil de una estrella en la Secuencia Principal; depende de la cantidad de Hidrógeno disponible en el núcleo y la velocidad a la que ese combustible se está consumiendo, lo que es proporcional a la masa total de la estrella (Kutner, 2003).

Cuanto más masiva es una estrella, más luminosa y caliente será, por lo que más rápidamente agota su combustible de Hidrógeno, dando como resultado que pasa poco tiempo en la secuencia principal. Por el contrario, para estrellas de baja masa, la zona de convección en su atmósfera se extiende hasta la superficie, aportando Hidrógeno al núcleo, procedente de las capas externas, incrementando así el tiempo que la estrella pasa en la Secuencia Principal (Peña, 2012).

1.2.4 Secuencia Principal Inferior

Esta zona está conformada por estrellas de baja masa, de masa tipo solar y de masa intermedia. Las estrellas de baja masa, que son aquellas con un rango entre $(0.08 - 0.6) M_{\odot}$, realizan el transporte de la energía desde el núcleo hasta las capas externas; principalmente, por convección. Además, debido a sus bajas temperaturas, los fotones no pueden ser transportados por la radiación conduciendo una gran opacidad. Como resultado, estas estrellas son totalmente convectivas y la radiación no es una forma eficiente de transportar su energía (Karttunen et al., 2007). Mientras que, las estrellas de masas tipo solar e intermedia, entre $(0.6 - 1.5) M_{\odot}$, presentan un núcleo radiativo debido a que la opacidad es más baja y la radiación puede transportar la energía. Estas estrellas, a diferencia de las menos masivas, no transportan Hidrógeno a su núcleo desde las capas exteriores, por lo que presentarían una envoltura convectiva (Peña, 2012).

1.2.5 Ciclo Protón-Protón

El ciclo protón-protón es la principal fuente de energía de una estrella en la Secuencia Principal inferior. Por ello, la generación de energía en el interior del Sol y en estrellas de masas menores, tiene lugar principalmente debido a esta cadena (Choudhuri, 2010).

En las dos primeras reacciones, se produce deuterio (${}^2\text{H}$) y luego el Helio 3 (${}^3\text{He}$), de la siguiente manera:

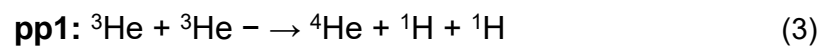


El neutrino producido en la reacción (1) puede escapar libremente de la estrella y se lleva parte de la energía liberada. El positrón (e^+) se aniquila inmediatamente junto con un electrón, dando lugar a un fotón.

La segunda reacción (2), donde un deuterio y un protón se unen para formar el isótopo de Helio (^3He), es muy rápida en comparación con la anterior. Por ello, la abundancia de deuterones, dentro de las estrellas, es muy pequeña.

Después de la producción de ^3He , las reacciones pueden proceder a través de tres alternativas o ramas de la cadena Protón-Protón: pp1, pp2, pp3. La rama pp1 es la rama dominante para condiciones correspondientes al interior solar.

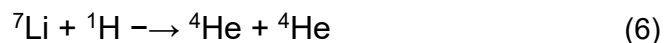
Se trata de dos núcleos de ^3He que produce un núcleo de ^4He :



Las otras dos ramas (pp2 y pp3), empiezan a dominar únicamente cuando la temperatura está por encima de 10^7 K. Requieren la existencia previa del isótopo más abundante del Helio (^4He) y su primera forma, el berilio (^7Be):



Posteriormente, el berilio (^7Be) puede dar lugar a los siguientes dos tipos de reacciones:



1.2.6 Secuencia Principal Superior

En esta zona de la Secuencia Principal, se ubican estrellas con masas mayores a la masa del Sol ($M_{\odot} > 1.5$), que se caracterizan porque su región central

se vuelve convectiva. Esto ocasiona que la producción de energía se genere principalmente en su núcleo; por lo que, mientras más grande sea la masa de la estrella, mayor será su núcleo convectivo. Además, debido a las altas temperaturas en este tipo de estrellas, la opacidad se reduce y la radiación alcanza las capas exteriores, por lo que la cadena protón deja de ser eficiente, y el núcleo fusiona el Hidrógeno en Helio principalmente a través del ciclo CNO, proceso en el que el Carbono hace el papel de catalizador en sus reacciones (Peña, 2012).

1.2.7 Ciclo CNO Carbono-Nitrógeno-Oxígeno

En este proceso, intervienen protones que se agregan a los núcleos de carbono, formando Nitrógeno, el cual se vuelve inestable al agregar más protones y se descompone en Helio y Carbono. Este último cumple la función de catalizador de la transformación del Hidrógeno en Helio, acompañando toda la transformación con una considerable liberación de energía (Jaschek & de Jaschek, 1983).

Las reacciones que ocurren durante el ciclo CNO, se describen a continuación:

- Un núcleo de Carbono 12 (^{12}C) captura un núcleo de Hidrógeno (^1H , un protón) para formar un núcleo de Nitrógeno 13 (^{13}N); emitiendo un rayo gamma (γ) en el proceso



- El núcleo de ^{13}N emite un electrón positivo (positrón, e^+) y se convierte en Carbono 13 (^{13}C)



- Este núcleo, captura otro protón y se convierte en Nitrógeno 14 (^{14}N), emitiendo otro rayo gamma



- El Nitrógeno 14 captura un protón para formar Oxígeno 15 (^{15}O)



- El núcleo resultante de Nitrógeno expulsa un positrón como lo hizo anteriormente y, por lo tanto, se transforma en Nitrógeno 15 (^{15}N)



- Finalmente, el núcleo de Nitrógeno 15 captura un protón que se mueve rápidamente y se descompone en un núcleo de Carbono 12, más un núcleo de Helio (partícula alfa) de masa 4 (^4He)



1.3 Etapas Post – Secuencia Principal.

La fase de secuencia principal, finaliza cuando el Hidrógeno se agota en el centro de la estrella, y comienza un estado en el cual el Hidrógeno se quema en una capa que rodea un núcleo de Helio, que se está contrayendo ocasionando un incremento de su temperatura (Karttunen et al., 2007). En esta etapa, la luminosidad aumenta debido a la contracción gravitacional; mientras, que la combustión de Hidrógeno va incrementando la masa del núcleo de Helio. Esto ocasiona una enorme expansión de las capas externas de la estrella, llevándola hacia arriba y hacia la derecha en el diagrama HR, a la fase de gigante roja. Esta fase del ciclo evolutivo de una estrella, es breve comparada con el tiempo que la estrella pasa en la Secuencia Principal, puesto que dura aproximadamente una décima parte del mismo (Maoz, 2016).

1.3.1 Proceso triple Alpha

Como consecuencia de las reacciones del ciclo Protón-Protón o CNO, la abundancia de Helio en el interior estelar aumenta. Ahora bien, cuando una estrella alcanza una temperatura superior a 100000000 kelvin, el Helio en su núcleo se puede transformar en Carbono (Kutner, 2003), a través de la reacción, que se conoce como la reacción triple alfa; la cual se describe a continuación:



${}^8\text{Be}$ es inestable y se descompone en dos núcleos de Helio o partículas alfa en 2.6×10^{-16} segundos



La producción de Carbono a través de este proceso requiere, por lo tanto, la colisión casi simultánea de tres partículas alfa. La reacción es a menudo escrita como:



1.3.2 Flash de Helio

El inicio de la combustión de Helio en estrellas con un rango de baja masa solar ($M_{\odot} < 2.25$), es muy explosivo. Esto se debe a las propiedades de los electrones que también existen en el núcleo, los cuales se encuentran bajo la acción de densidades extremas. Por ello, los electrones no pueden ser considerados como un gas ideal, porque empiezan a mostrar aspectos mecánico-cuánticos en su comportamiento, y comienzan a actuar como un gas de electrones degenerados (Bisnovatyi-Kogan, 2011).

