



UNIVERSIDAD DE LOS ANDES
FACULTAD DE CIENCIAS
DEPARTAMENTO DE FÍSICA
GRUPO DE ASTROFÍSICA TEÓRICA
MÉRIDA – VENEZUELA

Trabajo Especial de Grado para Optar al Título de
Licenciada en Física

www.bdigital.ula.ve
***Estudio de la multiplicidad de líneas espectrales
en tres estrellas tipo solar***

BACHILLER: LENNYS M. MARTÍNEZ CASTELLANOS

TUTOR: PROF. ORLANDO A. NARANJO V.

MÉRIDA, 2021

***Estudio de la multiplicidad de líneas espectrales
en tres estrellas tipo solar***

Aprobado por:

Prof. Titular Orlando A. Naranjo
Asesor Académico

Prof. Agregado Gabriela García
Jurado Principal

Prof. Titular Edgar José Guzmán Reinoso
Jurado Principal

DEDICATORIA

A mis padres, Aída y Darío, fuentes de inspiración, fortalezas de mi crecimiento humano y profesional.

A mi hermana, Danny, compañera incansable de esta aventura de vivir y experimentar, de compartir vivencias.

A mis abuelas, María Georgina, Juana, Manés (+), Anunciada (+) y mi abuelo, Gaspar (+), soportes de esperanza y éxitos.

www.bdigital.ula.ve

AGRADECIMIENTOS

Mis más sinceros agradecimientos:

A Dios, y a todos los santos, por darme paciencia, convicción y tenacidad durante el desarrollo de este trabajo.

A mi Tutor, Profesor Orlando Naranjo, por compartir su experiencia y conocimiento, su condición humana.

Al Profesor Edgar José Guzmán Reinoso, Jurado Evaluador, por la dedicación, apoyo técnico y abordaje académico de excelencia que le infirió al Trabajo. Agradecida enormemente con usted.

A la Profesora Gabriela García, Jurado Evaluador, quien de manera oportuna revisó y generó aportes valiosos en este Trabajo. Mil gracias.

A la Universidad de Los Andes, profesores, comités y comisiones técnicas diversas de la Facultad de Ciencias, quienes facilitaron procesos y elementos cognoscentes que se concretan hoy en este trabajo.

En general, a todas aquellas personas e instituciones que me han apoyado a lo largo de esta experiencia investigativa.

CONTENIDO

	pp
LISTA DE TABLAS.....	viii
LISTA DE FIGURAS.....	ix
RESUMEN.....	xi
 INTRODUCCIÓN.....	 1
 CAPÍTULO I.....	 3
MARCO TEÓRICO	
1.1 Exordio.....	3
1.2 Perspectiva Histórica del Estudio de las Estrellas.....	3
1.3 Clasificación Espectral de Harvard.....	9
1.4 Clasificación Espectral de Yerkes	11
1.5 Diagrama HR	15
1.6 Origen de las Estrellas.....	18
1.7 Procesos Evolutivos de las Estrellas.....	20
1.8 Estrellas Tipo Solar.....	24
1.9 Estructura Estelar.....	26
1.10 Radiación Electromagnética.....	30
1.11 Cuerpo Negro.....	34
1.12 Producción de Energía Estelar.....	39
1.13 Índice de Color.....	44
1.14 Exoplanetas.....	48
1.15 Temperatura Efectiva de las Estrellas.....	54
1.16 Movimientos de las Estrellas en las Galaxias.....	56
1.17 Observación del Espectro de Objetos Estelares.....	59
1.17.1 Espectrógrafos.....	59
1.17.2 Dispositivo de Carga Acoplada (CCD).....	64
 CAPÍTULO II.....	 67
CARACTERÍSTICAS GENERALES DE LAS ESTRELLAS ANALIZADAS EN ESTE TRABAJO	
2.1 Estrellas Sujetos de Estudio.....	67
2.2 Caracterización General.....	67
2.3 Material Observacional.....	76

CAPÍTULO III.....	78
METODOLOGÍA Y PROCESAMIENTO	
3.1 Características del Lugar de Observación.....	78
3.2 Equipos Presentes en el Observatorio Astronómico Nacional de Llano del Hato.....	78
3.3 Metodología.....	83
3.3.1 Procesamiento de Imágenes a Través Software IRAF.....	84
3.3.2 Pasos Iniciales de Uso del Software IRAF.....	84
3.3.3 Procesamiento de Imágenes.....	86
3.3.4 Identificación, Selección y Medición de Líneas Fotosféricas.....	102
3.3.5 Efecto Doppler-Fizeau y Cálculo de la Velocidad Radial.....	104
3.3.6 Cálculo de la Temperatura Efectiva.....	105
CAPÍTULO IV.....	107
RESULTADOS OBTENIDOS EN ESTE TRABAJO	
4.1 Introducción.....	107
4.2 Velocidades Radiales de las Estrellas Objeto estudio.....	107
4.2.1 Estrella HD 115617.....	108
4.2.2 Estrella HD 134987.....	111
4.2.3 Estrella HD 169830.....	114
4.2.4 Estrella HD 139664.....	117
4.3 Cálculo de la Temperatura Efectiva.....	120
CAPÍTULO V.....	129
ANÁLISIS DE LOS RESULTADOS Y RECOMENDACIONES	
5.1 Introducción.....	129
5.2 Composición Química-Análisis.....	130
5.3 Velocidad Radial-Análisis.....	132
5.4 Temperatura Efectiva-Análisis.....	134
5.5 Recomendaciones.....	137
REFERENCIAS BIBLIOGRÁFICAS.....	139
ANEXOS	
A. Líneas Fotosféricas Identificadas para el Cálculo de la Velocidad Radial de la Estrella HD 115617.....	148

B.	Líneas Fotosféricas Identificadas para el Cálculo de la Velocidad Radial de la Estrella HD 134987.....	150
C.	Líneas Fotosféricas Identificadas para el Cálculo de la Velocidad Radial de la Estrella HD 169830.....	152
D.	Líneas Fotosféricas Identificadas para el Cálculo de la Velocidad Radial de la Estrella HD 139664.....	154
E.	Cálculo de Dispersión de las Estrellas HD 115617, HD 134987, HD 169830 y HD 139664.....	156

www.bdigital.ula.ve

LISTA DE TABLAS

TABLA		pp.
1	Clasificación Espectral de Harvard.....	14
2	Tipos de Radiaciones Electromagnéticas.....	31
3	Características Generales de la Estrella HD 115617.....	69
4	Velocidad Radial y Temperatura Efectiva de la Estrella HD 115617.....	70
5	Características Generales de la Estrella HD 134987.....	71
6	Velocidad Radial y Temperatura Efectiva de la Estrella HD 134987.....	72
7	Características Generales de la Estrella HD 169830.....	73
8	Velocidad Radial y Temperatura Efectiva en la Estrella HD 169830.....	74
9	Características Generales de la Estrella HD 139664.....	75
10	Velocidad Radial y Temperatura Efectiva de la Estrella HD 139664.....	76
11	Características de Tomas y Tiempos de Exposición de las Estrellas Referentes de Estudio.....	77
12	Características de las Redes de Difracción Planas Reflectivas Empleadas por el MarkIII.....	81
13	Temperatura Efectiva Obtenida en este Trabajo, Mediante el Promedio de Mediciones de la Longitud de Onda Máxima.....	123
14	Temperaturas Efectivas Obtenidas en este Trabajo, Mediante el Método Regresión Lineal por Partes.....	124
15	Temperaturas Efectivas Obtenidas en este Trabajo, con Inclusión de un Mayor Número de Líneas Espectrales Utilizando Diversos Filtros.....	125
16	Temperaturas Efectivas Obtenidas en este Trabajo, Mediante el Método de Inclusión de Líneas Espectrales con Perfiles Bien Definidos.....	126
17	Temperaturas Obtenidas en este Trabajo Utilizando el Método de Ajuste Gaussiano.....	127
18	Resultados Numéricos Obtenidos en este Trabajo.....	128

LISTA DE FIGURAS

FIGURA		pp.
1	Diagrama HR, que Muestra las Franjas de Ubicación de las Estrellas, de Acuerdo a las Diferentes Clases Espectrales de las Mismas.....	16
2	Diagrama HR, que Muestra las Franjas de Ubicación de las Estrellas, de Acuerdo al Tipo Espectral, Luminosidad, Temperatura Efectiva y Magnitud Absoluta de las Mismas.....	16
3	Diagrama HR para Estrellas de Baja masa.....	23
4	Diagrama HR para Estrellas de Alta Masa.....	24
5	Esquema General de un Espectro Electromagnético.....	32
6	Órbitas Permitidas de un Electrón Alrededor del Núcleo de un Átomo.....	34
7	Esquema de la Cadena ppl.....	41
8	Esquema del Ciclo CNO.....	42
9	Representación Esquemática de la Reacción Triple Alfa.....	44
10	Telescopio Reflector Ubicado en el OAN Llano del Hato Mérida, Venezuela.....	79
11	Espectrógrafo MarkIII.....	81
12	Redes de Difracción Utilizadas en el Espectrógrafo MarkIII.....	81
13	Perfil del Espectro de la Lámpara HgNe Red 600 l/mm, 5100 Å, 1 Seg Exposición.....	82
14	Perfil de Espectro de la Lámpara Argón Red 600 l/mm, 20 Seg Exposición.....	83
15	Visor de Imágenes DS9.....	85
16	Apertura del Xgterm e Inicio de IRAF.....	85
17	Entrada al Programa IRAF.....	86
18	Verificación de las Imágenes Bias con la Tarea Imstat.....	88
19	Parámetros de la Tarea Zerocombine.....	89
20	Cortes del Overscan y Sección Útil del Ccd.....	90
21	Parámetros de la Tarea Ccdproc.....	92
22	Modificación del Eje de Dispersión para Extracción de los Espectros.....	93
23	Parámetros de la Tarea Apall.....	93
24	Extracción de Espectros Crudos (a y b) y Procesados (c y d) Mediante la Tarea Apall y el Comando Order N	94
25	Espectro Extraído de la Lámpara de HgNe.....	95
26	Patrones o Líneas Espectrales de la Lámpara (HgNe) de Comparación Utilizada en este Trabajo.....	96
27	Parámetros de la Tarea Identify.....	97
28	Líneas Espectrales Identificadas en la Lámpara de Comparación.....	98
29	Ajuste de la Función de Coordenadas.....	98
30	Referencia de la Lámpara de Comparación Calibrada al Espectro de la Estrella Objeto Estudio en este Trabajo.....	99
31	Parámetros de la Tarea Discorp.....	100
32	Espectro Calibrado en Longitud de Onda de la Estrella Objeto Estudio en este Trabajo.....	100

33	Parámetros de la Tarea Continuum.....	101
34	Ajustes del Espectro Calibrado de la Estrella Objeto Estudio...	102
35	Espectro Normalizado de la Estrella Objeto Estudio en Este Trabajo.....	102
36	Porción del Espectro de la Estrella Objeto Estudio en Este Trabajo, Donde se Muestran el Centro, el Ajuste Gaussiano y el Mínimo de las Líneas Espectrales con sus Respektivas Longitudes de Onda	103
37	Porción del Rango Espectral Normalizado de la Estrella HD 115617.....	108
38	Porcentaje de Especies Atómicas Identificadas en la Porción del Espectro Analizado de la Estrella HD 115617.....	109
39	Perfil de la Línea H_{α} de la Estrella HD 115617.....	110
40	Perfil de la Línea H_{β} de la Estrella HD 115617.....	110
41	Porción del Rango Espectral Normalizado de la Estrella HD 134987.....	112
42	Porcentaje de Especies Atómicas Identificadas en la Porción del Espectro Analizado de la Estrella HD 134987.....	112
43	Perfil de la Línea H_{α} de la Estrella HD 134987.....	113
44	Perfil de la Línea H_{β} de la Estrella HD 134987.....	113
45	Porción del Rango Espectral Normalizado de la Estrella HD 169830.....	115
46	Porcentaje de Especies Atómicas Identificadas en la Porción del Espectro Analizado de la Estrella HD 169830.....	115
47	Perfil de la Línea H_{α} de la Estrella HD 169830.....	116
48	Perfil de la Línea H_{β} de la Estrella HD 169830.....	116
49	Porción del Rango Espectral Normalizado de la Estrella HD 139664.....	118
50	Porcentaje de Especies Atómicas Identificadas en la Porción del Espectro Analizado de la Estrella HD 139664.....	118
51	Perfil de la Línea H_{α} de la Estrella HD 139664.....	119
52	Perfil de la Línea H_{β} de la Estrella HD 139664.....	119
53	Espectro Continuo de la Estrella HD 115617.....	121
54	Espectro Continuo de la Estrella HD 134987.....	121
55	Espectro Continuo de la Estrella HD169830.....	122
56	Espectro Continuo de la Estrella HD 139664.....	122

RESUMEN

Las estrellas tipos solares, corresponden a una categoría clasificatoria, que asocia las características que tienen con respecto a las que posee el Sol. La importancia de su estudio se vincula a la obtención de datos que permitan comprender sus cualidades, así como a la búsqueda de exoplanetas. Esta investigación consistió en el análisis de la multiplicidad de líneas espectrales de tres estrellas tipos solares: HD 134987; HD 169830 y HD 139664, así como una estrella usada de referencia: HD 115617. Las actividades se dirigieron a identificar las líneas espectrales, determinar la velocidad radial y temperatura efectiva, así como también, en la clasificación espectral de dichas estrellas. Los espectros estelares objeto estudio en este Trabajo, se encuentran en el rango de longitudes de onda entre 4000 y 8000 Å, y fueron obtenidos con el telescopio reflector de un metro, conjuntamente, con un dispositivo de carga acoplada (CCD) y el espectrógrafo MKIII, ubicados en el Observatorio Astronómico Nacional Llano del Hato, Estado Mérida, Venezuela. Las observaciones se llevaron a cabo en abril de 2017. El procesamiento de imágenes se realizó con el programa IRAF (Image Reduction and Analysis Facility). Los resultados obtenidos fueron los siguientes: para la estrella HD 115617, se identificaron 65 líneas espectrales, y su velocidad radial promedio es de $(-8,2 \pm 0,2) \text{ Km/s}$; para el caso de la estrella HD 134987, se identificaron 61 líneas con una velocidad radial promedio de $(5,1 \pm 0,2) \text{ Km/s}$; para la estrella HD 169830, se identificaron 64 líneas, y su velocidad radial promedio fue de $(-17,2 \pm 0,3) \text{ Km/s}$; y finalmente, para HD 139664, se identificaron 56 líneas, siendo su velocidad radial promedio de $(-5,1 \pm 0,3) \text{ Km/s}$. De igual manera, se identificaron las líneas H_α y H_β de la Serie de Balmer, para las cuatro estrellas objeto estudio. Las velocidades radiales para cada una de ellas son H_α $(+135,64 \text{ Km/s})$ y H_β $(+38,20 \text{ Km/s})$ para HD 115617; H_α $(-277,86 \text{ Km/s})$ y H_β $(+11,10 \text{ Km/s})$ para HD 134987; H_α $(+102,75 \text{ Km/s})$ y H_β $(+20,71 \text{ Km/s})$ para HD 169830; y H_α $(+41,87 \text{ Km/s})$ y H_β $(+29,95 \text{ Km/s})$ para HD 139664. En cuanto a los resultados obtenidos de la temperatura efectiva promedio de cada estrella objeto a estudio, los mismos resultaron muy similares entre sí, pero, aun así, discrepan de los valores obtenidos por otros autores. Probablemente, esto se debe a la dispersión de los espectros estelares y, a la influencia de los instrumentos utilizados para tal efecto.

Descriptores: Multiplicidad, Líneas Espectrales, Estrellas Tipo Solar, Velocidad Radial, Temperatura Efectiva, Serie de Balmer.

INTRODUCCIÓN

Las estrellas emiten un conjunto de radiaciones que alcanzan niveles diferenciales de longitud de onda, en cada una de ellas, que deriva en la presencia de una frecuencia energética que permite identificarlas.

El espectro de la luz alcanza todas las radiaciones posibles, y es comúnmente denominado espectro continuo y, constituye el referente básico de muchos de los estudios de las estrellas.

El estudio de la multiplicidad de líneas espectrales implica un proceso de diagnóstico y descripción de cualidades emergentes, propias de los espectros. Esto permite, entre otros aspectos, obtener la temperatura efectiva, velocidad radial, estructura de la atmósfera estelar, composición química y abundancia química de las estrellas. Esta investigación, tiene como propósito estudiar la multiplicidad de líneas espectrales en tres estrellas tipos solares, a saber: HD 134987, HD 169830 y HD 139664. La estrella HD115617 se ha usado como estrella de referencia, por cuanto esta estrella ha sido observada anteriormente con la misma instrumentación y siguiendo para su análisis el mismo protocolo usado en esta tesis. [65]

Las estrellas tipo solares manifiestan, de una u otra manera, cualidades similares a las que posee el Sol, y la importancia de su estudio apunta a la obtención de conocimientos sobre el origen, formación de planetas y la evolución que presenta el Sistema Solar.

Este estudio se enmarca dentro de las líneas de investigación del Grupo de Astrofísica Teórica de la Universidad de Los Andes, que sustenta el desarrollo de investigaciones en estrellas de la secuencia principal, estrellas súper gigantes y estrellas tipo solares.

El trabajo de investigación se estructura de la siguiente manera: el Capítulo I, Marco Teórico, destaca los fundamentos conceptuales que derivan de la filosofía y praxis investigativa en torno al estudio de las líneas espectrales; en el Capítulo II, se establecen las características generales de

las estrellas analizadas y del material observacional usado; el Capítulo III, presenta la metodología y las formas de procesamiento de los datos; en el Capítulo IV, se destacan los resultados obtenidos; y finalmente, en el Capítulo V, se presenta el análisis de los resultados y recomendaciones que provee la investigación.

www.bdigital.ula.ve

CAPÍTULO I

MARCO TEÓRICO

1.1 Exordio.

Las estrellas han constituido a lo largo de los años, un tema importante e interesante para el hombre, en particular para aquellas personas abocadas al estudio de la astronomía y astrofísica. Así, han sido propulsados conocimientos y prácticas investigativas diversas, que han decantado en poderosos argumentos de análisis y comprensión, de sus estructuras, funcionamiento, y composición física y química, con extrapolación directa a la valoración de los orígenes, fundamentos, estructuración y evolución del Universo, incluyendo su funcionalidad.

En adelante, se abordarán aspectos fundamentales alcanzados en la búsqueda de conocimientos en torno a las estrellas. En este sentido, se inicia con la perspectiva histórica que asumen las primeras ideas sobre las estrellas, sus orígenes, los tipos de estrellas, y en especial, el desarrollo y propuestas que se han manejado con respecto a las clasificaciones espectrales a lo largo de los años, para posteriormente, avanzar sobre las etapas de formación estelar. Finalmente, se abordará lo concerniente a la caracterización de las estrellas tipo solar, estructura estelar, radiación electromagnética, temperaturas efectivas, movimiento de las estrellas y la observación de espectros estelares.

1.2 Perspectiva Histórica del Estudio de las Estrellas.

La definición o arquetipo conceptual con el que se ha venido manejando el término estrella, ha tenido variantes importantes en el acontecer histórico mundial. Haciendo una retrospectiva, encontramos que para el año 400 a.C., los astrónomos babilónicos y atenienses, distinguían entre estrellas fijas y estrellas móviles o erráticas. Las primeras eran astros permanentes, sin

movimientos y proveedores constantes de brillos, mientras que, las otras, eran estrellas especiales, que no permanecían en posiciones fijas sobre la esfera celeste, sino que se desplazaban de una forma complicada e irregular. Éstas, fueron llamadas planetas, cuyo nombre proviene de la palabra griega errante. [1]

La distinción conceptual entre planetas y estrellas, comienza a manifestarse con mayor fuerza a partir de los conocimientos, teorías, ensayos y descubrimientos que se dieron entre los siglos XVI y XVIII, destacando los hallazgos sobre órbitas celestes, movimientos de planetas, leyes gravitacionales, uso de telescopios y observaciones de los planetas por Kepler, Galileo, Newton, Halley, Herschel, entre otros. Con estos nuevos descubrimientos, se concretaban ideas sobre los planetas como reflectores de luz, sobre las estrellas como generadores de energía y, con posibles planetas a su alrededor. Igualmente, se hacían menciones acerca del Sol como estrella, aunque distinta a otras en el vasto Universo, particularmente, en la catalogada galaxia principal llamada Vía Láctea.

Los estudios y hallazgos entre los siglos XIX y mediados del siglo XX, en torno a radiación, luz ultravioleta, emisión y absorción de líneas espectrales, longitudes de onda, mediciones estelares, estudios sobre el Sol y sus características, así como también estudios espectrales y otros hallazgos de orden científico-astronómico, permitieron caracterizar conceptualmente a las estrellas a partir de su naturaleza, composición y estructura física, entendiéndolas como cuerpos celestes en constante evolución, compuestas de gases y con estructuras interiores que dependen de las diferentes etapas evolutivas. [2]

La clasificación espectral de las estrellas tiene un evolucionar interesante a lo largo de los años, en los que han hecho aportes valiosos tanto hombres como mujeres profesionales de la física, química y astronomía, principalmente. El antecedente histórico contemporáneo más relevante de arranque para la construcción de la clasificación espectral se ubica en 1815, cuando J. Fraunhofer observó que el espectro del Sol estaba

atravesado por numerosas líneas oscuras; el científico contó cerca de 700 líneas y las designó con diferentes combinaciones de letras.

En 1859, el físico Gustaf Kirchhoff y el químico Robert Bunsen, repiten algunas experiencias de Fraunhofer para obtener así el espectro de los gases producidos en llamas de combustión. El trabajo pionero de Fraunhofer sobre el análisis espectral de la luz del Sol fue continuado y ampliado por numerosos astrónomos. Por otro lado, Lewis Morris Rutherford, se constituyó en pionero en la utilización de la red de difracción, instrumento éste, que sustituyó a los prismas en el análisis espectral, y con el cual, realizó, en 1862, una primera clasificación de las estrellas tomando en cuenta el aspecto de sus espectros [3].

En 1867, el padre Angelo Secchi, tomando como base el trabajo de Rutherford, examinó visualmente los espectros de varios miles de estrellas, identificando cuatro tipos principales. Los hallazgos de Secchi, fueron continuados por Hermann Carl Vogel quien, en el año 1875, utilizó los espectros obtenidos por Rutherford, para medir la velocidad de aproximación o alejamiento de un gran número de estrellas mediante el efecto Doppler [3].

En 1864, Williams Huggins referencia un hito histórico, a partir de las observaciones espectroscópicas aplicadas a otras nebulosas y estrellas distintas al Sol, permitiendo obtener su composición química y con ella sentar las bases como herramientas que facilitarían la obtención de algunos de sus parámetros físicos (temperatura y densidad).

Para 1872, Henry Draper, astrónomo estadounidense, había tomado espectros de muchas estrellas, refinando la clasificación de Secchi, en la cual introdujo 16 tipos estelares que fueron designados con letras (A, B, C...). Este trabajo no pudo ser culminado, dada la muerte de Draper en 1882. No obstante, la familia de Draper donó al Observatorio de Harvard los avances logrados por éste, conjuntamente, con un apoyo financiero que facilitaría la culminación de un catálogo de estrellas.

Edward Pickering, Director del Observatorio de Harvard, continúa el trabajo de Draper, utilizando un nuevo invento, llamado prisma objetivo. La

labor de clasificación espectral es abordada por Pickering con el apoyo de un grupo de mujeres profesionales o conocedoras de astronomía, llamadas las computadoras de Harvard. En este sentido, el trabajo inicial de clasificación fotográfica de espectros estelares fue realizado por Wilarmina Patón Fleming, colaboradora de Pickering, y sus resultados, se publicaron en el “Catálogo de Draper”, en 1890. En dicho catálogo, se agrupaban los espectros de unas 10.351 estrellas.

El trabajo de Fleming fue continuado por Antonia Maury, sobrina de Henry Draper. Ésta, llevó a cabo una nueva clasificación espectral, basada fundamentalmente en 22 grupos especificados con números romanos, que, a su vez, contenían divisiones y subdivisiones, para describir la apariencia física de las estrellas. Dicho trabajo fue publicado en 1898.

El trabajo espectroscópico realizado por Maury, fue retomado por Annie Jump Cannon, colaboradora de Pickering en el Observatorio Harvard. Ésta, simplificó la clasificación espectral de Draper a solo 10 tipos de estrellas, designándolas con las letras O B A F G K M R N S. Cada uno de estos tipos, a su vez, fue dividido en 10 subtipos denotados del 1 al 10. Dicha clasificación continúa en vigencia hoy en día, y la misma, representa a una secuencia de estrellas con temperaturas superficiales cada vez más bajas. A groso modo, se puede decir que, los tipos espectrales O, B, A, corresponden a estrellas de temperatura superficial altas (muy calientes) y son del tipo espectral temprano; Los tipos espectrales F, G, K, son estrellas de mediana temperatura superficial (ni muy calientes ni muy frías), y son del tipo espectral intermedio; Los tipos espectrales M, R, N, S, son estrellas de baja temperatura superficial (muy frías), y son llamadas de tipo espectral tardío. Tanto en la Sección 1.3, como la Tabla 1, se amplía más específicamente las características de cada uno de los tipos espectrales mencionados arriba. Una manera de recordar esta clasificación, es a través de la siguiente frase nemotécnica, la cual sigue un orden de las clases espectrales principales O, B, A, F, G, K, M, R, N, S (Oh, Be A Fine Girl, Kiss Me Right Now Sweetheart), la cual en español se traduce: (Oh, Ser Una Buena Chica, Bésame Ahora

Cariño). También existen otras frases nemotécnicas, pero ésta, es una de las más conocidas.

Posteriormente, Henrietta Leavitt (1912), astrónoma colaboradora en el Observatorio Harvard, se encarga de estudiar y desarrollar fotometría fotográfica para la determinación de la magnitud de una estrella a partir de una imagen fotográfica. Su aporte más valioso consistió en el estudio de estrellas variables, denominadas Cefeidas, específicamente, en las Nubes de Magallanes (galaxias satélites de la Vía Láctea). Descubrió, entre otras cosas, que el brillo de dichas estrellas varía con períodos regulares, y de esta manera, dedujo que las estrellas más brillantes intrínsecamente, poseían períodos más largos. Esto permitió establecer una relación entre ambos parámetros físicos (periodo y luminosidad). Posteriormente, Ejnar Hertzsprung, logró calibrar la relación periodo – luminosidad de unas cuantas Cefeidas, y con ello, determinó la distancia desde el Sol a Cefeidas dentro de la Vía Láctea, así como también, la distancia a Cefeidas en las Nubes de Magallanes.

En 1914, Adams y Kohlshüttler, en Monte Wilson, Estados Unidos, usaron espectrogramas en una escala mayor a la utilizada en las placas fotográficas para el Sistema de Henry Draper. De esta manera, observaron que algunas eran más fuertes y más intensas en estrellas más luminosas. Las primeras aplicaciones de esas diferencias fueron hechas para estimar magnitudes absolutas (medida del brillo) en estrellas individuales. [4]

Como se sabe, las estrellas no son objetos inmutables, es decir, nacen, envejecen y mueren. El proceso de formación de una estrella sucede dentro de una nube molecular o nebulosa gaseosa, que, por lo general, es un objeto extraordinariamente opaco, cuyo material está compuesto principalmente de hidrógeno, junto con helio y trazas de elementos más pesados.

En la actualidad, las estrellas pueden ser definidas como una esfera de gas luminosa que, en alguna etapa de su vida, producen energía por la fusión nuclear del hidrógeno para formar helio [5]. En general, son astros, similares al Sol. En otras palabras, son cuerpos celestes que producen

energía mediante reacciones nucleares que se originan en su interior, tal como sucede en el caso del Sol. A lo largo de su proceso evolutivo, las estrellas se mantienen en un estado estable entre la radiación (hacia el exterior) y los efectos de la fuerza gravitatoria (hacia el interior). La masa máxima de una estrella se encuentra entre 120 y 200 masas solares. Por encima de estos valores, la estrella colapsaría por su propia radiación. Por el contrario, la masa mínima de una estrella es de 0,08 masas solares, llamada la masa de Jeans. Por debajo de esta, la protoestrella no será lo suficientemente caliente, es decir, no alcanzará las temperaturas mínimas necesarias para que se lleve a cabo las reacciones nucleares. De esta manera, dicho objeto terminará como una enana marrón.

En cuanto a las luminosidades de las estrellas, éstas, varían desde medio millón de veces la luminosidad del Sol, para las estrellas más calientes, hasta menos de una milésima de la del Sol, para las estrellas enanas más débiles.

El brillo estelar se genera como resultado de la conversión de masa en energía por medio de las reacciones nucleares, siendo las más importantes las que involucran al hidrógeno. Por cada kilogramo de hidrógeno quemado de esta manera, se convierte en energía aproximadamente 7 gramos de masa. Las reacciones nucleares no solo aportan el calor y la luz de las estrellas, sino que también producen elementos más pesados que el hidrógeno y el helio. Estos elementos pesados han sido distribuidos por todo el Universo mediante explosiones de supernovas, etapa final o muerte de aquellas estrellas cuya masa es mayor a 8 masas solares, expulsando al espacio exterior toda la materia contenidas en ellas, o por medio de nebulosas planetarias, las cuales son estrellas que expulsan sus envolturas más externas, una vez que se ha agotado todo el comburente necesario para la combustión. Las capas externas de gas se extienden hacia el exterior, formando una nebulosa o burbuja alrededor de la estrella que queda [6].

La energía generada por las estrellas se emite al espacio en forma de radiación electromagnética (luz), neutrinos y viento estelar (gas). Las

estrellas se observan en el cielo nocturno como puntos luminosos, titilantes, debido a las distorsiones ópticas que producen la turbulencia y las diferencias de densidad de la atmósfera terrestre [7].

1.3 Clasificación Espectral de Harvard.

La Clasificación de Harvard, se basa en líneas espectrales que son principalmente sensibles a la temperatura estelar, en lugar de la gravedad o la luminosidad. En realidad, todas las líneas espectrales son importantes, a la hora de hacer una clasificación espectral. No obstante, existen algunas líneas que revisten de ciertas características especiales, las cuales, también son muy importantes para los efectos de clasificación espectral. Entre éstas, tenemos [8]:

- Las series espectrales del hidrógeno: Lyman, Balmer, Paschen, Brackett y Pfund; de las cuales, las líneas espectrales más comunes que se encuentran en los espectros estelares, son las de la serie de Balmer (H_α , H_β , H_γ , H_δ , H_ϵ , etc.).
- Las líneas de helio neutro e ionizado (HeI y HeII).
- Las líneas de hierro neutro, una vez ionizado y dos veces ionizado (FeI, FeII y FeIII).
- Las líneas H y K para el doblete de calcio ionizado (CaII).
- La banda G, debida a la molécula CH.
- El doblete D1 y D2 del sodio neutro (NaI).

Tal como se dijo en el apartado 1.2, los tipos espectrales se indican con letras mayúsculas. Al principio, las intensidades de las líneas de absorción de hidrógeno, se utilizaron para la clasificación espectral, de tal manera, que a cada tipo se le asignaba una letra mayúscula en orden alfabético. A para líneas de H más intensas, B para las de líneas más débiles, y así, de manera sucesiva. Posteriormente, se adoptó una nueva clasificación espectral, la cual tomaba en cuenta la temperatura efectiva (T_{eff}) de sus fotosferas, y en

función de ésta, se le asignaron también letras mayúsculas, pero no en orden alfabético (por razones más subjetivas que objetivas), tal como se mencionó en el apartado 1.2. En dicha clasificación, la temperatura efectiva disminuye de izquierda a derecha para cada letra asignada. De esta manera tenemos:

$$\begin{array}{ccccccc} & & & & C & & \\ & & & & (R - N) & & \\ O - B - A - F - G - K - M & & & & S & & \end{array}$$

A su vez, cada uno de estos tipos espectrales, se dividen en diez subclases que van desde el 0 hasta el número 9 (ejemplo; A0 hasta A9, F0 hasta F9, etc.). También, suele utilizarse una anotación más refinada, expresada en números decimales para una mejor precisión de la temperatura efectiva (por ejemplo: B0,5 entre B0 y B1. Igual para los otros tipos espectrales).

Cómo se nota en la clasificación que aparece arriba, la nueva clase espectral C representa las estrellas de carbono R y N, e igualmente con la clase S, conforma ramas paralelas junto con los tipos G y M, con ligeras diferencias en cuanto a las composiciones químicas de dichas estrellas.

Por otro lado, también existen otras clases adicionales, tales como la clase Q para designar a las estrellas supernovas, la clase P para las nebulosas planetarias y, la clase WR para las estrellas Wolf Rayet, que son estrellas muy masivas, entre 20 y 30 masas solares, descubiertas por los astrónomos Charles Wolf y Georges Rayet, en 1929.

Otras clases espectrales que revisten mucha importancia son las L, T y Y, las cuales van más allá de la clase M. Las mismas, fueron concebidas para clasificar los espectros infrarrojos de las estrellas demasiadas frías (entre 550 y 1200 K). Básicamente, constituyen las estrellas enanas rojas, enanas marrones y sub enanas marrones, respectivamente.

Por antonomasia, a los tipos espectrales O, B y A, se les suele llamar tipos espectrales temprano, estrellas calientes o estrellas tempranas (no por

su edad), mientras que, a las de tipo espectral K, M, R, N, S, se les denomina tipo espectral tardío o estrellas frías.

Por último, es común también utilizar nomenclaturas adicionales, por lo general, en letras minúsculas, para resaltar alguna peculiaridad espectral de una estrella en particular. Por ejemplo: e (líneas de emisión presente), s (líneas muy finas de absorción), k (espectros con líneas de absorción interestelar), m (presencia de líneas metálicas), etc.

1.4 Clasificación Espectral de Yerkes.

En 1943, surge el primer atlas o sistema de clasificación espectral denominado MKK, por ser los astrónomos William W. Morgan, Philip C. Keenan y Edith Kellman, del Observatorio Yerkes, quienes lo elaboraron. De ahí también, su nombre de Clasificación Espectral de Yerkes. Dicho trabajo, además, está sustentado por investigaciones previas realizadas por Antonia Mauri, Annie Cannon, Norman Lockyer, Walter Adams, Bertil Lindblad y E. Gwyn Williams.

En general, la clasificación de Yerkes, surge de la revisión del sistema de Draper, el cual incluye la dimensión de luminosidad como elemento de distinción en la clasificación de las estrellas [10].

El aporte de Lindblad y Williams, viene dado en función de los estudios que hacen sobre anchura de las líneas de Balmer y sensibilidad a la luminosidad de las estrellas, entre otros.

De igual manera, fueron de mucha importancia los aportes proporcionados por Walter Adams y Arnold Kohlschutter, quienes fueron astrónomos del Observatorio de Monte Wilson (EE. UU). Dichos investigadores, basados en los trabajos previos de Monck, Hertzsprung y Russell, acerca de la relación entre la luminosidad intrínseca de una estrella y su propio movimiento y paralaje, observaron que existían diferencias espectrales entre la baja y alta luminosidad mostrada por las estrellas. Ellos, identificaron algunas líneas sensibles a la luminosidad; y establecieron

relaciones entre estas líneas con otras poco sensibles y, de esta manera, lograron calibrar los rangos de luminosidad de las estrellas, así como también su magnitud absoluta [11] [5].

El aspecto más importante del Sistema MKK, lo constituye la clase completa de luminosidad, I a V, asociadas a las varias clases de temperaturas, introducidas por W. W. Morgan. Luego de diagramarlas en una escala logarítmica, Morgan descubrió que la fotometría de colores de las estrellas normales (estrellas semejantes al Sol), seguía su clasificación espectral, por lo que consideró que no se necesitaba un tercer parámetro para tales estrellas normales. Este hallazgo fue tomado como relevante por el colaborador de Morgan, Phillip C. Keenan, al observar que, de las 55 tomas fotográficas hechas por Kellman con el refractor de 40" de Yerkes, más de la mitad de las impresiones, 23 de ellas, para ser más exactos, mostraron efectos de luminosidad en diferentes tipos espectrales. Estas tomas fotográficas se incluyeron en el Atlas de Espectros Estelares MKK de 1943 [11].

La clasificación MKK se basa en el escrutinio visual de los espectros de una red de difracción con una dispersión de 115 Å/mm, y se define cuidadosamente sobre la base de estrellas estándar y la especificación de los criterios de luminosidad. De esta manera, las clases de luminosidad de Yerkes son:

- 0 o Ia⁺:** Hipergigantes o Supergigantes extremadamente muy luminosas. Ejemplo: Zeta 1 Scorpii (01Ia⁺) y P Cygni (B2Ia⁺)
- Ia:** Supergigantes luminosas. Ejemplo: Eta Canis Majoris (B5Ia).
- Iab:** Supergigantes de luminosidad intermedia. Ejemplo: Antares (M1, 5Iab).
- Ib:** Supergigantes poco luminosas. Ejemplo: Alnitak (09,5Ib).
- II:** Gigantes luminosas. Ejemplo: Alfa Sagittae (G1II).
- III:** Gigantes normales. Ejemplo: Arturo Alfa Bootis (K1, 5IIIpe).
- IV:** Subgigantes. Ejemplo: Gamma Cassiopeiae (B0,5IVpe).
- V:** Secuencia Principal. Ejemplo: Sol (G2V).

VI: Subenanas. Ejemplo: Kapteyn (M1VI).

VII: Enanas blancas. Ejemplo: Van Manen (F-GVII).

Por otro lado, la clasificación espectral de Yerkes, ha demostrado que en las estrellas existen todas las especies atómicas que originan las líneas que observamos. Por mucho tiempo, se creía que estos elementos químicos estaban presentes solamente en estrellas de un cierto tipo. Esta presunción cambió, cuando el físico hindú Saha, en 1920, descubrió que en una estrella cualquiera pueden coexistir todos los elementos químicos, aunque solo se manifiesten y detecten solo unos pocos de ellos. No obstante, para que este fenómeno ocurra, se deben cumplir los siguientes requisitos:

1. Que las líneas producidas estén dentro del rango de longitudes de onda del espectro que se observa.
2. Que la temperatura de la atmósfera estelar (fotósfera) sea la adecuada para excitar los átomos presentes en dicha estrella.

Esto, lo que indica, es que, la temperatura juega un papel preponderante y fundamental en la espectroscopia estelar, ya que, a mayor temperatura, mayor será la intensidad de las líneas espectrales. Sin embargo, existe un límite superior, puesto que, si la temperatura es demasiado alta, el electrón se excita tanto que puede abandonar el núcleo del átomo, produciendo la ionización positiva del mismo, y como resultado no aparece ninguna línea espectral [6].

En la Tabla 1, se describen algunas de las características principales de cada uno de los tipos espectrales mencionados arriba.

Tabla 1: Clasificación espectral de Harvard

CLASE ESPECTRAL	TEMPERATURA (K)	COLOR	CARACTERÍSTICAS
O	20.000–35.000	Azul	Espectro definido con líneas múltiples de átomos ionizados, como He II, C III, N III, O III, Si V. He I es visible, H I tiene líneas débiles. Ejemplo: Lacertae (O9V)
B	15.000 – 20.000	Azul - blanco	Aquí las líneas He II desaparecieron, tiene líneas He I (4030 Å) que son más fuertes para el tipo B2, luego se debilitan y desaparecen en el tipo B9. La línea K de Ca II se hace visible en el tipo B3. H I son líneas cada vez más fuertes. Por otro lado, tiene líneas visibles O II, Si II y Mg II. Ejemplo: Rigel (B8Ia).
A	9000	Blanco	Las líneas H I son muy fuertes en el tipo A0 y dominan todo el espectro, luego se debilitan. Las líneas H y K de Ca II se hacen más fuertes. Las líneas de He I ya no son visibles y comienzan a aparecer líneas de metales neutros. Ejemplo: Vega (A0Va).
F	7000	Blancas - amarilla	Las líneas H I se debilitan, H y K de Ca II se vuelven más fuertes y se pueden encontrar muchas otras líneas de metal, como Fe I, Fe II, Cr II, Ti II, que cada vez son más fuertes. Ejemplo: 78 Ursae Majoris (F2V).
G	5500	Amarillas	Las líneas H I siguen debilitándose, mientras las líneas H y K son muy fuertes, más fuertes para el tipo G0, también las líneas de los metales se hacen más fuertes y la banda G es claramente visible, otras son las líneas de CN que son vistas en estrellas gigantes. Ejemplo: El Sol (GIIIV).
K	4000	Amarillo - naranja	El espectro es dominado por líneas metálicas, H I son líneas prescindibles, Ca I se encuentra en la longitud de onda 4227 Å lo que la hace claramente visible, también tiene fuertes líneas H y K y banda G: Por otro lado, las bandas de TiO se empiezan a hacer visibles en K5. Ejemplo: 61 Cygni A (K5V).
M	3000	Rojo	Las bandas de TiO se hacen más fuertes, Ca I en la longitud de onda 4227 Å es una línea muy fuerte y otras muchas líneas de metal neutro. Ejemplo: Mu Cephei (M2Ia).