Es decir, en un gas ideal, a medida que aumenta la temperatura, también lo hará la presión, y el gas tiende a expandirse, ralentizando las velocidades de las reacciones y evitando que continúe un aumento rápido de temperatura. En un gas degenerado, la presión no aumenta, y, como la velocidad de reacción depende en gran medida de la temperatura, la reacción puede "escapar" y producir una liberación explosiva de energía en un corto periodo de tiempo. Esta liberación repentina de energía se conoce como el Flash de Helio. Así, la energía liberada es absorbida por las capas exteriores y provoca un breve aumento en la luminosidad estelar (Kutner, 2003).

La fase de combustión de Helio durará aproximadamente el 10% de la vida de la estrella en la Secuencia Principal. Durante este tiempo, su núcleo se comprimirá a 1/50 de su tamaño inicial, su temperatura alcanzará aproximadamente los 100 millones K, y estará rodeado de una capa de Hidrógeno ardiendo alrededor del núcleo de Helio. Sin embargo, la cantidad de Helio consumido durante el flash no supera el 1% (Bisnovatyi-Kogan, 2011).

Al finalizar el Flash de Helio, la estrella se asienta en un nuevo estado, en donde el Helio se quema constantemente en Carbono en un núcleo no degenerado, desplazándose hacia la Rama Horizontal de las Gigantes en el diagrama HR. La posición que ocupe, dependerá de la cantidad de masa perdida por la estrella durante el Flash de Helio, que puede variar aleatoriamente de estrella a estrella. (Karttunen et al., 2007).

1.4 Rama Horizontal

La Rama Horizontal, se divide en una parte azul y una roja, separada por una brecha que corresponde a la banda de inestabilidad pulsátil, que da como resultado a las estrellas variables de tipo RR Lyrae.

La posición de una estrella en la parte azul, está relacionada con una baja abundancia de metales, que suele ser fuerte y prominente en los cúmulos globulares (Karttunen et al., 2007). Estrellas con mayor abundancia de metales, comparables a la del Sol, siguen directamente a una región en el extremo rojo (derecho) de la Rama Horizontal, denominada Red Clump. La fase de Rama Horizontal, dura ~1% de la vida útil que la estrella pasa en la fase de la secuencia principal (Maoz, 2016).

Ahora bien, en el caso de las estrellas con masa intermedia ($2,3 \leq M_{\odot} \leq 8$), el núcleo no se degenera debido a que la temperatura central es alta y la densidad central más baja. Iniciándose la combustión de Helio de manera no catastrófica; es decir, sin Flash de Helio. Entonces, la estrella presenta bucles azules, ocasionando que, primero se aleje de la Rama Gigante Roja (temperaturas bajas) hacia colores más azules (temperaturas altas), para luego regresar al mismo punto y bajar

nuevamente su temperatura. Estos bucles traen como consecuencia que la estrella entre en la franja del diagrama HR correspondiente a la Banda de Inestabilidad, dando lugar a las variables cefeidas clásicas y otros tipos de estrellas variables (Karttunen et al., 2007).

1.5 Rama Asintótica Gigante (AGB).

Una vez que se ha agotado el Helio en el núcleo, que ahora estará compuesto principalmente de Oxígeno y Carbono, la estrella vuelve a contraerse, hasta que se enciende una capa circundante de Helio, con una capa de combustión de Hidrógeno que la rodea. Durante esta breve etapa de combustión de doble capa (~10 años), la estrella asciende hacia la Rama Asintótica Gigante del diagrama HR.

Como se dijo anteriormente, en esta fase la estrella presenta una capa de Helio y una capa de Hidrógeno, ardiendo alrededor de un núcleo inerte de carbono/oxígeno y se mueve nuevamente hacia la derecha y hacia arriba en el diagrama, enfriándose y expandiéndose a medida que aumenta su luminosidad (Maoz, 2016). Así, su traza evolutiva casi coincide con su anterior traza de gigante roja, por lo que estrellas en esta fase evolutiva se denominan como estrellas AGB. Además, la estrella alcanzará el doble de tamaño que en su fase de gigante roja y alcanzará la máxima luminosidad (Karttunen et al., 2007).

Al final de esta fase, la capa interna de Helio se enciende en "pulsos térmicos"; y eventualmente, los subproductos de la combustión pueden alcanzar las capas exteriores de la atmósfera en un "dragado" del material procesado.

1.6 Etapa Post-AGB

En esta etapa, las envolturas exteriores de la estrella se expanden hasta el punto de que son completamente expulsadas. Durante esta corta fase, que dura ~ 10^4 años, las estrellas con masas iniciales menores a 8 Masas Solares ($M < 8M_{\odot}$), se transforman en una nebulosa planetaria (Maoz, 2016). En el centro de la nebulosa planetaria, normalmente queda expuesto el núcleo caliente de la estrella, que excita las capas de gas en expansión que anteriormente constituían las capas

exteriores de la estrella y eventualmente terminara convirtiéndose en una enana blanca, como se observa en la figura N° 3 (Choudhuri, 2010).

Además, estos núcleos de estrellas con una masa inicial de menos de 8 Masas Solares ($M < 8M_{\odot}$), no alcanzan las temperaturas suficientes para realizar la síntesis de elementos más pesados, al final de la fase de la Rama Asintótica Gigante, permanecen con un núcleo de Helio/carbono/oxígeno (Karttunen et al., 2007).

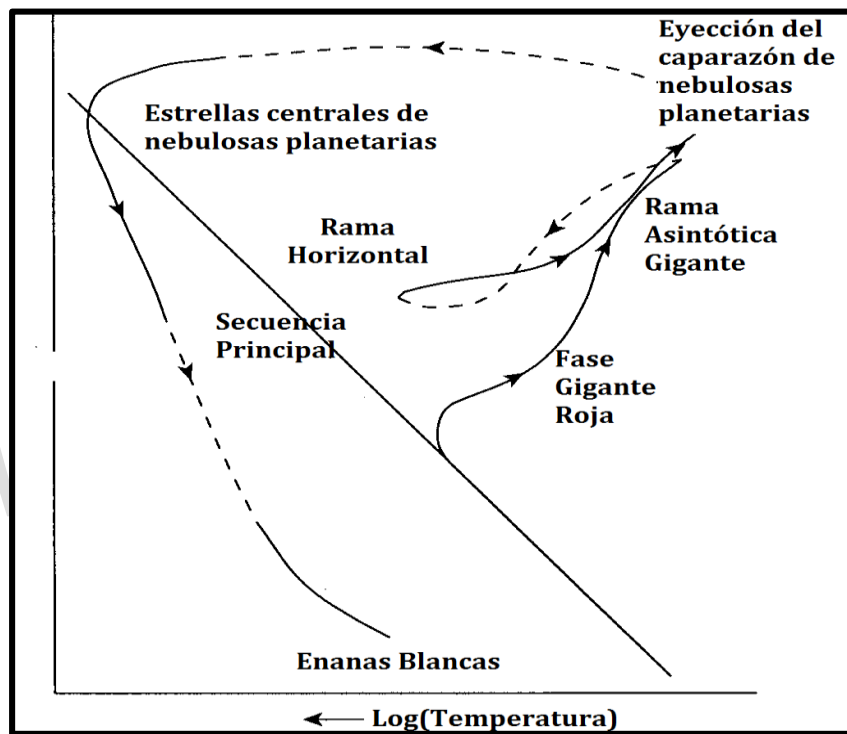


Figura N° 3: Traza evolutiva de una estrella con masas entre (0.6 - 8) Masas solares en el diagrama HR (Choudhuri, 2010).