Tabla 1. (cont...)

L	2000	Marrón	Las bandas TiO y VO desaparecen para la clasificación temprana de L. y también tiene líneas muy fuertes y anchas de Na I y K I. Ejemplo: Luhman 16A (L7,5).
T	1000	Marrón	Presencia de bandas de absorción molecular muy fuertes de CH ₄ y H ₂ O. Ejemplo: Gliese 229B (T7).
C	3000	Rojas	Estrellas de carbono, que anteriormente eran conocidas como R y N, tiene bandas moleculares fuertes, como ejemplo C ₂ , CN y CH, aquí ya no hay bandas de TiO y también tiene líneas del espectro como en los tipos K y M. Ejemplo: BL Orionis (C5II).
S	3000	Rojas	Presencia muy clara de bandas de ZrO, y otras bandas moleculares, como YO, LaO y TiO Ejemplo: Ji Cygni (S6).

Fuente: Strand, K. (Ed.). 1963 [4].

1.5 Diagrama HR.

Hoy en día, el diagrama HR constituye una de las herramientas más importante y singular en el campo de la astronomía y astrofísica, sobre todo, en cuanto a la evolución estelar, es decir, en todo lo concerniente a los diferentes estadios evolutivos de las estrellas. Dicho diagrama, fue primero implementado por Ejnar Hertzsprung, en 1911 y, posteriormente, en 1913, por Henry Norris Russell. Este último, analizó la relación que existe entre la luminosidad de las estrellas y sus tipos espectrales, mientras que Hertzsprung, mostraba la relación entre las luminosidades de las estrellas y sus índices de color. Dado que sus relaciones parametrales son equivalentes, ambos diagramas se fusionaron y, convirtiéndose así, en el famoso diagrama HR en el mundo astronómico y astrofísico, tal como se dijo al principio [8]. En las Figuras 1 y 2, se muestran un par de diagramas HR, representativos de las características más relevantes de las estrellas [9].

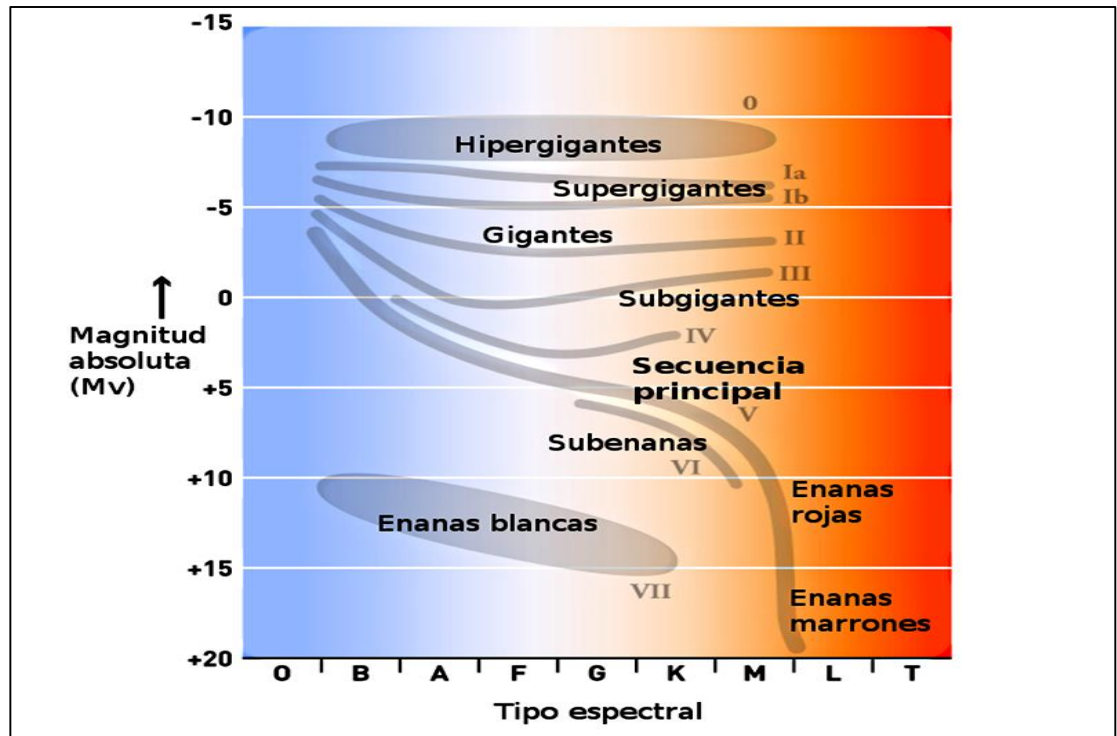


Figura 1. Diagrama HR, que muestra las franjas de ubicación de las estrellas, de acuerdo a las diferentes clases espectrales de las mismas.

Copyright 2020 por Rego, M. [12].

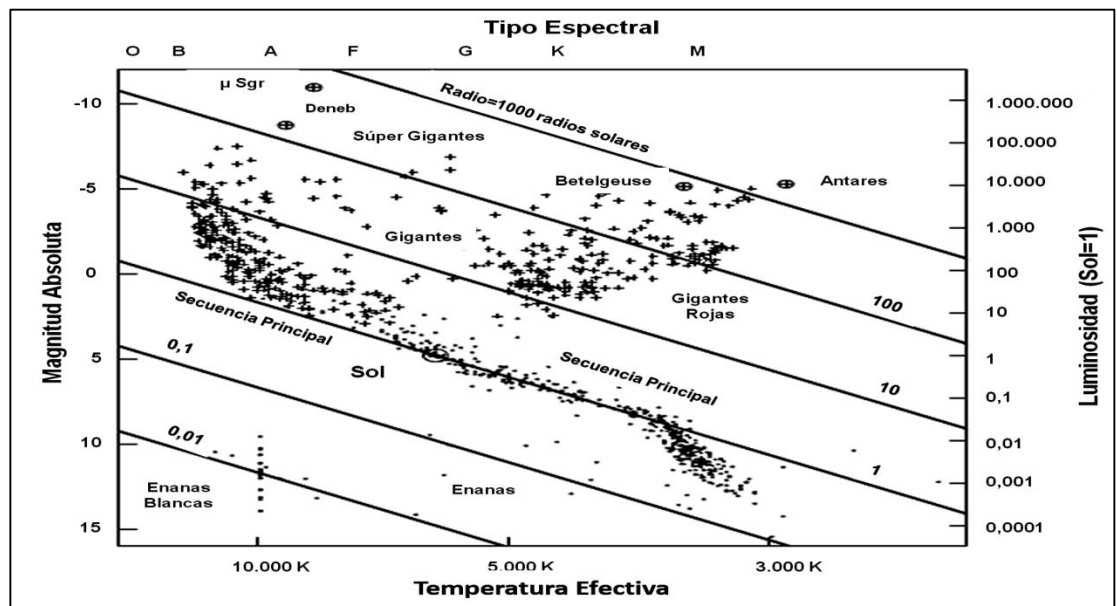


Figura 2. Diagrama HR, que muestra las franjas de ubicación de las estrellas, de acuerdo al tipo espectral, luminosidad, temperatura efectiva y magnitud absoluta de las mismas.

Copyright 2007 por Karttunen, Kröger, Oja, Poutanen y Donner [8].

Dentro de las características más importantes en el diagrama HR, se tiene entre otras, la ubicación de las estrellas, la cual no es aleatoria, sino que se agrupan en ciertas regiones. El 90% de todas las estrellas que se encuentran en el Universo observable, se ubican en una franja diagonal que se extiende desde la parte superior izquierda hasta la parte inferior derecha. Dicha franja, se conoce como la Secuencia Principal (SP) del diagrama HR, y en ella se ubican las estrellas que van desde las más calientes y luminosas (estrellas azules, con temperaturas entre 50.000 y 28.000 K, en la parte superior izquierda), hasta las más frías y menos luminosas (estrellas rojas, con temperaturas entre 3.200 y 1.700 K, ubicadas en la parte inferior derecha).

Es un hecho comprobable y observable, que las estrellas, una vez que se ubican en la SP, permanecen la mayor parte de su vida en dicha secuencia, hasta emigrar a otro estadio evolutivo. Por otro lado, en la parte superior, y hacia la derecha del diagrama HR, en franjas casi horizontales, se ubican las estrellas hipergigantes, supergigantes, gigantes y subgigantes, dependiendo, por supuesto, de la luminosidad y temperatura de cada una de ellas. Así tenemos que, en primer lugar, están las hipergigantes, las cuales son miles y millones de veces más luminosas que el Sol, con temperaturas superficiales entre los 35.000 K y 3.500 K; y más de 100 veces la masa del Sol. Más abajo, se ubican las estrellas supergigantes, con temperaturas entre 50.000 y 4.000 K, con masas entre 10 y 50 masas solares, y mil veces más luminosas que el Sol. Seguidamente, se encuentran las estrellas gigantes, cuya luminosidad está entre 10 y 1.000 veces la del Sol, sus temperaturas varían entre 30.000 y 4.000 K, y sus masas se encuentran entre 8 y 10 masas solares. Más abajo, se ubican las estrellas subgigantes, cuya escasa luminosidad no pasa de 1,5 veces la luminosidad del Sol, sus masas varían entre 1 y 1,8 masas solares, y su temperatura oscilan entre 30.000 y 5.000 K. Todos estos grupos o tipos de estrellas mencionados arriba, apenas constituyen el 1% de todas las estrellas que conforman el Universo observable.

En la parte inferior izquierda del diagrama, se ubican las estrellas enanas blancas, las cuales poseen una masa 10 veces inferior a la masa del Sol, sus temperaturas superficiales oscilan entre 25.000 y 3.000 K, y sus luminosidades son muy bajas. Dichos cuerpos celestes se les conoce como estrellas compactas, ya que constituyen una de las formas de materia más densa conocidas. De igual manera, en la parte inferior derecha y muy cerca de la SP, se ubican las enanas rojas y las enanas marrones. Las primeras, son estrellas de muy baja masa (40% de la masa solar), luminosidades del orden del 10% de la luminosidad del Sol, y sus temperaturas superficiales son muy bajas (menores de 4.000 K). Entre tanto, las enanas marrones, consideradas como cuerpos celestes enigmáticos, dado que sus masas son comparables con las masas de los planetas jovianos (Júpiter y Saturno), se ubican en el extremo inferior derecho, muy cerca de la SP, en el diagrama HR. Sus masas están comprendidas entre 13 y 90 veces la masa de Júpiter, con luminosidades casi nulas, y constituyen los objetos más fríos del Universo observable, puesto que, sus temperaturas son extremadamente bajas. Porcentualmente, las enanas rojas y las enanas marrones, conforman el 9% restante, de todas las estrellas que se observan actualmente en el Universo.

1.6 Origen de las Estrellas.

Las estrellas se forman a partir del material existente en las frías nubes moleculares. Éstas no son más que inmensas nubes de gas y pequeñas partículas que denominamos polvo interestelar [13]. En general, son nubes muy tenues compuestas principalmente por hidrógeno (99%) y polvo (1%), con masa suficiente para generar miles o millones de estrellas [14].

Las nubes moleculares no poseen una densidad uniforme. En las zonas de mayor densidad, el material de la nube comienza a aglutinarse debido a la fuerza gravitatoria, aumentando aún más su densidad, lo que amplía la atracción y, de esta manera, se inicia un proceso de contracción gravitatoria

de la nube. La contracción gravitacional, tal vez es generada por turbulencias, bien sea, internas en la nube, o producidas por otras estrellas que pasan cerca de ella, en particular, estrellas supernovas, cuyas explosiones generan perturbaciones en dicha nube [15].

Una vez iniciada la contracción de la nube, ésta se fragmenta en regiones más pequeñas denominadas núcleos. Cada fragmento o núcleo, a su vez, continúa contrayéndose y, en consecuencia, la densidad, la temperatura y movimiento rotacional aumentan, pero, manteniendo su momento angular constante. La propia fuerza de gravedad de los fragmentos, desencadena un proceso de derrumbamiento en el cual, las pequeñas nubes se hunden bajo su propio peso. Esto tiene como consecuencia la formación de un núcleo central que se vuelve esférico, y al que se denomina protoestrella [15].

El núcleo central o protoestrella continúa siendo afectado por procesos de contracción y se convierte en receptor de fragmentos de la nube molecular que le dio origen. Una vez que el proceso se encuentra en un estado bastante avanzado, se inicia una expulsión de dicho material, en forma de chorros, que alcanza altas velocidades (500.000 km/h), y distancias de hasta varios años luz. Estos chorros estabilizan la rotación de la protoestrella, y de esta manera, evitan que la misma gire de prisa y se desintegre [16].

En general, el proceso principal que va a orientar la dinámica evolutiva inicial de la futura estrella dentro de la nube molecular, está vinculado al denominado equilibrio hidrostático, el cual se genera cuando la energía de fusión nuclear se equilibra con la gravedad de la estrella. En ese momento se dice que ha nacido una estrella, y a partir de este instante, y dependiendo de su masa inicial, la misma se ubica en algún lugar de la Secuencia Principal (SP) del diagrama HR, donde comienza la edad cero de la misma [17].

1.7 Procesos Evolutivos de las Estrellas.

A partir del momento en que se configura la protoestrella, la evolución de la estrella dependerá de su masa. En este sentido, en una protoestrella de masa similar a la del Sol, el colapso de la nube se traduce en un núcleo central caliente. Este núcleo se contrae y constituye el de la futura estrella. Las zonas exteriores de la protoestrella se acercan al núcleo y aumentan la temperatura del centro. Unos 60 millones de años posteriores al colapso de la nube interestelar, la temperatura llega al punto de iniciar reacciones de fusión nuclear. Estas reacciones mantienen estable la estrella durante millones de años, radiando la energía derivada de la conversión del hidrógeno en helio.

En estrellas con masa superior a la que posee el Sol, el colapso es tal, que el núcleo inicial se expande más rápido y las reacciones termonucleares se inician mucho antes. Como resultado, la radiación del núcleo es tan intensa que su presión impide que gran parte de la periferia de la protoestrella caiga hacia el centro para acrecentar su masa, y solo alrededor de $1/3$ de la masa inicial arde en fusión termonuclear. Las fases correspondientes de una estrella de 10 masas solares pueden durar unos 200 mil años [18].

El inicio de los procesos de fusión termonuclear en una protoestrella, referencian la constitución primigenia propiamente dicha de una estrella, básicamente en esta condición entra en la denominada Secuencia Principal del diagrama HR. Este se considera como un periodo de relativa estabilidad en la que la estrella logra mantener un radio constante gracias al equilibrio hidrostático, teniendo como principal característica la fusión de hidrógeno en helio con la subsiguiente generación de energía.

Mientras más masiva es una estrella, más grande y más caliente será y, por ende, más rápidamente fusiona su hidrógeno, y en consecuencia, mayor es su brillo. Por lo tanto, la rápida conversión de hidrógeno en helio, implica

que el primero se agota antes para las estrellas más masivas que para las menos masivas.

Una estrella pasa el 90% de su vida en la secuencia principal. El tiempo que una estrella permanece en la SP depende de la cantidad inicial de hidrógeno en el núcleo, lo que es proporcional a la masa total de la estrella. En estrellas poco masivas, la convección se extiende hasta la superficie, aportando hidrógeno al núcleo procedente de las capas externas, incrementando así el tiempo en la secuencia principal [15].

Las estrellas poco masivas no alcanzarán temperaturas interiores lo suficientemente elevadas como para iniciar la fusión del helio. En consecuencia, el hidrógeno continuará fusionándose hasta que se agote, y finalmente, el núcleo se contraerá, convirtiéndose en un objeto compacto denominado enana blanca, que se enfriará lentamente.

En estrellas del tipo solar, a medida que avanza en la secuencia principal, el hidrógeno disminuye, lo que conlleva a una merma de la generación de energía. La consecuencia directa, es que la fuerza gravitacional contrae el núcleo. Al contraerse éste, aumenta su temperatura y, por ende, la generación de energía que permite restablecer el equilibrio. Este aumento de la energía, hace que la envoltura se expanda, lo que aumenta el tamaño global de la estrella. Este proceso continúa, hasta que se agota el hidrógeno del núcleo.

Paralelamente, comienza a crecer un núcleo interno de helio inerte. Durante el proceso de contracción, las capas de hidrógeno periféricas al núcleo de helio, incrementan la fusión de hidrógeno produciendo un aumento en la generación de energía, mientras, el núcleo de helio inerte incrementa su masa (sin contraerse), hasta alcanzar el 12% de la masa de la estrella (masa mínima conocida como masa de Schönberg - Chandrasekhar). Justo en ese momento, la estrella empieza a salir (evolucionar) de la secuencia principal. Esta contracción no conlleva a un aumento de temperatura, por tanto, el núcleo se degenera encontrándose envuelto en una capa de hidrógeno en fusión, el cual produce la expansión de la región más externa,

llevando a que, la fotosfera de la estrella se enfríe, produciendo su enrojecimiento, y convirtiéndose así, en una subgigante roja.

Por otra parte, la envoltura convectiva crece hacia el núcleo, alcanzando la zona donde se realizaba la fusión, transportando elementos producidos por la fusión hacia la fotosfera (esto se conoce como primer dragado). Cuando la estrella deja de expandirse, esta energía se libera aumentando su luminosidad, convirtiéndola en una gigante roja.

Así, se produce un calentamiento del núcleo, y al tener éste el 45% de la masa de la estrella, comienzan las reacciones de fusión de helio en todo el núcleo (proceso denominado encendido, ignición o flash del helio). Cuando comienza a agotarse el helio del núcleo, este se contrae y eventualmente se enfría, detiene la fusión del hidrógeno. Esta etapa corresponde a lo que se conoce como la fase de Rama Asintótica de Gigante (RAG), donde se produce el segundo dragado de material nuclear a la superficie [15].

Para el caso de estrellas más masivas que el Sol, al final de su vida en la secuencia principal, se produce el apagado de la estrella y la contracción del núcleo de helio inerte, produciendo un aumento de su temperatura. Al aumentar ésta, se reinician reacciones nucleares en una capa que rodea al núcleo, lo que produce que la envoltura de la estrella comience a expandirse, manteniendo por un tiempo una luminosidad constante. En el momento que se detiene la expansión, la estrella habrá alcanzado su máxima luminosidad, y progresivamente, se formará en su centro un núcleo de carbono, el cual se contraerá, y tras sucesivos cambios, aumentará su temperatura y presión, que culminarán con procesos de reacciones de fusión y la consiguiente generación de energía. En esta fase, la estrella se convierte en una supergigante roja.

Las etapas finales de la evolución de las estrellas dependen de sus masas iniciales. De esta manera, las estrellas poco masivas no alcanzarán en sus núcleos temperaturas suficientes para fusionar helio, y convertirlo en elementos químicos más pesados. Por el contrario, las estrellas muy masivas

continúan fusionando elementos cada vez más pesados, hasta alcanzar el grupo del hierro.

Cuando una estrella ya no puede seguir fusionando elementos, la gravedad supera la presión interna de la estrella, y el núcleo se comienza a comprimir, hasta quedar en función de la naturaleza de las partículas subatómicas que le constituyen.

Aquellas estrellas cuyas masas oscilan entre 0,08 y 0,5 masas solares, acaban su vida como enanas blancas, y sus especies atómicas preponderantes son oxígeno, carbono, neón y magnesio. Las estrellas que poseen masas entre 1 y 2 masas solares, terminan como estrellas de neutrones, mientras que, las que poseen más de 30 masas solares, finalizan su vida como estrellas novas, supernovas o agujeros negros [15].

En las Figuras 3 y 4, se muestran los caminos evolutivos para las estrellas de baja masa solar y para las estrellas de alta masa solar, respectivamente.

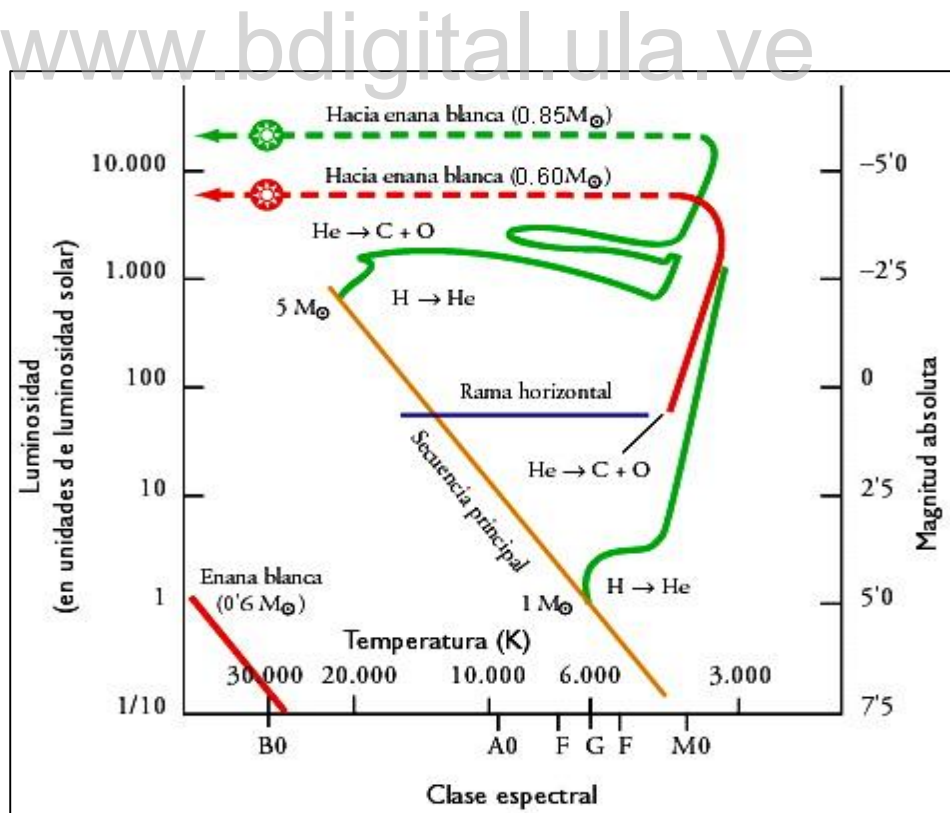


Figura 3. Diagrama HR para estrellas de baja masa.
Copyright 2020 por Rego, M. [12].

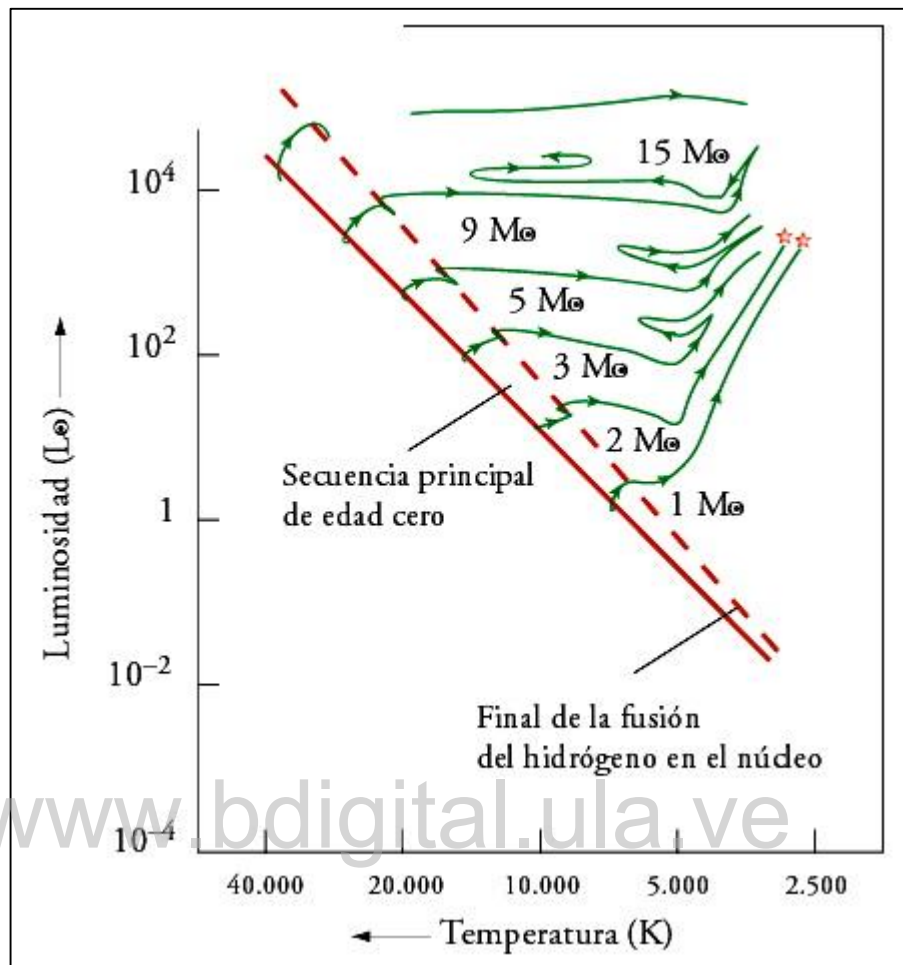


Figura 4. Diagrama HR para estrellas de alta masa.
Copyright 2020 por Rego, M. [12].

1.8 Estrellas Tipo Solar.

A las clasificaciones estelares, a las cuales hemos hecho mención anteriormente, debemos incluir otra clasificación que implica o asocia características de las estrellas respecto a cualidades similares a las que posee el Sol. Particularmente, nos referimos a la clasificación de estrellas Tipo Solar. Dicha clasificación está basada en los trabajos de Cayrel de Strobel quien planteó en 1996, los siguientes argumentos para justificarla [19] [11]:

1. Estrellas similares al Sol, las cuales se asemejan en masa y estado evolutivo al Sol, se encuentran en la secuencia principal, y su tipo espectral está comprendido entre las F8V y las K2V.
2. Estrellas análogas solares, cuyas temperaturas superficiales se encuentran dentro de los 5000 K, aproximadamente, con respecto al Sol, no deben tener compañera cercana.
3. Gemelas solares, en definitiva, deben ser prácticamente indistinguibles del Sol. Temperaturas superficiales, masas, luminosidades, y otros parámetros físicos muy similares a los del Sol. Igualmente, sus edades con respecto al Sol, no deben ir más allá de un Giga-año (Gaño), de tal manera, que sus estados evolutivos sean semejantes. Al igual que las análogas, no deben formar sistemas binarios.

Las estrellas Tipo Solar, constituyen un amplio grupo, entre las cuales, se encuentra una mezcla de tardías tipo espectral F, estrellas tempranas, medianas y, algunas veces, enanas y subgigantes tardías tipo G [12].

Las estrellas Tipo Solar, físicamente tienen una estructura muy similar al Sol. Se destacan por la presencia de una envoltura convectiva aunque no totalmente dominante, como se observa en las enanas de tipo espectral M. Por otro lado, en este tipo de estrellas, fenómenos tales como la convección y su interacción con la rotación de la misma, son muy semejantes a los que ocurren en el Sol, particularmente, la actividad magnética. En cuanto a la luminosidad, las estrellas Tipo Solar son relativamente brillantes, y por tanto, fáciles de identificar [19].

La importancia que reviste el estudio de este tipo de estrellas, se asocia a la obtención de datos, información y análisis, que permitan aportar conocimientos que favorezcan una efectiva comprensión de las propiedades manifiestas, aparentes y reales, del Sistema Solar, promoviendo incluso, la determinación de posibles exoplanetas.

1.9 Estructura Estelar.

Un plasma, es un gas cargado de partículas que se compone de igual número de portadores libres de carga positiva y negativa. Teniendo el mismo número aproximado de cargas con diferentes signos, en el mismo volumen de elementos, se garantiza que el plasma se vuelva cuasineutral en el estado estacionario. En promedio, un plasma parece eléctricamente neutro, ya que los campos de carga eléctrica de partículas distribuidas al azar se cancelan mutuamente [20].

Para que una partícula sea considerada partícula libre, su típica energía potencial, debida a su vecino más cercano, debe ser mucho más pequeña que su energía cinética aleatoria. Solo en ese momento, el movimiento de las partículas está prácticamente libre de la influencia de la carga de otras partículas en sus cercanías, y de esta manera, no se generan colisiones directas [20].

Dado que las partículas en un plasma superan el acoplamiento con sus vecinos, ellas tienen energías térmicas superiores a algunos electronvoltios (unidad de energía que mide variación de energía cinética cuando un electrón se mueve de un lugar a otro). Por lo tanto, un plasma es un gas altamente ionizado y caliente. Solo unos pocos plasmas naturales, flamas o focos de luz, pueden ser encontrados cerca de la superficie de la Tierra. Sin embargo, los plasmas son abundantes en el Universo. Más del 99% de toda la materia conocida está en estado de plasma [20].

Una atmósfera estelar, es generalmente un plasma compuesto de muchos tipos de partículas, tales como iones, moléculas, electrones libres e incluso granos de polvo y fotones. Los valores típicos del rango de temperatura van entre 10^3 K (o menos en las estrellas más frías) a 10^5 K en las estrellas más calientes (la temperatura es aún más alta, $10^6 - 10^7$ K, en la corona estelar). Igualmente, el rango de densidad total de partículas oscila entre 10^6 a 10^{16} cm^{-3} . Bajo estas condiciones, el punto de inicio para la descripción física estelar lo constituye la teoría cinética, que explica el

comportamiento y las propiedades de los gases, tomando en cuenta los valores estadísticos, cuya teoría fue desarrollada a partir de los trabajos realizados por Bernoulli, Boltzmann y Maxwell [21].

La importancia del estudio y análisis de la atmósfera estelar, se orienta sobre la base de ser la fuente de casi la totalidad de radiación electromagnética que emite la estrella: Radiación ésta que se constituye en la única información disponible sobre ella.

Es en la atmósfera estelar, particularmente en la fotosfera, donde se originan las líneas del espectro de absorción de las estrellas que, al ser analizadas, generan información sobre las condiciones físicas y químicas a las que está sometida la materia estelar. A esto se suma que, el estudio de las atmósferas estelares permite la confección de modelos físicos que describan el funcionamiento estelar.

Matemáticamente, el equilibrio interno de las estrellas puede ser expresado a partir de cuatro ecuaciones diferenciales, que controlan la distribución de la masa, la presión del gas, el transporte y producción de energía en las estrellas, así como también, el gradiente de temperatura. Dichas ecuaciones son [8]:

a. Equilibrio Hidrostático.

La fuerza de gravedad empuja el material estelar hacia el centro. Esto es resistido por la presión debido a los movimientos térmicos de las moléculas de gas. La estrella es por lo tanto obligada a mantener unida toda su estructura, evitando el colapso [22]. El equilibrio hidrostático viene dado por la ecuación:

$$\frac{dP}{dr} = - \frac{GM_r \rho}{r^2}, \quad (1)$$

dónde: G es la constante gravitacional; r es distancia o radio desde el centro de la estrella a un punto determinado de la misma; M_r es la masa contenida

en ese radio; ρ es la presión del gas; dr y dP , las variaciones de dichos parámetros.

b. Distribución de Masa.

Esta ecuación nos da la masa contenida dentro de un radio dado [8]. La ecuación puede ser formulada como:

$$\frac{dM_r}{dr} = 4\pi r^2 \rho, \quad (2)$$

donde M_r , ρ y r ya fueron definidos en la ecuación (1).

c. Producción de Energía.

La tercera condición de equilibrio estelar, se refiere a la conservación de la energía que proyecta la estrella al irradiar o transportar desde su interior a la superficie la energía que produce [8]. La ecuación de conservación de energía es definida por:

$$\frac{dL_r}{dr} = 4\pi r^2 \rho \epsilon, \quad (3)$$

donde, L_r es el flujo de energía; r es el radio; ρ es la presión; ϵ es el coeficiente de producción de energía.

La velocidad a la que se produce la energía depende de la distancia al centro. Esencialmente, toda la energía irradiada por la estrella es producida en el caliente y denso núcleo. En las capas exteriores la energía es despreciable y L_r es casi constante. [8]

d. Gradiente de Temperatura.

La cuarta ecuación de equilibrio la da el gradiente de temperatura como una función del radio. La forma de la ecuación depende, de cómo es la

energía transportada, es decir, si por conducción, convección o radiación. En la parte interior de las estrellas normales, la conducción es muy alta, ya que los electrones que llevan la energía viajan en cortas distancias sin chocar con otras partículas. La conducción solo toma importancia en estrellas compactas, enanas blancas y estrellas de neutrones, donde el recorrido promedio libre de los fotones es extremadamente corto. En estrellas normales, el transporte de energía conductiva puede tener un comportamiento errático. [8]

En el transporte de energía radiativa (fotones absorbidos, reemitidos, etc.), los fotones emitidos en sectores más calientes de la estrella son absorbidos por las regiones más frías. Se dice que la estrella está en equilibrio radiativo, cuando la energía liberada en el interior estelar es totalmente transportada por la radiación. El gradiente de temperatura radiativa está relacionado con el flujo de energía L_r según:

$$\frac{dT}{dr} = \left(-\frac{3}{4ac}\right) \left(\frac{k\rho}{T^3}\right) \left(\frac{L_r}{4\pi r^2}\right), \quad (4)$$

donde $a = 4\sigma/c = 7,564 \times 10^{-16} \text{ Jm}^{-3} \text{ K}^{-4}$ es la radiación constante, c la velocidad de la luz, y ρ la presión. El coeficiente de absorción de masa k da la cantidad de absorción por unidad de masa. Su valor depende de la temperatura, densidad y composición química.

La transferencia radiativa de energía, se hace ineficiente cuando el valor absoluto del gradiente de temperatura radiativa se incrementa. En este caso, el movimiento del gas promueve el desplazamiento de la energía hacia el exterior de manera más eficiente que la misma radiación. En estos movimientos convectivos, el gas caliente se eleva hacia capas más frías, donde pierde su energía, justo en el momento en el que retorna. Los elementos del gas que se elevan y retornan, mezclan el material estelar, por lo que la composición de las partes de una estrella, afectada por convección, se vuelve homogénea. La radiación y la conducción, por otra parte, no mezclan el material, ya que solo mueven energía, y no el gas [8].

El gradiente de temperatura, en el caso de convecciones, se obtiene a partir de la siguiente ecuación:

$$\frac{dT}{dr} = \left(1 - \frac{1}{\gamma}\right) \frac{T}{P} \frac{dP}{dr}, \quad (5)$$

donde, $\frac{dT}{dr}$ es el gradiente de temperatura; γ es el exponente adiabático; r corresponde al radio; T es la temperatura; P es la presión del gas; dP es la variación de la presión del gas.

1.10 Radiación Electromagnética.

En 1860, James Maxwell logra describir en cuatro ecuaciones las propiedades básicas de la electricidad y el magnetismo, indicando que, las fuerzas eléctricas y magnéticas son realmente dos aspectos del mismo fenómeno, que ahora llamamos electromagnetismo. Maxwell demostró, con sus fórmulas, que los campos magnéticos (influencia magnética de corrientes eléctricas y materiales eléctricos) deben viajar en el espacio en forma de ondas, a una velocidad de $3,0 \times 10^5$ km/s, valor exactamente igual al valor de velocidad de la luz disponible. Este hecho fue rápidamente confirmado en experimentos de laboratorio. A causa de sus propiedades eléctricas y magnéticas, la luz es también llamada radiación electromagnética [9].

La radiación electromagnética, consiste en oscilaciones eléctricas y campos magnéticos. La distancia entre dos crestas de ondas sucesivas se le llama longitud de onda de la luz, y usualmente, se designa con la letra griega λ (Lambda). Indistintamente de la longitud de onda, la radiación electromagnética siempre viaja a la misma velocidad $c \approx 3,0 \times 10^5 \frac{km}{s} = 3,0 \times 10^8$ m/s en el vacío.

Las ondas electromagnéticas vienen a ser una combinación de campos eléctricos y magnéticos, que permiten transportar energía y cantidad de movimiento a distancias muy grandes. Por otro lado, la radiación electromagnética es el espectro completo de las ondas electromagnéticas.

Este tipo de radiación, tiene propiedades ondulatorias que se manifiesta en fenómenos como la difracción y la interferencia, y solo se les puede caracterizar por su longitud de onda o frecuencia. Los diferentes tipos de radiaciones electromagnéticas son mostrados en la Tabla 2.

Tabla 2: Tipos de Radiaciones Electromagnéticas

Tipo de Radiación	Características	Longitud de Onda
Luz Visible	Es la región visible del espectro electromagnético, pues nuestro ojo puede percibirla, ya que es la mayor intensidad emitida por nuestro Sol.	4000 Å (violeta) hasta unos 7000 Å (rojo).
Rayos infrarrojos	Emitida por átomos o moléculas, en la cual su rotación o vibración ha sido modificada. También se le conoce como radiación de calor, porque se relaciona con la pérdida o ganancia de energía interna.	1,07 μm hasta 1mm.
Microondas	Conocida también como ondas cortas de radio. Es producida por circuitos eléctricos oscilantes.	1mm y 1m.
Ondas de radio	Producida por las oscilaciones de los electrones en los alambres de circuitos eléctricos.	>1m
Rayos Ultravioleta	Producida por los electrones en los átomos, así como también por fuentes térmicas como el Sol.	10 Å hasta 4000 Å
Rayos X	Puede producirse por medio de transiciones en las que intervienen los electrones más ligados, o cuando se desaceleran partículas cargadas.	0,1Å hasta 100 Å
Rayos Gamma	Se emiten durante el decaimiento de muchos núcleos radiactivos y de algunas partículas elementales.	<10 pm

Fuente Resnick, R, 2002 [23].

Estos tipos de radiaciones nos permiten tener el conocimiento sobre el Universo, ya sea a través de los rayos gamma, rayos X, lejano ultravioleta, luz visible, lejano infrarrojo u ondas de radio. En el caso particular de las

estrellas, la radiación electromagnética permite también conocer sus composiciones y abundancias químicas, parámetros físicos tales como la temperatura, la masa, la luminosidad, velocidades y las distancias entre y hasta ellas, así como también los procesos nucleares que se producen en su interior.

Todos los objetos que emiten radiación electromagnética, lo hacen en todo el rango de longitudes de onda del espectro electromagnético, algunos más intensamente en alguna región particular del espectro. Por ejemplo, la emisión de luz del Sol es más intensa en la región que se denomina “visible”.

El espectro, es la banda de colores que se obtiene al dispersar la luz procedente de una estrella. Las características de cada espectro dependen de la temperatura de las capas superficiales de la estrella. Este se obtiene, cuando la luz que sale de la fotosfera de la estrella, es colectada a través de un prisma, un espectrógrafo de ranura, o cualquier otro dispositivo incorporados a un telescopio en particular, que sea capaz de dispersarla, y de esta manera, obtener un espectro continuo, superpuesto por líneas oscuras de absorción. Dichas líneas, corresponden a una especie atómica en particular. En la Figura 5, se muestra un esquema general de un espectro electromagnético.

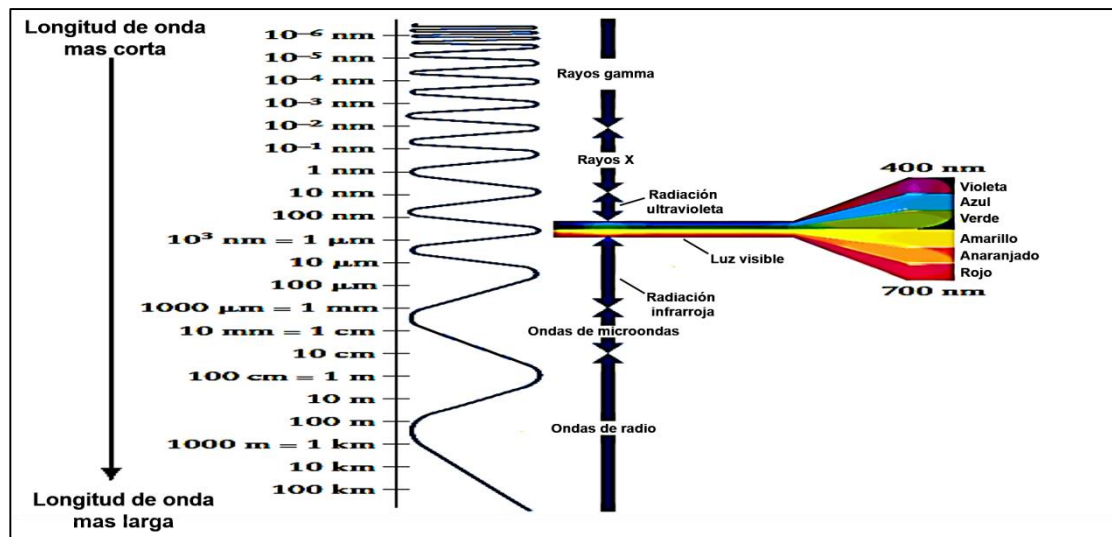


Figura 5. Esquema general de un espectro electromagnético.
Copyright 2007 por Freedman, R. y Kauffmann, W. [9].

En general, las líneas espectrales pueden ser caracterizadas como transiciones energéticas discretas, que normalmente ocurren en los electrones más externos de los átomos, o en las rotaciones y vibraciones de las moléculas. Este fenómeno físico ocurre de la siguiente manera: Los átomos están compuestos por electrones, neutrones y protones. Los protones y los neutrones se encuentran en el núcleo y los electrones se encuentran orbitando alrededor del núcleo. De acuerdo al principio de exclusión de Pauli, los movimientos orbitales de los electrones están restringidos en radios y niveles de energía. Dichos niveles, por supuesto, son diferentes y dependen del tipo de elemento químico. Dado que los orbitales están cuantizados, implica que solo se pueden tener órbitas de números enteros y, niveles de energía específicos (ver Figura 6), los cuales vienen dados por la ecuación de Planck. Con esta energía, un átomo puede emitir o absorber radiación sólo a ciertas frecuencias ν , y esto, corresponde a diferencias de energía entre su estado inicial y final, la cual, se puede expresar mediante la siguiente ecuación:

$$|E_i - E_f| = h\nu, \quad (6)$$

donde h es la llamada constante de Planck, ν es la frecuencia de la luz y E la energía emitida.

Esto da lugar al espectro de líneas específico para cada elemento. En un gas caliente, a baja presión, se produce un espectro de emisión (o líneas de emisión) que consisten en líneas discretas y brillantes. Si el mismo gas se enfría y se observa contra una fuente de luz blanca (que tiene un espectro continuo), las mismas líneas se ven como líneas de absorción, y aparecen oscuras. Estas líneas, tanto de emisión como de absorción, se caracterizan por ser abundantes y poco espaciadas. Las mismas, nos suministran información de los aspectos físicos de la región emisora (o absorbente). Además, se puede determinar, con bastante precisión, la composición

química, la abundancia química, la velocidad de alejamiento o acercamiento de la fuente emisora, entre otros.

En las estrellas, dado que las capas superficiales son más frías, los átomos que se encuentran en la atmósfera solo absorben ciertas longitudes de onda características de esta radiación, dejando oscuras "brechas" en los puntos correspondientes del espectro. En este sentido, lo que ocurre es que todas las capas emiten y absorben radiación, pero el resultado neto de estos procesos es que se irradia menos energía, y por lo tanto, en las estrellas se tienen líneas de absorción. Estas líneas de absorción son estudiadas y comparadas con el espectro de un cuerpo negro.

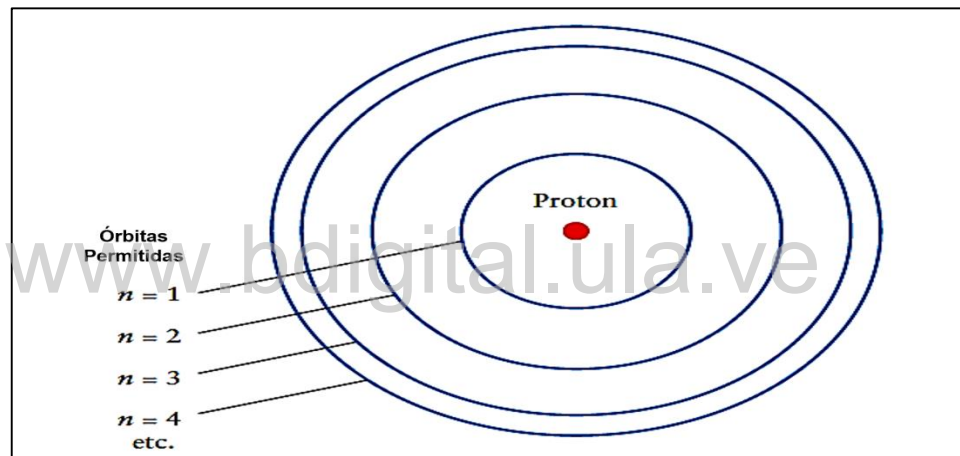


Figura 6. Órbitas permitidas de un electrón alrededor del núcleo de un átomo.

Copyright 2003 por Freedman, R. y Kauffmann, W. [9].

1.11 Cuerpo Negro.

Un cuerpo negro es una aproximación física, ya que el mismo, es un cuerpo ideal en equilibrio termodinámico (cuando un sistema de dos objetos tiene sus temperaturas iguales). Físicamente, se puede decir que un cuerpo negro, es en sí, un objeto que absorbe toda la energía electromagnética que incide sobre él, pero no refleja esta radiación, sino que emite radiación característica de él.

A temperatura ambiente, un cuerpo negro luce como tal. Pero, no siempre es así, ya que, a otras temperaturas, como la del Sol, su comportamiento es diferente. Idealmente, un cuerpo negro es un contenedor cerrado, perfectamente aislado, dentro del cual la radiación se encuentra en equilibrio térmico con las paredes del contenedor. Si el contenedor es calentado, las paredes emitirán fotones, llenando el interior del contenedor de radiación que, luego será reabsorbida por este. En la práctica, la radiación de cuerpo negro se puede muestrear observando el recipiente a través de un pequeño agujero en una de las paredes. La pequeña fracción que escapa por el agujero no afecta la termodinámica del recipiente.

Los gases en el interior de una estrella son opacos a toda la radiación. En el fondo de la fotosfera estelar, el espesor óptico es tan alto que no permite que los fotones escapen. Ellos son reabsorbidos muy cerca del lugar donde fueron emitidos. Por lo tanto, se puede decir entonces, que existe un Equilibrio Termodinámico Local, término que en astrofísica se conoce como ETL, y de esta manera, se tiene puntualmente, un cuerpo negro. Para las capas superiores, donde la densidad de materia estelar es menor, el camino libre medio recorrido por el fotón es mayor, y la probabilidad de escape del mismo es mucho mayor y cada vez más significativa.

El espectro de un cuerpo negro es un continuo, y tiene características muy especiales y particulares, y es por esto, que se utiliza para comparar con otros espectros. Las leyes físicas que rigen un cuerpo negro son las siguientes:

1. Ley de Stefan – Boltzmann.

En 1879, Josef Stefan sugirió que la energía total irradiada por cuerpos calientes, es proporcional a la cuarta potencia de la temperatura (T^4). Cinco años más tarde, el austríaco Ludwig Boltzmann demostró que esto era cierto, pero solo para el caso ideal del cuerpo negro. A esta definición se le denomina Ley de Stefan-Boltzmann [25].

La Ley de Stefan-Boltzmann expresa que, si se duplica la temperatura de un objeto (por ejemplo, de 300 K a 600 K), entonces la energía emitida desde la superficie del objeto aumenta cada segundo por un factor de $2^4 = 16$. Si se aumenta la temperatura por un factor de 10 (por ejemplo, de 300 K a 3000 K), la tasa de emisión de energía aumenta a un factor de $10^4 = 10.000$. Es por ello, que un trozo de hierro a temperatura ambiente (aproximadamente 300 K) emite muy poca radiación electromagnética (y esencialmente ninguna luz visible), mientras que, ese mismo trozo de hierro calentado a 3000 K, brilla intensamente, en lo que coloquialmente, se dice, está al rojo vivo [9].

La ley de Stefan-Boltzmann está dada por la siguiente ecuación:

$$F = \sigma T^4, \quad (7)$$

donde, F es el flujo de energía, en joules por metro cuadrado de superficie por segundo; σ , es una constante con un valor de $5,67 \times 10^{-8} \text{ Wm}^{-2} \text{ K}^{-4}$; T , es la temperatura del objeto en Kelvin.

Para entender mejor la relación entre la temperatura de un objeto y la radiación que emite, es necesario saber lo que significa temperatura. Estrictamente hablando, la temperatura de una sustancia se encuentra directamente relacionada con la velocidad promedio de sus átomos, es decir, si algo está caliente, sus átomos se mueven a altas velocidades, en cambio, si está frío, estos se moverán lentamente. Por lo general, los científicos prefieren utilizar como escala de temperatura, la que viene expresada en Kelvin (K).

Cuanta más alta sea la temperatura de un objeto, más intensamente emite radiación electromagnética, y en la medida en que su longitud de onda sea más corta, la emite con mayor frecuencia.

2. La ley de Desplazamiento de Wien.

En 1893, el físico alemán Wilhelm Wien, utilizando ideas sobre el calor y el electromagnetismo, elaboró una relación cuantitativa, que le permitió

concluir que, en la medida que aumenta la temperatura de un cuerpo negro, la longitud de onda a la que emite la mayor intensidad de radiación va desplazándose hacia longitudes de onda más cortas. Esta relación cuantitativa se denomina Ley de Desplazamiento de Wien [25].

Estudiando las leyes que gobiernan la radiación de calor, Wien ideó la forma de construir un cuerpo negro. Su diseño consistía de una cámara, con paredes internas negras y rugosas, que tenía un pequeño orificio. La luz que entra por ese orificio es absorbida por las paredes casi en su totalidad. Al calentar la cámara suficientemente, esta debería emitir, a través del orificio, todas las longitudes de onda, previamente absorbidas. Aplicando la Ley de Stefan-Boltzmann, concluyó que la densidad de energía irradiada era también proporcional a la temperatura, a la frecuencia, y que, además, tenía un valor máximo para una longitud de onda dada, que, de paso, dependía de forma inversa de la temperatura [25].

La Ley de Wien, señala que la longitud de onda correspondiente a la máxima emisión de un cuerpo negro, es inversamente proporcional a su temperatura en K. En otras palabras, si la temperatura del cuerpo negro se duplica, la longitud de onda de su máxima emisión se reduce a la mitad y viceversa [9]. La ley se expresa como:

$$\lambda_{m\acute{a}x} = \frac{0,0029 \text{ m.K}}{T}, \quad (8)$$

donde, $\lambda_{m\acute{a}x}$ es la longitud de onda de máxima emisión del objeto (en metros)
 T es la temperatura del objeto (en K).

La Ley de Wien es muy útil para determinar las temperaturas de la superficie estelar. No es necesario saber a qué distancia está la estrella, que tan grande es o cuánta energía irradia al espacio. Lo único que se necesita saber es la longitud de onda dominante de la radiación electromagnética de la estrella.

3. Ley de Planck.

Desde 1894 hasta finales de 1900, Planck inició sus estudios sobre el problema de radiación de cuerpos negros. Sus observaciones se basaron fundamentalmente en los experimentos realizados previamente por Rayleigh-Jeans (para longitudes de ondas largas), los de Wilhelm Wien (aproximación de Wien para longitudes de ondas cortas), así como también en las leyes de Stefan-Boltzmann, la ley de desplazamiento de Wien, y finalmente, en los experimentos de O. Lummer y E. Pringsheim. Planck consideró que la radiación que salía de la cavidad de un cuerpo negro, sería un gas de fotones en equilibrio térmico con las paredes de dicha cavidad. A partir de ahí, planteó que, en esas condiciones de pequeños espacios, el cual llamó micromundo, las oscilaciones de energía, no puede asumir sino solo un valor; e introduce la idea de granos de energía, o valores discretos de esta. Las conclusiones de Planck fueron las siguientes [26]:

a) La energía de un oscilador en la cavidad de las paredes de un cuerpo negro viene dada por la relación $h\nu$, donde ν es la frecuencia del oscilador, y h , es una constante que se ajusta a los parámetros determinados por Lummer y Pringsheim. Hoy en día, el término h se le conoce como la famosa constante de Planck [27].

b) La energía electromagnética puede ser emitida por los cuerpos solamente en “paquetes” o “cuantos” de valor definido, es decir, la energía emitida por un cuerpo puede ser solamente un múltiplo entero de un valor fundamental. En efecto, la relación entre la energía E de un fotón, y la longitud de onda, puede ser expresada de la siguiente manera:

$$E = \frac{hc}{\lambda}, \quad (9)$$

donde: c es la velocidad de la luz, h constante de Planck y λ la longitud de onda.

Así,

$$E = h\nu \quad (10)$$

Ambas ecuaciones, constituyen lo que se conoce como las Leyes de Planck, las cuales, establecen las relaciones entre la energía, la longitud de onda y la frecuencia, para la radiación electromagnética, en particular [9].

1.12 Producción de Energía Estelar.

Para 1930, ya era un hecho aceptado que, la energía estelar tenía que ser producida por fusión nuclear, siendo Eddington, uno de los pioneros en este tipo de investigación. En 1938, Hans Bethe y Carl Friedrich Weizsäcker, trabajando de manera independiente, establecieron los primeros mecanismos para aclarar el origen de la producción de energía en las estrellas, siendo uno de ellos, el denominado Ciclo Carbono-Nitrógeno-Oxígeno (CNO). Posteriormente, en la década de los años 50, el mismo Bethe y Charles Critchfield definen el segundo proceso de producción denominado Ciclo Protón – Protón o cadena pp [8].

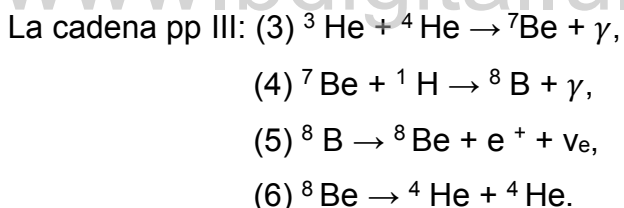
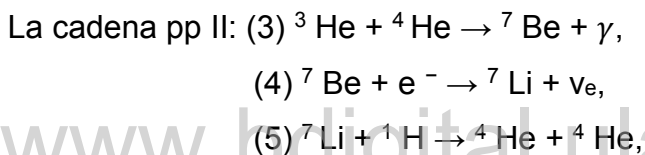
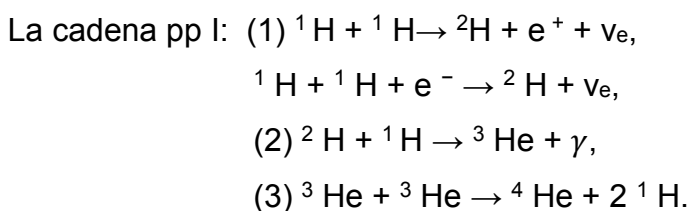
Como se dijo anteriormente, las estrellas están compuestas de gas caliente, que emite radiación electromagnética, en forma de luz como resultado de las reacciones nucleares (fusión nuclear) que tienen lugar en su interior.

Dado que, en las estrellas abundan átomos muy livianos tales como hidrógeno, helio, carbono, oxígeno y nitrógeno, solo se permite considerar dos procesos de fusión, los cuales son protón-protón (pp) y el ciclo CNO. Estos procesos ocurren por efecto de temperaturas, presiones y densidades muy elevadas, las cuales, ocasionan choques entre átomos como producto de su energía cinética.

Cuando la temperatura en el núcleo de las estrellas alcanza los 100.000 K o más, aumenta la energía cinética de los átomos contenidos en dichos núcleos estelares. Estas colisiones logran fusionar átomos, creando núcleos de especies atómicas más pesados, generando así, reacciones termonucleares en el interior o núcleo de las estrellas. A continuación, se expondrán los diferentes tipos de fusiones nucleares:

a) Cadena protón-protón.

Esta es una de las reacciones más estudiadas, y es de suma importancia, cuando se analizan estrellas con masas iguales o próximas a las del Sol. En dicho proceso, ocurren colisiones entre los protones del hidrógeno, los cuales generan deuterio (isótopo del hidrógeno). Éste, posteriormente choca con otro protón para producir helio. Existen varias cadenas del proceso protón-protón conocido como pp I, pp II y pp III [8].



Es necesaria grandes cantidades de energía para vencer la repulsión electromagnética entre dos núcleos de hidrógeno. En el caso del Sol, y estrellas similares a este, cuyas temperaturas rondan entre 10 y 20 millones de Kelvin (en el interior del núcleo estelar), el tiempo promedio de las cadenas pp es de 10^9 años, aproximadamente. Aparentemente, este tiempo parece muy grande, pero es más que suficiente para sostener al Sol y sus similares, dada la gran cantidad de hidrógeno que contienen estas estrellas en sus núcleos. Si las reacciones fuesen demasiado veloces no habría estabilidad hidrodinámica en las estrellas, y éstas, terminarían explotando de manera instantánea apenas se forman. De las tres cadenas pp mencionadas anteriormente, la pp I es la que con mayor frecuencia se da en el Sol y

estrellas semejantes a éste. Porcentualmente, pp I ocupa el 91%, pp II el 9% y pp III el 1% [8]. En la Figura 7, se muestra esquemáticamente la cadena pp I.

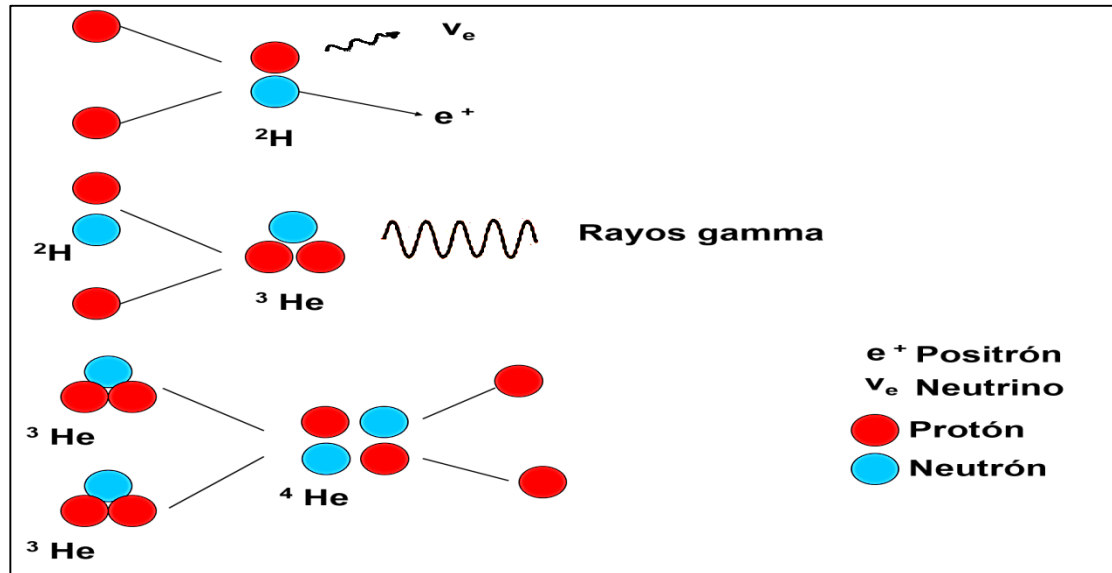


Figura 7. Esquema de la cadena pp I.

Copyright 2008 por Morison, I. [28]

b) El Ciclo CNO.

En estrellas cuyas masas son mayores que 1,5 masas solares, y cuyas temperaturas son muy altas, el ciclo del carbono (CNO) se vuelve dominante, debido a que su velocidad de reacción aumenta más rápidamente con la temperatura. En el ciclo CNO, el carbono, el oxígeno y el nitrógeno actúan como catalizadores [8]. El ciclo de reacción puede ser expresado de la manera siguiente:

- (1) $^{12}\text{C} + ^1\text{H} \rightarrow ^{13}\text{N} + \gamma,$
- (2) $^{13}\text{N} \rightarrow ^{13}\text{C} + e^+ + \nu_e,$
- (3) $^{13}\text{C} + ^1\text{H} \rightarrow ^{14}\text{N} + \gamma,$
- (4) $^{14}\text{N} + ^1\text{H} \rightarrow ^{15}\text{O} + \gamma,$
- (5) $^{15}\text{O} \rightarrow ^{15}\text{N} + \gamma + \nu_e,$
- (6) $^{15}\text{N} + ^1\text{H} \rightarrow ^{12}\text{C} + ^4\text{He}.$

La reacción (4) es la más lenta y, por lo tanto, determina la velocidad del ciclo CNO. A una temperatura de 20 millones de grados, el tiempo de reacción para el proceso (4) es de un millón de años.

La fracción de energía liberada como radiación en el ciclo de CNO es ligeramente más pequeña que en la cadena de pp. En función de sus masas, las estrellas tienen un límite tanto superior como inferior, para poder realizar estas reacciones y, a su vez, mantener su equilibrio hidrostático. Una estrella no puede tener masas inferiores a 0,8 masas solares, ya que estas reacciones no se podrían dar, pero tampoco podrían ocurrir en estrellas de gran masa más allá de 2,5 masas solares, ya que, el proceso de fusión lograría hacer que se pierda el equilibrio hidrostático. En la Figura 8, se muestra esquemáticamente el ciclo CNO.

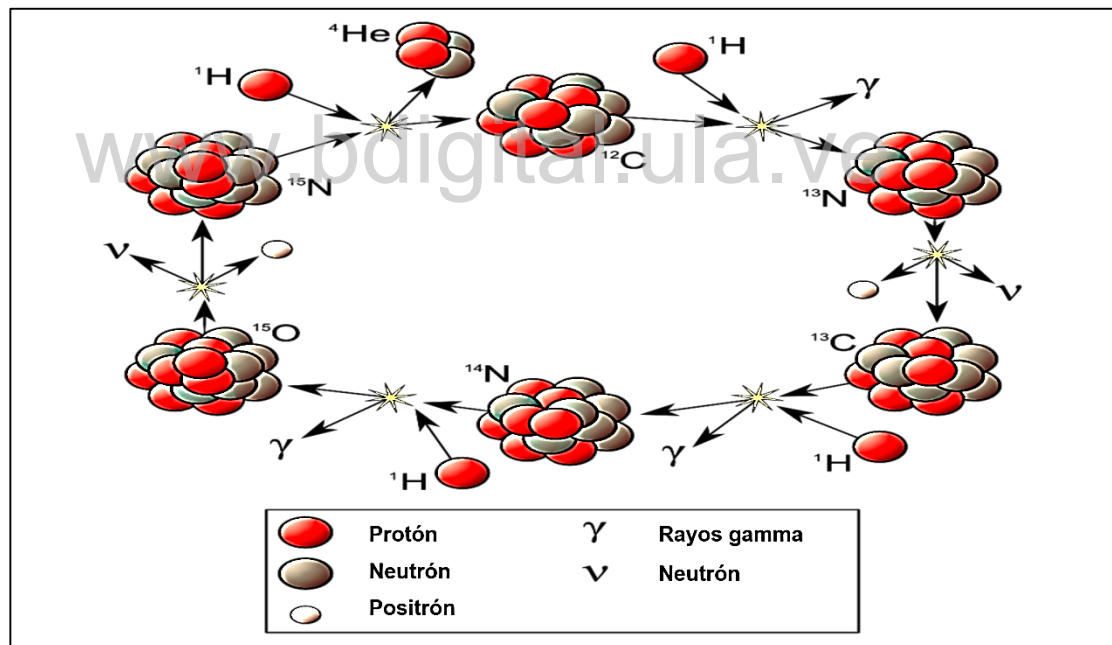
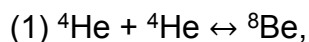


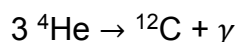
Figura 8. Esquema del ciclo CNO.
Copyright 2008 por Morison, I. [28]

c) Reacción Triple Alfa.

Como resultado de las dos reacciones precedentes (cadena protón-protón y Ciclo CNO), la abundancia de Helio en el interior estelar aumenta. A una temperatura de 10^8 K, el Helio puede ser transformado en Carbono según la reacción triple alfa [8];



Aquí ${}^8\text{Be}$ es inestable y se descompone en dos núcleos de Helio o en partículas alfa en $2,6 \times 10^{-16}$ segundos. Por lo tanto, la producción de Carbono requiere la colisión casi simultánea de tres partículas. La reacción frecuentemente se escribe como [8]



Una vez que se ha consumido el Helio, se hacen posibles otras reacciones a mayor temperatura, en las que se generan elementos más pesados que van desde el Hierro hasta el Níquel. Ejemplos de tales reacciones son variaciones de las reacciones alfas que incluyen la combustión de Oxígeno, Carbono y Silicio.

La producción de elementos más pesados que el Hierro, requiere una mayor inversión de energía, por lo tanto, tales elementos no pueden ser producidos por reacciones termonucleares. Los elementos más pesados que el Hierro son casi exclusivamente producidos por capturas de neutrones durante la violenta etapa final de la evolución estelar. En la Figura 9, se muestra de manera esquemática la reacción triple alfa.

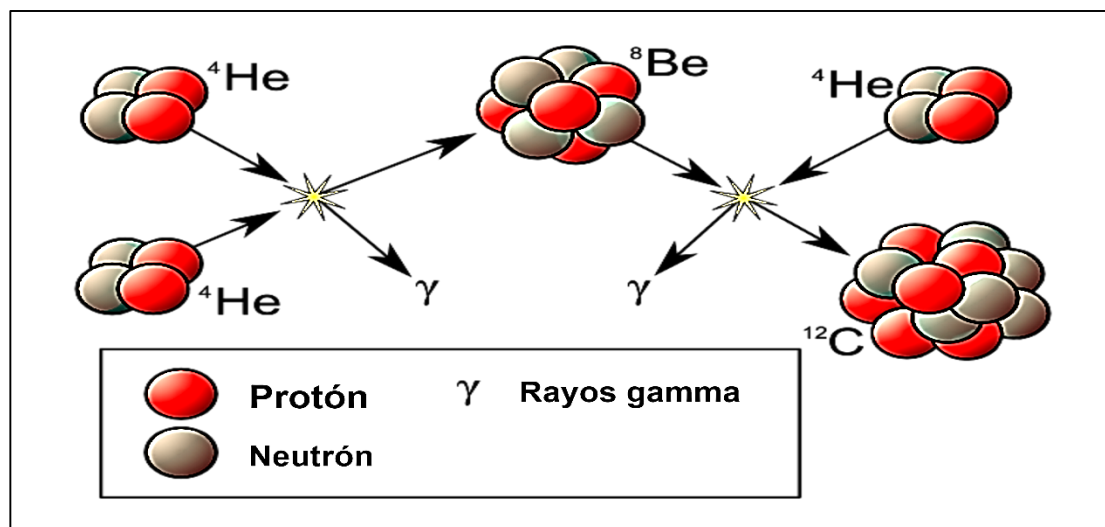


Figura 9. Representación esquemática de la reacción triple alfa.
Copyright 2008 por Morison, I. [28]

1.13 Índice de Color.

Las estrellas difieren en cuanto a su luminosidad (L), término que describe la cantidad de energía que emiten cada segundo. La luminosidad es medida usualmente en Watts (1 Watt o 1 W corresponde a 1 Joule por segundo), o como un múltiplo de la luminosidad del Sol ($L_{\odot}$, igual a $3,90 \times 10^{26}$ W). Muchas estrellas son menos luminosas que el Sol, pero algunas arden con un millón de veces la luminosidad de este [9].

Las luminosidades de las estrellas son medidas a través de la magnitud o brillo, pudiendo ser de dos tipos: Magnitud aparente, que refleja la luminosidad estelar tal y como se ve en la esfera celeste, y la magnitud absoluta, la cual equivale a la magnitud aparente de una estrella, tal y como si estuviese a la distancia de 10 parsecs de la Tierra (1 parsec equivale a $3,0857 \times 10^{16}$ m).

El astrónomo Hiparco (siglo II a.C.), introdujo la clasificación estelar por orden de magnitud y brillo, agrupándolas en seis categorías, partiendo de las estrellas más brillantes que tenían la magnitud 1, hasta las menos brillantes en la categoría 6. Avances científicos en el siglo XIX, permitieron mejores técnicas de medición de energía luminosa estelar. Hoy en día, se establece

que una estrella de primera magnitud es aproximadamente 100 veces más brillante que una estrella de sexta magnitud. En otras palabras, se necesitan 100 estrellas de magnitud 6 para proporcionar tanta luz como una estrella de magnitud 1 [9].

Para facilitar los cálculos, en 1856 el astrónomo Norman Pogson, propuso la redefinición de la escala de magnitud. En ella, estableció que la diferencia de brillo de magnitud 5 coincidiera con el factor 100. En este sentido, la magnitud de diferencia 1 corresponde a 2,512, por lo que, se necesitarán 2,512 estrellas para proporcionar tanta luz como la que recibimos de una sola estrella de magnitud 2. A esta relación se le denomina Ecuación o Cociente de Pogson. Mediante esta relación, las medidas de intensidades relativas, pueden ser convertidas en magnitudes aparentes, es decir, determinar la relación entre dos magnitudes aparentes (brillo observado) [9] [29].

Al principio, la estrella Polaris, de magnitud aparente 2, fue escogida para calibrar el sistema de magnitudes estelares. Dado que, con el tiempo (muy largo, por cierto), la luz de esta estrella ha cambiado, hoy en día, la estrella Vega, cuya magnitud aparente es 0,03 se ha tomado como referencia, y se le considera como el valor cero de la magnitud estelar o el brillo aparente de una estrella. Por otro lado, hay que tomar en cuenta que, las estrellas tienen diferentes variabilidades cuando se miden con diferentes filtros de bandas [30].

La expresión matemática de la Ecuación de Pogson es:

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log \left(\frac{f_1}{f_2} \right), \quad (11)$$

donde, m_1 y m_2 corresponden a las magnitudes aparentes de las estrellas involucradas; f_1 y f_2 equivalen a los brillos de ambas estrellas respectivamente.

La magnitud aparente depende del instrumento que se use para medir, ya que la sensibilidad del detector difiere en la medida de las diversas longitudes de onda. De hecho, distintos instrumentos detectan diferentes

rangos de longitudes de onda, por lo que, el flujo que mide un instrumento no es lo mismo que el flujo total, sino que, representa solo una fracción de él. Dependiendo del sistema de medición, se pueden tener varios sistemas de magnitudes. A la luz del día, el ojo humano es más sensible a la radiación en una longitud de onda de unos 5500 Å, la sensibilidad disminuye hacia el rojo (longitud de ondas más largas) y violeta (longitud de ondas más cortas) [8].

La magnitud correspondiente al ojo humano, se llama magnitud visual (m_v). Por su parte, las placas fotográficas suelen ser más sensibles al azul, así como también a las longitudes de onda violeta. Además, pueden registrar radiación no visible para el ojo humano. La sensibilidad del ojo puede ser simulada usando filtros amarillos y placas sensitivas a la luz amarilla y verde. A las luminosidades observadas a través de estos filtros se les conoce como magnitudes fotográficas (m_{pv}) [8].

El color de las estrellas está directamente relacionado a su temperatura superficial. Los picos de intensidad de luz de una estrella relativamente fría, se dan en longitudes de onda larga, haciendo que la estrella se vea roja. El pico de intensidad de una estrella en longitudes de onda más cortas, hace que la estrella se vea azul; en estrellas con temperaturas intermedias, como el Sol, la intensidad se encuentra cercana a la mitad del espectro visible. Esto da a la estrella un color amarillento. Este fenómeno conlleva a dos enunciados importantes sobre el color de las estrellas y sus temperaturas superficiales: a) Las estrellas rojas son relativamente frías, con bajas temperaturas superficiales y b) las estrellas azules son relativamente calientes con altas temperaturas superficiales. [9]

El sistema UBV, tiene sus orígenes en la década de los años 50, gracias a las observaciones y aportes que hacen los astrónomos Harold Johnson y W. W. Morgan, en particular, a la clasificación espectral propuesta por el último de los mencionados. Este sistema se sustenta en la medición de la luminosidad de las estrellas, u otro objeto celeste, a través de filtros seleccionados de color. Las tres bandas del sistema UBV, como lo definió el trabajo de Johnson, son el Ultravioleta (U), el azul (B) y el visual (V) o región

roja – amarilla, del espectro electromagnético. Las diferencias en magnitudes medidas por los tres colores (U-B, U-V, B-V), representan un índice de color estelar que define su color observado.

El color de las estrellas es influenciado, inicialmente, por la temperatura superficial del objeto observado, pero estos, también se ven afectados por las características del material interestelar que atraviesa la luz de las estrellas, en su viaje desde su origen hasta la Tierra. El color intrínseco de una estrella está también relacionado a su luminosidad, es decir, si esta es una estrella de la secuencia principal, una supergigante, gigante, enana u otra de los miembros del “zoológico celeste”. Los sistemas de colores, tales como el UBV son poderosas herramientas de diagnóstico para la clasificación estelar [31].

El denominado índice de color, deriva de las distintas sensibilidades del ojo humano y la fotografía. De acuerdo a los módulos adoptados en la medición de las magnitudes de las estrellas por medio del fotómetro fotoeléctrico, el índice de color viene determinado por las diferencias de magnitudes B-V (obtenida con filtro azul y en la frecuencia del visual). El valor de este índice es negativo para las estrellas azules, cero (0) para las blancas y positivo para las amarillas y rojas. El rango va aproximadamente desde -0,3 para las muy azules, a +2,5 para las muy rojas. Algunas estrellas dan un índice de color más alejado de cero que estos valores, aunque el caso es muy raro, y no fácilmente observable por un aficionado [17].

El índice de color es una expresión técnica muy útil para la fotometría, aunque no siempre sus matices coinciden con la sensación visual. Para ésta, por extraño que parezca, resulta mucho más expresivo el tipo espectral.

La magnitud de una estrella se puede medir en cualquier longitud de onda de luz. Las bandas típicas de longitud de onda para fotometría son:

U (ultravioleta)	3000 – 4000 Å
B (azul)	3600 – 5500 Å (máximo en 4400 Å)
V (visual)	4800 – 6800 Å (máximo en 5500 Å)
R (rojo)	5300 – 9500 Å

I (infrarrojo) 7000 – 12000 Å

Las bandas más importantes son B y V, que corresponden con las respuestas de las placas fotográficas antiguas, sensibles al azul y a las del ojo humano, respectivamente.

El Índice de Color de una estrella, B-V, es una medida cuantitativa de su rojicidad. Es cero para la estrella Vega escogida como estrella de referencia para la calibración de magnitudes estelares, ligeramente negativo para algunas estrellas más calientes, y asciende a 5 ó 6 para algunas estrellas de Carbono (también les aplica el Índice de Color B-I). Cuando el Índice de Color B-V es mayor que 2, suele indicar un enrojecimiento debido a polvo interestelar o a la existencia de Carbono en la estrella [32].

En general, los filtros más comúnmente utilizados corresponden a los U, B y V, la técnica que se utiliza es la fotometría UBV. Cada uno de estos filtros mantiene sus propias características ópticas para diferentes bandas de longitudes de onda, de tal manera que, U corresponde al Ultravioleta, B al Azul y V a la Amarilla-Verde. Esta última, corresponde a la región visual del espectro.

1.14 Exoplanetas.

En enero de 2005, fue descubierto el objeto estelar Eris, por el astrónomo Michael Brown, con lo cual demostró que Plutón no estaba solo. En efecto, después de encontrar un puñado de objetos de tamaño considerable no muy lejos de la órbita de Plutón, en el límite frío del Sistema Solar, dichos descubrimientos, conllevaron a la comunidad astronómica a plantearse la siguiente pregunta: ¿deberían considerarse tanto a Eris como a los otros cuerpos celestes hallados más allá de Plutón planetas del Sistema Solar? Otras interrogantes que surgieron, a partir del descubrimiento de Eris, y los otros objetos celestes eran como clasificar a los mismos [33].

El Comité de la Unión Astronómica Internacional (UAI), se reunió en el año 2006 para decidir el destino de Plutón. Brown, y otros científicos, querían

proteger el estatus de Plutón por estar culturalmente definido. Además, pensaban que Eris debería considerarse un planeta.

Por su parte, otros científicos señalaban que todos los cuerpos helados más allá de Neptuno no eran verdaderos planetas. En el año 2006, tras someterse a votación, se acordó dar una nueva definición al término planeta, ya que, para muchos de ellos, el concepto de planeta que se tenía para ese entonces, no estaba bien definido. A fin de definir un nuevo concepto de planeta, casi 2.500 científicos entre astrónomos y astrofísicos, que participaron en la reunión de la UAI, realizada en Praga en el año 2006, propusieron lo siguiente:

1. El término planeta, se adjudica a un cuerpo celeste que cumpla con las siguientes condiciones [33] [34]:
 - a. Está en órbita alrededor del Sol.
 - b. Tiene suficiente masa para que su gravedad supere las fuerzas asociadas a un cuerpo rígido, de manera que, asuma una forma más o menos esférica, y esté en equilibrio hidrostático.
 - c. Que sea el objeto gravitatoriamente dominante en el entorno de su órbita, es decir, que no existan otros objetos en su ámbito gravitatorio.
2. Un planeta enano es un objeto celeste que debe cumplir con [34]:
 - a. Estar en órbita alrededor del Sol.
 - b. Poseer suficiente masa para que su gravedad supere las fuerzas asociadas a un cuerpo rígido, de manera que, asuma una forma más o menos esférica, en equilibrio hidrostático.
 - c. Que no sea el objeto gravitatoriamente dominante en el entorno de su órbita.
 - d. Que no sea un satélite.
3. Todos los objetos orbitando el Sol, deberían ser llamados colectivamente como Pequeños Cuerpos del Sistema Solar.

Según estas reglas, Plutón no era un planeta, porque no había excluido otros cuerpos de su órbita, como es el caso de Caronte, objeto celeste

demasiado cercano a él. De esta manera, se estableció que tanto Plutón como Eris pasarían a ser planetas enanos, al igual que Ceres, un asteroide de casi mil kilómetros de diámetro [34].

Esta clasificación, aplica singularmente para planetas dentro del Sistema Solar. En lo referente a exoplanetas, en dicha reunión no se argumentó nada al respecto. Hoy en día, se puede decir que un exoplaneta es un planeta que orbita alrededor de una estrella diferente al Sol. También se podría argumentar que, un exoplaneta es un planeta extrasolar, cuyas características pueden ser iguales, parecidas o totalmente diferente a cualesquiera de los planetas que orbitan alrededor del Sol, en cuanto a masa, tamaño, estructura, composición física y química, si poseen o no satélites naturales a su alrededor, y por supuesto, si cumplen las condiciones establecidas por la Unión Astronómica Internacional (UAI). No obstante, de acuerdo a los últimos descubrimientos de exoplanetas, se ha encontrado que existen un buen número de ellos en condiciones errantes, es decir flotando en el espacio, sin orbitar alrededor de estrella alguna [35] [36] [37].

Existen algunos términos y conceptos que permiten hacer distinción clasificatoria a los planetas extrasolares. En el entendido, de que parte de la intención de la búsqueda, es encontrar exoplanetas lo más similar a los planetas del sistema solar, en particular, similares a la Tierra. Entre estas similitudes se pueden citar las siguientes:

- Planeta terrestre: es un planeta que inicialmente depende del colapso gravitacional, a través de la presión de columbo. Posee una superficie definida por la extensión radial del ambiente sólido interior, o de las capas exteriores líquidas. Los planetas terrestres son generalmente definidos como planetas rocosos. Igualmente, debería poseer una delgada atmósfera gaseosa sobre su superficie [35].
- Planeta gigante: es el planeta con una masa sustancialmente más grande que los planetas terrestres, pero menos que las enanas marrones. Deben ser planetas gaseosos, cuya atmósfera sea

prácticamente de hidrógeno metálico, y en su interior, tener un núcleo rocoso.

- Planeta potencialmente habitable: es aquel planeta donde su órbita, alrededor de la estrella, se mantiene dentro de la zona habitable. Se conoce como zona habitable, la región alrededor de la estrella en la que un planeta puede mantener agua líquida en su superficie. Por otro lado, un planeta habitable es un planeta terrestre en el que el agua líquida de su superficie puede existir en estado estable. Esta definición presume que la vida extraterrestre, al igual que la vida terrestre, necesita agua líquida para su existencia. Tanto la presencia de agua, como alguna forma de vida, que dependa de ella, deben estar en la superficie del planeta.

Un exoplaneta bastante similar a la Tierra, es aquel que posee características muy semejantes a la misma, sobre todo, en cuanto a masa, radio y temperatura. En el caso particular de Tierra Gemela, además de los parámetros físicos anteriores, dicho exoplaneta debe contener océanos con agua líquida y grandes extensiones de masas continentales de tierra.

Más allá de los términos anteriormente mencionados, existen otros tales como exoplanetas sin contrapartes a los del Sistema Solar. Entre estos tenemos [35]:

- Supertierras, éstos, son exoplanetas con masas entre 1-10 masas de la Tierra ($M_{\oplus}$), predominantemente muy rocosos.
- Mini Neptuno, exoplanetas con masas entre 10 a 15 masas terrestres, rodeados de capas de gas.
- Mundos acuáticos, se trata de exoplanetas que tienen más del 25% de agua que masa rocosa.
- Exoplanetas de Carbón, son aquellos que tienen más Carbón que Silicio, y donde se espera que el Carbono sea igual, o más abundante que el oxígeno.

En el Universo Observable, los sistemas planetarios se generan muy comúnmente alrededor de las estrellas. Sin embargo, tales sistemas son difíciles de observar, ya que el brillo de las estrellas, alrededor de la cual giran dichos cuerpos celestes, opaca por completo a los mismos.