Por otro lado, las estrellas con masas iniciales, ($M > 8M_{\odot}$); logran alcanzar temperaturas mucho más altas, por lo que siguen trazas evolutivas muy diferentes a las que se muestran en la Figura N° 3. Por ello, son capaces de iniciar otras reacciones, en las que se sintetizan elementos más pesados hasta llegar al Hierro y el Níquel; ejemplos de tales reacciones son la combustión de oxígeno, carbono y silicio. Además, en estrellas con masas alrededor de $10M_{\odot}$, la combustión del Carbono o el Oxígeno se inicia explosivamente a través del flash de Carbono u

Oxígeno, que es mucho más potente que el flash de Helio y puede desencadenar que la estrella explote como una supernova (Karttunen et al., 2007).

Por último, el final del ciclo evolutivo de estrellas con $M > 15M_{\odot}$, presenta una estructura compuesta de un núcleo de Hierro, rodeado de capas en combustión de diferentes elementos. Eventualmente, el centro de la estrella y sus diferentes capas sufren un colapso, mientras que la energía gravitatoria liberada se invierte en disociar el Hierro en neutrones y protones. El colapso dura hasta que finaliza la degeneración de los neutrones. En este punto, las capas exteriores explotan, pero el núcleo restante continúa hasta que se contrae, dando como resultado la formación de una estrella de neutrones. Estrellas aún más masivas formarán un agujero negro (Battaner, 1999).

1.7 Características de las estrellas supergigantes

La estrella analizada en el presente estudio, pertenece a la clase de supergigantes; por lo que, es de gran importancia conocer y estudiar las características principales de este tipo de estrellas.

Las estrellas supergigantes se localizan en la parte superior del Diagrama HR. Son estrellas muy masivas y las más luminosas que existen: poseen entre (8 - 12) masas solares (M_{\odot}) y luminosidades que van desde 1000 hasta más de un millón de veces la luminosidad del sol (L_{\odot}), aproximadamente. Además, en su máxima extensión, alcanzan más de mil veces el radio solar (R_{\odot}) (Garzón et al., 2009).

Estas estrellas pueden pertenecer a todas las clases espectrales y a todo el rango de temperaturas: como las supergigantes azules de clase O, que son muy calientes con temperaturas de más de 40000 K, hasta supergigantes rojas y frías de clase M, con temperaturas alrededor de los 3000 a 3450 K (Levesque et al., 2005). Es importante destacar que, las estrellas más luminosas tienen altas tasas de pérdida de masa, las nubes que resultan del material circunestelar expulsado, pueden producir líneas de emisión, perfiles P Cygni, o líneas prohibidas (Gray et al., 2001).

Asimismo, en el interior de las estrellas supergigantes, la energía es transportada por procesos de convección y de radiación; y, sus atmósferas son muy extensas debido a que tienen una gravedad superficial baja, que a su vez provoca movimientos turbulentos en sus atmósferas. Además, como se encuentran en una etapa evolutiva avanzada, también presentan inestabilidades. Estas características hacen que estas estrellas presenten variabilidades que afectan sus parámetros fundamentales; entre ellos, la velocidad radial (Rosenzweig et al., 2012). Sin embargo, según Maeder (1980), la variabilidad de las supergigantes también podría estar relacionada con pérdida de masa y procesos de convección.

Por otro lado, como consecuencia de sus altas masas, estas estrellas evolucionan rápidamente; por lo que, cumplen su ciclo evolutivo, en un rango de tiempo estimado entre 30 y algunos cientos de miles de años. Por ello, el número relativo de estrellas supergigantes azules, amarillas y rojas, puede ser utilizado como un indicador de la evolución estelar y como prueba de modelos de evolución de estrellas masivas (Masey et al., 2003).

Por último, las estrellas supergigantes se observan principalmente en estructuras galácticas de poca edad como los cúmulos abiertos, los brazos de las galaxias espirales y las galaxias irregulares. Rara vez se observan en galaxias elípticas o cúmulos globulares, que están compuestos principalmente por estrellas viejas (Richmond et al., 2006).

CAPÍTULO 2 .

CARACTERÍSTICAS GENERALES Y ESTUDIOS PREVIOS DE HD 159378.

2.1 Características generales de la estrella HD 159378.

La estrella HD 159378 (Catálogo de Henry Drapper), también conocida como SAO 209008 (Catálogo del Observatorio Astrofísico Smithsonian), es una estrella supergigante amarilla, de tipo espectral G3 Ia-Iab.

Está ubicada en los bordes de la constelación de Escorpio, y sus Coordenadas Ecuatoriales y Galácticas son: $[\alpha (2000) = 17^{\text{h}} 35^{\text{m}} 56^{\text{s}}.35, \delta (2000) = -33^{\circ} 25'56''.58; l = 355^{\circ}.09, b = -0^{\circ}.062$. Además, según Kipper (2008), es el miembro 102 del cúmulo abierto Trumpler 27, y se encuentra a unos 7' del centro estimado del cúmulo; cosa que no es inusual debido a que las estrellas evolucionadas están principalmente en las regiones exteriores y no en el centro de los cúmulos galácticos (Harris, 1976). Por otro lado, Moffat et al. (1977), reportan que la estrella se encuentra a una distancia $d = 2.1 \pm 0.2$ kpc de Trumpler 27 y es una posible candidata a Cefeida o que está en el camino evolutivo a convertirse en una.

Si hablamos de sus parámetros físicos fundamentales, Kipper (2008) muestra que la magnitud aparente de HD 159378 es $(V) = 8.58$, su gravedad superficial es $\log(g) = 1$, y la temperatura efectiva tiene un valor de $T_{\text{eff}} = 7500$ K. En lo referente a su edad, Massey et al. (2001), estimó un valor de unos 10 millones de años y su masa entre 15 y 25 Masas Solares; esto basado en su posición en el borde azul brillante de la franja de inestabilidad del diagrama HR.

Por otro lado, Van Genderen (1978), mostró que esta supergigante varía en brillo y color, en una escala de tiempo de entre 70 y 90 días, con una amplitud de luz de 0.17. Ahora bien, debido a su inusual índice de color, en comparación con otras estrellas tipo G, Bakker (1981) sugiere la presencia de una estrella compañera supergigante azul como la explicación más natural.

2.2 Estudios previos de velocidad Radial de HD 159378.

Se han realizado cuatro estudios sobre la velocidad radial de HD 159378. El primer estudio para determinar la velocidad radial de la estrella, fue realizado por Balona (1982), y las velocidades radiales reportadas fueron obtenidas con el espectrómetro fotoeléctrico adjunto al codo de enfoque del reflector de 1.88 m de la Estación Sutherland del Observatorio Astronómico Sudafricano, a unos 370 kilómetros de Ciudad del Cabo. La dispersión fue de 13.4 \AA mm^{-1} , centrada en 5800 \AA . Fueron seleccionadas 25 líneas y se encontraron velocidades radiales con valores entre -6.5 km/s y -26.6 km/s , obteniéndose una media promedio de velocidad radial de $(-15.8 \pm 1.3) \text{ km/s}$. Además, Balona también realizó un análisis de la variación del brillo de la estrella, encontrando en su periodograma cuatro picos en 105,3; 73,0; 188,7 y 312,5 días; siendo los dos primeros, valores cercanos a los periodos de variación de la luz de 70 y 90 días reportados por Van Genderen (1978).