En la actualidad, se utilizan seis técnicas para la detección de planetas extrasolares, a saber: Imagen por detección directa, velocidad radial, astrometría, cronometría de púlsares, tránsitos y microlentes gravitacionales.

La imagen por detección directa constituye un método difícil, por cuanto depende, para su definición, tanto de la luz que emite la estrella anfitriona, como de la débil luz del planeta. Para lograr la imagen, la luz de la estrella se enmascara, para que el observador pueda adentrarse en la zona de sombra. Generalmente, se usa la radiación infrarroja en vez de luz visible [8].

Otro método para la detección de la imagen, es generar un bloqueo físico de la luz de la estrella a partir de un coronógrafo, que minimice el brillo central de la estrella, dejando visible solo la corona estelar. Esto permitirá ver la luz de los planetas cercanos. La imagen directa es la única forma de calcular algunos parámetros físicos relevantes, tales como cantidad de agua en su superficie y las propiedades químicas de una posible biósfera.

Entre los métodos de detección indirecta de exoplanetas, se tiene el de rastreo por velocidad. El principio básico del procedimiento, involucra a la velocidad radial estelar, entendida ésta, como la velocidad de la estrella a lo largo de la línea de visión de un observador desde la Tierra. En efecto, a medida que el exoplaneta se mueve en su órbita alrededor de la estrella, éste también ejerce una fuerza gravitatoria sobre la misma, que, a su vez, gira alrededor del centro de masa común del sistema, haciendo que la estrella se acerque o se aleje de la Tierra. Este método es muy eficaz, sobre todo, para detectar exoplanetas gigantes que estén muy cerca de la estrella que orbita [8].

En esta dinámica, la estrella generará en su espectro, que las líneas se desplacen hacia longitudes de onda más rojas cuando la estrella se aleja del observador y hacia longitudes de onda más azules cuando se acerca a dicho

observador. Este fenómeno se involucra con el llamado Efecto Doppler, el cual se describirá más adelante.

Los cambios periódicos que se manifiestan en la velocidad radial de una estrella van a depender de la masa del planeta y de su inclinación orbital con respecto a la línea de visión del observador. Generalmente, se utilizan espectrógrafos de alta precisión para estudiar los espectros con desplazamiento Doppler. El primer candidato de exoplaneta, fue descubierto en 1992, orbitando un pulsar. El primer planeta orbitando una estrella normal (51 Pegasi), fue descubierto en 1995 [8].

El método de astrometría, tiene similitudes con el de rastreo por velocidad radial. A través de él se miden las pequeñas perturbaciones regulares debido a la cercanía entre dos estrellas (sistema binario). Como se sabe, ambas estrellas giran alrededor de su centro de masa, y si una de ellas posee un planeta, su órbita alrededor de ese centro de masa se ve perturbada por la atracción ejercida por dicho planeta, máxime si éste es muy masivo. Una vez conocida la existencia de dicho sistema binario mediante el método de astrometría, con la ayuda de la velocidad radial se puede determinar la presencia de un posible planeta en dicho sistema [8] [9].

El método de cronometría de púlsares, se basa en la afectación del período de la señal regular que hace una estrella. A medida que rotan, los púlsares emiten periódicamente ondas de radio que les permite crear un rayo de pulso periódicamente regular. Cuando un planeta perturba el movimiento de la estrella, éste, también afectará el instante en el que llega el haz de luz emitido por la estrella, permitiendo así, la detección de exoplanetas.

El método de tránsito, se verifica a partir del desplazamiento del planeta entre la Tierra y su estrella anfitriona. En este proceso, el planeta bloquea parte de la luz de la estrella, durante el tránsito, y genera una disminución periódica en el brillo de la estrella. Esto se hace a través de la fotometría, con la cual se mide la cantidad de luz que emiten los objetos celestes [35].

Por último, entre los métodos indirectos para la determinación de exoplanetas, están los microlentes gravitacionales (fenómeno predicho por la

Relatividad General de Einstein). Dicho fenómeno, se basa en el hecho de que, la gravedad de un objeto celeste tiende a curvar la luz que provienen de objetos alejados, y la amplifica, fungiendo así como una lente de aumento. En efecto, cuando la luz que proviene de objetos estelares lejanos viaja a la Tierra, su camino se curva al pasar cerca de un objeto cercano alineado con la fuente de luz más lejana. Si el objeto cercano alineado a estudiar constituye una estrella con un planeta, entonces, la curva de luz proveniente de la fuente más lejana tendrá un pico de luz adicional. El tamaño y la forma de este pico de luz dependen de la masa y la distancia entre el planeta y su estrella anfitriona. Dado que el efecto de la técnica de lente gravitacional proporciona un único nivel de ocurrencia, sus medidas deben confirmarse con otros métodos.

1.15 Temperatura Efectiva de las Estrellas.

La medida más importante que describe la temperatura superficial de una estrella, es la Temperatura Efectiva. Ésta, se define como la temperatura de un cuerpo negro que irradia con la misma intensidad de flujo total que la estrella [8].

En otras palabras, se puede decir que, la temperatura efectiva de una estrella es definida como la temperatura que debería tener un cuerpo negro con el mismo radio que la estrella, para que éste emitiera la misma luminosidad [38].

Al revisar la Ley de Stefan-Boltzmann para un cuerpo negro (ver ecuación 7), y considerando la luminosidad de una estrella de radio R , se tiene que:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4, \quad (12)$$

La temperatura efectiva T_{eff} , es usada porque el espectro de las estrellas se desvía un tanto de la forma de un cuerpo negro. Los espectros de las estrellas muestran líneas de absorción y ciertas frecuencias que no se

encuentran en la radiación de verdaderos cuerpos negros. Por lo tanto, la ecuación (12), define T_{eff} para temperaturas hipotéticas que pudieran rendir la verdadera luminosidad, si el espectro fuera exactamente un cuerpo negro. La fórmula de Temperatura Efectiva, es

$$T_{\text{eff}} = \left(\frac{L}{4\pi R^2 \sigma} \right)^{1/4}, \quad (13)$$

donde $4\pi R^2$ es la superficie del área de la estrella; L , es el flujo total; σ , es una constante con un valor de $5,67 \times 10^{-8} \text{ Wm}^{-2} \text{ K}^{-4}$.

En otras palabras, T_{eff} es la temperatura que un cuerpo negro de la misma luminosidad y radio que la estrella pudiera tener. La temperatura efectiva del Sol es de 5800 K [39].

El rango de variación de las temperaturas efectivas para las estrellas va de $T \approx 2000 \text{ K}$ a $T \approx 40000 \text{ K}$, aunque este rango pudiese aumentar ampliamente, como en el caso de las estrellas compactas, tales como las estrellas de neutrones.

Puesto que las estrellas, en verdad, no emiten como cuerpos negros, por ende, la Ley de Wien no puede aplicarse con exactitud. En general, las estrellas más calientes emiten energía en longitudes de ondas cortas, mientras que, las estrellas más frías lo hacen en longitudes de onda largas. En consecuencia, se tiene que las estrellas de alta temperatura efectiva muestran un tono azulado, mientras que, las de temperatura efectiva baja se ven más bien rojizas [38].

Entre los métodos alternativos para determinar la temperatura efectiva, se encuentran: El método de flujo infrarrojo, y el método de determinación a través del diámetro angular y el flujo bolométrico.

El método de flujo infrarrojo [40], es un mecanismo muy útil al momento de derivar diámetros angulares y temperaturas superficiales de las estrellas. Se elabora a partir del uso de intensidades interferométricas, basadas en la insensibilidad al flujo superficial de la temperatura efectiva.

En cuanto al método de determinación de temperatura efectiva a través del diámetro angular y el flujo bolométrico [41], éste se sustenta en la

reescritura de la Ley de Boltzmann, asumiendo que la $T_{\text{eff}} \sim (F_{\text{BOL}}/\theta^2)^{1/4}$, donde F_{BOL} es el flujo bolométrico corregido del enrojecimiento estelar. De esta manera, la temperatura efectiva T_{eff} puede ser medida directamente de las estrellas. Por lo tanto, en función de las ecuaciones (12) y (13), y utilizando el diámetro angular (θ_{LD}) y flujo bolométrico (F_{BOL}), la T_{eff} puede ser expresada como:

$$T_{\text{eff}} = 2341 \times (F_{\text{BOL}}/\theta_{LD}^2)^{1/4}, \quad (14)$$

donde F_{BOL} está en $10^{-8} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ y θ_{LD} está definido en masa. Las temperaturas obtenidas por este método se plotean en un gráfico conjuntamente con el índice de color $(V-K)_0$, para explorar las potenciales diferencias entre las estrellas analizadas [38].

1.16 Movimientos de las Estrellas en las Galaxias.

La paralaje es el aparente desplazamiento de un objeto debido a un cambio en el punto de vista del observador. Para medir la distancia a una estrella, se mide el cambio de paralaje de la estrella usando dos puntos de vistas que están lo más lejos posible, en lados opuestos de la órbita de la Tierra. La dirección o cercanía de la Tierra a una estrella cercana, cambia a medida que nuestro planeta orbita el Sol, por lo que la estrella cercana parece moverse hacia adelante y hacia atrás contra el fondo de estrellas más distantes. A este movimiento se le llama paralaje estelar. La paralaje (p) de una estrella, es igual a la mitad del ángulo a través del cual la posición aparente de la estrella cambia, a medida que la Tierra se mueve de un lado a otro de su órbita. A mayor paralaje, menor es la distancia de la estrella [9].

La relación entre la distancia de una estrella y su paralaje, se determina a través de la siguiente fórmula:

$$d = 1/p, \quad (15)$$

donde d , es la distancia a la estrella en parsecs y p , el paralaje de la estrella en arcosegundos [7].

Es conveniente medir la distancia (d) en parsec. Una estrella con un paralaje angular de 1 arcosegundo ($p = 1$ arsec) está a una distancia de 1 parsec ($d = 1$ pc) (la palabra parsec es la contracción de la frase paralaje - segundo, y corresponde a la distancia en la cual una estrella tiene un paralaje de un arcosegundo). Un parsec es igual a 3,26 años luz, o $3,09 \times 10^{13}$ km, o 206.265 UA [7].

Se conoce que todas las paralajes son menores a 1 arcosegundo; en otras palabras las estrellas más cercanas están sobre 1 parsec de distancia, por lo que, pequeños paralajes son difíciles de detectar.

Se supone que, en todas las galaxias del Universo observable, las estrellas contenidas en ellas, se mueven. En el caso de la Vía Láctea, donde se encuentra el Sol y el resto de estrellas que le contienen, éstas cambian de posición en el cielo, debido al movimiento relativo entre ellas y el Sol (sin tener en cuenta otros efectos). Uno de esos movimientos es el conocido como movimiento propio, el cual es una medida del desplazamiento real de las estrellas con respecto al Sistema Solar, en particular, con respecto a la Tierra. Dicho movimiento, es consecuencia de la rotación de todas las estrellas alrededor del núcleo de la Galaxia. Las estrellas se mueven con velocidades entre 200 y 300 Km s^{-1} . En el caso particular del Sol, éste se mueve alrededor del núcleo de la Galaxia con una velocidad de 251 km s^{-1} , y tarda entre 225 y 250 millones de años en completar una órbita (lo que se conoce como año galáctico).

El movimiento propio, se simboliza con μ y es medido en arcosegundos por año. En general, este movimiento, es en sí, una tasa angular de cambio que es directamente proporcional a la velocidad lineal perpendicular de la estrella, en su línea de visión, e inversamente proporcional a la distancia de la estrella. En consecuencia, si se mide el movimiento propio de las estrellas y se estima su distancia, se podrá determinar su velocidad transversal, que es el segundo componente de su velocidad espacial tridimensional respecto al Sol, (el otro componente es la velocidad radial).

Los movimientos a lo largo de la línea visual cambian la distancia, pero no así a las coordenadas. Los elementos perpendiculares a la línea visual son llamados movimientos propios, ya que, ellos son cambios coordinados causados por las propias estrellas y no por la rotación de la Tierra. Las velocidades a lo largo de la línea visual son llamadas velocidades radiales, ya que ellas van en la dirección del radio de una esfera alrededor del observador [42].

El componente de un movimiento paralelo de la estrella a nuestra línea visual, es decir directamente hacia nosotros o lejos de nosotros, es su velocidad radial (v_r). Ésta, se determina a partir de mediciones de los cambios Doppler de las líneas espectrales de las estrellas. Si una estrella se nos acerca, las longitudes de onda de todas sus líneas espectrales están disminuidas (corrido al azul); si la estrella se está alejando, las longitudes de onda aumentan (corrido al rojo). La velocidad radial (v_r) está relacionada con la longitud de onda, a través de la ecuación [9]

$$\frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{v_r}{c}, \quad (16)$$

En esta ecuación, λ es la longitud de luz que viene de la estrella, λ_0 es la longitud de luz que podría estar en la estrella si no estuviera en movimiento (es decir, λ_0 es la longitud de onda en reposo) y c , es la velocidad de la luz.

Los movimientos propios son medidos por los cambios en su ascensión recta y declinación, los cuales son angulares. Estos movimientos son medidos en segundos o arcosegundos por año, mientras que las velocidades radiales son medidas a través del efecto Doppler [42].

Es posible determinar la velocidad radial de estrellas más allá de la Vía Láctea, ya que ésta no depende de las distancias a las fuentes observadas, tal como se nota en la ecuación (16), es decir, depende solo del espectro estelar de las mismas. En cambio, conocer los movimientos propios de las estrellas fuera de la Galaxia es imposible, ya que éstos, si dependen de las

distancias a las fuentes. Es más, en la Vía Láctea, solo se conocen los movimientos propios de las estrellas más cercanas al Sol [43].

1.17 Observación del Espectro de Objetos Estelares.

1.17.1 Espectrógrafos.

El espectro de un objeto astronómico proporciona una gran cantidad de información sobre dicho objeto, incluyendo composición química, abundancia química, luminosidad, temperatura, etc. Esta es una poderosa razón por la que se hace medición de espectros, o espectroscopia, y, tan importante es, que algunos telescopios tanto terrestres como espaciales se diseñan únicamente para medir los espectros de estrellas distantes [11].

Una herramienta esencial de la espectroscopia es el espectrógrafo, el cual es un dispositivo que registra espectros. Este dispositivo óptico está montado en el foco de un telescopio. En los espectrógrafos, existe una red de difracción, la cual forma el respectivo espectro; esta red no es más que una pieza de vidrio en el cual se aglutinan miles de líneas paralelas espaciadas muy regularmente. Algunas de estas líneas llegan a agrupar más de 10.000 líneas por centímetro [9].

Los primeros espectrógrafos utilizaban un prisma, en lugar de una red de difracción, para formar un espectro. Este hecho generaba algunos problemas, ya que un prisma no dispersa uniformemente los colores del arco iris. El azul y las porciones violetas del espectro se extienden más allá de la porción roja. De hecho, debido a que las longitudes de ondas azules y violetas deben pasar por otros cristales, la luz se absorbe de manera desigual en todo el espectro. Por lo tanto, un cristal de prisma es opaco a la luz ultravioleta. Por estas razones se prefiere el uso de red de difracción.

El espectrógrafo más simple, es un prisma que se coloca delante de un telescopio. Este tipo de espectrógrafo se llama espectrógrafo de prisma objetivo. Los prismas extienden las diferentes longitudes de onda de la luz en

un espectro que puede ser registrado. Durante la exposición, el telescopio puede ser movido perpendicularmente al espectro con el fin de aumentar el ancho del espectro. Con un espectrógrafo de prisma objetivo se pueden fotografiar grandes cantidades de espectros [9].

Los espectrógrafos de hendidura o ranura, se utilizan cuando se requiere información más precisa o detallada. Éste, tiene una ranura más estrecha en el plano focal del telescopio. La luz es guiada a través de la hendidura a un colimador que refleja o refracta todo el rayo de luz en un haz paralelo. Después de esto, la luz se dispersa a un espectro por medio de un prisma y se enfoca con una cámara en un detector, que hoy en día suele ser una cámara CCD (dispositivo que será descrito más adelante). Luego de esto, junto con el espectro tomado de la estrella, se expone un espectro de comparación, cuyas especies atómicas y sus respectivas longitudes de ondas son conocidas, y las mismas, se denominan longitudes de onda en reposo λ_0 . Esto permite medir con mayor precisión las longitudes de onda del espectro estelar. Hoy en día, en los espectrógrafos modernos que utilizan cámaras CCD, el espectro de comparación, generalmente, se expone como imagen separada [8].

En lugar del prisma, se puede utilizar una red de difracción para formar el espectro. Cuando la luz es reflejada por las paredes de los surcos, los rayos adyacentes interfieren entre sí y dan lugar a espectros de diferentes órdenes. Existen dos tipos de redes, a saber: de reflexión y de transmisión. En una red de reflexión, no se absorbe luz por el vidrio como en el prisma o red de transmisión. Una red de reflexión, por lo general, tiene una mayor dispersión, o capacidad para difundir el espectro, mucho más que un prisma. La dispersión se puede aumentar, incrementando la densidad de las ranuras de la red. La red de reflexión es la que más se utiliza [9].

Dado que las redes de difracción generan una dispersión en un gran número de órdenes, se introdujeron redes con “blaze”, es decir, redes capaces de llevar el máximo de intensidad a un orden “n” determinado para una longitud de onda dada. Este blaze se consigue haciendo que cada surco

de la red forme un ángulo determinado respecto a la normal de la red, y de esta manera, la luz se concentra en un determinado ángulo que se caracteriza por su solidez, ser pequeño y único. El ángulo blaze está asociado a una longitud en Angstroms.

La ecuación de la red de difracción viene dada por [44]:

$$m\lambda = d(\sin\alpha + \sin\beta) \quad m = 0, 1, 2, \dots \quad (17)$$

donde m , es el orden de difracción; λ , es la longitud de onda; α , ángulo de incidencia; β , ángulo de difracción; d , corresponde al paso de la red (número de líneas por unidad de longitud que tiene la red de difracción).

La dispersión puede ser entendida como el fenómeno que se produce cuando un haz de luz se encuentra en su camino materia, lo que induce que, los núcleos y electrones experimenten vibraciones y actúen como fuentes de luz que se propagan en todas las direcciones, aparte de un efecto de polarización, con la misma longitud de onda que el rayo incidente [44]. En consecuencia, es un fenómeno en el que las ondas electromagnéticas de distintas frecuencias viajan a diferentes velocidades en ciertos medios [6].

La dispersión (D), se puede entender, entonces, como una medida de separación entre la luz difractada de diferentes longitudes de onda, pudiendo ser medida de manera angular o espacial. En el caso de la dispersión angular, asumida como la separación angular ($d\beta$) por unidad de intervalo de longitud ($d\lambda$), puede ser reescrita, acomodando la ecuación (17), y considerando el ángulo de incidencia α como constante. Por lo tanto, la expresión para D será:

$$D = \frac{d\beta}{d\lambda} = \frac{m}{d \cos(\beta)}, \quad (18)$$

La misma viene dada en unidades de rad/mm o rad/Å.

También es muy útil en espectroscopia conocer la relación entre la dispersión angular y la distancia focal efectiva del telescopio que se está utilizando. Para ello, basta multiplicar la ecuación (18) por dicha distancia focal, y de esta manera, se obtiene:

$$fD = \frac{dl}{d\lambda} = \frac{mf}{d \cos(\beta)}, \quad (19)$$

donde f , es la distancia focal efectiva.

Así mismo, la distancia focal efectiva se puede utilizar también para obtener el cambio de posición a lo largo del espectro (Δl). Éste viene dado mediante la ecuación $f\Delta\beta = \Delta l$, donde $\Delta\beta$ es la variación de la separación angular. El término Δl viene dado en unidades de mm/Å o mm/nm. Otro término que se utiliza también, es la dispersión recíproca o escala de placa (P):

$$P = (fD)^{-1} = \frac{d\lambda}{dl} = \frac{d \cos(\beta)}{mf}, \quad (20)$$

la cual viene dado en unidades de Å/mm, Å/pixel o nm/mm.

La resolución espectral “ R ”, se entiende como la capacidad de distinguir entre dos longitudes de onda que están separadas por una pequeña cantidad ($\Delta\lambda$), en pocas palabras, la mínima separación adquirida que distingue a dos líneas espectrales. Su definición parte del criterio de Rayleigh. Dicho criterio establece que, el espectrógrafo separa dos líneas cuando la diferencia de longitud de onda de los máximos es mayor o igual a la pureza espectral, entendiéndose como pureza espectral ($\delta\lambda$), la medida de anchura ($FWHM$) de las líneas monocromáticas registradas por el espectrógrafo. Su ecuación es la siguiente:

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} = \frac{\lambda}{FWHM}, \quad (21)$$

como se nota, en dicha ecuación, R va a depender de la relación entre la longitud de onda (λ) y la separación mínima que puede distinguir a dos longitudes de onda contiguas ($\Delta\lambda$); por lo tanto, a menor tamaño de ($\Delta\lambda$), mayor será la resolución del espectro obtenido.

Otra modalidad para la obtención del poder de resolución, es a través de un espectro de calibración en el cual se mide la $FWHM$ de una línea aislada, a partir de un programa de tratamiento de datos, y de esta manera, se calcula su relación con la respectiva (λ).

Los espectrógrafos se pueden clasificar en función de la resolución espectral que proveen. En este sentido, se tienen [46]:

- Espectrógrafos de objetos débiles, baja resolución (Poder de Resolución (R) ~ 500)
- Espectrógrafos de dispersión intermedia (Poder de Resolución (R) ~ 5.000)
- Espectrógrafos de alta resolución (Poder de Resolución (R) ~ 25.000)
- Espectrómetros de imagen (Poder de Resolución (R) depende de la tecnología usada).

Un espectrógrafo se compone de: una ranura de entrada, un colimador, una red o prisma, una cámara y el detector. Es común que el elemento dispersivo en los espectrógrafos modernos sea una red [47].

Inicialmente, la luz entra por la rendija o ranura que se ubica en el punto focal del telescopio, por lo que la luz se diverge a medida que la trayectoria de la misma sale de la rendija. Posteriormente, y a partir del foco luminoso, se obtiene un haz de rayos paralelos (función que realiza el colimador), que en general, lo que hace es homogeneizar las trayectorias o rayos que salen en todas direcciones, obteniéndose un conjunto de rayos con las mismas propiedades. Una vez que la luz es colimada, pasa al dispersor, que es una rejilla reglada. Ésta, se encuentra inclinada con respecto a la trayectoria de la luz entrante. Desde este punto, la luz se enfoca con una cámara en el detector [47].

Por lo general, los detectores modernos suelen ser dispositivos de carga acoplada (CCD), con un número finito de píxeles, lo que resulta en un muestreo discretizado de la luz dispersada. Los espectros tienen una dirección de dispersión y una dirección espacial. La dirección espacial, se rige por las distancias focales del colimador y la cámara, mientras que, la dirección de dispersión se rige por las propiedades de la red, el colimador y las distancias focales de la cámara. Existen efectos secundarios que rigen las características de la dirección espacial y la dirección de dispersión de los espectros. Dichos efectos incluyen la estabilidad de la imagen en la rendija

(guía), la turbulencia atmosférica (vista) y el ángulo de la ranura con respecto al ángulo de la paralaje (que afecta la dispersión cromática de la imagen) [47].

1.17.2 Dispositivo de Carga Acoplada (CCD).

El dispositivo de carga acoplada o CCD, fue introducido inicialmente como instrumental electrónico de apoyo a la memoria magnética, por parte de los laboratorios Bell. La primera imagen astronómica se obtiene en el año 1975, cuando los científicos del Laboratorio de Propulsión a Chorro de la NASA, fotografiaron el Planeta Urano en una longitud de onda de 8900 Å. Esta observación utilizó el telescopio de 61 pulgadas de la Universidad de Texas, ubicado en Monte Lemmon (EE.UU), y una versión prototipo de un CCD, como parte del desarrollo de un proyecto aeroespacial desarrollado por la NASA [48].

Originalmente, los CCD se concibieron como un nuevo tipo de memoria de ordenador, pero pronto se observó que tenía muchas más aplicaciones potenciales, tales como, el proceso de señales, y sobre todo, la captación de imagen. Esto último debido a la sensibilidad a la luz que presenta el silicio.

Básicamente, un detector CCD consiste en un fragmento de material semiconductor (silicio), con la propiedad de liberar un electrón por cada fotón incidente. La parrilla de silicio se recubre con una red de electrodos microscópicos, que generan pozos de potencial positivo en la superficie del detector. Así, al exponer el dispositivo a la luz, los fotones hacen saltar electrones que quedan atrapados en estos pozos de potencial positivo en la superficie del detector. Pasado un cierto tiempo de exposición, se pueden contar los electrones capturados en cada punto y, reconstruir así la imagen proyectada sobre el detector [38].

Cuando la imagen de un telescopio se enfoca en el CCD, la carga eléctrica se acumula en cada píxel en proporción al número de fotones que caen o son percibidos por ese píxel. Cuando se termina la exposición, la

cantidad de carga en cada píxel se lee en una computadora, donde ésta imagen resultante, se puede almacenar en forma digital, pudiendo ser vista a través de un monitor o por vía impresa. Comparadas con las películas fotográficas, los CCD son 35 veces más sensibles a la luz (generalmente responde al 70% de la luz que cae sobre ellos, frente al 2% que logra la película). Además, puede grabar detalles más finos o pequeños y, responder de manera más uniforme a la luz de diferentes colores. La gran sensibilidad de los CCD también los hace útiles en fotometría, ya que, a partir de ellos se puede obtener la medición de los brillos de las estrellas y de otros objetos astronómicos [9].

Los CCD son casi lineales, puesto que, el número de los electrones son directamente proporcionales al número de fotones. La calibración de los datos es mucho más fácil que para las placas fotográficas [8].

La eficiencia cuántica de los CCD es alta, su sensibilidad es alta en el rango de longitud de onda roja, aproximadamente 6000 – 8000 Å, donde la eficiencia cuántica puede alcanzar 80 – 90%. En el ultravioleta, la sensibilidad disminuye debido a la absorción de sílice alcanzando unos 5000 Å [8].

Entre las características y funcionalidades de los CCD se destacan las siguientes:

- La generación de ruido térmico de la cámara, produce corriente oscura (generación aleatoria de electrones y huecos o ausencia de electrones que afectan la sensibilidad del detector), aun estando la cámara en total oscuridad. Para reducir el ruido de la cámara, esta debe ser refrigerada. Las cámaras astronómicas CCD por lo general se enfrían con nitrógeno líquido, que elimina eficientemente la mayor parte de la corriente oscura. Sin embargo, la sensibilidad también se reduce cuando la cámara logra enfriarse, en consecuencia, demasiado frío tampoco es bueno. La temperatura debe mantenerse constante para obtener datos consistentes.

- La sensibilidad individual de los píxeles puede ser ligeramente diferente. Esto se puede corregir tomando una imagen de un campo

uniformemente iluminado; esta imagen se llama campo plano. Cuando las observaciones se dividen entre los campos planos, el error causado por diferentes píxeles desaparece [8].

- Los rayos cósmicos pueden producir puntos brillantes extraños en los CCD. Por lo general, se limitan a uno o dos píxeles, lo que permite su fácil identificación. Una breve exposición de unos pocos minutos detecta rastros de rayos cósmicos, en consecuencia, se prefieren sesiones cortas de exposición, se limpian las imágenes y finalmente se agregan las imágenes a la computadora.

- Un problema más serio en los CCD, corresponde al ruido de lectura electrónica. En efecto, en las primeras cámaras había cientos de electrones por píxel. En las cámaras modernas, solo unos pocos electrones tienen cabida. Esto da un límite a la detección de señales débiles. Si la señal es más débil que el ruido de lectura, es indistinguible del ruido.

- Aunque los CCD son unos detectores muy sensibles, la luz brillante no pueden dañarlos. Sin embargo, un fotomultiplicador puede ser fácilmente destruido si se deja entrar demasiada luz. Por otro lado, un píxel solo puede almacenar un cierto número de electrones, después de lo cual, se satura. La saturación en un píxel, ayuda a desbordar la carga en los píxeles vecinos. Si el CCD se satura, se deben hacer varias lecturas para eliminar completamente las cargas.

CAPÍTULO II

CARACTERÍSTICAS GENERALES DE LAS ESTRELLAS ANALIZADAS EN ESTE TRABAJO

2.1 Estrellas Sujetos de Estudio.

Las estrellas involucradas en este Trabajo son las siguientes: HD 115617 (estrella de referencia), HD 134987, HD 169830 y HD 139664. Las mismas, son cuerpos celestes denominadas tipos solares, las cuales corresponden a una categoría clasificatoria, que asocia a estos cuerpos con ciertas características semejantes al Sol. Se puede decir que dichas estrellas son semejantes y análogas al Sol, por cuanto todas se ubican en la secuencia principal en el diagrama HR, y ninguna posee compañera estelar cerca, pero si poseen planetas alrededor de ellas.

2.2 Caracterización General.

Esta Sección trata de la recopilación bibliográfica de las características generales, datos fotométricos y espectroscópicos, así como también de parámetros físicos tales como velocidad radial, temperatura efectiva, edad y distancia de cada una de las estrellas mencionadas arriba.

2.2.1 Estrella HD 115617.

Esta estrella usada como referencia, está localizada en la Constelación de Virgo, es una estrella enana amarilla de tipo espectral G5V, muy análoga al Sol, con una edad aproximada entre 6300 y 9000 millones de años, y se encuentra a 27,8 años luz del Sistema Solar. En el año 2009, se descubrieron tres exoplanetas orbitando alrededor de HD 115617 [49].

La magnitud aparente de dicha estrella es +4,7, y la misma, muestra un exceso de emisión infrarroja, la cual está relacionada con la existencia de discos de polvo a su alrededor. Como se dijo antes, alrededor de dicha estrella giran tres planetas, cuyas masas individuales oscilan entre 5 y 25 veces la masa de la Tierra. [49]

Según Greenberg, R y Van Laerhoven, C. [49], HD 115617 es un sistema particularmente notable, ya que, las masas de los planetas son comparables a las del Sistema Solar. El planeta más cercano a la estrella, tiene una masa comparable a la de la Tierra, mientras que, los dos planetas más lejanos tienen masas comparables a las de Neptuno. De acuerdo a los estándares de distancia planetarias en el Sistema Solar, los tres planetas de HD 115617, se encuentran dentro de dichos estándares, experimentando fenómenos físicos muy semejantes a los que ejerce el Sol sobre los planetas que le circundan. En la Tabla 3 se muestran las características generales de la estrella HD 115617.

Se considera a HD 115617 como estrella de referencia para nuestro trabajo, por cuanto es una estrella tipo solar bien estudiada a lo largo de los años; en torno a ella, se han desarrollado numerosas investigaciones que definen datos y particularidades tales como velocidad radial, metalicidad, tipo espectral, paralaje, rotación, entre otros. Lo que le define una sólida caracterización de sus parámetros espectrográficos. En el caso del Observatorio Astronómico Nacional (OAN) Llano del Hato, en éste se han desarrollado investigaciones respecto a HD 115617, utilizando espectros de mediana y baja resolución, y siguiendo metodologías tales como los de esta investigación, que los posicionan como argumentos firmes para validar los resultados.

Tabla 3: Características generales de la estrella HD 115617.

Características	Indicadores	Fuente
Constelación	Virgo	
Ascensión Recta (ep =J2000)	13 ^h 18 ^m 24,3 ^s	
Declinación (ep =J2000)	-18° 18' 40,3"	
Movimiento Propio (mas/yr)	AR: -1070,36 Dec: -1063,69	Van Leeuwen, 2007 [51]
Velocidad Radial (km/s)	-8,13	Nidever et al, 2002 [52]
Paralaje (mas)	116,89	Van Leeuwen, 2007 [51]
Tipo Espectral	G5V	Vogt et al, 2010 [49]
Magnitud Aparente (V)	4,74	Vogt et al, 2010 [49]
Magnitud Absoluta	5,07	Holmberg et al, 2009 [53]
Distancia (pc)	8,5053	Gaia Collaboration, 2018 [54]
Diámetro ($R_{\odot}$)	0,9867 $\pm$ 0,0048	Von Braun et al, 2013 [55]
Rotación Estelar	3,9	Ammeler-Von Eiff y Reinners, 2012 [56]
Metalicidad (Fe/H) $_{\odot}$	-0,01	Vogt et al, 2010 [49]
Temperatura Efectiva (K)	5548	Luck, R.E., 2017 [57]
Edad	6300 – 9000 millones de años	Vogt et al, 2010 [49]
Luminosidad ($L_{\odot}$)	0,82	Von Braun et al, 2013 [55]
Nombres o designaciones	61 Vir / HD 115617	

2.2.2 Velocidad Radial y Temperatura Efectiva de la Estrella HD 115617

Para una mejor comprensión del tema, en la Tabla 4, de manera sucinta, se muestran los parámetros físicos, tales como la velocidad radial y temperatura efectiva de la estrella HD 115617, obtenidos por otros autores, los cuales nos servirán de referencia para el análisis comparativo que haremos de la misma en este Trabajo.

Tabla 4: Velocidad radial y temperatura efectiva de HD 115617.

Velocidad Radial (km/s)	Fuente	Temperatura Efectiva (K)	Fuente
-7,900	Soto, M.G. y Jenkins, J.S., 2018 [59]	5548	Luck, R.E., 2017 [57]
-8,1	<i>Takeda Y.; Sato B.; Kambe E.; Masuda S.; Izumiura H; y Watanabe E., 2005</i> [60]	5651	Bonfanti, A.; Ortolani, S.; y Nascimbeni, V., 2016, [58]
-8,2	<i>Nordstrom B.; Mayor M.; Andersen J.; Holmberg J.; Pont F. et al., 2004</i> [61]	5571	Ramírez, I.; Allende. P.C.; y Lambert, D.L., 2013 [62]
-7,8	Allende, P.; Barklem, R.S.; Lambert, D.L. y Cunha K, 2004 [63]	5483	Allende, P.; Barklem, R.S.; Lambert, D.L. y Cunha K, 2004 [63]
-8,13	Nidever D.L.; Marcy G.W.; Butler R.P.; Fischer D.A.; y Vogt S.S, 2002 [52]	5600	Lepine S., Rich R.M.. y Shara M.M., 2003 [64]
-8,37	Villarreal, J., 2017 [65]	5183	Villarreal, J., 2017 [65]

2.2.3 Estrella HD 134987.

Está localizada en la Constelación de Libra. Es una estrella enana amarilla de tipo espectral G6 IV-V, semejante también al Sol, con una edad aproximada de 9000 millones de años, y se encuentra a 84 años luz del Sistema Solar. Hasta ahora, solo se conocen dos planetas en órbita alrededor de esta estrella. [66]

HD 134987 es una estrella de magnitud aparente de +6,45, y posee un radio 1,5 veces mayor que el radio solar. Se caracteriza por poseer también una alta metalicidad (+0,25 [Fe/H]). En cuanto a los planetas que circundan a esta estrella, uno de ellos (descubierto en 1999), se le puede llamar joviano,

puesto que, su masa es 1,59 veces mayor que la de Júpiter. El otro (descubierto en 2009), se caracteriza por tener una órbita muy prolongada, con un período de traslación de 5000 días terrestres. [67]

Según Voght, Marcy, Butler y Apps [67], HD 134987 es similar a la estrella 51 Peg también tipo solar, en cuanto a su tipo espectral, metalicidad y baja actividad cromosférica. En la Tabla 5 se muestran las características generales de HD 134987.

Tabla 5: Características generales de la estrella HD 134987.

Características	Indicadores	Fuente
Constelación	Libra	
Ascensión Recta (ep=J2000)	15 ^h 13 ^m 28,67 ^s	
Declinación (ep=J2000)	-25° 18' 33,6"	
Movimiento Propio (mas/yr)	AR: -400.308 Dec: -75.160	Gaia Collaboration, 2018 [54]
Velocidad Radial(km/s)	+5,078	Soto y Jenkins, 2018 [59]
Paralaje (mas)	38,98	Perryman et al, 1997 [69]
Tipo Espectral	G6IV-V	Gray et al, 2006 [66]
Magnitud Absoluta	4,38	Bonfanti, A. et al, 2016 [58]
Distancia(pc)	26,2	Gaia Collaboration, 2018 [54]
Diámetro (km)	1,70E+06	Bonfanti, A. et al, 2016 [58]
Velocidad de Rotación (km/s)	4,5	Luck, R.E., 2017 [57]
Metalicidad (Fe/H) _⊙	+0,25	Luck, RE, 2018, [70]
Temperatura Efectiva (K)	5797	Bonfanti, A. et al, 2016 [58]
Edad	9000 millones de años	Takeda Y, 2007 [71]
Luminosidad($L_{\odot}$)	1,51	Bonfanti, A. et al, 2016 [58]
Nombres o designaciones	HD 134987; HR 5657; HIP 74500; GJ579.4	

2.2.4 Velocidad Radial y Temperatura Efectiva de la Estrella HD 134987.

En la Tabla 6, se muestra los parámetros físicos de HD 134987, obtenidos previamente por diferentes autores, dichos parámetros conciernen básicamente a la velocidad radial y la temperatura efectiva de la misma, los cuales van a servir de comparación con los obtenidos en este Trabajo.

Tabla 6: Velocidad radial y temperatura efectiva en la estrella HD 134987.

Velocidad Radial (km/s)	Fuente	Temperatura Efectiva (K)	Fuente
+5,18	Nidever D.L.; Marcy G.W.; Butler R.P.; Fischer D.A.; y Vogt S.S, 2002 [52]	5766	Lepine S., Rich R.M. y Shara M.M., 2003 [64]
+5,078	Soto y Jenkins, 2018 [59]	5794	Soto y Jenkins, 2018 [59]
+5,21	GAIA Collaboration, 2018, [54]	5740	Delgado, Tsantaki, Adibekyan, González, Sousa y otros, 2017 [72]
		5703	Bastistini y Bensbi, 2015 [73]

2.2.5 Estrella HD 169830.

Estrella localizada en la Constelación de Sagitario. Es una enana amarilla de tipo espectral F7V o F8V, con una edad aproximada de 4950 millones de años, y se encuentra a 118,5 años luz del Sistema Solar. Se reconoce la existencia de dos planetas en su órbita, desde el año 2003. [74]

HD 169830 posee una elevada metalicidad y es una estrella de magnitud aparente de +5,91. El sistema planetario de esta estrella lo componen el HD 169830b, con una masa tres veces superior a la del planeta Júpiter, a una distancia de 0,8 UA de la estrella. El otro miembro planetario corresponde a HD 169830c, el cual se encuentra más alejado, similar a la distancia del cinturón de asteroides con respecto al Sol. Posee una masa cuatro veces mayor que la de Júpiter, y fue descubierto en 2003 [75]. En la Tabla 7, se muestran las características generales de dicha estrella.

Tabla 7: Características generales de la estrella HD 169830.

Características	Indicadores	Fuente
Constelación	Sagitario	
Ascensión Recta (ep=J2000)	18 ^h 27 ^m 49,5 ^s	
Declinación (ep=J2000)	-29° 49' 0,70"	
Movimiento Propio (mas/yr)	AR: -0,489 Dec: 16,453	GAIA Collaboration, 2018 [54]
Velocidad Radial (km/s)	-17,271	GAIA Collaboration, 2018 [54]
Paralaje (mas)	26,5642	GAIA Collaboration, 2018 [54]
Tipo Espectral	F7V	Gray et al, 2006 [66]
Magnitud Aparente (V)	5,90	Naef et al, 2001 [76]
Magnitud Absoluta	3,10	Naef et al, 2001 [76]
Distancia (pc)	37,6446	GAIA Collaboration, 2018 [54]
Diámetro	S/d	
Velocidad de Rotación (km/s)	0,848	Soto et al, 2018 [59]
Metalicidad (Fe/H) _⊙	0,11	Aguilera et al, 2018 [77]
Temperatura Efectiva (K)	6306	Aguilera et al, 2018 [77]
Edad	4950 millones de años	Saffe et al, 2005 [78]
Luminosidad ($L_{\odot}$)	4,63	Naef et al, 2001 [76]
Nombres o designaciones	HR 6907 / HIP 90485 / SAO 186838	

2.2.6 Velocidad Radial y Temperatura Efectiva de la Estrella HD 169830.

En la Tabla 8, se especifican los datos físicos correspondientes a la velocidad radial y la temperatura efectiva de HD 169830, obtenidos por otros autores, a fin de establecer las respectivas comparaciones con los resultados obtenidos en este Trabajo.

Tabla 8: Velocidad radial y temperatura efectiva en la estrella HD 169830.