Por otro lado, Kipper (2008), analizó un espectro de alta resolución de la base de datos ELODIE, archivado en el Observatorio de Haute-Provence (Francia), en el cual estudió la atmósfera de la supergigante HD 159378. Las mediciones del espectro fueron realizadas con el sistema de análisis y reducción de datos IRAF, cubriendo un rango de (515 - 646) nm. El valor reportado con 76 líneas seleccionadas fue de $(-14,7 \pm 1,7) \text{ km/s}$. Las velocidades microturbulentas reportadas para las líneas de Fe I y Fe II son algo diferentes al promedio, con valores entre -8 y -9 km/s , respectivamente. Según Kipper (2008), la abundancia derivada podría estar relacionada con el hecho de que la atmósfera de HD159378 no es estática. En la Figura N° 4 se muestran algunas líneas de Fe, Fe II y la línea de Balmer ($H\alpha$), que es más fuerte en emisión, además su perfil es similar al perfil de las líneas de Fe II.

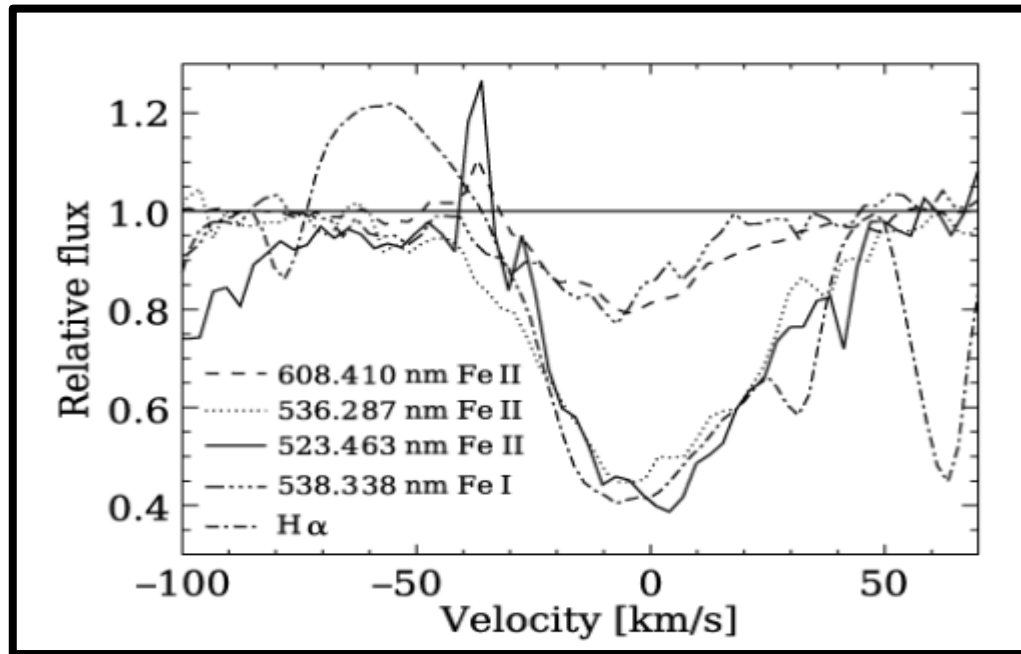


Figura N° 4: Perfiles de varias líneas de Fe I, Fe II y de la línea H α sobre la escala de velocidad.
(Kipper, 2008).

De igual modo, Mermilliod et al. (2008), reporta un valor de (-16.72 ± 0.3) km/s, en un estudio realizado con los espectrómetros fotoeléctricos de correlación cruzada, operados con el telescopio suizo de 1 m en el Observatorio de Haute-Provence, Francia y el telescopio danés de 1.5 m en ESO, La Silla, Chile.

Finalmente, el valor más reciente reportado por Brown et al. (2021), fue de (-15.58 ± 1.02) km/s. Las medidas fotométricas medias realizadas han sido obtenidas mediante el procesamiento de fotometría recopilada durante un período de unos 670 días de operaciones de la misión de la Sonda Espacial Gaia. Los valores previamente reportados se encuentran en la tabla N° 2.

Tabla N° 2: Velocidades Radiales previamente reportadas de HD 159378

Año	Velocidad Radial (km/s)	Referencia
1982	-15.8 ± 1.3	Balona (1982)
2008	-14.7 ± 1.7	Kipper (2008)
2008	-16.72 ± 0.3	Mermilliod et al., 2008
2021	-15.58 ± 1.02	Brown et al., 2021

CAPÍTULO 3

MATERIAL OBSERVACIONAL.

3.1 Material observacional de HD 159378

El espectro analizado de HD 159378, fue obtenido el 9 de agosto de 2003. Se realizaron observaciones espectroscópicas de alta resolución y precisión utilizando un CCD (Charge Coupled Device) adjunto al espectrógrafo HERCULES, acoplado al telescopio de tipo Cassegrain McLellan de 1.0 m del Observatorio Mt. John de la Universidad de Canterbury en Tekapo (Nueva Zelanda).

El espectro fue reducido por Daniel Pooley con las subrutinas del Software de reducción HERCULES (HRSP), desarrollado en el Departamento de Física y Astronomía, de la Universidad de Canterbury. Cubre un rango de λ (4510 - 6820) Å, con una dispersión lineal de 2 Å/mm, fraccionado en 44 órdenes. Además, se utilizó una lámpara de comparación de Th-Ar para la calibración de la longitud de onda.

En las Figuras N° 5 y N° 6, se observan ejemplos de dos de los órdenes del espectro de HD 159378 y sus respectivas líneas.

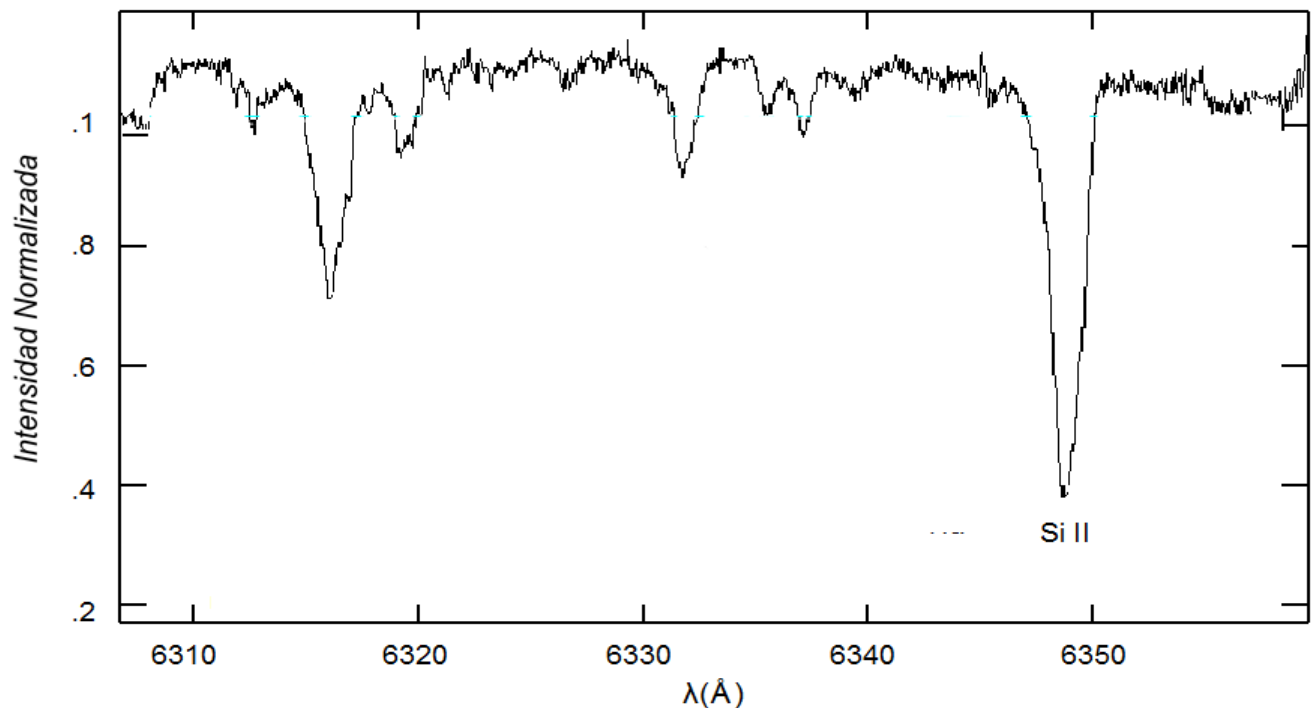


Figura N° 5: Orden número 7 del espectro de la estrella HD 159378 analizado en el presente estudio.

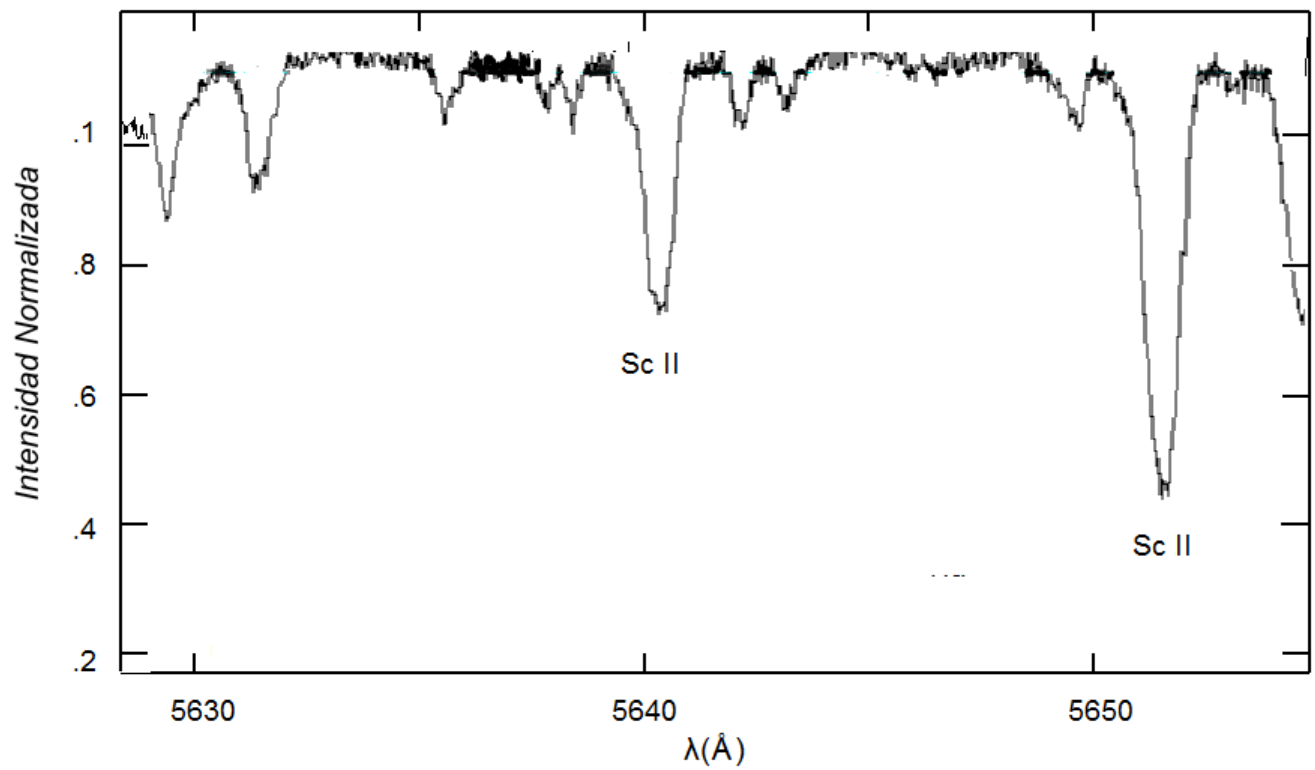


Figura N° 6: Orden número 18 del espectro de la estrella HD 159378 analizado en el presente estudio.

www.bdigital.ula.ve

CAPÍTULO 4

MARCO METODOLÓGICO

4.1 Medición de las líneas espectrales

En primer lugar, se procedió a obtener las medidas de las longitudes de onda asociadas a cada línea del espectro de la estrella HD 159378, utilizando IRAF (Image Reduction and Analysis Facility), que es un software de reducción y análisis de datos astronómicos conformado por un conjunto de paquetes.

A través de un conjunto de subrutinas y comandos de IRAF, entre ellos el paquete NOAO. IMRED, ECHELLE y el comando SPLOT (que permite desplegar cada uno de los rangos del espectro), se determinaron los valores de las longitudes de onda de cada línea seleccionada del espectro, mediante los siguientes pasos:

- 1) Se ajusta una campana de Gauss a cada línea del espectro.
- 2) Por medio de este ajuste, se determina el punto mínimo para las líneas de absorción, esto nos permite obtener el valor preciso de la longitud de onda observada que corresponde a la línea.

4.2 Selección de las líneas espectrales

Luego se procedió a la selección de las líneas espectrales, basándonos en los siguientes parámetros estándares:

- 1) El ancho equivalente de la línea, tiene que ser similar al ancho que presentan la mayoría de las líneas del espectro.
- 2) La línea debe ser aproximadamente simétrica.
- 3) Para no ser catalogada como ruido, la profundidad del centro de la línea, debe ser por lo menos 10% del continuo local.
- 4) Líneas con *Blend* y en el Borde, son seleccionadas con cautela.

4.3 Identificación de las líneas espectrales

Luego de seleccionar las líneas espectrales, se procede a identificar o asignar su especie atómica utilizando la Tabla de Multipletes de Moore (1972), la cual nos permite conocer el posible elemento, la longitud de onda teórica o en reposo, el grado de ionización y el multiplete.

Posteriormente, a cada una de las líneas medidas, seleccionadas e identificadas se procedió a calcularles la velocidad radial.

4.4 Cálculo de la velocidad radial (Efecto Doppler)

El Efecto Doppler, se define como el cambio que sufre la longitud de onda o frecuencia de una onda, como resultado del movimiento de la fuente y/o del observador. Esto, en el campo de la astronomía y astrofísica, es particularmente útil al ser aplicado a las ondas electromagnéticas.

En este caso, el cambio de la longitud de onda solo depende de la componente de la velocidad relativa a la línea de visión que une a la fuente (objetos celestes) y al observador, conocida como velocidad radial. Esto es debido a que es la única componente de la velocidad que puede variar la distancia entre los objetos celestes, ya que es paralela a la línea de visión entre el observador y la fuente (Kutner, 2003).