Velocidad Radial (km/s)	Fuente	Temperatura Efectiva (K)	Fuente
-17,271	GAIA Collaboration, 2018, [54]	6377	Soto, M.G. y Jenkins, J.S., 2018 [59]
-17,253	Soto, M.G. y Jenkins, J.S., 2018 [59]	6311	Luck, R.E., 2018 [70]
-17,4	<i>Nordstrom B.; Mayor M.; Andersen J.; Holmberg J.; Pont F. et al., 2004 [61]</i>	6276	Bonfanti, A.; Ortolani, S.; y Nascimbeni, V., 2016 [58]
-17,74	Nidever D.L.; Marcy G.W.; Butler R.P.; Fischer D.A.; y Vogt S.S., 2002 [52]	6339	Bensbi, T.; Feltzing, S. y Lundstroem, I., 2003 [79]

2.2.7 HD 139664.

Dicha estrella se halla ubicada en la constelación de Lupus, y a la vez, es miembro de la asociación estelar Hércules-Lyra. Posee una magnitud aparente de +4,62, y se encuentra a una distancia de 57 años luz del Sistema Solar [50]. El tipo espectral de HD 139664 es F4V [80], con una temperatura efectiva de 6645 K [81]. En cuanto a la edad de esta estrella, la misma es muy controversial, ya que, la edad estimada es de mil millones de años, aproximadamente [82], mientras que, para otros autores [80], dicha estrella pertenece a la asociación Hércules-Lyra, ésta, apenas tiene una edad de 300 millones de años, aproximadamente. En todo caso, HD 139664, es una de las estrellas más jóvenes del Universo observable. Por otro lado, su masa es 1,37 veces la masa del Sol, su tamaño es 1,26 veces el radio del Sol, y una luminosidad 3,31 veces la de éste [51], [66]. Otras características importantes de esta estrella, se muestran en la Tabla 9.

Tabla 9: Características generales de la estrella HD 139664.

Características	Indicadores	Fuente
Constelación	Lupus	
Ascensión Recta (ep=J2000)	15 ^h 41 ^m 11,4 ^s	
Declinación (ep=J2000)	-44° 39' 40,3"	
Movimiento Propio(mas/yr)	AR: -169,17 Dec: -266,28	Van Leeuwen, 2007 [51]
Velocidad Radial(km/s)	-7,08	Luck, R.E., 2018 [70]
Paralaje (mas)	57,35	Van Leeuwen, 2007 [51]
Tipo Espectral	F4V	Eisenbeiss et al, 2013 [80]
Magnitud Aparente (V)	4,64	Desideras et al, 2015 [82]
Magnitud Absoluta	3,57	Reiners, 2006 [83]
Distancia (pc)	17,39	GAIA Collaboration, 2018 [54]
Velocidad de Rotación (km/s)	71,6	Schroeder et al, 2009 [84]
Metalicidad (Fe/H) _⊙	-0,05	Maldonado et al, 2012 [85]
Temperatura Efectiva (K)	6704	Luck, R.E., 2018 [70]
Edad	300 millones de años	Eisenbeiss et al, 2013 [80]
Luminosidad ($L_{\odot}$)	3,31	Luck, R.E., 2018 [70]
Nombres o designaciones	HD 139664; HR 5825; GJ 594	

2.2.8 Velocidad Radial y Temperatura Efectiva de HD 139664.

A fin de comparar los resultados obtenidos de HD 139664 en este Trabajo, con los de otros autores, en la Tabla 10 se muestran los datos, tanto de la velocidad radial como la temperatura efectiva, recabada por dichos autores.

Tabla 10: Velocidad radial y temperatura efectiva de la estrella HD 139664.

Velocidad Radial (km/s)	Fuente	Temperatura Efectiva (K)	Fuente
-7,08	Desideras, S; Covino, E.; Messina, S.; Carlson, J.; Hagelberg, J et al, 2015 [82]	6704	Luck, R.E., 2018 [70]
-5,40	Gontcharov, G.A., 2006 [86]	6645	Casagrande L.; Schoenrich R.; Asplund M.; Cassisi S; Ramirez I., et al, 2011 [81]
-5,4	Duflot, M.; Figón, P. y Meyssonier, M., 1995 [87]	6649	Lepine S., Rich R.M. y Shara M.M., 2003 [64]
-4,8	Evans, D.S.; Menzies, A.; y Stoy, R.H., 1957 [88]		

2.3 Material Observacional

El material observacional utilizado en este trabajo, se obtuvo en el año 2017, en las instalaciones del Observatorio Astronómico Nacional de Llano del Hato, en el Estado Mérida, Venezuela. Para ello se utilizó el telescopio reflector de 1 metro de diámetro, al cual se le acopló un espectrógrafo tipo MKIII, contentivo de un dispositivo de carga acoplada (CCD).

Todos los espectros fueron expuestos con la red de 300 l/mm, posicionada en un ángulo de 596. El tiempo de exposición de las lámparas de comparación fue de 0,5 s y 1 s. Los espectros abarcan el rango de longitudes de onda entre 4000 Å a 8000 Å, con una resolución promedio $R \sim 1600$. El CCD utilizado tiene una ganancia de 1,68 electrón/ADU, un ruido de lectura de 7e y un campo de visión aproximado de 4 x 3 arcmin. La dispersión de los espectros para cada estrella fue de: (163 ± 4) Å/mm para la estrella HD 115617; (163 ± 2) Å/mm para HD 134987; (160 ± 3) Å/mm para la estrella HD 169830 y; de (163 ± 3) Å/mm para la estrella HD 139664. (ver Anexo E).

En la Tabla 11, se especifica de manera detallada, el número de observaciones, el tiempo de exposición, la fecha y la hora local cuando fueron realizadas dichas observaciones.

Tabla 11: Características de tomas y tiempos de exposición de las estrellas referentes de estudio.

Nombre	Número de espectros obtenidos	Tiempo de exposición (s)	Fecha de observación (dd-mm-aa)	Hora local de observación (hh:mm:ss)
HD 134987	9	420	06-04-2017	01:00:59,04 a 01:07:59,06
HD 115617	3	300	05-04-2017	22:28:55,016 a 22:39:13,034
HD 169830	4	360	06-04-2017	02:36:37,063 a 02:42:37,018
HD 139664	3	300	06-04-2017	01:25:38,034 a 01:35:57,033

www.bdigital.ula.ve

CAPÍTULO III

METODOLOGÍA Y PROCESAMIENTO

3.1 Características del Lugar de Observación.

El Observatorio Astronómico Nacional de Llano del Hato (OAN), se localiza en el Estado Mérida, Venezuela, específicamente en el sector Apartaderos. Constituye el mayor complejo de observación astrofísica en Venezuela, y se incluye en listados de sitios de observación a mayor altura del mundo. Otra característica evidente de este observatorio, incluye la capacidad de desarrollar observaciones e investigaciones tanto en el Hemisferio Norte como el Sur, en virtud de su localización ecuatorial.

Dicho observatorio se ubica a 3600 m.s.n.m., y sus coordenadas astronómicas son: 08° 47' 11" de Latitud y -70° 52' 19" de Longitud. Este centro observatorio se compone básicamente de cuatro cúpulas, cada una con un telescopio, además de contar con un museo y áreas residenciales para los científicos, que acuden al sitio para desarrollar sus actividades de investigación.

3.2 Equipos Presentes en el Observatorio Astronómico Nacional de Llano del Hato.

El Observatorio Astronómico Nacional de Llano del Hato tiene a disposición los siguientes equipos:

a. Telescopios.

- Telescopio gran refractor: Éste, se compone de un doblete acromático de 650 milímetros de diámetro y su distancia focal es de 10,5 metros.

- Telescopio reflector: Está constituido por un espejo primario de 1 metro de diámetro y una distancia focal de 5 metros. El segundo espejo convexo produce una distancia focal efectiva de 20 metros, logrando aumentar la imagen unas 4 veces.

Este telescopio fue construido en 1955, por la firma alemana Zeiss. Su espejo principal tiene un peso superior a los 300 Kg, presenta una estructura mecánica de tipo ecuatorial, contando con una cúpula de aproximadamente 11 metros que le permite un giro permanente de hasta 360 grados (ver Figura 10).



Figura 10. Telescopio reflector ubicado en el OAN Llano del Hato. Mérida, Venezuela. (Foto: Mauro Medina).

- Telescopio Jürgen Stock (Cámara Schmidt): La configuración óptica que le asiste emplea una lente correctora de 1 metro de diámetro y un espejo cóncavo esférico como objetivo. Por su tamaño, es el tercero de este tipo en el mundo.
- Telescopio astrógrafo doble: Se compone de dos reflectores gemelos optimizados para operar de manera independiente en luz azul y el otro en luz roja, y es utilizado para determinación de posiciones y movimientos estelares con gran precisión.

b. Accesorios de uso astronómicos.

- Cámara YIC: Es un dispositivo de carga acoplada, el cual consiste de un arreglo de 16 CCD de 2048 x 2048 píxeles para un gran total de 67 megapíxeles. Ésta, es una de las cámaras más grandes existentes en el mundo para uso en astronomía.
- La cámara FLIP-Microline: también es un dispositivo de carga acoplada (CCD). Tiene una capacidad de obtención de imágenes débiles o relativamente débiles ($V > 8$ magnitudes). Posee una eficiencia cuántica de 80%, con matriz de 2048 x 2048 píxeles; dispone de una dimensión por píxel de $13,5 \times 13,5 \mu m$, y una dimensión total de $27,6 \times 27,6$ mm. Cuenta además con una ganancia de 1,68 e-/ADU, Ruido 7 e-, con un campo de visión de 4×3 arcmin aproximadamente.
- Espectrógrafo MarkIII: Único espectrógrafo profesional de rendija que opera en Venezuela. Sus características principales le adjudican una óptica fuera de eje de alta eficiencia, peso y dimensiones reducidas. Permite el acople de una cámara CCD Flip de alta calidad (2048 x 2048 píxeles), lámparas de comparación (Mercurio - Neón y Argón) con tres redes de difracción de 300, 600 y 1200 líneas/mm, con alcance de dispersión de 160, 80 y 40 Å/mm, lo que, finalmente, proporciona una dispersión en el CCD Flip de 2,1 y 0,5 Å/píxel. En la Figura 11 se muestra un esquema del espectrógrafo MarkIII.
- Redes de Difracción: Actualmente, existen cinco redes de difracción de tipo planas reflectivas que se utilizan en el espectrógrafo MarkIII. En la Tabla 12 se especifican las características de dichas redes, y en la Figura 12, se muestra una imagen de las mismas.

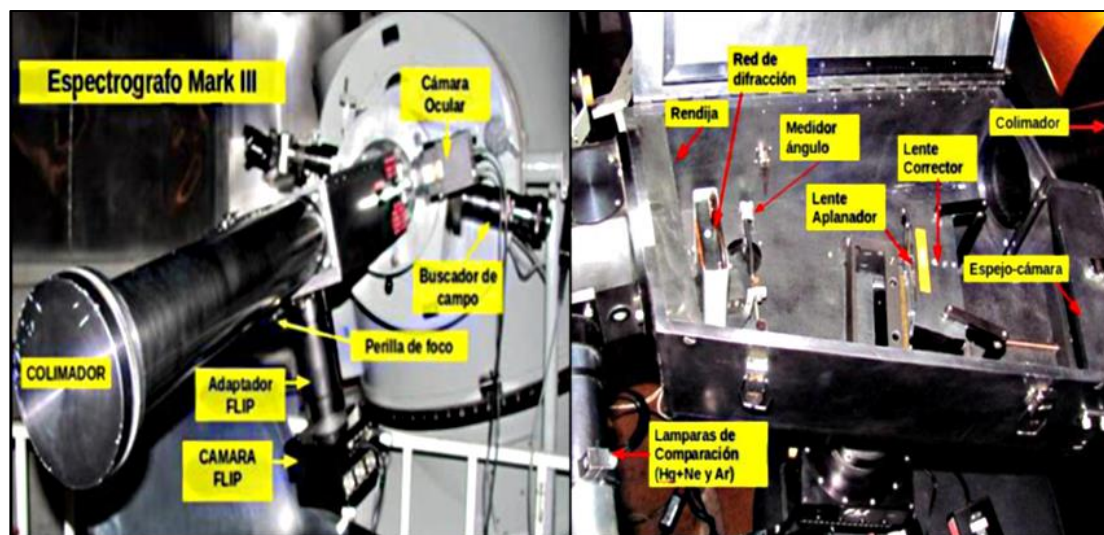


Figura 11. Espectrógrafo MarkIII.

Tabla 12: Características de las redes de difracción planas reflectivas empleadas por el MarkIII.

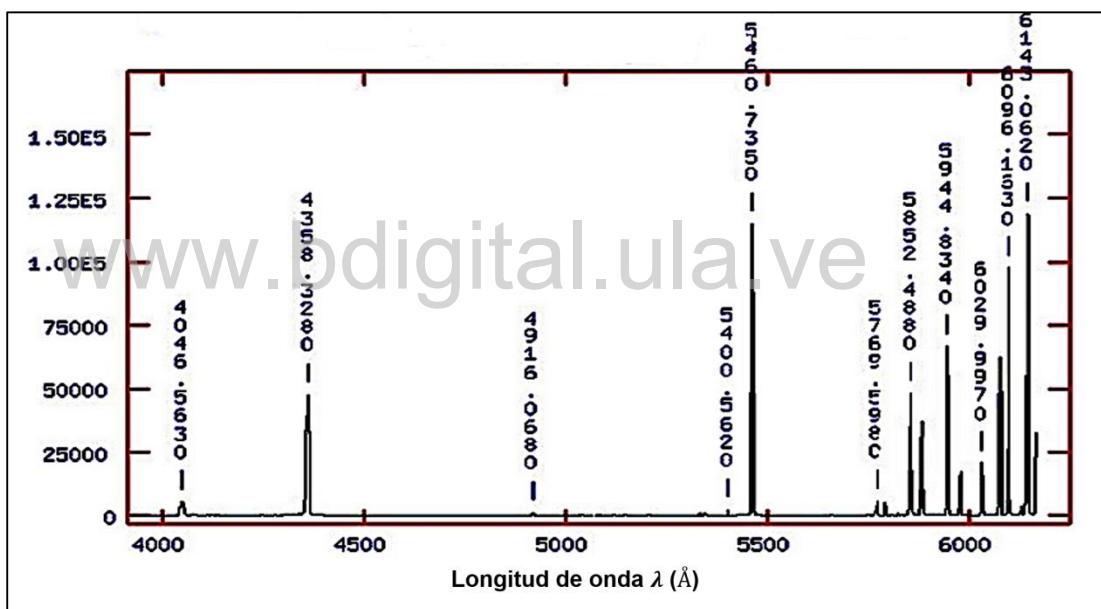
Líneas/mm	Dispersión (Å /pixel)	Rango Espectral (Å)	Longitud de Blazing (Å)	Ángulo Óptimo (Orden 1)
1200	0,5	1000	5070	486 unidades
600	1,1	2000	4072	578 unidades
600	1,1	2000	6606	585 unidades
300	2,2	4000	5000	603 unidades
150	4,0	8000	5120	No calculado



Figura 12. Redes de difracción utilizadas en el espectrógrafo MarkIII.

- Lámparas de Comparación: Actualmente, se dispone solo de dos lámparas de comparación, tipo lápiz, las cuales permiten pasar de unidades registradas en la Cámara Flip (Pixel) a unidades espectrales (longitudes de onda). A saber:

Lámpara de mercurio: Ésta, opera en el rango de 13 a 23 mÅ, tiene un tiempo de vida promedio de 500 horas, según la temperatura. Por lo general, desde el punto de vista de tiempos de exposición, es recomendable emplear 2 segundos, 1 segundo y 0,5 segundos para las redes de difracción de 1200 l/mm, 600 l/mm y 300 l/mm, respectivamente. En la Figura 13 se muestra una parte del perfil del espectro de dicha lámpara.



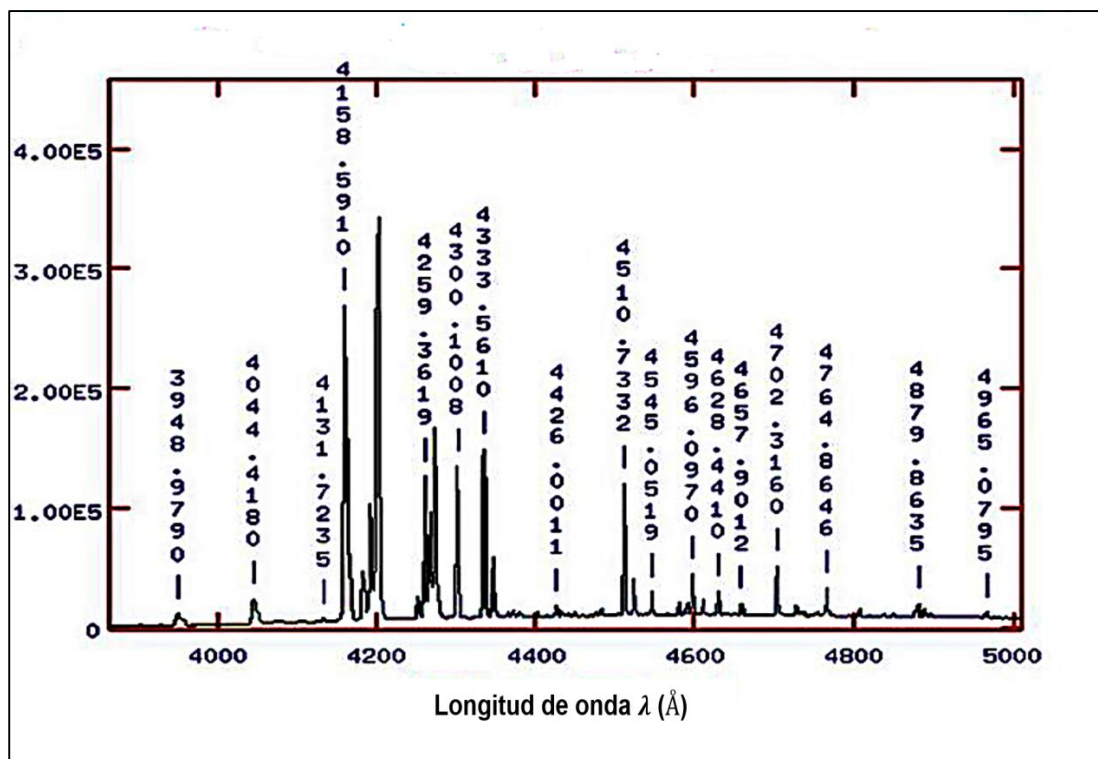


Figura 14. Perfil del espectro de la lámpara Argón red 600 l/mm, 20 seg exposición.

3.3 Metodología.

El procedimiento regular que se sigue para realizar espectroscopia estelar, involucra las siguientes rutinas:

- Observación.
- Pre-reducción.
- Extracción del espectro.
- Calibración en longitud de onda.
- Normalización.

Los pasos, que van desde la pre-reducción hasta la normalización, se generaron con la participación del software IRAF, Versión V2.16, el cual se utilizó para el procesamiento de la data.

3.3.1 Procesamiento de Imágenes a Través del Software IRAF

El paquete informático IRAF, que por sus siglas en inglés traduce “Centro de Reducción y Análisis de Imagen”, es un programa creado en 1981, por astrónomos del Observatorio Nacional de Kitt Peak, en Estados Unidos. En principio, este software tenía un propósito fundamental, el cual consistía en servir como paquete de reducción de datos obtenidos con telescopios terrestres. Con el tiempo, dicho paquete creció más allá de su propuesta original, pasando a abarcar experimentos realizados en el espacio, tales como, el manejo y detección de longitudes de onda en el rango de rayos X e infrarrojos [89].

La esencia del programa IRAF, es proveer herramientas, tanto para el procesamiento de datos I/O (entrada/salida), como para el tratamiento de imágenes y desarrollo interactivo de gráficos, así como también, generar una gran variedad de mecanismos para la manipulación de imágenes y estadística. Igualmente, dicho programa también posee paquetes, que son parte de la instalación estándar, que incluye herramientas básicas de reducción de datos CCD, fotometría y espectroscopia.

3.3.2 Pasos Iniciales de Uso del Software IRAF.

Para el uso del programa IRAF, se inició con la apertura de una terminal del computador, se ejecutó comando `mkiraf` y en la misma secuencia de pasos, se crearon los ficheros `login.cl` y `loginuser.cl`, y finalmente, se creó un directorio llamado `uparm`, en el cual se guardaron archivos de parámetros personalizados.

Al inicio, se procedió a activar el visualizador de imágenes DS9 (ver Figura 15), mediante el uso del comando: `$ds9&`. Posteriormente, se seleccionó la terminal que permitió trabajar de manera interactiva, en este caso, se utilizó el comando `xgterm`. Luego, el programa utilizado es

modificado, para utilizar una nueva modalidad a partir del comando: \$lennys (ver Figura 16).

Con IRAF instalado desde el Programa Astroconda, se ingresó desde el xgterm (ver Figura 16) a partir del comando: \$source actívale iraf27. En la Figura 17, se muestra la entrada al programa IRAF.

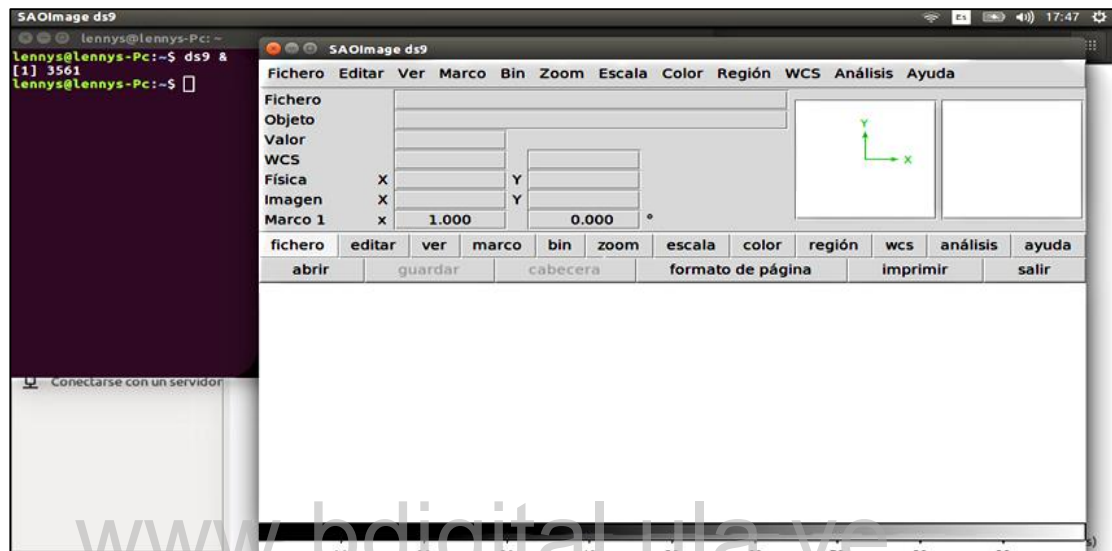


Figura 15. Visor de imágenes DS9.

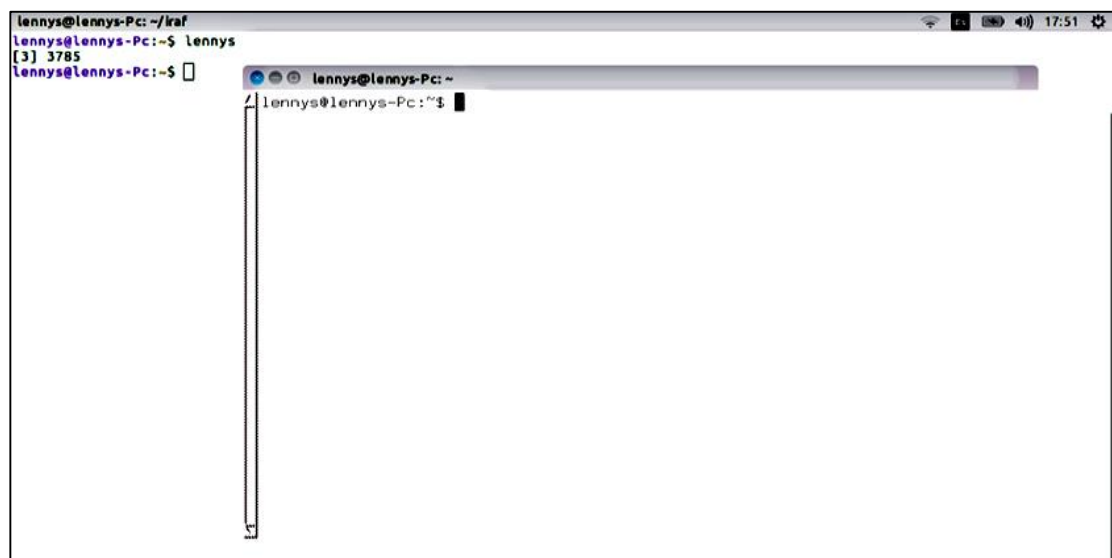


Figura 16. Apertura del xgterm e inicio de IRAF.


```
NOAO/IRAF PC-IRAF Revision 2.16 EXPORT Thu May 24 15:41:17 MST 2012
This is the EXPORT version of IRAF V2.16 supporting PC systems.

Welcome to IRAF. To list the available commands, type ? or ??. To get
detailed information about a command, type `help <command>'. To run a
command or load a package, type its name. Type `bye' to exit a
package, or `logout' to get out of the CL. Type `news' to find out
what is new in the version of the system you are using.

Visit http://iraf.net if you have questions or to report problems.

The following commands or packages are currently defined:

(Updated on 2013-12-13)

      adccdr.  deitab.  images.  mtools.  softtools.  upsqiid.
      cfh12k.  esowfi.  kepler.  nfextern.  sqiid.  utilities.
      cirred.  finder.  language.  noao.  stecf.  vo.
      ctio.  fitsutil.  lists.  obsolete.  stsdas.  xdimsum.
      cutoutpkg.  gemini.  mem0.  plot.  system.  xray.
      dataio.  gmisc.  mscdb.  proto.  tables.
      dbms.  guiapps.  mscred.  rvsao.  ucsciris.

ec1> █
```

Figura 17. Entrada al programa IRAF.

3.3.3 Procesamiento de Imágenes.

El procesamiento de imágenes consiste en modificar los valores que adquieren los píxeles en la imagen digital que se encuentra en la memoria del computador [90].

Antes de comenzar con el procesamiento de imágenes, es necesario llevar a cabo algunos procedimientos, o pasos previos, a fin de obtener una mejor observación, y por ende, una excelente imagen astronómica. Dichos pasos son [90]:

1. Bias u Offset: Es la exposición más corta posible que se hace en la oscuridad. La misma, consiste en una exposición con la cámara obturada y el telescopio "cerrado". Dicha exposición

debe hacerse con el mínimo tiempo que permita la cámara. Esto compensa el ruido introducido en la imagen por los circuitos electrónicos, la lectura, impulsos de reloj, etc. En pocas palabras, el Bias es un ruido producido por la electrónica del equipo.

2. Dark: Es la imagen de la respuesta térmica generada por la cámara, es decir, una exposición producida en total oscuridad, al mismo tiempo, y con la misma temperatura que la imagen pre-procesada.
3. Flat field: Éste, mide la exposición necesaria para alcanzar la mitad de la capacidad de almacenar electrones de los fotositos (celdas) de la cámara. En una imagen flat field (campo plano), la imagen pre-tratada, es constante para todos los arreglos de píxeles.

La rutina a seguir para el tratamiento de las imágenes, de acuerdo a los pasos anteriores, es la siguiente:

www.bdigital.ula.ve

- Corrección por Bias.

El comando de inicio de correcciones se encuentra dentro de los paquetes noao, imred, ccdred, el cual debe ser ingresado a la carpeta donde se encuentra el espectro a procesar. En este caso, se ingresa con el comando `cd/home/lennys/Documentos/61vir`. Cuando se corrige a través de Bias, éste, a su vez genera un Bias master, utilizando todos los Bias que se tomaron durante la noche de observación de las estrellas objeto a estudio. La recopilación de todos estos Bias, se hace mediante el programa `cl> !ls BIAS*fit>bias.list`. Por otro lado, es necesario utilizar otra rutina o tarea llamada “imstat”, la cual permite obtener una imagen con sus valores estadísticos asociados, entre ellos, la desviación estándar media (ver Figura 18).

Los valores que se muestran en la Figura 18, son de mucha utilidad, ya que los mismos son un referente para el análisis de las imágenes, sobre

todo, en lo concerniente a la desviación estándar media, procurando, que ésta no sea superior a los valores que aparecen en dicha Figura. De ser así, éstos, de ipso facto, se eliminan directamente de la carpeta o lista de datos de la imagen.

```
ccdred> cd /home/lennys/Documentos/61virtodo/61vir
ccdred> !ls BIAS*.fit>bias.list
ccdred> imstat @bias.list
```

#	IMAGE	NPIX	MEAN	STDDEV	MIN	MAX
	BIAS_001.fit	4618201	1849.	58.32	0.	3593.
	BIAS_002.fit	4618201	1850.	58.34	0.	3138.
	BIAS_003.fit	4618201	1851.	58.46	0.	8318.
	BIAS_004.fit	4618201	1851.	58.43	0.	4879.
	BIAS_005.fit	4618201	1852.	58.49	0.	7561.
	BIAS_006.fit	4618201	1852.	58.41	0.	2656.
	BIAS_007.fit	4618201	1853.	58.42	0.	2409.
	BIAS_008.fit	4618201	1853.	58.43	0.	2684.
	BIAS_009.fit	4618201	1853.	58.49	0.	6091.
	BIAS_010.fit	4618201	1853.	58.51	0.	5116.

```
ccdred> █
```

Figura 18. Verificación de las imágenes Bias con la tarea imstat.

Una vez verificadas las imágenes, se procede a crear el Bias máster. Para ello, es necesario ingresar primero el paquete noao, ya que, dentro de él, se encuentra el paquete imred, que, a su vez, contiene el paquete ccdred. A través de este último, se ejecuta la tarea zerocombine. Dicha tarea, se encarga de combinar todos los Bias, y generar un solo Bias promedio. Los parámetros usados fueron los establecidos en la Figura 19.

El resto de procesos para la corrección de ruidos, los cuales incluyen Dark y Flat field, no se aplicaron por cuanto no se disponía de las tomas de imágenes facilitadas para el estudio.

```

                                I R A F
                        Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = ccdred
      TASK = zerocombine

input  =      @bias.list  List of zero level images to combine
(output =      bias.fit) Output zero level name
(combine=      average) Type of combine operation
(reject =      minmax) Type of rejection
(ccdtype=      ) CCD image type to combine
(process=      no) Process images before combining?
(delete =      no) Delete input images after combining?
(clobber=      no) Clobber existing output image?
(scale =      none) Image scaling
(statsec=      ) Image section for computing statistics
(nlow =      0) minmax: Number of low pixels to reject
(nhigh =      1) minmax: Number of high pixels to reject
(nkeep =      1) Minimum to keep (pos) or maximum to reject (neg)
(mclip =      yes) Use median in sigma clipping algorithms?
(lsigma =      3.) Lower sigma clipping factor
(hsigma =      3.) Upper sigma clipping factor
(rdnoise=      7) ccdclip: CCD readout noise (electrons)
(gain =      1.68) ccdclip: CCD gain (electrons/DN)
(snoise =      0.) ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
(pclip =      -0.5) pclip: Percentile clipping parameter
(blank =      0.) Value if there are no pixels
(mode =      ql)

```

Figura 19. *Parámetros de la tarea zerocombine.*

- Definición de Región Overscan y Región Útil CCD.

Para seleccionar esta zona, se debe tomar en cuenta que en los CCD existen dos direcciones: la dirección espacial y el eje de dispersión. Una vez claro con estos aspectos, se procede a especificarlos y colocar una imagen. Antes de hacerle tratamiento a los datos, es necesario determinar cuál sección de la imagen es donde se encuentra la zona “overscan”, a la cual, el programa refiere como “biassec”, así como también, determinar la sección que contiene los datos útiles o “trimsec”. Para seleccionar estas

zonas se hace uso de la tarea Implot (ver Figura 20), utilizando los espectros de las estrellas objeto estudio en este Trabajo.

Dos hechos muy importantes hay que tomar en cuenta en este proceso. Primero, que las secciones en IRAF se deben definir como [Coll:ColF, LinI:LinF]. Segundo, si son estrellas de la misma noche, se hace uso del mismo trimsec y biassec para todas las fotografías, por el contrario, si son de diferentes noches, debe utilizarse tanto IRAF como trimsec y biassec, según la noche de observación.

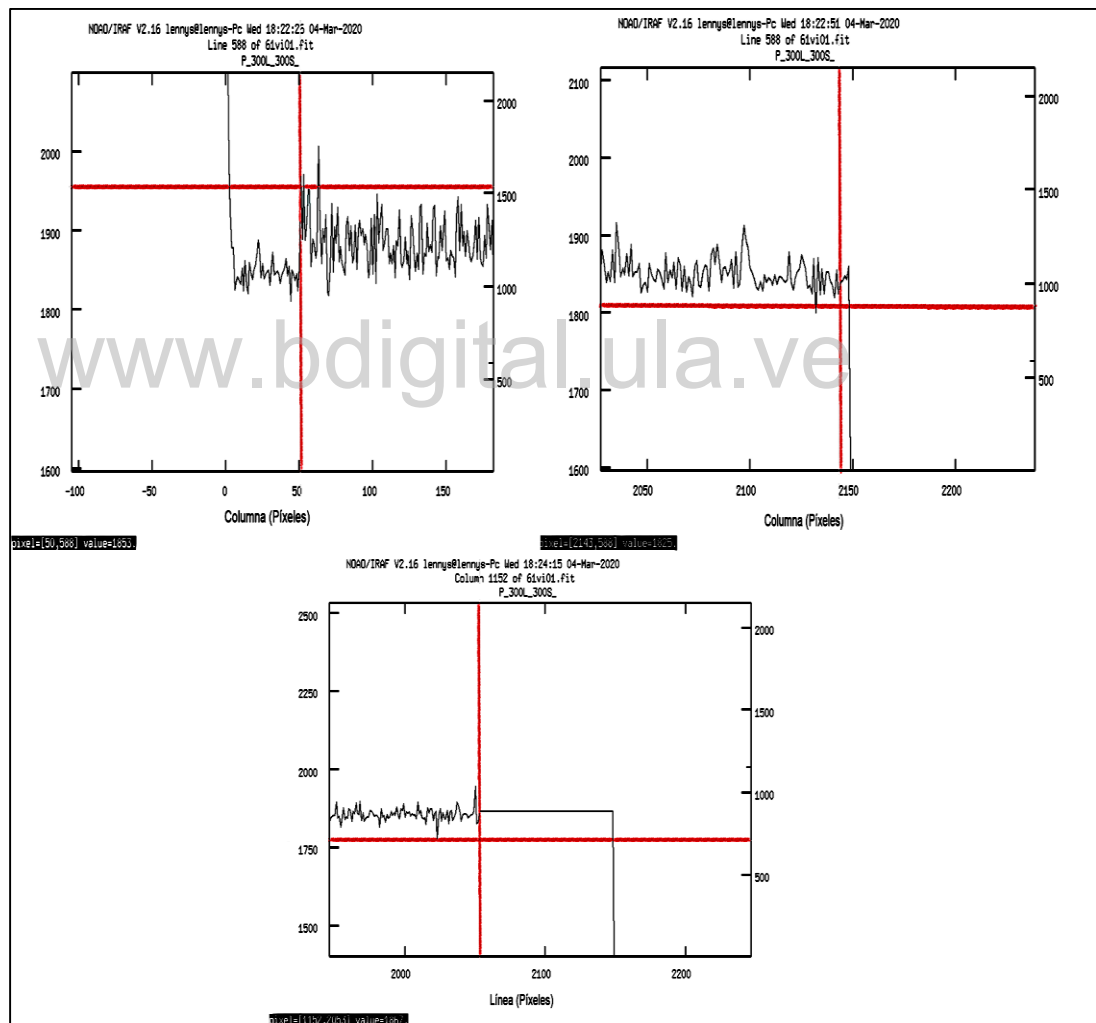


Figura 20. Cortes del overscan y sección útil del ccd.

- Corrección Overscan, Trimming y Bias.

Una vez elegida la zona overscan, las labores se orientan al proceso de correcciones overscan, trimming y la del Bias, mediante la tarea ccdproc, que se encuentra en los paquetes noao, imred y ccdred. Para ello, es necesario ingresar primero al paquete noao, posteriormente a imred y luego a ccdred, y a través de este último, se ejecuta la tarea ccdproc, mediante el comando siguiente:

```
cl> epar ccdproc
```

Previo a todo lo anteriormente señalado, es recomendable hacer una lista, que incluya todos los espectros a corregir. Para su configuración, primero se escribe el comando: `>!ls nombre_de_estrellas*.fit>espectros.lis`. Posteriormente, para completar la lista, se escribe el siguiente comando: `$ awk '{print "z" $1}' espectros.lis> espectroscorregidos.lis`. Cubiertos los pasos antes señalados, se procede a realizar la corrección con el uso de la tarea ccdproc (ver Figura 21).

Los parámetros modificados (entrada y salida) constituyen las listas que permitirán las modificaciones de las imágenes. Además, se agregaron las secciones de trimsec y biassec, ya seleccionados, y se cambiaron los parámetros para que solo hiciera correcciones por Bias. Finalmente, se le dio el nombre del Bias máster creado. Con la selección y corrección obtenidas, se procede a la extracción del espectro.

```

IIRAF
Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = ccdred
TASK = ccdproc

images = ☐ @spectros.lis List of CCD images to correct
(output = @spectroscorregidos.lis) List of output CCD images
(ccdtype= ) CCD image type to correct
(max_cac= 0) Maximum image caching memory (in Mbytes)
(noproc = no) List processing steps only?

(fixpix = no) Fix bad CCD lines and columns?
(overscan= yes) Apply overscan strip correction?
(trim = yes) Trim the image?
(zero= yes) Apply zero level correction?
(darkcor= no) Apply dark count correction?
(flatcor= no) Apply flat field correction?
(illum= no) Apply illumination correction?
(fringe= no) Apply fringe correction?
(readcor= no) Convert zero level image to readout correction?
(scan= no) Convert flat field image to scan correction?

(readaxi= line) Read out axis (column|line)
(fixfile= ) File describing the bad lines and columns
(biassec= [2040:2080,1:1074]) Overscan strip image section
(trimsec= [50:2036,899:1289]) Trim data section
(zero = bias.fit) Zero level calibration image
(dark = ) Dark count calibration image
(flat = ) Flat field images
(illum = ) Illumination correction images
More

IIRAF
Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = ccdred
TASK = ccdproc
More
(fringe = ☐ ) Fringe correction images
(minrepl= 1.) Minimum flat field value
(scantype= shortscan) Scan type (shortscan|longscan)
(nscan = 1) Number of short scan lines

(interac= no) Fit overscan interactively?
(function= chebyshev) Fitting function
(order = 1) Number of polynomial terms or spline pieces
(sample = *) Sample points to fit
(naverage= 1) Number of sample points to combine
(niterat= 1) Number of rejection iterations
(low_rej= 3.) Low sigma rejection factor
(high_rej= 3.) High sigma rejection factor
(grow = 0.) Rejection growing radius
(mode = ql)

```

Figura 21. Parámetros de la tarea ccdproc.

- Extracción del Espectro

Para realizar la extracción de espectro se requiere del uso de la tarea Apall, la cual, se puede obtener de los paquetes noao, twodspec y apextract. Para ello, se debe ingresar al paquete noao, seguidamente a twodspec y finalmente al paquete apextract. Sin embargo, antes de usar la tarea apall, es recomendable utilizar el comando: `cl> epar apextract`, el cual permite modificar el eje de dispersión. (ver Figura 22)

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = twodspec
TASK = apextract

(dispxi= 1) Dispersion axis (1=along lines, 2=along columns)
(database= ) Database
(verbose= no) Verbose output?
(logfile= ) Text log file
(plotfil= ) Plot file
(version= APEXTRACT V3.0: August 1990)
(mode = ql)

```

Figura 22. Modificación del eje de dispersión para extracción de los espectros.

Posteriormente, se utiliza el paquete apextrac, y de esta manera, se modifican los parámetros de apall, tal como se muestra en la Figura 23.

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = apextract
TASK = apall

input = z61vi01.fit List of input images
(output= ) List of output spectra
(aperture= ) Apertures
(format= onedspec) Extracted spectra format
(referen= ) List of aperture reference images
(profile= ) List of aperture profile images

(interac= yes) Run task interactively?
(find = yes) Find apertures?
(recente= yes) Recenter apertures?
(resize= yes) Resize apertures?
(edit = yes) Edit apertures?
(trace = yes) Trace apertures?
(fittrac= yes) Fit the traced points interactively?
(extract= yes) Extract spectra?
(extras = no) Extract sky, sigma, etc.?
(review = yes) Review extractions?

(line = INDEF) Dispersion line
(nsum = 10) Number of dispersion lines to sum or median

# DEFAULT APERTURE PARAMETERS

(lower = -5.) Lower aperture limit relative to center
(upper = 5.) Upper aperture limit relative to center
More >

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = apextract
TASK = apall
More >
(apidtab= ) Aperture ID table (optional)

# DEFAULT BACKGROUND PARAMETERS

(b_funct= chebyshev) Background function
(b_order= 1) Background function order
(b_sampl= -20:-8,8:20) Background sample regions
(b_naver= -100) Background average or median
(b_niter= 0) Background rejection iterations
(b_low_r= 3.) Background lower rejection sigma
(b_high= 3.) Background upper rejection sigma
(b_grow = 0.) Background rejection growing radius

# APERTURE CENTERING PARAMETERS

(width = 5.) Profile centering width
(radius = 10.) Profile centering radius
(thresho= 0.) Detection threshold for profile centering

# AUTOMATIC FINDING AND ORDERING PARAMETERS

nfind = 1 Number of apertures to be found automatically
(minsep = 5.) Minimum separation between spectra
(maxsep = 1000.) Maximum separation between spectra

```

Figura 23. Parámetros de la tarea apall.