Así, la componente radial de la velocidad puede ser deducida gracias al efecto Doppler, cuyo valor se intensifica a medida que la velocidad relativa entre el emisor y el receptor se hace mayor, lo que permite usar este fenómeno para determinar la velocidad radial de los cuerpos celestes con respecto a la Tierra (Garzón, et al., 2009).

Ahora bien, se sabe que la frecuencia y la longitud de onda están relacionadas por la ecuación:

$$c = \lambda f \quad (19)$$

Donde c es la velocidad de la luz, λ es la longitud de onda y f es la frecuencia.

En términos de la longitud de onda, ocurre que, si la fuente de radiación se aleja del observador, la longitud de onda aumenta. Debido a que la longitud de onda en el rojo es mayor que la de los otros colores, entonces, se dice que cuando un objeto se aleja, su luz tiene un

corrimiento o desplazamiento al rojo; y si el objeto se acerca, su luz tiene un corrimiento al azul (Mendoza, 2010).

Ahora bien, la longitud de onda que ve el observador cuando el cuerpo celeste emisor de radiación está en reposo se define como λ_0 ; la longitud de onda que ve el observador cuando el emisor se mueve a velocidad (v) se define como λ ; y la diferencia entre esta longitud y λ_0 , se denota como $\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0$; por lo tanto, el movimiento de la fuente produce una variación en la longitud de onda, la cual se relaciona con la velocidad por la siguiente ecuación:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{v}{c} \quad (20)$$

En este caso, se está considerando la luz que llega a la Tierra desde una estrella, como esta luz es una onda electromagnética, se tiene que c representa la velocidad de la luz en el vacío. De esta manera, se cumple que cuando el objeto se aleja $\lambda > \lambda_0$, se comprueba que, $\lambda - \lambda_0 > 0$, que de igual manera se puede escribir como $\Delta\lambda > 0$. Entonces, podemos comprobar por la ecuación (20) que, cuando el objeto se aleja, su velocidad es positiva y cuando se acerca es negativa.

si se despeja a la velocidad (v) de la ecuación (20), se obtiene la velocidad radial:

$$v = \frac{\Delta\lambda c}{\lambda_0} = \left(\frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0}\right)c \quad (21)$$

La ecuación (21), se aplicó a cada línea seleccionada del espectro de HD 159378, para obtener las velocidades radiales de cada una de ellas. A estos valores, se les sumó algebraicamente la corrección baricéntrica, que no es más que la corrección del movimiento de la estrella con respecto al centro de masa del Sistema Solar. Para el caso de HD159378, el valor de la corrección baricéntrica es de (- 23.02 km/s). Posteriormente, se sumaron los valores de velocidad radial de las líneas seleccionadas para obtener la velocidad promedio de la estrella HD 159378.

4.5 Cálculo de la desviación estándar de la velocidad radial

Posteriormente, luego de calcular el valor promedio de la velocidad radial, también se calcula su respectivo error, por medio de la ecuación de desviación estándar:

$$\sigma = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^n (V_i - V_r)^2}{n(n-1)}} \quad (22)$$

Donde V_i es la velocidad radial de cada una de las líneas identificadas, V_r , es el promedio de las velocidades radiales y n es el número total de líneas.

www.bdigital.ula.ve

CAPÍTULO 5

RESULTADOS Y ANÁLISIS

5.1 Velocidad radial de las líneas fotosféricas de HD 159378

En el espectro de HD 159378 analizado en el presente estudio, se identificaron un total de 38 líneas fotosféricas, siguiendo minuciosamente los criterios estándares de medida y selección descritos anteriormente. Todas son líneas de absorción formadas en la fotosfera, y no se encontraron líneas de emisión. También se identificó la línea(H α) de la Serie Balmer.

Utilizando la ecuación (21) y el valor de la longitud de onda determinado para cada una de las 38 líneas a través del ajuste gaussiano, se calculó la velocidad radial individual y se le sumó algebraicamente la corrección baricéntrica de (- 23.02 km/s). Luego, con estos valores obtenidos, se procedió a sacar el valor promedio de la Velocidad Radial y su desviación estándar.

Los valores de velocidad radial obtenidos de las 38 líneas seleccionadas, muestran una variación un poco errática, con valores que van desde - 7.3 km/s, hasta - 21.99 km/s. Estas variaciones en la velocidad radial también fueron reportadas por Balona (1982) y Kipper (2008).

A pesar de esto, se determinó el valor promedio de la velocidad radial de la estrella HD 159378, obteniendo $V_r = (-14.6 \pm 0.6)$ km/s. Este valor se aproxima en gran medida a las velocidades radiales reportadas previamente por Balona (1982), Kipper (2008) y Brown et al. (2021), pero difiere en 2.12 km/s al valor reportado por Mermilliod (2008), lo que puede indicar que la estrella presenta una variabilidad mínima. En este sentido, Balona (1982), sugiere que las pulsaciones radiales de tipo Cefeidas podrían ser las responsables de estas variaciones. Sin embargo, no se puede confirmar con total precisión, pues se necesitan más observaciones, así como más estudios espectroscópicos, con instrumentos más avanzados y de alta resolución.

En la Tabla N° 3, se pueden observar las líneas de absorción identificadas con sus respectivos elementos, grado de ionización y multipletes.

Tabla N° 3: Líneas fotosféricas identificadas en el espectro bajo estudio de HD 159378.

N°	[λ(Å)]	[λ_0 (Å)]	Elemento	Multiplete	Vr (km/s)
1	6113,48	6113,33	Fe II	46	-15,66
2	5535,15	5534,86	Fe II	55	-7,3
3	5316,94	5316,78	Fe II	48	-13,82
4	5284,27	5284,09	Fe II	41	-12,91
5	4520,40	4520,23	Fe II	37	-11,41
6	6400,12	6400,01	Fe I	816	-18,33
7	6141,92	6141,73	Fe I	817	-13,93
8	6318,09	6318,02	Fe I	168	-19,79
9	6191,60	6191,56	Fe I	169	-21,18
10	5763,00	5762,84	Fe I	1086	-14,69
11	5429,85	5429,70	Fe I	15	-14,68
12	5226,98	5226,87	Fe I	383	-16,69
13	5139,43	5139,26	Fe I	383	-13,1
14	4957,62	4957,60	Fe I	318	-21,99
15	5367,52	5367,47	Fe I	1146	-20,23
16	6462,69	6462,57	Ca I	28	-17,26
17	6122,31	6122,22	Ca I	3	-18,56
18	5188,95	5188,85	Ca I	49	-17,12
19	6347,26	6347,09	Si II	2	-15,03

20	4924,23	4924,08	S II	7	-13,88
21	5641,23	5640,97	Sc II	29	-9,25
22	5658,38	5658,33	Sc II	29	-20,58
23	5031,23	5031,02	Sc II	30	-10,44
24	5419,04	5418,80	Ti II	69	-9,84
25	4874,17	4874,03	Ti II	114	-14,1
26	4780,16	4779,99	Ti II	92	-12,1
27	4798,71	4798,54	Ti II	17	-12,08
28	4549,77	4549,62	Ti II	82	-13,26
29	4572,13	4571,97	Ti II	82	-12,59
30	5310,82	5310,70	Cr II	43	-16,24
31	5313,75	5313,59	Cr II	43	-13,99
32	4876,60	4876,41	Cr II	30	-11,33
33	4836,36	4836,22	Cr II	30	-14,34
34	4805,31	4805,18	Cr II	25	-14,9
35	4588,41	4588,22	Cr II		-10,4
36	4592,26	4592,09	Cr II	44	-11,91
37	4558,82	4558,66	Cr II	44	-12,42
38	4522,91	4522,80	Ti I	42	-15,59

Por otro lado, en el espectro bajo estudio se identificaron las siguientes especies atómicas: **Fe II, Fe I, Ca I, Si II, S II, Sc II, Ti II, Cr II** y **Ti I**. El elemento químico más abundante de la atmósfera de la estrella es el Fe I con un 26%, seguido por Cr II que representa un 21%, como se observa en la figura 7.