Esta tarea es de modo interactivo, y en su desarrollo se abren varias ventanas: La primera, aborda la apertura de extracción del espectro. La segunda ventana, maneja ajustes de la función para el espectro. Ésta, se utiliza para insertar modificaciones que permitan una mejor calidad visual del espectro, para ello, se utiliza el comando: order N. En las imágenes a y b de la Figura 24, se muestran los espectros crudos, mientras que, las imágenes c y d, de la misma Figura, corresponden a los espectros, ya de mejor calidad, una vez que se aplica el comando order N.

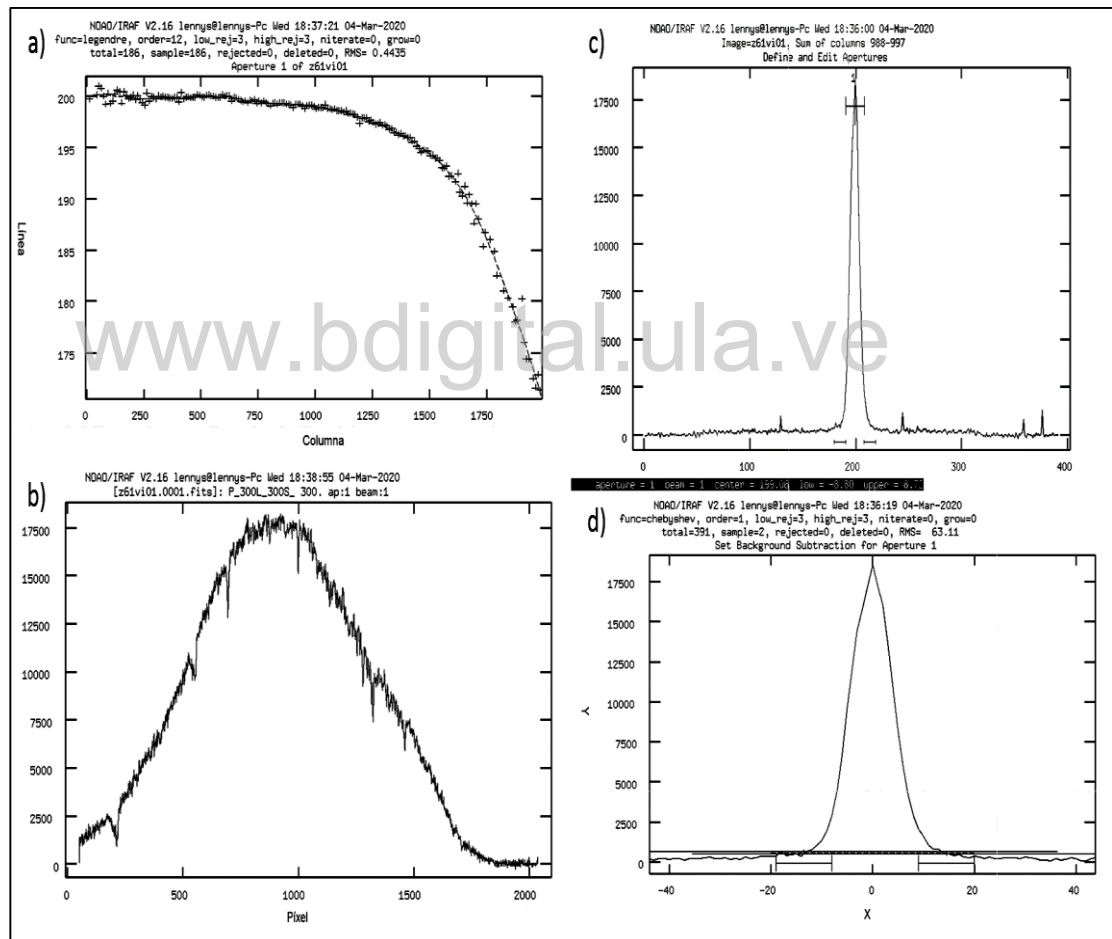


Figura 24. Extracción de espectros crudos (a y b) y procesados (c y d) mediante la tarea apall y el comando order N.

- Extracción de la Lámpara de Comparación.

La extracción del espectro de la lámpara, se genera siguiendo los mismos procedimientos, y utilizando los mismos parámetros que se aplican para la extracción del espectro de la estrella. Para ello, se hace uso del comando `cl>apall nombre_de_la_lámpara out=nombre_de_salida_de_lámpara ref=estrella_de_referencia trace- recent- intera- back-`.

Dicho comando, contiene todas las especificaciones, tanto de los espectros estelares, como de las lámparas de comparación, que posea el espectrógrafo en cuestión. En este trabajo, se utilizó específicamente la lámpara HgNe. (ver Figura 25)

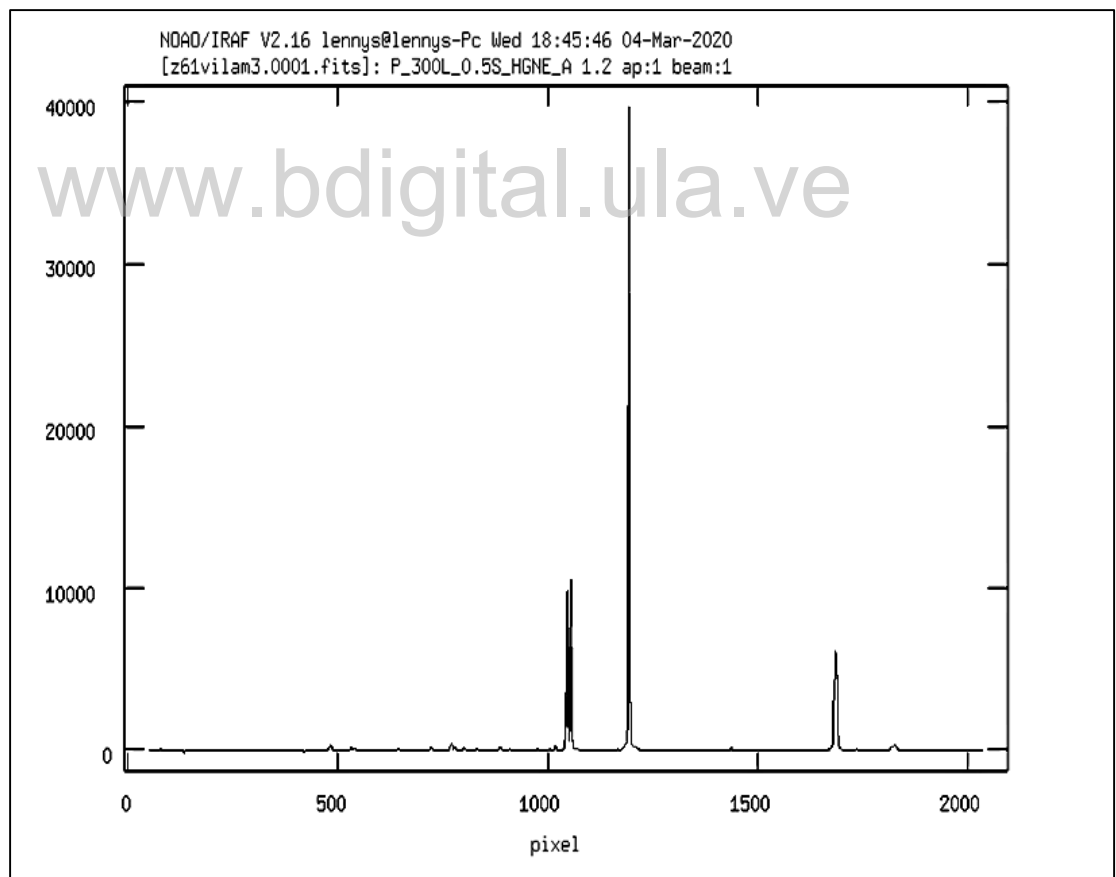


Figura 25. Espectro extraído de la lámpara de HgNe.

- **Identificación de las Líneas Espectrales de la Lámpara de Comparación HgNe.**

En la identificación de las líneas del espectro de comparación, se utilizan las líneas correspondientes a las lámparas disponibles para tal efecto. En este trabajo en particular, se utilizó el espectro de la lámpara de HgNe (ver Figura 26). En el programa IRAF, la tarea utilizada corresponde a *identify* (ver Figura 27), a la cual se accede a partir de los paquetes Noao y Onedspec, respectivamente. El uso específico de esta tarea requiere contar con una base de datos de líneas espectrales y sus elementos en cada una de las lámparas. En este caso, las bases de datos corresponden a la lámpara HgNe.

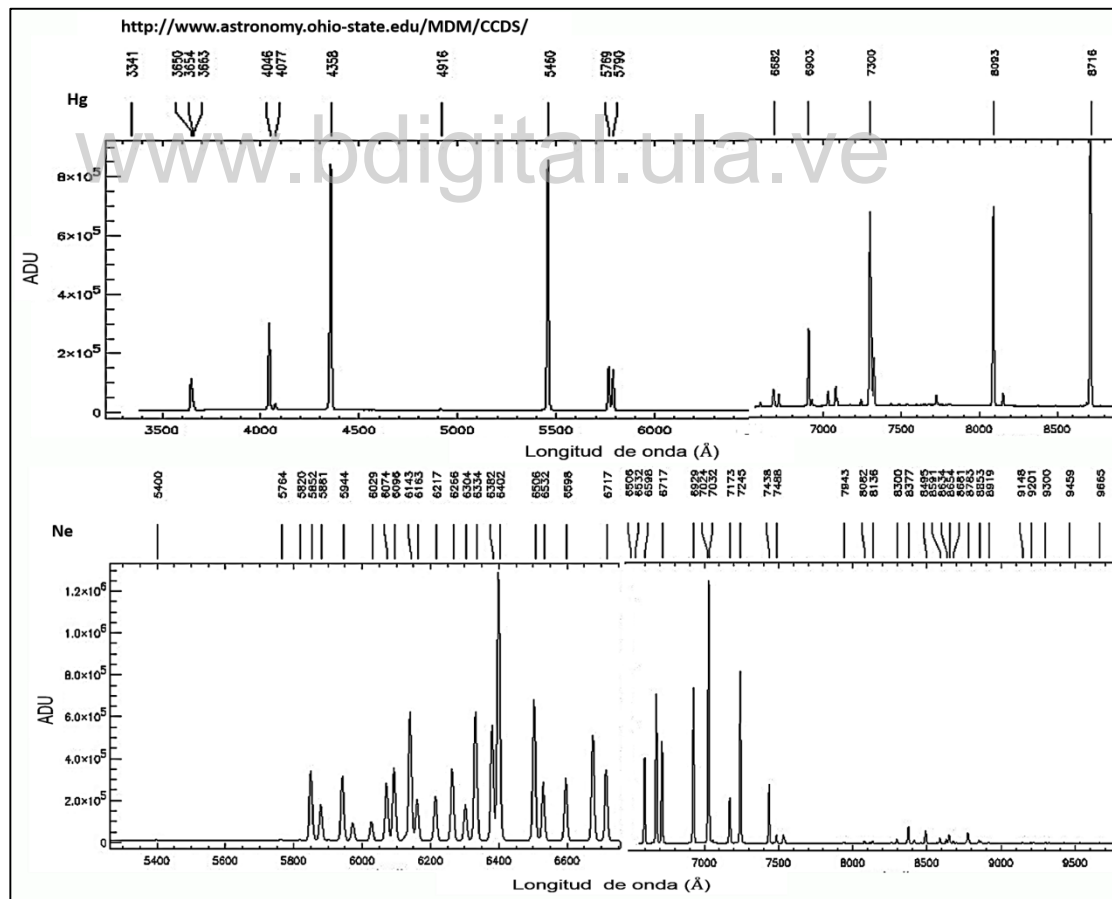


Figura 26. Patrones o líneas espectrales de la lámpara (HgNe) de comparación utilizada en este Trabajo.

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = onedspec
TASK = identify

images = z61vilam3.0001.fits Images containing features to be identified
(section=      middle line) Section to apply to two dimensional images
(database=      database) Database in which to record feature data
(coordli=      oriellam.dat) User coordinate list
(units =      ) Coordinate units
(nsum =      10) Number of lines/columns/bands to sum in 2D images
(match =      -3.) Coordinate list matching limit
(maxfeat=      50) Maximum number of features for automatic identification
(zwidth =      100.) Zoom graph width in user units
(ftype =      emission) Feature type
(fwidth =      2.5) Feature width in pixels
(cradius=      5.) Centering radius in pixels
(thresho=      0.) Feature threshold for centering
(minsep =      2.) Minimum pixel separation
(function=      spline3) Coordinate function
(order =      1) Order of coordinate function
(sample =      *) Coordinate sample regions
(niterat=      0) Rejection iterations
(low_rej=      3.) Lower rejection sigma
(high_re=      3.) Upper rejection sigma
(grow =      1.) Rejection growing radius
(autowri=      no) Automatically write to database
(graphic=      stdgraph) Graphics output device
(cursor =      ) Graphics cursor input
crval =      Approximate coordinate (at reference pixel)
More

```

Figura 27. *Parámetros de la tarea identify.*

Una vez que se especifican los parámetros en la tarea identify, se procede a realizar una correlación visual de las líneas espectrales. Para ello, se identifican las líneas en la lámpara de comparación con los patrones de la Figura 26. Posteriormente, se ingresan las longitudes de ondas de las líneas identificadas, en forma manual (ver figura 28). Una vez cubierta esta actividad, se procede a realizar un ajuste de la función de coordenadas (ver Figura 29). Con dicha función, se relaciona la posición de los pixeles con las longitudes de onda ingresadas. Esto, permite obtener la relación entre los pixeles del eje de dispersión y las longitudes de onda correspondiente.

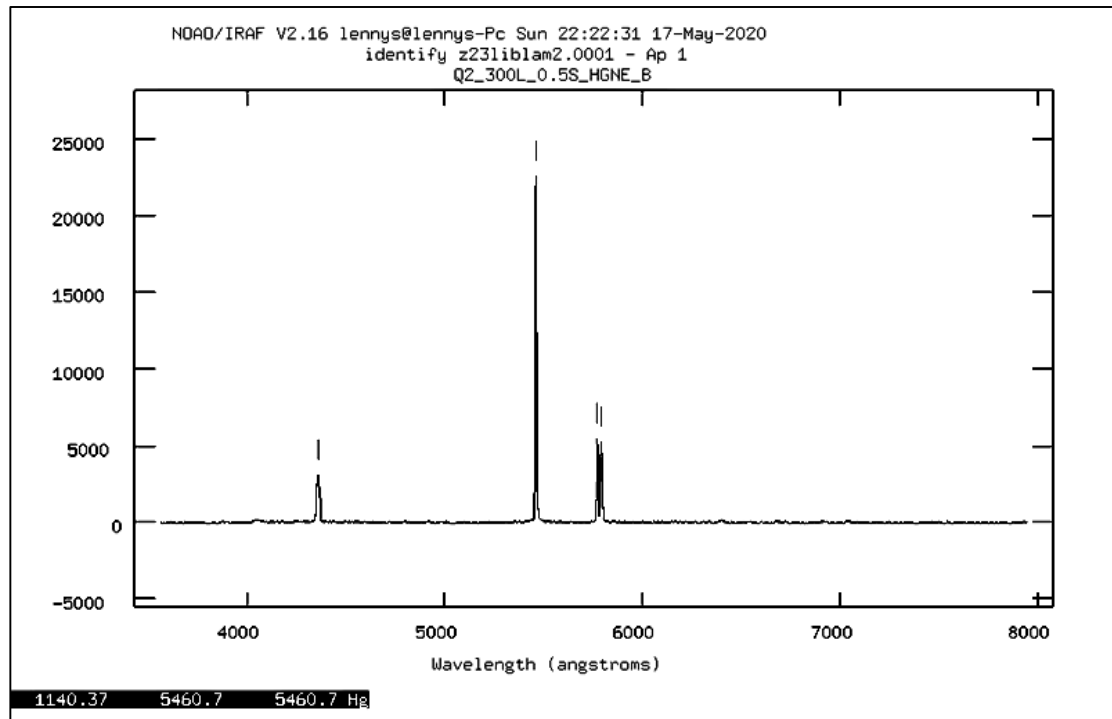


Figura 28. Líneas espectrales identificadas en la lámpara de comparación.

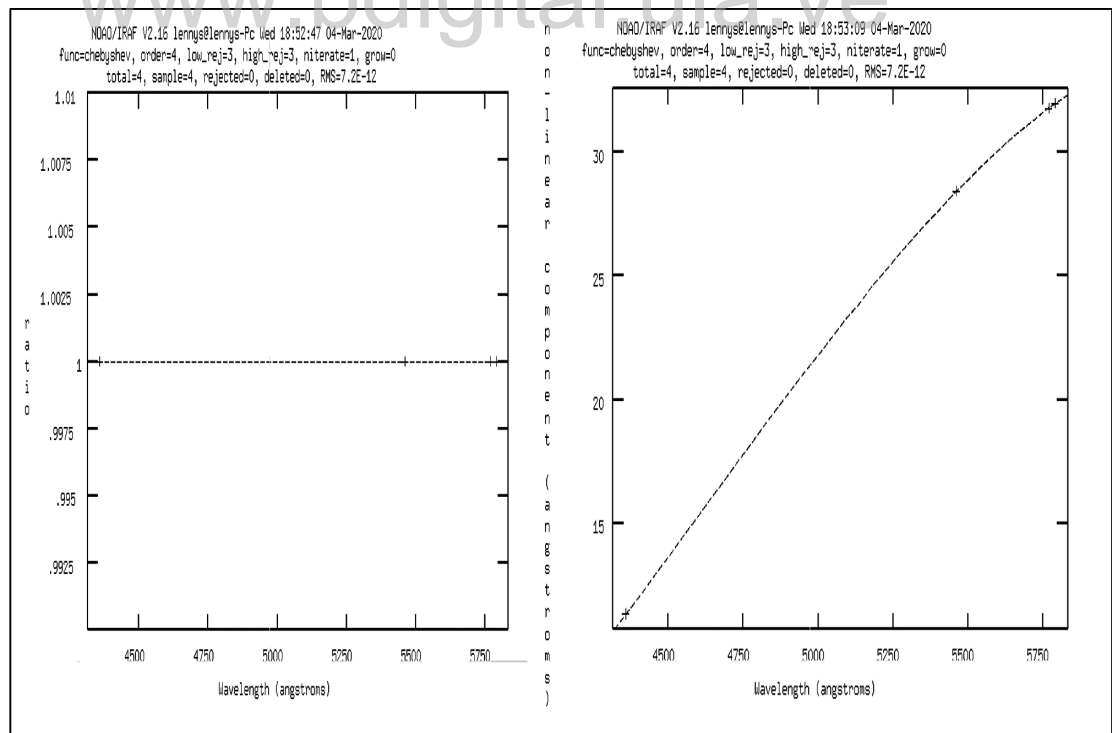


Figura 29. Ajuste de la función de coordenadas.

Finalmente, obtenida la calibración de lámpara de comparación, ésta, se referencia al espectro de la estrella objeto a estudio en este trabajo, a través del comando refspect (ver Figura 30).

```
onedspec> hedit z61vi01.0001.fits field=REFSPEC1 value=z61vilam3.0001.fits
z61vi01.0001.fits,REFSPEC1 (eje.0001.fits -> z61vilam3.0001.fits):
z61vi01.0001.fits,REFSPEC1: eje.0001.fits -> z61vilam3.0001.fits
update z61vi01.0001.fits ? (yes):
z61vi01.0001.fits updated
onedspec> █
```

Figura 30. Referencia de la lámpara de comparación calibrada al espectro de la estrella objeto estudio en este Trabajo.

- Calibración del Espectro en Longitud de Onda

Para calibrar el espectro de las estrellas objeto de estudio en este trabajo, en longitudes de onda, es necesario el uso de la tarea dispcor, la cual permite la correlación entre el espectro de la estrella y el espectro obtenido y calibrado de la lámpara de comparación, obteniéndose al final, el cambio unidades de pixeles a angstroms (unidades de longitud de onda). Los parámetros de dicha tarea se pueden ver en la Figura 31. Igualmente, esta tarea, también crea, de manera automática, un archivo que se vincula con el espectro de la estrella objeto estudio (calibrado en longitudes de onda), el cual se visualiza a través de un splot, llamado el continuo del objeto. El mismo, se muestra en la Figura 32. No obstante, para los fines de identificación de las líneas espectrales, es necesario normalizar dicho espectro.

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = onedspec
TASK = dispcor

input  = z61vi01.0001.fits  List of input spectra
output = espectro           List of output spectra
(lineari= ☐) yes) Linearize (interpolate) spectra?
(database= database) Dispersion solution database
(table = ) Wavelength table for apertures
(w1 = INDEF) Starting wavelength
(w2 = INDEF) Ending wavelength
(dw = INDEF) Wavelength interval per pixel
(nw = INDEF) Number of output pixels
(log = no) Logarithmic wavelength scale?
(flux = yes) Conserve total flux?
(blank = 0.) Output value of points not in input
(samedis= no) Same dispersion in all apertures?
(global = yes) Apply global defaults?
(ignorea= no) Ignore apertures?
(confirm= no) Confirm dispersion coordinates?
(listonl= no) List the dispersion coordinates only?
(verbose= yes) Print linear dispersion assignments?
(logfile= ) Log file
(mode = ql)

```

Figura 31. Parámetros de la tarea dispcor.

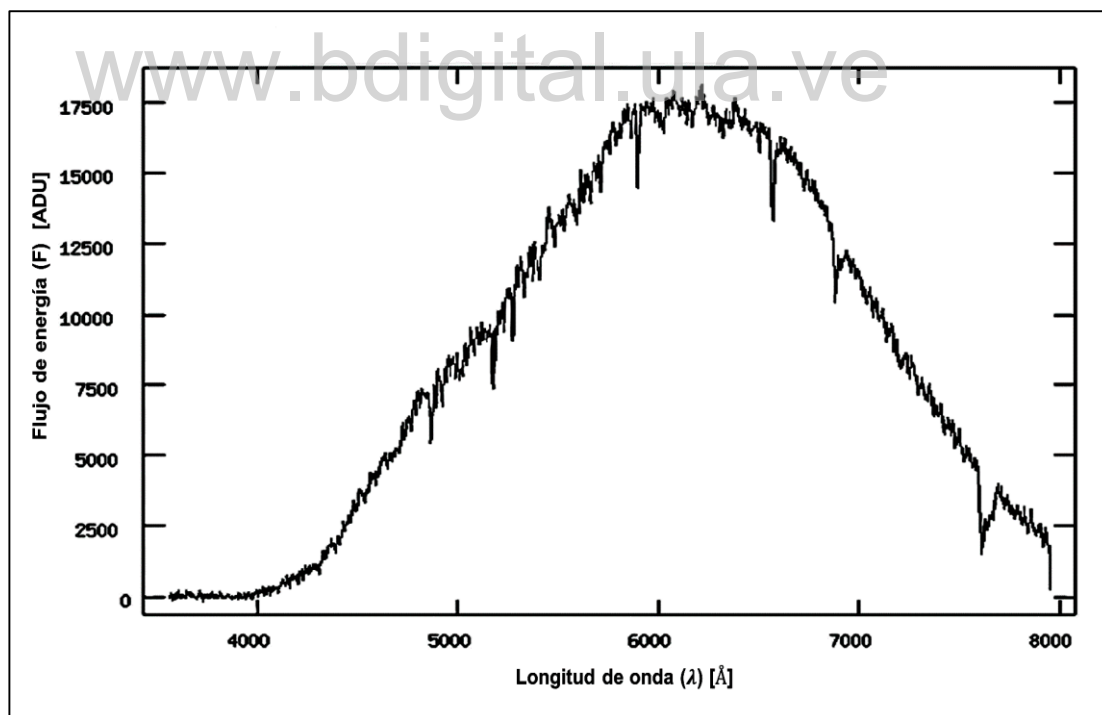


Figura 32. Espectro calibrado en longitud de onda de la estrella objeto estudio en este Trabajo.

- Normalización del Espectro

La normalización del espectro se genera a partir de la tarea Continuum. Esta función del programa permite la modificación de los parámetros y del espectro calibrado de la estrella objeto estudio (ver Figuras 33 y 34), los cuales, una vez procesados, dan como resultado el espectro de la estrella objeto estudio en este trabajo, totalmente normalizado, y listo para el proceso de identificación de sus líneas espectrales (ver Figura 35).

```

                                I R A F
                        Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = onedspec
  TASK = continuum

input  =      espectro.fits  Input images
output =      nespectro     Output images
(lines =      *)           Image lines to be fit
(bands =      1)           Image bands to be fit
(type  =      ratio)       Type of output
(replace=      no)         Replace rejected points by fit?
(wavesca=     yes)         Scale the X axis with wavelength?
(logscal=     no)         Take the log (base 10) of both axes?
(overrid=     no)         Override previously fit lines?
(listonl=     no)         List fit but don't modify any images?
(logfile=     logfile)     List of log files
(interac=     yes)         Set fitting parameters interactively?
(sample  =      *)         Sample points to use in fit
(naverag=     1)           Number of points in sample averaging
(function=    spline3)     Fitting function
(order  =      1)           Order of fitting function
(low_rej=     2.)          Low rejection in sigma of fit
(high_re=     0.)          High rejection in sigma of fit
(niterat=     10)          Number of rejection iterations
(grow   =      1.)         Rejection growing radius
(markrej=     yes)         Mark rejected points?
(graphic=    stdgraph)     Graphics output device
(cursor  =      )          Graphics cursor input
ask      =      yes
(mode   =      ql)
```

Figura 33. Parámetros de la tarea continuum.

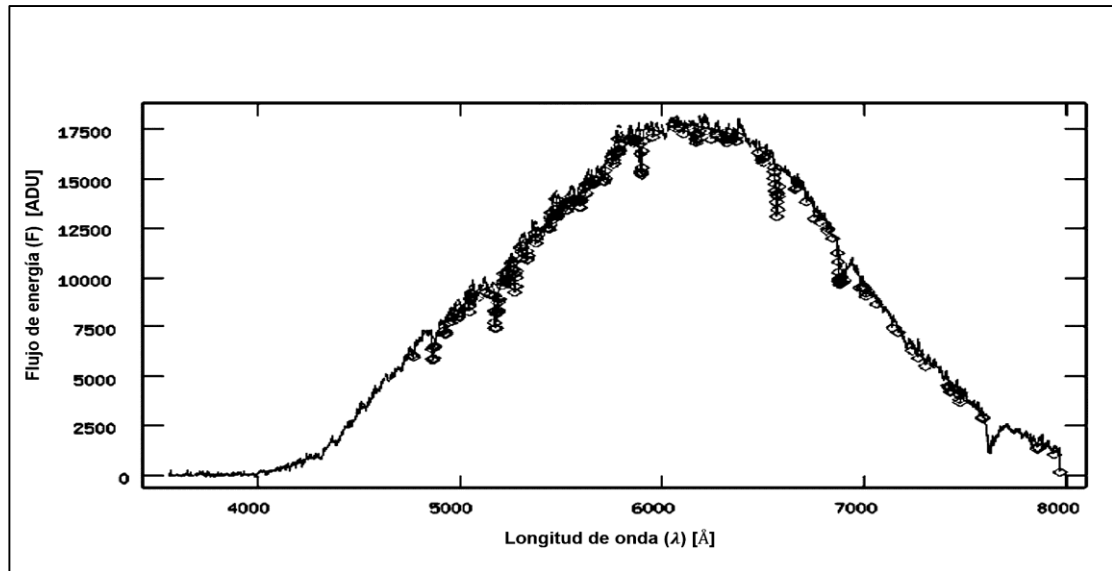


Figura 34. Ajustes del espectro calibrado de la estrella objeto estudio.

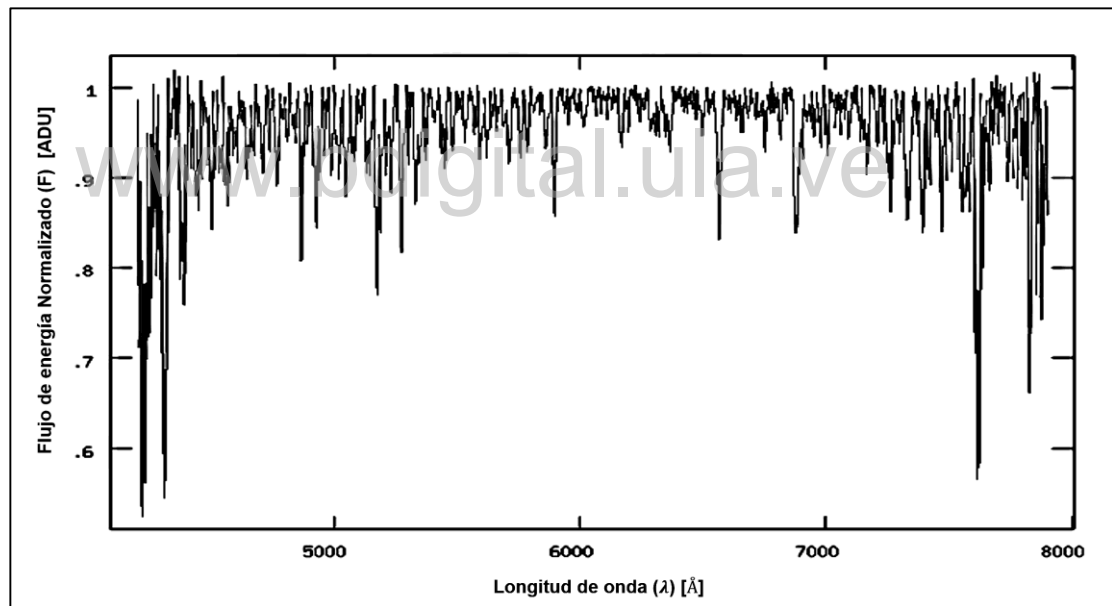


Figura 35. Espectro normalizado de la estrella objeto estudio en este Trabajo.

3.3.4 Identificación, Selección y Medición de Líneas Fotosféricas.

Para el proceso de identificación de las líneas fotosféricas, se establecieron los siguientes criterios [91]:

- Profundidad del centro de la línea con un mínimo del 10% del continuo local, es decir, debe ser distinguible del ruido que compone al continuo.
- Perfil de la línea con un mínimo de ruido y sin contaminación de perfiles de otras líneas espectrales.
- Línea con tendencia a la simetría.
- Comparabilidad del ancho de la línea con el ancho que presentan la mayoría de las líneas en el espectro.

Para la medición de cada línea espectral, se utiliza el programa IRAF, a través del cual, se llevan a cabo los siguientes ajustes:

- Determinación del centro de la línea.
- Aplicación de ajuste por aproximación Gaussiana para hallar el punto mínimo de dicha línea.
- Determinación de la longitud de onda correspondiente a dicho punto mínimo.

Todo lo anteriormente descrito, se puede visualizar en la Figura 36.

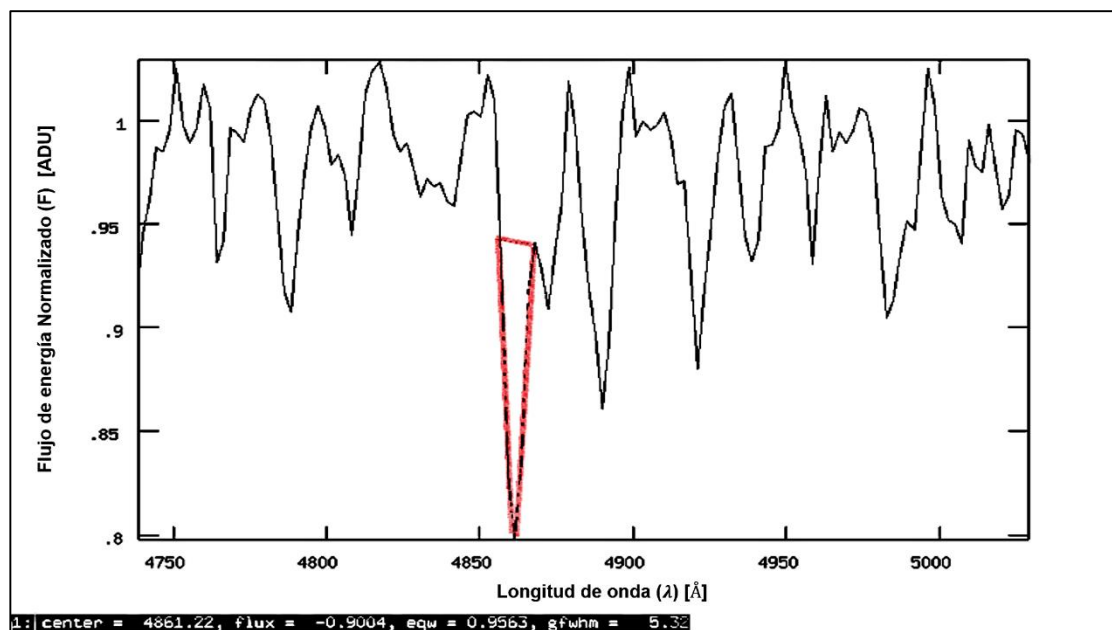


Figura 36. Porción del espectro de una de las estrellas objeto estudio en este trabajo, donde se muestran el centro, el ajuste gaussiano y el mínimo de las líneas espectrales con sus respectivas longitudes de onda.

Una vez que se tiene todo el espectro normalizado de la estrella objeto estudio, las longitudes de onda de las líneas espectrales expresadas en angstroms, se procede a la identificación de las mismas. Para ello, se recurre al método de comparación de líneas similares analizadas por otros autores de la misma estrella, o de estrellas tipo solar, semejantes a las de la estrella objeto estudio. Igualmente, se hace uso de la famosa Tabla de Multipletes de Moore [92], así como también de otra base de datos establecidos en diferentes Atlas contentivos de líneas espectrales estelares [93].

3.3.5 Efecto Doppler-Fizeau y Cálculo de la Velocidad Radial

Antes de entrar en el cálculo de la velocidad radial de las estrellas objeto estudio en este Trabajo, es conveniente explicar, a grosso modo, en que consiste el efecto Doppler-Fizeau. En primer lugar, dicho efecto es una consecuencia directa de la Teoría de la Relatividad Especial de Einstein. El primero de ellos C. Doppler, en 1842, sugirió que la longitud de onda de la luz tenía que variar proporcionalmente a la velocidad de aproximación o alejamiento que la fuente luminosa posee con respecto al observador. Posteriormente, en 1848, A. Fizeau fue el primero que lo aplicó correctamente a las ondas electromagnéticas. De ahí el doble nombre de Doppler-Fizeau dado a este efecto. Dicho efecto afirma que, cuando un foco emite energía con una longitud de onda λ , y existe un desplazamiento relativo con respecto a un observador o receptor, éste recibe la radiación con una longitud de onda λ_0 , donde: $\lambda_0 = \lambda(1 + V_r/c)$. Esta expresión, corresponde a la ecuación (16) planteada en este trabajo. Como se nota, el efecto Doppler-Fizeau no es más que, el cambio de frecuencia aparente de una onda, producido por el movimiento relativo de la fuente, respecto a un observador. El mismo, es utilizado para medir las velocidades radiales de muchos objetos celestes, a todas las escalas del Universo.

Antes de determinar la velocidad radial de cada una de las líneas espectrales de las estrellas objeto estudio en este trabajo, es necesario

hacer la corrección heliocéntrica, la cual consiste en la corrección del movimiento de la estrella respecto a un punto de referencia. En este caso, se escogió el Sol como punto de referencia. Dicha corrección, la lleva a cabo el programa IRAF a través de la tarea rvcorrect inserta dentro del paquete noao-rv. Dicho arreglo, también toma en cuenta la posición del Observatorio Astronómico Nacional Llano del Hato (altitud, latitud y longitud). Igualmente, debe añadirse el día, mes y año, así como el tiempo universal en que se realizó la observación. Así mismo, hay que incluir la ascensión recta y de declinación de las estrellas objeto estudio. Satisfechos todos los requerimientos anteriores, se procede a calcular la velocidad radial de cada una de las líneas espectrales identificadas para cada estrella objeto estudio, a partir de la ecuación (16), mencionada anteriormente.

Una vez que se tiene la velocidad radial de cada una de las líneas espectrales, es necesario, para los fines prácticos y científicos, conocer la velocidad radial promedio $\bar{V}_r$ de cada estrella objeto estudio, y su desviación estándar (σ). Ambos parámetros, se obtienen mediante las ecuaciones (22) y (23), respectivamente:

$$\bar{V}_r = \sum_{i=1}^n v_i / n, \quad (22)$$

donde, ($\bar{V}_r$) es la velocidad radial promedio; v_i , es la velocidad radial de cada línea fotosférica y; n , es el número total de líneas.

$$\sigma = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^n (v_i - \bar{V}_r)^2}{n(n-1)}}, \quad (23)$$

donde, v_i , es la velocidad de cada línea espectral; ($\bar{V}_r$), velocidad radial promedio y; n , es el número total de líneas.

3.3.6 Cálculo de la Temperatura Efectiva.

La temperatura efectiva de las estrellas analizadas en este trabajo, se obtiene a través de la Ley de Wien, tal como se muestra en la ecuación (8). La longitud de onda máxima requerida para tal fin, lo determina el programa

IRAF mediante la tarea splot, utilizando el continuo de cada espectro de las estrellas objeto estudio.

www.bdigital.ula.ve

CAPÍTULO IV

RESULTADOS OBTENIDOS EN ESTE TRABAJO

4.1 Introducción

Una vez seleccionadas las líneas espectrales de acuerdo a los criterios establecidos en el apartado 3.3.4 del Capítulo III, se asignaron, para cada línea escogida, los elementos o especies atómicas con valores cercanos o coincidentes con sus longitudes de onda, utilizando la Tabla de Multipletes de Moore, así como también de otra base de datos establecidos en diferentes Atlas contentivos de líneas espectrales estelares. Igualmente, se recurrió al método de comparación de líneas similares en otros espectros analizadas por otros autores de la misma estrella, o de estrellas tipo solar, semejantes a las de la estrella objeto estudio.

Justo después que culmina el proceso de identificación de todas líneas espectrales escogidas y la asignación de las diferentes especies atómicas para todas ellas, se procede a determinar la velocidad radial de cada línea, posteriormente, la velocidad radial promedio y su desviación estándar, y finalmente, la temperatura efectiva. Todo esto, por supuesto, para cada estrella objeto estudio en este Trabajo.

4.2 Velocidades radiales de las estrellas objeto estudio

A continuación, se presentan los resultados obtenidos en este Trabajo del estudio realizado de las estrellas HD 115617, HD 134987, HD 169830 y HD 139664. Para cada una de ellas, una vez finalizadas las observaciones en el Observatorio Nacional Llano del Hato (Mérida – Venezuela), se estudiaron sus espectros (continuos y normalizados), en un rango de longitudes de onda desde 4000 Å hasta 8000 Å. Se identificaron las líneas espectrales y, se determinaron las velocidades radiales de cada línea

espectral, así como también, la velocidad radial promedio de cada estrella objeto estudio, con su respectiva desviación estándar. Igualmente, se examinaron las líneas de la serie de Balmer presentes en cada estrella y se hallaron sus velocidades radiales.

4.2.1 Estrella HD 115617

En el rango espectral examinado de esta estrella (ver Figura 37), se identificaron 65 líneas espectrales (ver anexo A). Dichas líneas corresponden a las siguientes especies atómicas, cuya composición química, porcentualmente sería: Fe I (49%), Ti I (9%), Ni I (8%), Ti II (6%), Mg I (6%), Si I (5%), Cr I (5%), Co I (3%), V I (2%), Sc I (2%), Na I (2%), La II (1%), Fe II (1%) y Ce II (1%). Este porcentaje se muestra en la Figura 38. En cuanto a la serie de Balmer, solamente se identificaron las líneas H_{α} y H_{β} .

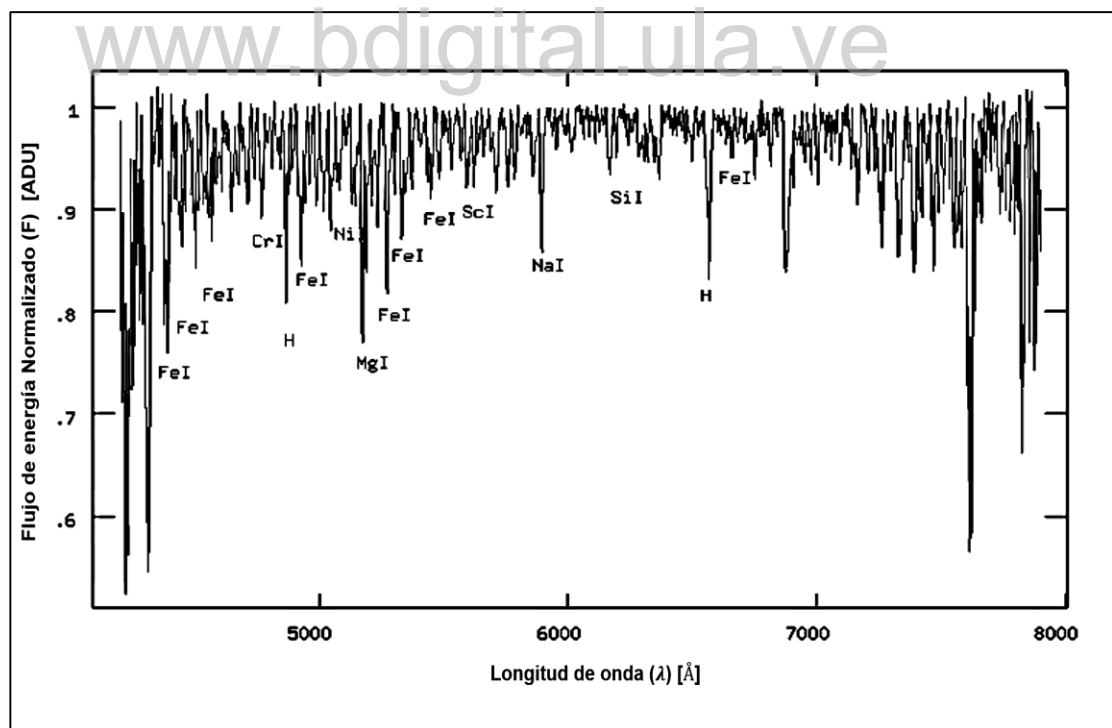


Figura 37. Porción del rango espectral normalizado de la estrella HD 115617.

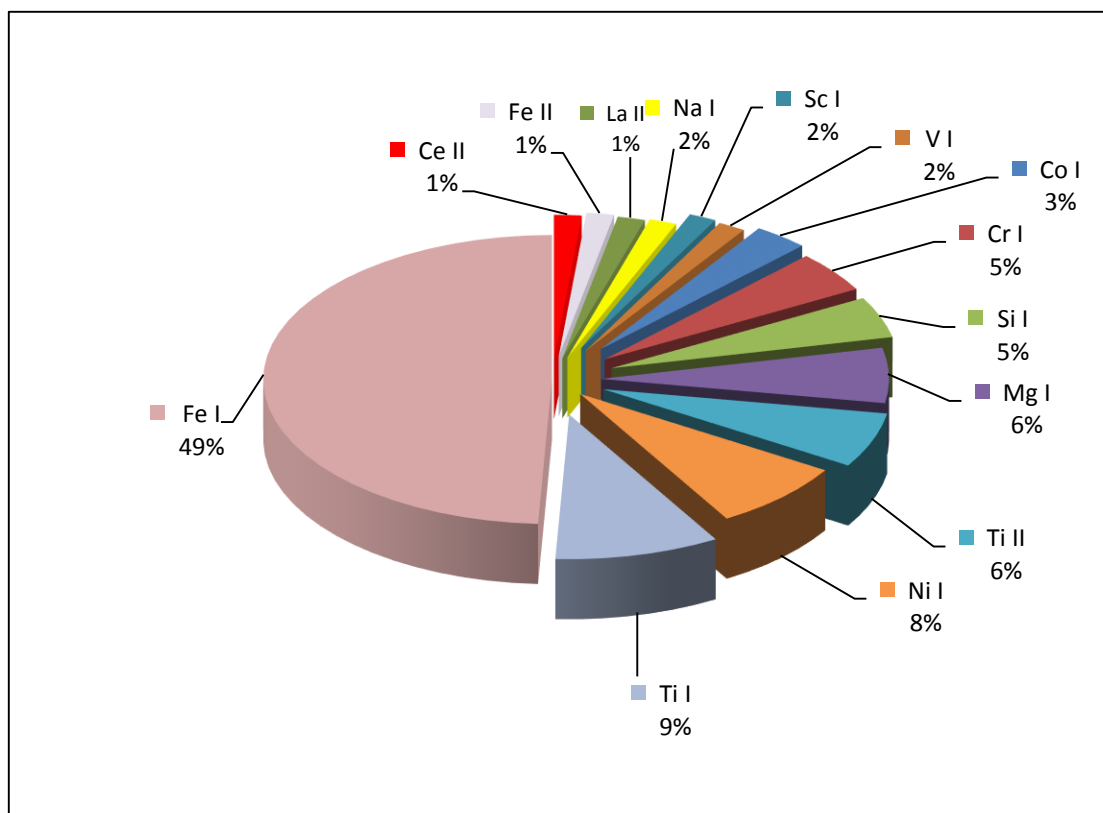


Figura 38. Porcentaje de especies atómicas identificadas en la porción del espectro analizado de la estrella HD 115617.

La velocidad radial promedio y su desviación estándar, correspondiente a la estrella HD 115617, es $\bar{V}_r = (-8,2 \pm 0,2) \text{ km/s}$.

- Día de observación: 05/04/2017 (Día Juliano 2457849,61113).
- Hora Legal de Venezuela (HLV): 22:31:55,0295.
- Corrección Heliocéntrica: $V_{\text{he}} = (+5,09 \text{ km/s})$.

Las velocidades radiales de H_α y H_β son $+135,643 \text{ km/s}$ y $+38,208 \text{ km/s}$, respectivamente. Los perfiles de ambas líneas se muestran en las Figuras 39 y 40.

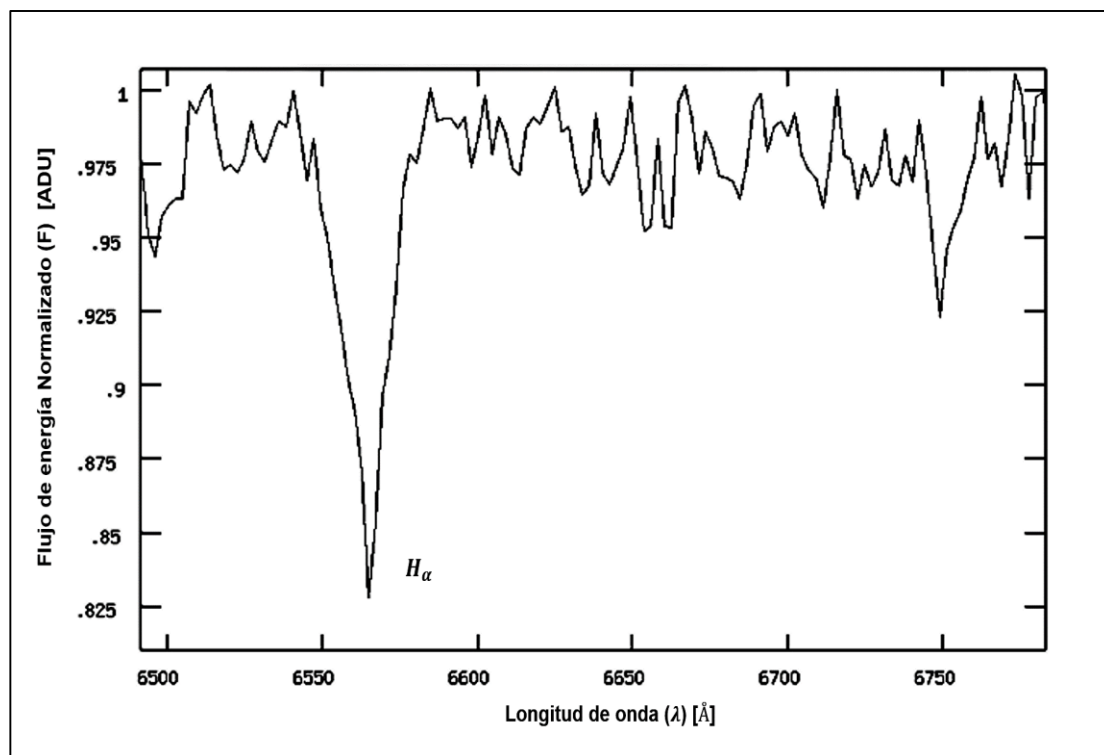


Figura 39. Perfil de la línea H_{α} de la estrella HD 115617.

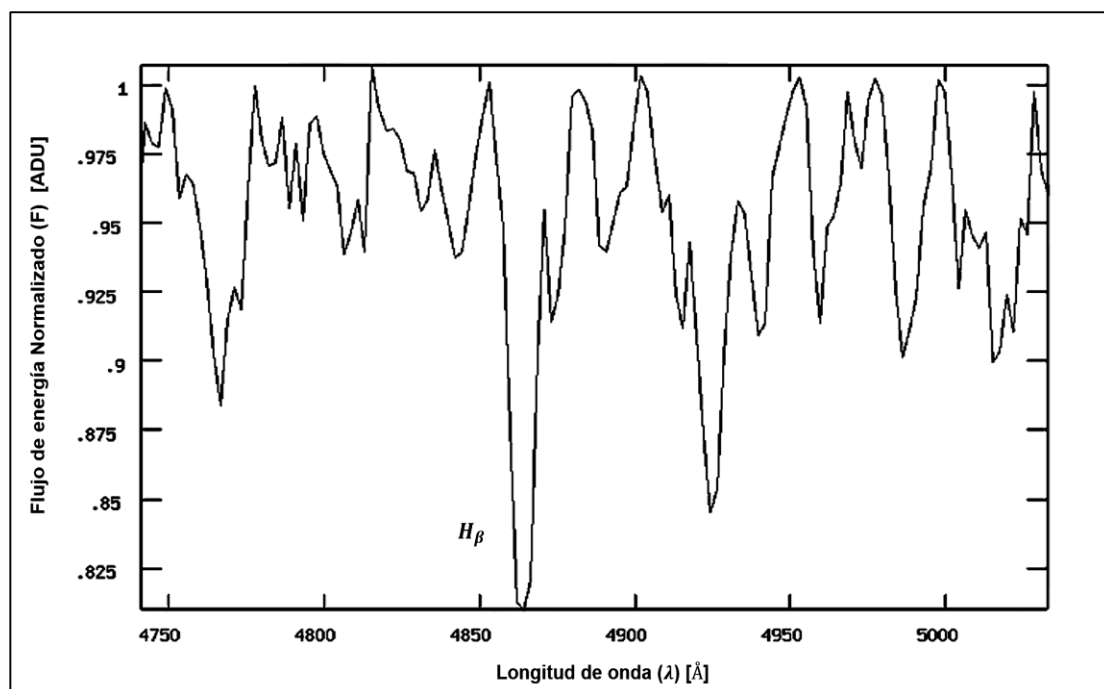


Figura 40. Perfil de la línea H_{β} de la estrella HD 115617

4.2.2 Estrella HD 134987.

Se identificaron 61 líneas fotosféricas en el rango espectral observado de la estrella HD 134987 (ver anexo B). Porcentualmente, los elementos químicos asociados a dichas líneas son: Fe I (49%), Cr I (8%), V I (5%), Ni I (5%), Ti I (3%), Si I (3%), Sc II (3%), Mn I (3%), Fe II (3%), Ca I (3%), Mg I (3%), Ti II (2%), Nd I (2%), Nb I (2%), Na I (2%), Gd II (2%) y Ce II (2%). En la Figura 41 se muestra el rango espectral obtenido de dicha estrella, mientras que, en la Figura 42, se puede visualizar el porcentaje de especies atómicas de las líneas identificadas. De igual manera, se identificaron las líneas H_α y H_β de la serie de Balmer, cuyos perfiles se muestran en las Figuras 43 y 44.

La velocidad radial promedio y su desviación estándar, para la estrella HD 134987 corresponde a: $\bar{V}_r = (+5,1 \pm 0,2)$ km/s.

La fecha y hora de observación, así como la corrección heliocéntrica son:

- Día de observación: 06/04/2017 (DJ: 2457849,71539).
- Hora Legal de Venezuela (HLV). 01:04:59,06.
- Corrección heliocéntrica: $V_{he} = (+18,011)$ km/s).

El valor de las velocidades radiales de H_α y H_β , calculadas en este trabajo, son $-277,867$ km/s y $+11,104$ km/s, respectivamente. Los perfiles de dichas líneas, se muestran en las Figuras 43 y 44.

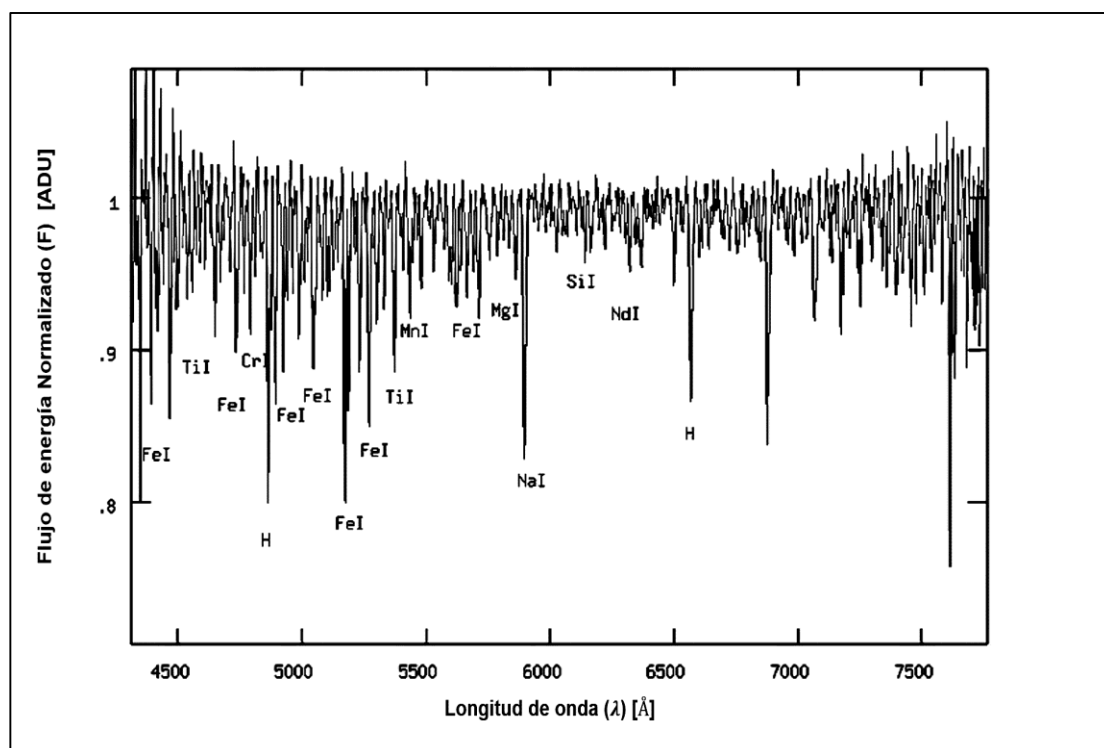


Figura 41. Porción del rango espectral normalizado de la estrella HD134987.

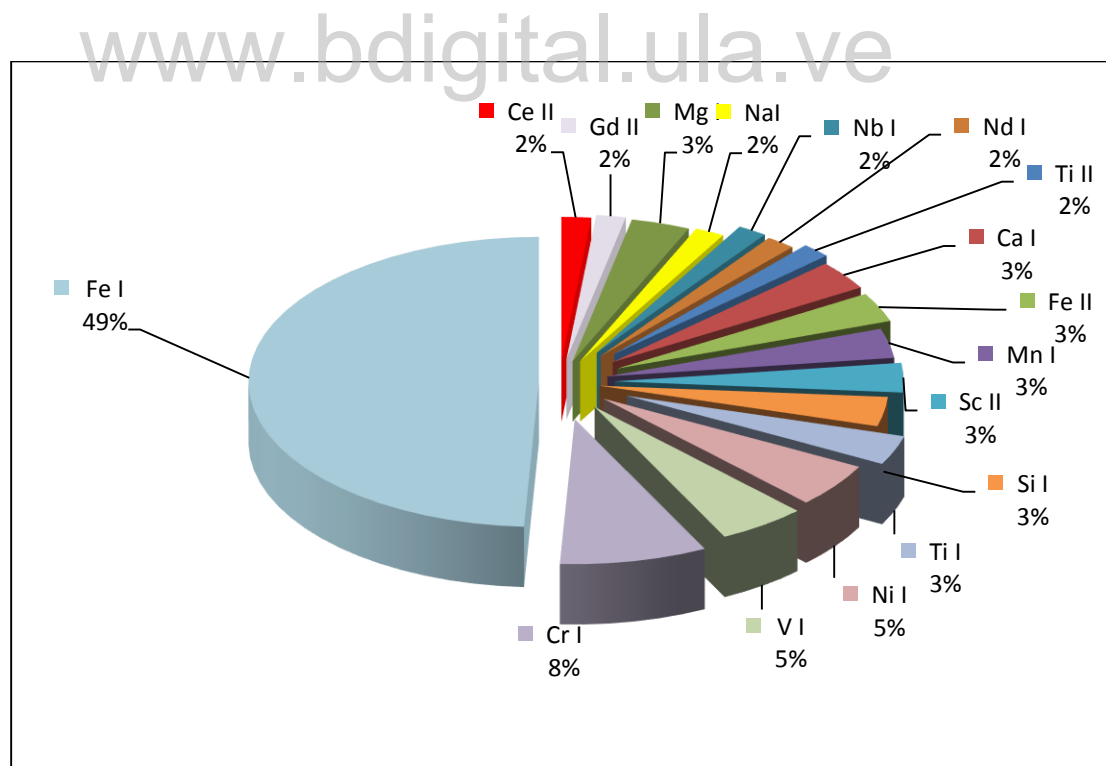


Figura 42. Porcentaje de especies atómicas identificadas en la porción del espectro analizado de la estrella HD 134987.

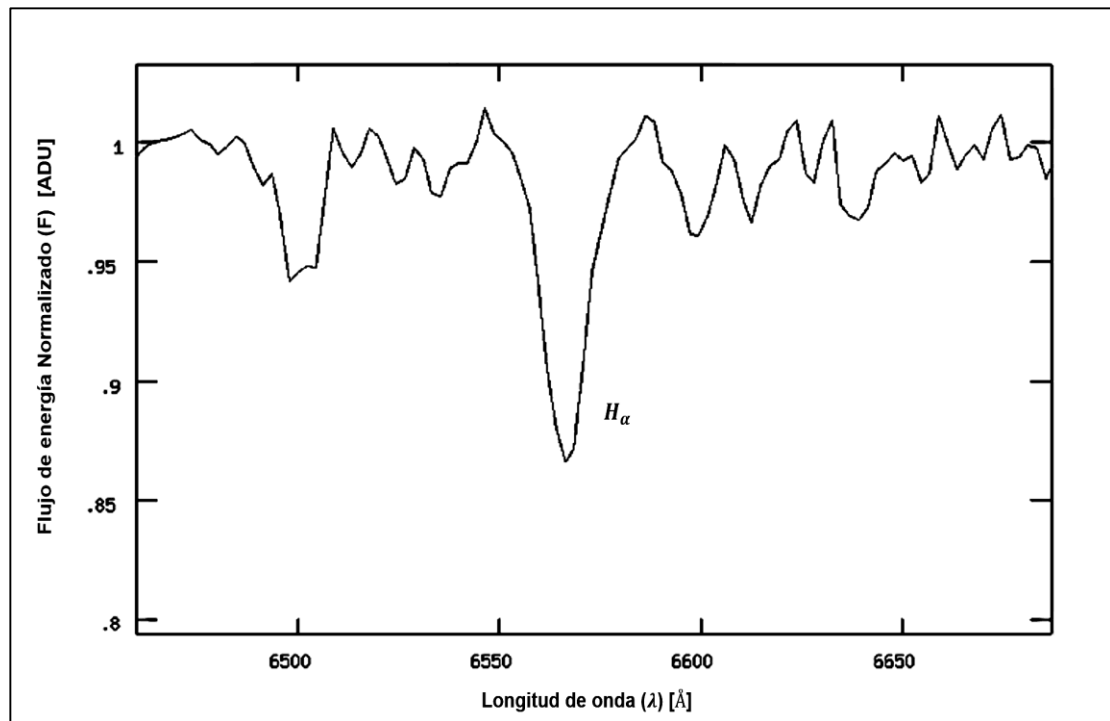


Figura 43. Perfil de la línea H_{α} de la estrella HD 134987.

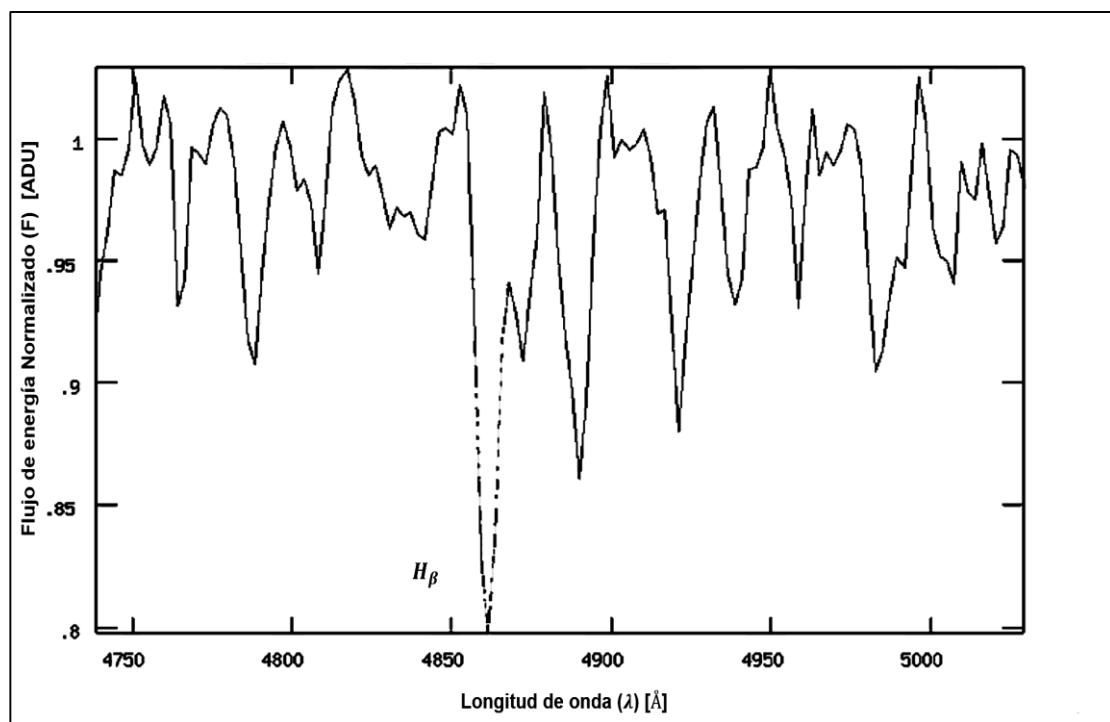


Figura 44. Perfil de la línea H_{β} de la estrella HD 134987.

4.2.3 Estrella HD 169830.

En la porción del rango espectral de HD 169830 (ver Figura 45), examinada en este Trabajo, se identificaron 64 líneas espectrales fotosféricas (ver Anexo C). Porcentualmente, los elementos químicos identificados indican la presencia de: Fe I (44%), Ti I (8%), Fe II (8%), Cr I (8%), V I (6%), Ti II (5%), Ni I (5%), Ca I (5%), Zr II (3%), La II (3%), Co I (3%), Mg I (1%) y Gd II (1%). Éstos, se pueden visualizar en la Figura 46. Por otro lado, de la serie de Balmer, solo se identificaron las líneas H_{α} y H_{β} . Cuyos perfiles se muestran en las Figuras 47 y 48.

La velocidad radial promedio y su desviación estándar, para la estrella HD 169830 corresponde a: $\bar{V}_r = (-17,2 \pm 0,3) \text{ km/s}$.

La fecha y hora de observación, así como la corrección heliocéntrica son:

- Día de observación: 06/04/2017 (DJ: 2457849,61188).
- Hora Legal de Venezuela (HLV). 02:39:37,04.
- Corrección heliocéntrica: $V_{he} = (+29,53 \text{ km/s})$.

El valor de las velocidades radiales de H_{α} y H_{β} , calculadas en este trabajo, son $+102,756 \text{ km/s}$ y $+20,711 \text{ km/s}$, respectivamente. Los perfiles de dichas líneas, se muestran en las Figuras 47 y 48.

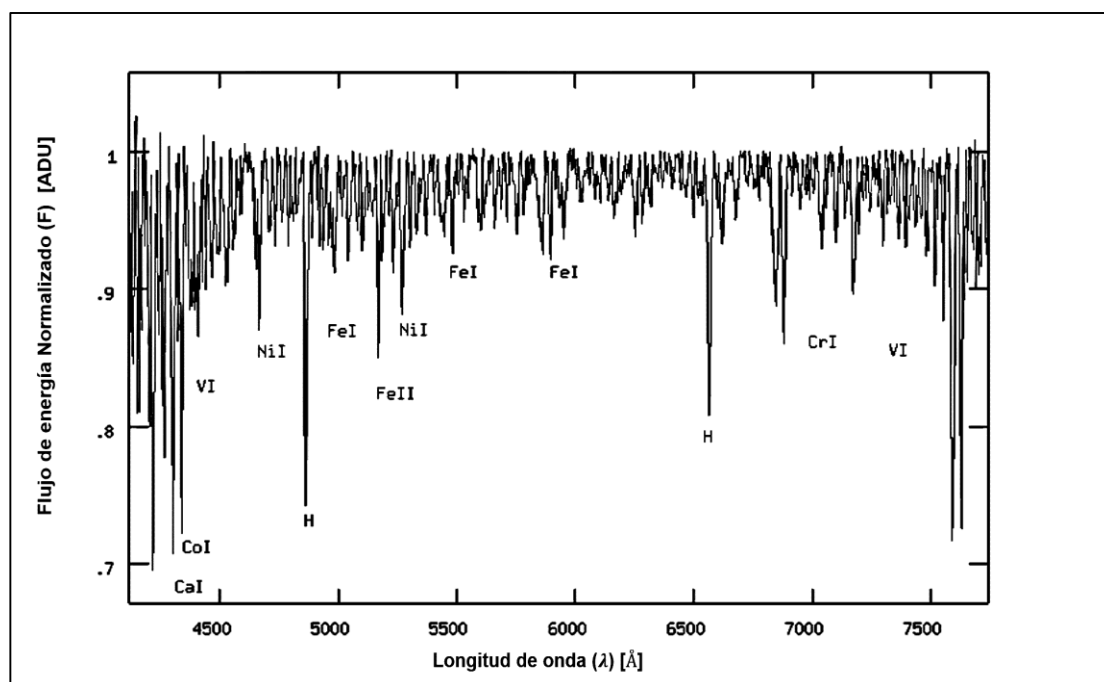


Figura 45. Porción del rango espectral normalizado de la estrella HD 169830.

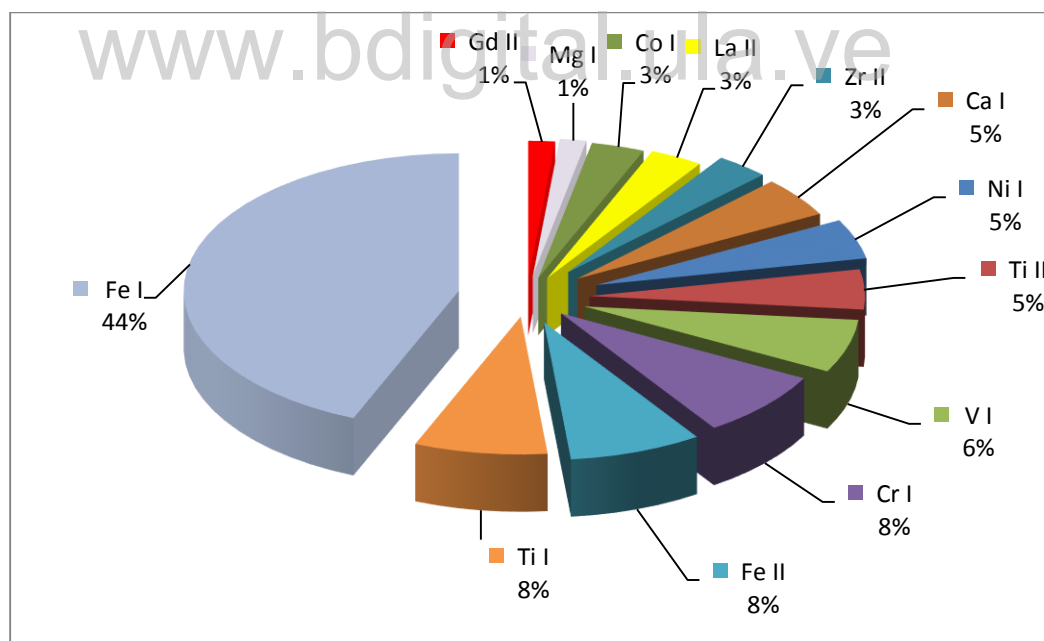


Figura 46. Porcentaje de especies atómicas identificadas en la porción del espectro analizado de la estrella HD 169830.

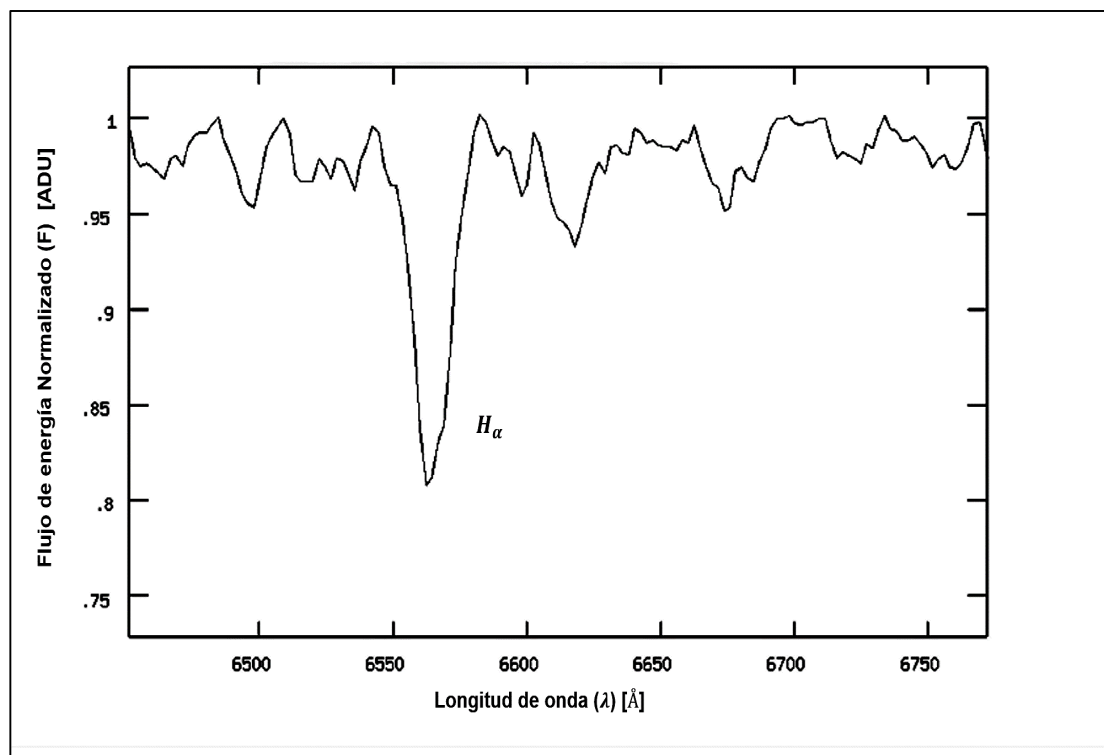


Figura 47. Perfil de la línea H_{α} de la estrella HD 169830.

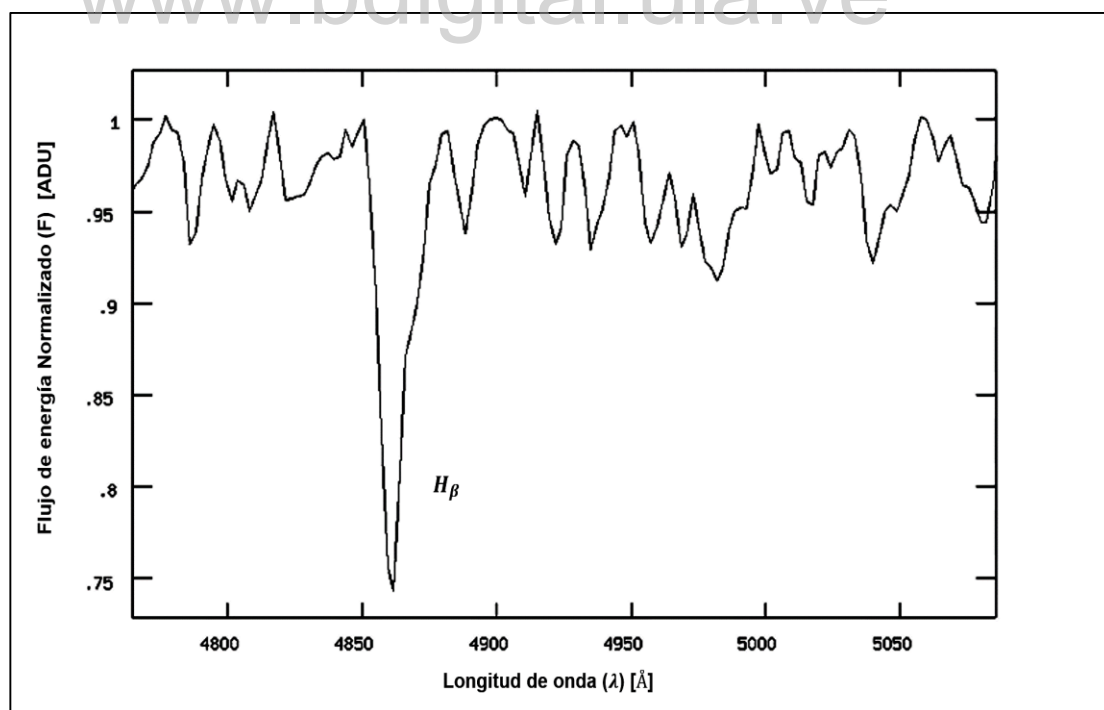


Figura 48. Perfil de la línea H_{β} de la estrella HD 169830.

4.2.4 Estrella HD 139664.

En la porción correspondiente al espectro de la estrella HD 139664 (ver Figura 49), se identificaron 56 líneas espectrales fotométricas (ver Anexo D). Desde el punto de vista porcentual, las especies atómicas asociadas a dichas líneas son: Fe I (48%), Ti II (9%), Fe II (9%), Ca I (7%), Ni I (5%), Ti I (3%), Cr I (3%), Cr II (2%), Zr I (2%), V II (2%), V I (2%), Na I (2%), Mn II (2%), Mn I (2%) y Ca II (2%). Las mismas, se muestran en la Figura 50. Igualmente, en cuanto a la serie de Balmer, se identificaron solo H_α y H_β .

La velocidad radial promedio y su desviación estándar, para la estrella HD 139664, corresponde a: $\bar{V}_r = (-5,1 \pm 0,3) \text{ km/s}$.

La fecha y hora de observación, así como la corrección heliocéntrica son:

- Día de observación: 06/04/2017 (DJ: 2457849,73796).
- Hora Legal de Venezuela (HLV). 01:37:57,051.
- Corrección heliocéntrica: $V_{he} = (+20,27 \text{ km/s})$.

La velocidad radial correspondiente a las líneas H_α y H_β , son +41,877 km/s y +29, 952 km/s, respectivamente. Los perfiles de las mismas, se visualizan en las Figuras 51 y 52.

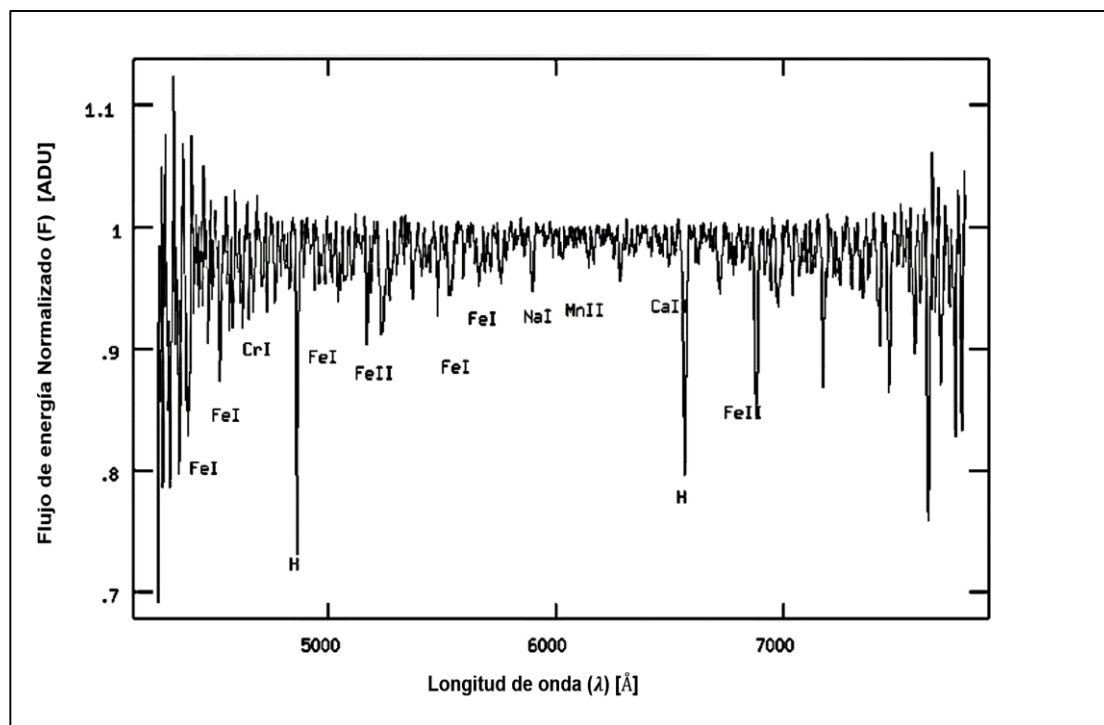


Figura 49. Porción del rango espectral normalizado de la estrella HD139664.

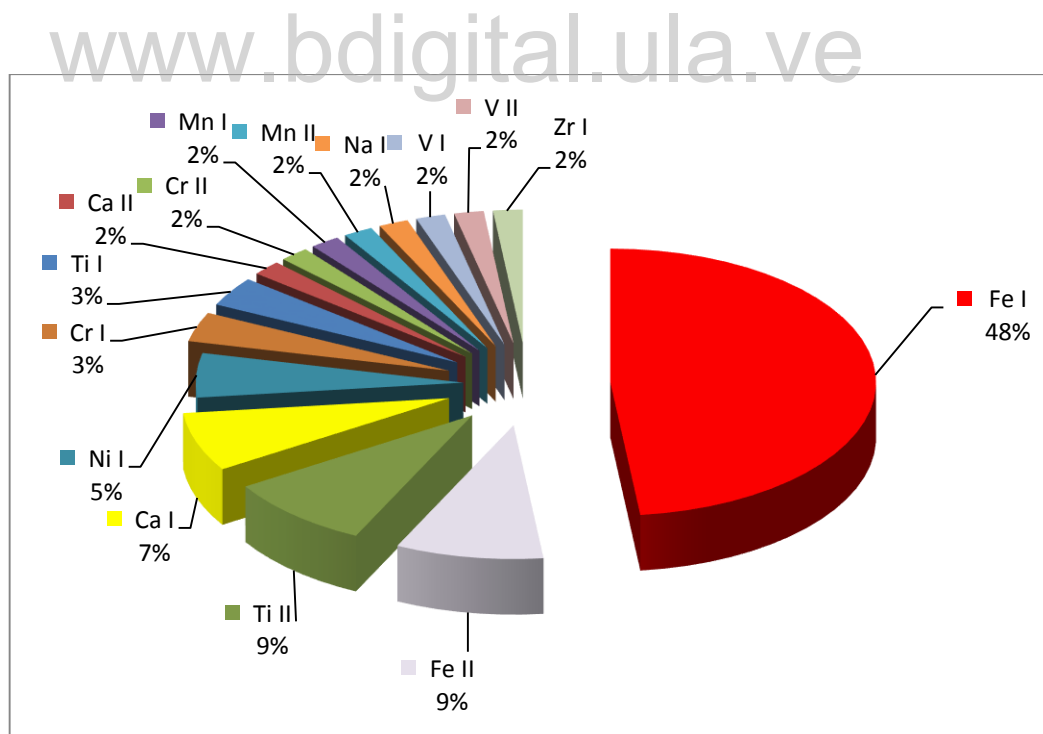


Figura 50. Porcentaje de especies atómicas identificadas en la porción del espectro analizado de la estrella HD 139664.