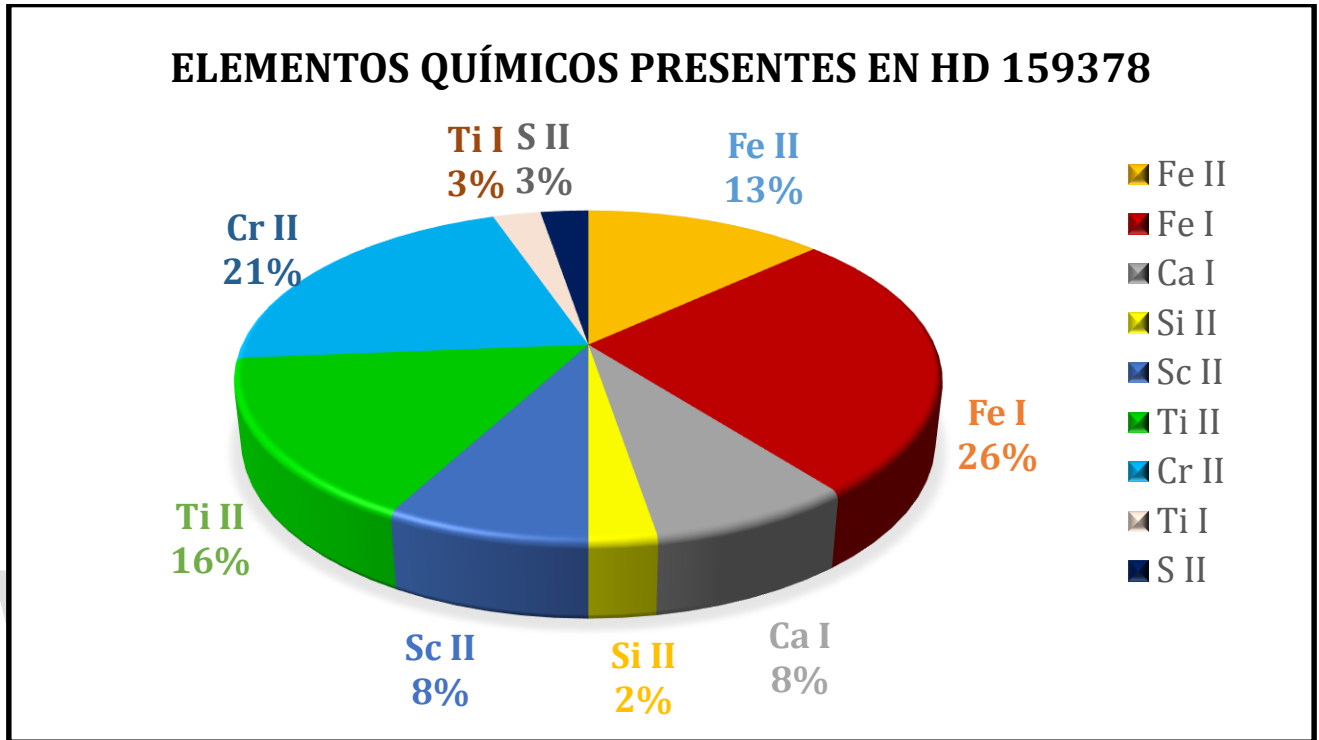


Figura 7: Especies atómicas presentes en HD 159378

5.2 Velocidad radial de la línea de Balmer ($H\alpha$)

Para el espectro de HD 159378 analizado en este estudio, solo se encontró la línea $H\alpha$ de la Serie de Balmer, y en la figura N° 8 se puede observar el perfil de la misma, el cual muestra una absorción muy marcada en su región central bordeado por una emisión en azul, características muy similares a las reportadas por Kipper (2008). Para el caso de la línea $H\alpha$, se obtuvo un valor de velocidad radial de $V_r = -5.1$ km/s, que si se compara con el valor de velocidad radial promedio obtenido para las líneas fotosféricas, se puede apreciar que difiere un poco. Esto podría indicar que la atmósfera de la estrella está experimentando turbulencias o movimientos convectivos. Estos movimientos pueden afectar la forma y la intensidad de las líneas espectrales, resultando en diferentes valores de velocidades radiales para diferentes líneas espectrales, lo que se hace más apreciable en el caso de una línea de Balmer, ya que

al estar en las capas más externas de la atmósfera, son más vulnerables a la presencia de estas turbulencias.

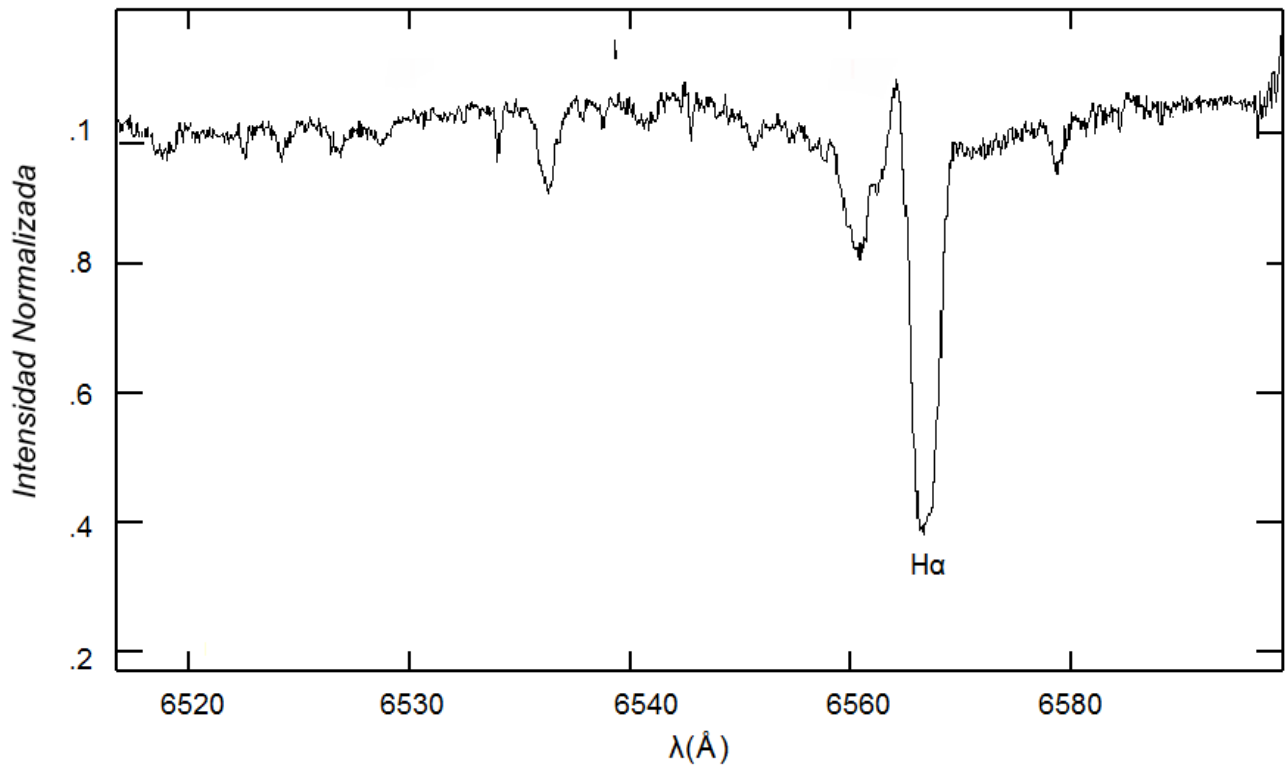


Figura N° 8: Línea H α de la estrella HD 159378, presente en el espectro bajo estudio.

CAPÍTULO 6

CONCLUSIONES

A través de un riguroso análisis espectroscópico y siguiendo criterios estándares de medida y selección, se realizó la identificación de 38 líneas fotosféricas en el espectro de la estrella HD159378; derivándose la velocidad radial promedio y obteniendo un valor de $(- 14.6 \pm 0.6)$ km/s. Dicho valor se encuentra en el rango de valores previamente reportados por otros autores y solo presenta variaciones mínimas de menos de 3 km/s.

En el espectro analizado, solo está presente la línea H α de la Serie de Balmer, obteniéndose un valor para la velocidad radial de $V_r = - 5.1$ km/s, que difiere en 9,5 km/s al compararse con el valor obtenido para la velocidad radial promedio de las líneas fotosféricas, lo que indica movimientos turbulentos en la atmósfera de la estrella HD 159378.

www.bdigital.ula.ve

REFERENCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Bakulin, P.I., Kononovich, E.V., y Moroz, V.I. (1987). Curso de Astronomía general. Moscú, Rusia: Editorial MIR Moscú.
- Bakker R. and Van Genderen A.M. (1981). "New VBLUW observations of the yellow variable supergiant TR 27-102 = HD 159378". IAU Inform. Bull. Var. Stars, 1964, 1-4.
- Balona, L. A. (1982). "Radial velocity observations of yellow supergiants". *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 201(1), 105–110.
- Battaner. E. (1999). Introducción a la Astrofísica. Madrid, España: Alianza Editorial S.A.
- Bisnovatyi-Kogan, G. S. (2011). Stellar Physics: 2: Stellar Evolution and Stability. (2da Ed). New York, USA: Springer Science & Business Media.
- Brown, A. G. A., Vallenari, A., Prusti, T., De Bruijne, J. H. J., Babusiaux, C., Biermann, M., Creevey, O., Evans, D. W., Eyer, L., Hutton, A., Jansen, F., Jordi, C., Klioner, S. A., Lammers, U., Lindegren, L., Luri, X., Mignard, F., Panem, C., Pourbaix, D., Manteiga, M. (2021). "Gaia Early Data Release 3". *Astronomy and Astrophysics*, 649, A1.
- Carroll, B. W., & Ostlie, D. A. (2017). An introduction to modern astrophysics. Cambridge University Press.
- Choudhuri, A. R. (2010) Astrophysics for Physicists. New York, USA: Cambridge University Press.
- Garzón, J., Enríquez, D. y Duran, C. (2009). 100 Conceptos básicos de Astronomía. Madrid, España: S.L. Sociedad Española de Astronomía.
- Gray, R. O., Graham, P. W., & Hoyt, S. R. (2001). "The physical basis of luminosity classification in the late A-, F-, and Early G-Type stars. II. Basic parameters of program stars and the role of microturbulence". *The Astronomical Journal*, 121(4), 2159-2172.
- Guapacha, A. M. (2016). "Calibración del Espectrógrafo Lhires III del Observatorio astronómico de la universidad tecnológica de Pereira ". Universidad Tecnológica de Pereira. Facultad

de Ingenierías Eléctrica, Electrónica, Física y Ciencias de la Computación. Ingeniería Física.

Harris, G. L. (1976). "Evolved stars in open clusters". *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 30, 451.

Jaschek, C., & De Jaschek, M. A. C. (1983). *Astrofísica*. (2 Ed). Washington D.C , USA : Secretaría General de la Organización de los Estados Americanos, Programa Regional de Desarrollo Científico y tecnológico.

Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M., & Donner, K. J. (2007). *Fundamental Astronomy* (5ta Ed.): Springer Science & Business Media.

Kipper, T. (2008). "Optical Spectrum of the Yellow Supergiant HD 159378". *Baltic Astronomy*, 17, 311-319.

Kutner, M. L. (2003). *Astronomy: A Physical Perspective* (2da Ed).New York, USA : Cambridge University Press.

Levesque, E. M., Massey, P., Olsen, K., Plez, B., Josselin, E., Maeder, A., & Meynet, G. (2005). "The effective temperature scale of galactic red supergiants: Cool, but not as cool as we thought". *The Astrophysical Journal*, 628(2), 973-985.

Maeder A . (1980) . " Supergiant variability: amplitudes and pulsation constants in relation with mass loss and convection". *Astronomy and Astrophysics*, volume 90, 311-317.

Maoz, D. (2016). *Astrophysics in a Nutshell*. New Jersey, USA: Princeton University Press.

Massey, P., DeGioia-Eastwood, K., & Waterhouse, E. (2001). "The progenitor masses of Wolf-Rayet stars and luminous blue variables determined from cluster turnoffs. II. results from 12 galactic clusters and OB Associations". *The Astronomical Journal*, 121(2), 1050–1070.

Massey, P ; Olsen, K. A. G. (2003). "The Evolution of Massive Stars. I. Red Supergiants in the Magellanic Clouds". *The Astronomical Journal*, 126 (6): 2867

Mendoza, J. E. (2010). *Introducción a la Astronomía y a la Astrofísica*. Puebla, México: Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica

- Mermilliod, J.C., Mayor, M. and Udry, S. ((2008/7-1) "Red Giants in open clusters. xiv. mean radial velocities for 1309 stars and 166 open clusters". *Astronomy and Astrophysics* 485(1), 303-314.
- Moffat, A. F. J., Fitzgerald, M., & Jackson, P. D. (1977). "Trumpler 27 - a heavily reddened young open cluster with blue and red supergiants". *The Astrophysical Journal*, 215, 106.
- Moore, C. (1972). *A Multiplet Table of Astrophysical Interest*. Revised Edition. Washington, USA: NSRDS.
- Morrison, I. (2008). *Introduction to Astronomy and Cosmology*. Chichester, UK: John Wiley and Sons Lt.
- Peña, I. R. (2012). *Astronomía elemental: Volumen II: Astrofísica y Astrobiología*. Valparaíso, Chile: Ediciones USM.
- Richmond, M. (2006). "Stellar evolution on the main sequence". Retrieved 08-24.
- Rosenzweig, P., García Lugo, G., Peña, L., Burgos, J., y Hearnshaw, J. (2012). "Análisis de observaciones espectroscópicas de dos estrellas supergigantes (HD 161471 y HD 54605): determinación de la velocidad radial". *Scientific Journal from the Experimental Faculty of Sciences*, 20 (4), 237 – 243.
- Russell, H. N. (1914). "Relations between the spectra and other characteristics of the stars". *Popular Astronomy*, 22, 275 294.
- Van Genderen, A. M. (1978). "Is The Star TR 27-102 (= HD 159378) a long-period cepheid?". *Astronomy and Astrophysics*, 64.