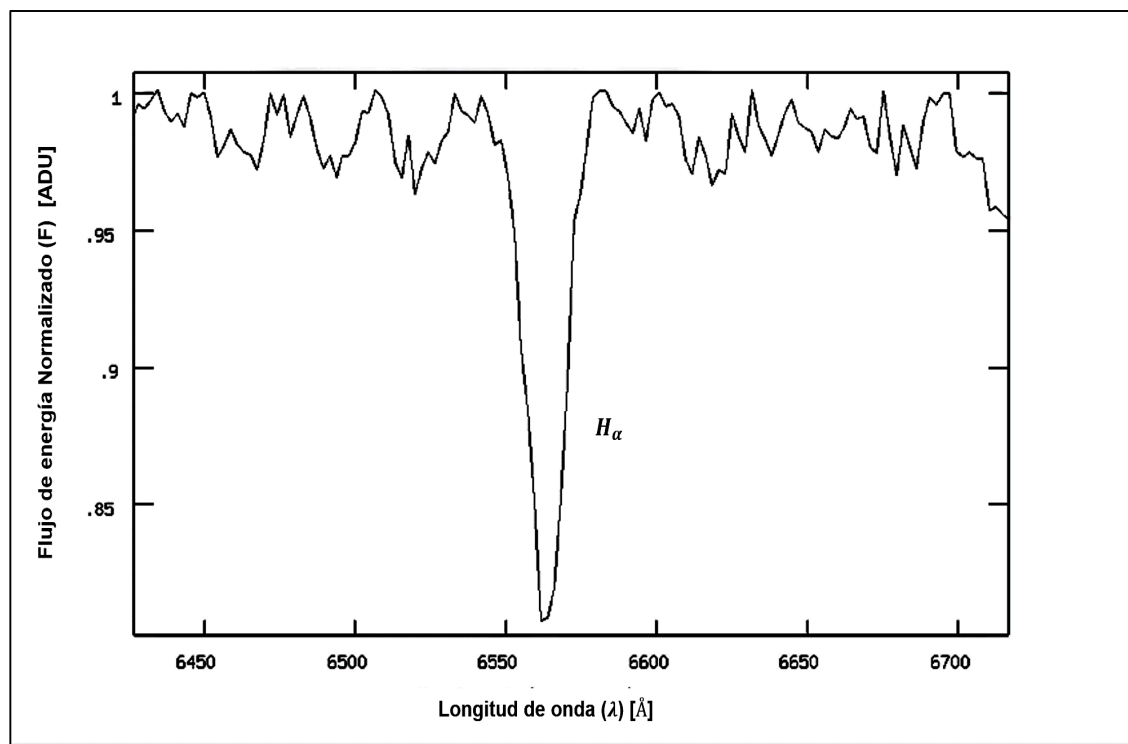


Figura 51. Perfil de la línea H_{α} de la estrella HD 139664.

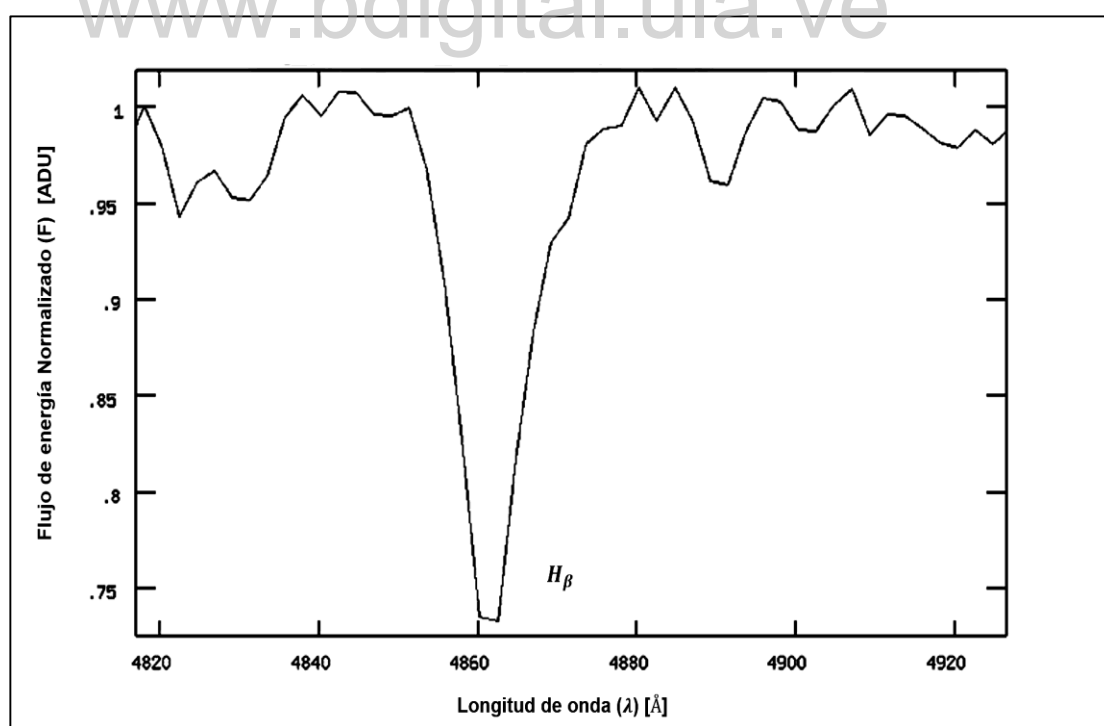


Figura 52. Perfil de la línea H_{β} de la estrella HD 139664.

4.3. Cálculo de la Temperatura Efectiva.

Como se sabe, la temperatura efectiva es uno de los parámetros físicos fundamentales para una estrella. La misma, se define como el flujo de energía (F), es decir, la cantidad de energía que es emitida en la superficie de una estrella, por unidad de tiempo y unidad de área.

La temperatura efectiva de las estrellas, determinadas en este Trabajo, se calculó a partir de la ecuación (8), la cual corresponde a la Ley de Desplazamiento de Wien. Para llevar a cabo este proceso, es necesario conocer la longitud de onda máxima que interviene en dicha ecuación, la cual se obtiene directamente del espectro continuo de cada estrella objeto estudio. Para obtener una mejor precisión de dicha longitud, se utilizaron varios métodos de medidas, los cuales consisten en lo siguiente:

- a) Medir varias veces y obtener un promedio.
- b) Método regresión lineal por partes.
- c) Inclusión de un mayor número de líneas espectrales utilizando filtros.
- d) Inclusión de un número mayor de líneas espectrales con un perfil bien definido.
- e) Método de ajuste gaussiano.

En las Figuras 53, 54, 55 y 56, se puede visualizar el espectro continuo de las estrellas objeto estudio en este trabajo.

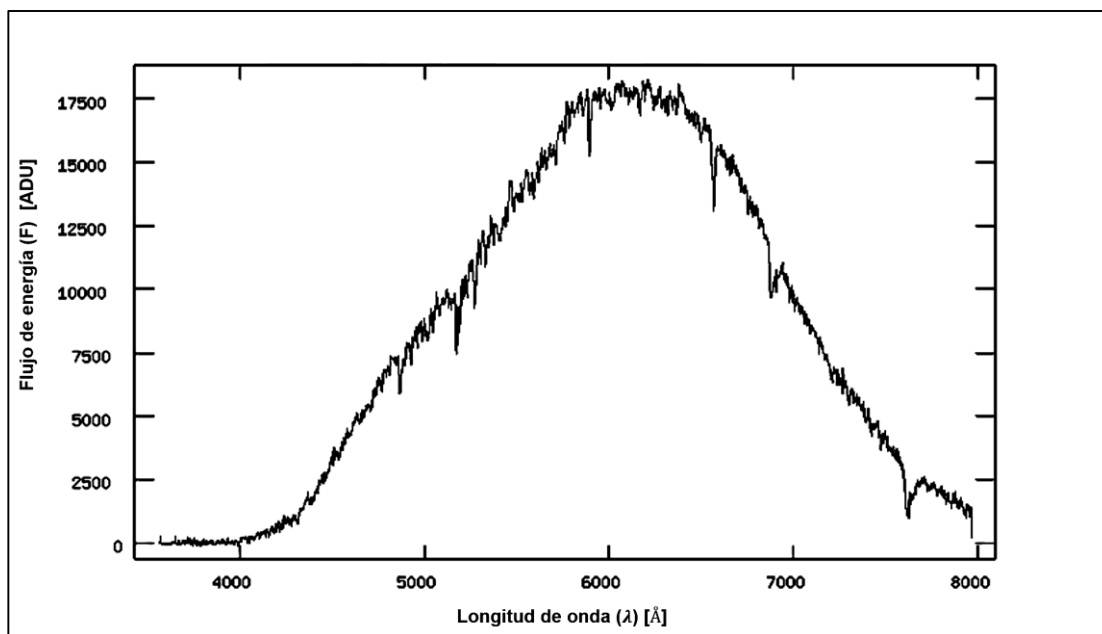


Figura 53. Espectro continuo de la estrella HD 115617.

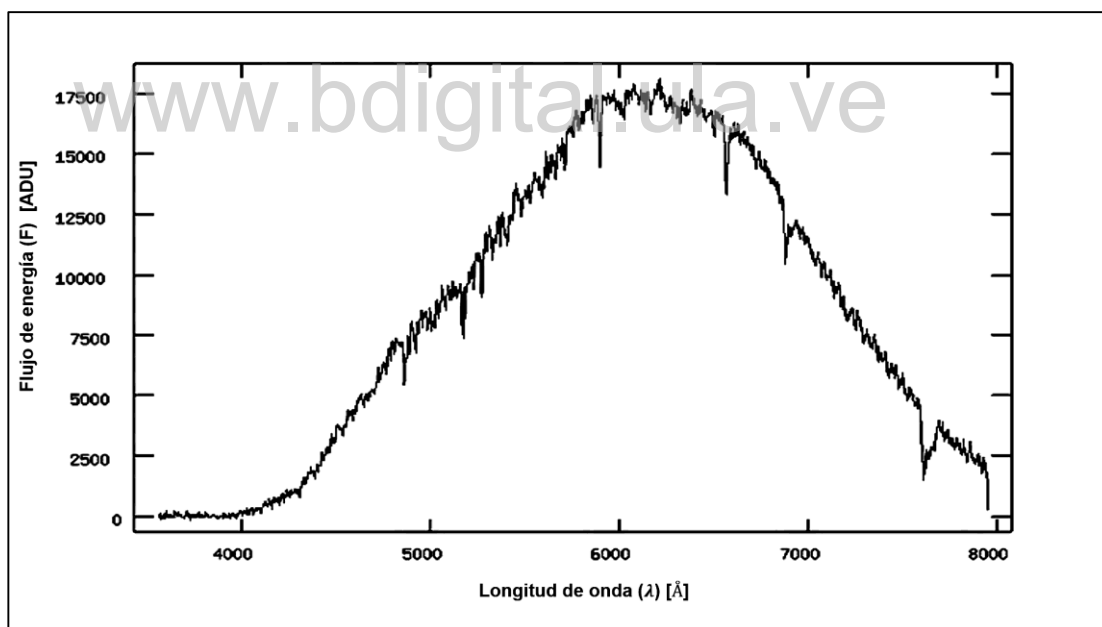


Figura 54. Espectro continuo de la estrella HD 134987.

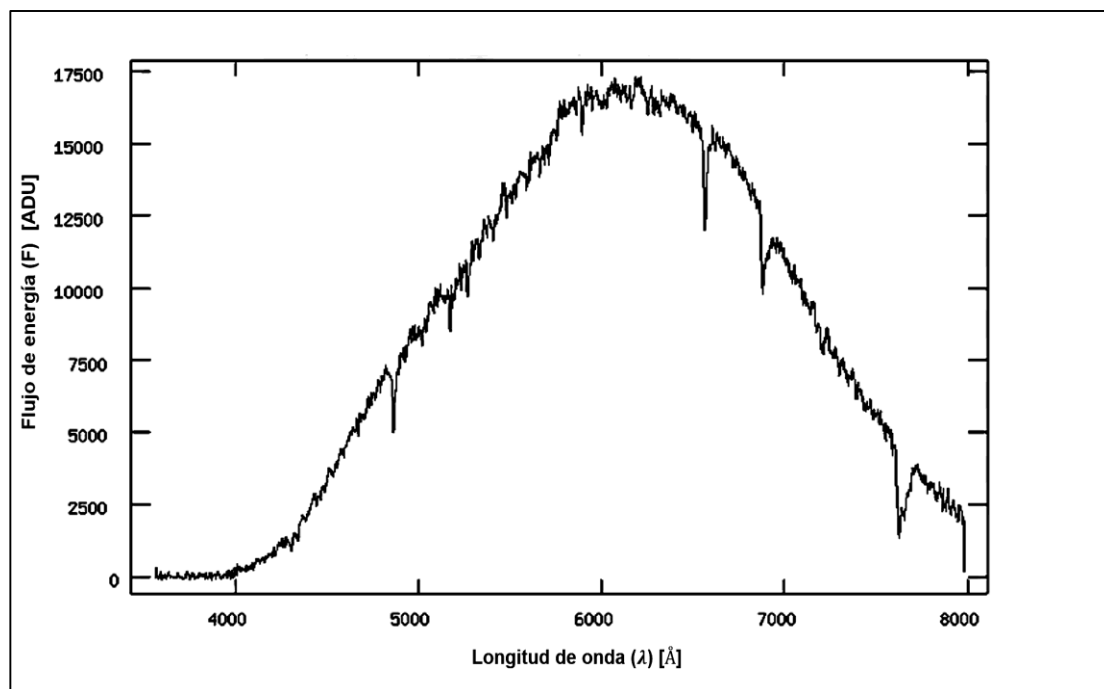


Figura 55. Espectro continuo de la estrella HD 169830.

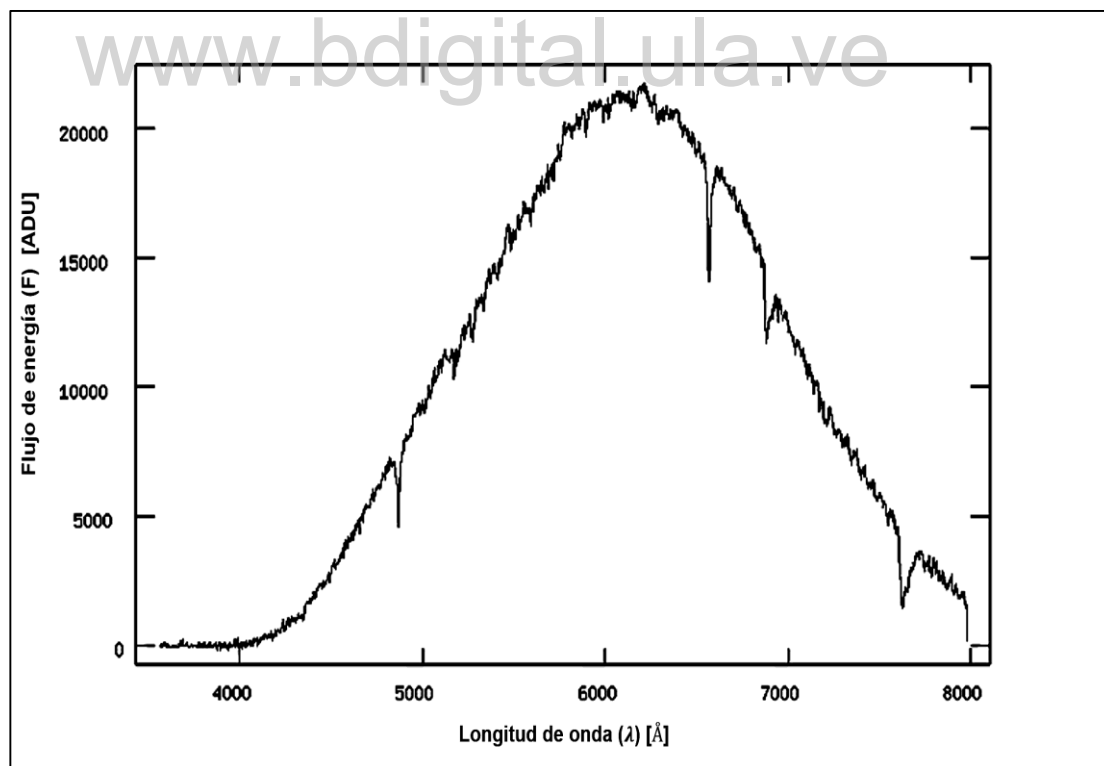


Figura 56. Espectro continuo de la estrella HD 139664.

a) Medir varias veces y obtener un promedio

A partir del continuo de cada espectro, se midió directamente varias veces la longitud de onda máxima, se promedió, y luego, con la Ley de desplazamiento de Wien, se calcularon las temperaturas efectivas de cada estrella. Los valores de longitudes de onda máxima y de las temperaturas efectivas determinadas en este trabajo, así como las temperaturas efectivas halladas por otros autores, se muestran en la Tabla 13.

Tabla 13: Temperatura efectiva obtenida en este Trabajo, mediante el promedio de mediciones de la longitud de onda máxima

Estrella	Longitud de Onda Máxima (Å)	Temperatura Efectiva (K)	Resultados Obtenidos en Estudios Previos (K)
HD 115617	(6104 ± 6)	(4746 ± 4)	5548 [57]; 5651 [58]; 5571 [62]; 5483 [63]; 5600 [64]; 5183 [65] (ver Tabla 4)
HD 134987	(6154 ± 4)	(4708 ± 3)	5766 [64]; 5794 [59]; 5740 [72]; 5703 [73] (ver Tabla 6)
HD 169830	(6137 ± 4)	(4721 ± 3)	6377 [59]; 6311 [70]; 6276 [58]; 6339 [79] (ver Tabla 8)
HD 139664	(6128 ± 4)	(4728 ± 3)	6704 [70]; 6645 [81]; 6649 [64] (ver Tabla 10)

b) Método regresión lineal por partes

Consiste en determinar las posiciones de las líneas, haciendo una división del espectro y, posteriormente, realizar una regresión lineal que ajusta datos obtenidos en cada sección del espectro dividido [94]. Los resultados de las longitudes de onda máxima y temperaturas efectivas medidas en este trabajo, así como las temperaturas efectivas de otros autores, se muestran en la Tabla 14.

Tabla 14: Temperaturas efectivas obtenidas en este Trabajo, mediante el método regresión lineal por partes.

Estrella	Longitud de Onda Máxima (Å)	Temperatura Efectiva (K)	Resultados Obtenidos en Estudios Previos (K)
HD 115617	(6135 ± 9)	(4710 ± 7)	5548 [56]; 5651 [58]; 5571 [62]; 5483 [63]; 5600 [64]; 5183 [65] (ver Tabla 4)
HD 134987	(6147 ± 4)	(4714 ± 3)	5766 [64]; 5794 [59]; 5740 [72]; 5703 [73] (ver Tabla 6)
HD 169830	(6142 ± 3)	(4718 ± 3)	6377 [59]; 6311 [70]; 6276 [58]; 6339 [79] (ver Tabla 8)
HD 139664	(6143 ± 4)	(4717 ± 3)	6704 [70]; 6645 [81]; 6649 [64] (ver Tabla 10)

c) Inclusión de un mayor número de líneas espectrales utilizando filtros.

A través de este método, se intenta mejorar las imágenes de las lámparas de comparación, a partir del programa IRAF, utilizando los paquetes images, imfilter y stsdas. Algunas imágenes presentaban distorsión (muy anchas y doble picos de absorción) y, por supuesto, no fueron escogidas para los cálculos de longitudes de ondas máximas, para obtener sus respectivas temperaturas efectivas, tal como se muestran en las columnas 3 y 4 de la Tabla 15. Igualmente, en dicha tabla, se muestran las temperaturas efectivas obtenidas por otros autores.

Tabla 15: Temperaturas efectivas obtenidas en este Trabajo, con inclusión de un mayor número de líneas espectrales utilizando diversos filtros.

Estrella	Filtro Usado	Longitud de Onda Máxima (Å)	Temperatura Efectiva (K)	Resultados Obtenidos en Estudios Previos (K)
HD 115617	Frmedian	(6104 ± 8)	(4747 ± 6)	5548 [57]; 5651 [58]; 5571 [62]; 5483 [63]; 5600 [64]; 5183 [65] (ver Tabla 4)
	Gauss	(6132 ± 3)	(4726 ± 3)	
	Gradient	No Aplica	No Aplica	
	Laplace	No Aplica	No Aplica	
	Frmode	No Aplica	No Aplica	
	Adaptive	(6126 ± 6)	(4730 ± 4)	
HD 134987	Frmedian	(6163 ± 6)	(4701 ± 7)	5766 [64]; 5794 [59]; 5740 [72]; 5703 [73] (ver Tabla 6)
	Gauss	(6157 ± 5)	(4706 ± 4)	
	Gradient	No Aplica	No Aplica	
	Laplace	No Aplica	No Aplica	
	Frmode	No Aplica	No Aplica	
	Adaptive	(6157 ± 5)	(4706 ± 4)	
HD 169830	Frmedian	No aplica	No aplica	6377 [59]; 6311 [70]; 6276 [58]; 6339 [79] (ver Tabla 8)
	Gauss	(6147 ± 5)	(4713 ± 4)	
	Gradient	No Aplica	No Aplica	
	Laplace	No Aplica	No Aplica	
	Frmode	No Aplica	No Aplica	
	Adaptive	(6126 ± 3)	(4730 ± 3)	
HD 139664	Frmedian	(6154 ± 6)	(4708 ± 5)	6704 [70]; 6645 [81]; 6649 [64] (ver Tabla 10)
	Gauss	(6143 ± 6)	(4717 ± 5)	
	Gradient	No Aplica	No Aplica	
	Laplace	No Aplica	No Aplica	
	Frmode	No Aplica	No Aplica	
	Adaptive	(6136 ± 5)	(4722 ± 4)	

Nota: No Aplica significa distorsión de líneas espectrales, por lo que no se utilizaron para los efectos de cálculos.

d) Inclusión de un número mayor de líneas espectrales con un perfil bien definido.

Mediante este método, se escogen las líneas relativamente profundas, con perfiles bastantes simétricos, sin ruidos. Este procedimiento, se lleva a cabo con el programa IRAF, a través de los paquetes mencionados anteriormente, pero esta vez, toma en

cuenta aquellas líneas que no fueron consideradas anteriormente, y por supuesto, escoger las mejores de ellas para los efectos de cálculo de sus respectivas longitudes de onda máxima, y por ende, para la determinación de las temperaturas efectivas. En la Tabla 16 se muestran las mejores líneas escogidas mediante este método, correspondiente a las longitudes de onda máxima para el respectivo cálculo de la temperatura efectiva para cada estrella. Igualmente, se muestran también las temperaturas efectivas obtenidas por otros autores.

Tabla 16: Temperaturas efectivas obtenidas en este Trabajo, mediante el método de inclusión de líneas espectrales con perfiles bien definidos.

Estrella	Longitud de Onda Máxima (Å)	Temperatura Efectiva (K)	Resultados Obtenidos en Estudios Previos (K)
HD 115617	(6132 ± 6)	(4726 ± 5)	5548 [57]; 5651 [58]; 5571 [62]; 5483 [63]; 5600 [64]; 5183 [65] (ver Tabla 4)
HD 134987	(6159 ± 5)	(4705 ± 4)	5766 [64]; 5794 [59]; 5740 [72]; 5703 [73] (ver Tabla 6)
HD 169830	(6132 ± 4)	(4725 ± 4)	6377 [59]; 6311 [70]; 6276 [58]; 6339 [79] (ver Tabla 8)
HD 139664	(6138 ± 3)	(4721 ± 2)	6704 [70]; 6645 [81]; 6649 [64] (ver Tabla 10)

e) Método de ajuste gaussiano

Dicho método consiste en ajustar una función gaussiana (utilizando el programa Originlab) a cada uno de los espectros continuos de las estrellas objeto estudio, a fin de obtener la longitud de onda máxima y, de esta manera, hallar la temperatura efectiva de cada estrella analizada en este trabajo. Los resultados se muestran en la Tabla

17, donde se señalan también los valores de la temperatura efectiva determinadas por otros autores.

Tabla 17: Temperaturas obtenidas en este Trabajo utilizando el método de ajuste gaussiano.

Estrella	Longitud de Onda Máxima (Å)	Temperatura Efectiva (K)	Resultados Obtenidos en Estudios Previos (K)
HD 115617	(6078 ± 2)	(4767 ± 2)	5548 [57]; 5651 [58]; 5571 [62]; 5483 [63]; 5600 [64]; 5183 [65] (ver Tabla 4)
HD 134987	(6139 ± 2)	(4720 ± 2)	5766 [64]; 5794 [59]; 5740 [72]; 5703 [73] (ver Tabla 6)
HD 169830	(6121 ± 2)	(4734 ± 2)	6377 [59]; 6311 [70]; 6276 [58]; 6339 [79] (ver Tabla 8)
HD 139664	(6118 ± 1)	(4736 ± 1)	6704 [70]; 6645 [81]; 6649 [64] (ver Tabla 10)

En la Tabla 18, se muestran los resultados numéricos obtenidos para cada estrella objeto estudio en este trabajo. En la primera columna, se indica el nombre de la estrella, en la segunda, el número de líneas espectrales identificadas, en la tercera, las líneas de la serie de Balmer identificadas, en la cuarta y quinta columna, se señalan las respectivas velocidades radiales de ambas líneas de dicha serie, en la sexta, la velocidad radial promedio de cada estrella y, por último, en la séptima columna, la temperatura efectiva, la cual corresponde al promedio de las temperaturas efectivas halladas para cada estrella, mediante los cinco métodos mencionados arriba.

Tabla 18: Resultados numéricos obtenidos en este Trabajo

Nombre de la Estrella	Número de Líneas Espectrales Identificadas	Líneas de la Serie de Balmer Identificadas	Velocidad Radial H_{α} (Kmls)	Velocidad Radial H_{β} (Kmls)	Velocidad Radial Promedio de la Estrella Objeto Estudio (Kmls)	Temperatura Efectiva Promedio de la Estrella Objeto Estudio (K)
HD 115617	65	H_{α} H_{β}	+135,64	+38,21	$(-8,2 \pm 0,2)$	(4736 ± 4)
HD 134987	61	H_{α} H_{β}	-277,87	+11,10	$(+5,1 \pm 0,2)$	(4709 ± 4)
HD169830	64	H_{α} H_{β}	+102,76	+20,71	$(-17,2 \pm 0,3)$	(4724 ± 3)
HD 139664	56	H_{α} H_{β}	+41,88	+29,95	$(-5,1 \pm 0,3)$	(4721 ± 3)

CAPÍTULO V

ANÁLISIS DE LOS RESULTADOS Y RECOMENDACIONES

5.1 Introducción.

En este Trabajo, se estudiaron los espectros estelares de cuatro estrellas tipo solar, obtenidos en el Observatorio Astronómico Nacional Llano del Hato, Mérida – Venezuela (HD 115617, HD 134987, HD 169830 y HD 139664). Una vez identificadas las líneas espectrales presentes en la porción de los espectros de cada estrella, se calculó la velocidad radial individual para cada línea, y luego, se obtuvo la velocidad radial promedio, y su desviación estándar, para cada estrella, así como también las velocidades radiales de las líneas de la Serie de Balmer, identificadas en cada uno de los espectros estelares de las estrellas mencionadas arriba. Hay que hacer notar que, para el cálculo de la velocidad radial promedio, no se toman en cuenta las líneas de la serie de Balmer identificadas en dichas estrellas. En este caso, las únicas líneas identificadas y medidas fueron H_{α} y H_{β} . La razón por la cual dichas líneas no se consideran, es debido a su origen y formación en la fotosfera estelar. Ellas, por lo general, se producen en el exterior de la atmósfera estelar y, por lo tanto, son muy susceptibles a las dinámicas y cambios violentos que se suceden en dichas atmósferas y, en consecuencia, sus velocidades radiales (individuales), difieren bastante de las velocidades radiales de las líneas fotosféricas y, por ende, de la velocidad radial promedio de la estrella objeto estudio.

Otro parámetro físico objeto análisis en este Trabajo, es la temperatura efectiva calculada para cada estrella, tal como se mencionó en el Capítulo anterior.

5.2 Composición Química-Análisis.

El número de líneas espectrales medidas para cada una de las estrellas mencionadas arriba, así como las especies atómicas asociadas a dichas líneas, son las siguientes:

HD 115617: 65 líneas espectrales (Fe I, Ti I, Ni I, Ti II, Mg I, Si I, Cr I, Co I, V I, Sc I, Na I, La II, Fe II, Ce II).

HD 134987: 61 líneas espectrales (Fe I, Cr I, V I, Ni I, Ti I, Si I, Sc II, Mn I, Fe II, Ca I, Mg I, Ti II, Nd I, Nb I, Na I, Gd II, Ce II).

HD 169830: 64 líneas espectrales (Fe I, Ti I, Fe II, Cr I, V I, Ti II, Ni I, Ca I, Zr II, La II, Co I, Mg I, Gd II).

HD 139664: 56 líneas espectrales (Fe I, Ti II, Fe II, Ca I, Ni I, Ti I, Cr I, Cr II, Zr I, V II, V I, Na I, Mn II, Mn I, Ca II).

Un análisis de estos resultados, destaca que en las estrellas observadas son comunes los siguientes elementos químicos Fe I, Ti I, Ti II, Ni I, Cr I, V I y Fe II, como era de esperarse para estas estrellas tipo solar. En otras palabras, dichas líneas espectrales identificadas y asociadas a las diferentes especies atómicas señaladas anteriormente, permiten, a grosso modo, establecer la composición química de dichas estrellas.

Una manera de establecer dicha composición, es a través de la distribución porcentual de las especies atómicas presentes en las estrellas examinadas, la cual está representada en las Figuras 38, 42, 46 y 50 (ver Capítulo IV).

1.- De acuerdo a la Figura 38, se observa que el contenido de hierro en la estrella HD 115617, es de 49%, el cual es un valor muchísimo mayor que el observado en el Sol (2%). Dicho valor, se encuentra dentro de los parámetros porcentuales derivados por Takeda (2007) [71] para HD 115617, el cual establece un porcentaje entre 35% y 58% para dicha estrella. Para los otros elementos químicos, que, al igual que el hierro, son más pesados que el helio, y que, en astronomía suelen llamarse metales, tales como magnesio, calcio, titanio, cromo, vanadio, níquel, silicio y magnesio, también

se encuentran en niveles más elevados (35%) que en el Sol, y por encima del 25% determinado por el autor mencionado anteriormente.

2.- En la Figura 42, correspondiente a la estrella HD 134987, muestra una metalicidad bastante elevada. En el caso del hierro, éste representa el 49% por encima del Sol (2%). Dicho valor, se encuentra dentro del rango de valores determinado por Delgado et. al (2010) [95], establecido entre 25% y 50%. De igual manera, el porcentaje de elementos más pesados, tales como cromo, vanadio, níquel, titanio, silicio, escandio, manganeso, calcio y magnesio, constituyen el 40% por encima a los contenidos en el Sol. Los autores antes mencionados, aunque no establecen explícitamente un valor porcentual de dichas especies atómicas, no obstante, señalan que los mismos son considerables en HD 134987.

3.- En la Figura 46, la cual corresponde a la estrella HD 169830, la misma muestra un porcentaje de hierro de 44%. Dicho valor es menor que el determinado por Valenti y Fischer (2005) [96] para la misma estrella. Ellos establecen un porcentaje de 62% por encima de la del Sol (2%). En cuanto al resto de metales, tales como titanio, cromo, vanadio, níquel, calcio y cobalto, el porcentaje determinado fue de 35%, por encima del 25% hallado por los autores arriba mencionados. Ambos valores, por supuesto, mucho mayores que los determinados para el Sol.

4.- De acuerdo a la Figura 50 (HD 139664), la composición química correspondiente a la especie atómica hierro, es de 48% por encima de la del Sol (2%), y casi la mitad de la determinada por Holmberg et. al (2009) [53], la cual es del 25% con respecto a la del Sol. En cuanto a los otros metales, tales como el calcio, níquel, cromo y titanio, el porcentaje de dichas especies atómicas es de 20% por encima de los determinados para el Sol. En este particular, los autores mencionados arriba, no hacen alusión alguna al respecto.

Por otro lado, tomando en cuenta los tipos espectrales asignados a las estrellas objeto estudio en este Trabajo, se consideró la presencia de algunos elementos químicos característicos de los diferentes tipos

espectrales asignados a las estrellas en general. Por ejemplo, para las estrellas de tipo espectral F, las especies atómicas que predominan en ellas son las líneas H y K de Ca II, al igual que Fe I, Fe II, Cr II, Cr I, Ti II. Tal es el caso de las estrellas HD 169830 y HD 139664 (tipo espectral F), en las cuales, dichos elementos químicos están presentes. En cuanto a las estrellas de tipo espectral G, éstas, se caracterizan por la presencia de líneas espectrales asociadas a las líneas H y K de Ca II, así como también, las líneas de los metales Fe I, Mn I, Ca I. Estas mismas líneas espectrales fueron identificadas en los espectros de las estrellas HD 115617 y HD 134987 (ambas de tipo espectral G). Igualmente, otras líneas espectrales características de las estrellas F y G, son las famosas líneas H_α y H_β de la serie de Balmer. Éstas, están presentes en las cuatro estrellas objeto estudio en este Trabajo.

En general, de acuerdo al análisis tanto de los resultados como de las líneas espectrales presentes en estas estrellas objeto estudio, se puede decir entonces que, la composición química determinada para dichas estrellas, de acuerdo a sus respectivos tipos espectrales, está en correspondencia con la composición química que deben tener las estrellas de tipo espectral F y G. Lo mismo, se puede establecer con respecto a la presencia de las especies atómicas H_α y H_β , también comunes en estrellas asignadas con esos tipos espectrales.

5.3 Velocidad Radial-Análisis.

Las velocidades radiales promedios y sus desviaciones estándares, determinadas en este Trabajo, son las siguientes:

$(-8,2 \pm 0,2) \text{ Kmls (HD 115617);}$
 $(+5,1 \pm 0,2) \text{ Kmls (HD 134987);}$
 $(-17,2 \pm 0,3) \text{ Kmls (HD 169830)}$
y $(-5,1 \pm 0,3) \text{ Kmls (HD 139664).}$

Al comparar estos resultados con los obtenidos por otros autores en trabajos previos, se nota una pequeña discrepancia entre ellos, lo cual podría atribuirse a las metodología y características del tipo espectral utilizados para tal fin. No obstante, dichos valores se encuentran dentro del mismo orden de magnitud presentados por los autores que se señalan en las Tablas 4, 6, 8 y 10. En cuanto al período de variabilidad de la velocidad radial promedio de dichas estrellas objeto estudio, lamentablemente, no se pudo determinar, dado el escaso número de observaciones llevadas a cabo en este Trabajo (una sola por noche para cada estrella).

Por otro lado, de acuerdo a la revisión bibliográfica, ninguno de los autores que han determinado previamente la velocidad radial promedio de dichas estrellas, lamentablemente, no especifican las características de los espectros utilizados para tal fin, ni mucho menos, las fechas de observación. De lo contrario, conocidas las fechas de observación, se elabora una curva de velocidad radial, se determina si hay o no variabilidad de la misma, y se especifica cómo encajan los valores de las velocidades radiales determinadas en este Trabajo en dicha curva.

En cuanto a las únicas líneas de la serie de Balmer identificadas en las estrellas objeto estudio en este Trabajo (H_{α} y H_{β}), sus velocidades radiales son las siguientes:

H_{α} (+135,64 Kmls) y H_{β} (+38,20 Kmls) para HD 115617.

H_{α} (-277,86 Kmls) y H_{β} (+11,10 Kmls) para HD 134987.

H_{α} (+102,75 Kmls) y H_{β} (+20,71 Kmls) para HD 169830.

H_{α} (+41,87 Kmls) y H_{β} (+29,95 Kmls) para HD 139664.

Cuando se comparan los valores de las velocidades radiales promedio de las estrellas mencionadas arriba, con las velocidades radiales de las líneas de Balmer, de las mismas, se nota una gran diferencia en cuanto a sus respectivos valores. Esto se debe, en primer lugar, a que, por lo general, las especies atómicas H_{α} y H_{β} , se hallan dentro de burbujas muy cerca de la superficie de la fotosfera estelar, donde las turbulencias atmosféricas son mayores y, por ende, las velocidades radiales de dichas partículas, en

comparación con las velocidades radiales promedio de las otras líneas espectrales que se producen en el interior de dicha fotosfera. Es por ello, que la presencia de las líneas de la serie de Balmer en las atmósferas estelares, de alguna forma, son indicadoras de la estabilidad de dicha atmósfera. En este caso, se puede decir que, las atmósferas de las estrellas objeto estudio en este Trabajo, presentan ciertas inestabilidades, dada la gran diferencia entre las velocidades radiales promedio y la velocidad radial individual de H_{α} , la cual, podemos inferir que se halla más cerca de la superficie en la atmósfera de las estrellas. En el caso de H_{β} , aun cuando sus velocidades radiales individuales son mucho menores que las de H_{α} , pero mayores que las velocidades radiales promedio de cada estrella, se puede deducir que se encuentra en burbujas un poco más profunda en dicha atmósfera estelares.

Por otra parte, lamentablemente, no se pudo hacer comparación de las velocidades radiales de H_{α} y H_{β} determinadas en este trabajo, con otros autores, puesto que, ninguno de los mencionados anteriormente (ver Tablas 4, 6, 8 y 10), hacen referencia a tales líneas. Al parecer, por primera vez, en este Trabajo, se muestran resultados de las velocidades radiales de las líneas de Balmer H_{α} y H_{β} .

5.4 Temperatura Efectiva-Análisis.

Con respecto a las temperaturas efectivas de cada estrella objeto estudio, los valores promedios obtenidos son los siguientes:

$$\overline{T_{eff}} = (4736 \pm 4) \text{ K para HD 115617.}$$

$$\overline{T_{eff}} = (4709 \pm 4) \text{ K para HD 134987.}$$

$$\overline{T_{eff}} = (4724 \pm 3) \text{ K para HD 169830.}$$

$$\overline{T_{eff}} = (4721 \pm 3) \text{ K para HD 139664.}$$

Como se sabe, la temperatura efectiva, según la Ley de desplazamiento de Wien, depende altamente de la longitud de onda máxima, es decir, existe una relación inversa entre la longitud de onda en la que se produce el pico

máximo de la estrella que emite, y su temperatura, en este caso, la temperatura efectiva o superficial de la fotosfera de la estrella. Por lo general, la longitud de onda máxima se mide directamente del espectro continuo de la estrella (antes de normalizarlo). En este Trabajo, a fin de conseguir un mejor valor de la longitud de onda máxima, se utilizaron cinco métodos, los cuales fueron especificados anteriormente y, sus resultados se muestran en las Tablas 13, 14, 15, 16 y 17. En la última columna de la Tabla 18, se señalan los valores promedios y su desviación estándar de la temperatura efectiva para cada estrella objeto estudio en este Trabajo. Como se nota, los valores derivados de las temperaturas efectivas de dichas estrellas en este Trabajo, son muy similares entre sí, lo que indica que sus tipos espectrales deberían ubicarse entre K2 y K3 (las cuatro estrellas), en común acuerdo con lo establecido por los autores [4], [11] y [61]. No obstante, autores como [49] y [68], las clasifican como tipo F (dos) y tipo G (dos).

Cuando se comparan los valores de las temperaturas efectivas determinadas en este Trabajo con los obtenidos por otros autores (ver Tablas 4, 6, 8 y 10), los primeros, se encuentra por debajo de los hallados por dichos autores. Probablemente esto se debe a que, los mismos podrían haber estado afectados por la extinción atmosférica estelar, así como también, por la influencia de los instrumentos utilizados para sus observaciones (telescopio, espectrógrafo, CCD, etc.), los cuales, de alguna forma, distorsionen el espectro estelar de cada estrella. Igualmente, influye de manera notoria, el haber hecho una sola observación de dichos objetos estelares.

De lo que si se está seguro, es que, dichos valores no están influenciados por enrojecimiento interestelar, dado que éste, es significativo cuando se trata de objetos estelares que están muy distantes (más de mil años luz) del Sol. En el caso de las estrellas objeto estudio, éstas, se encuentran, apenas, a unos pocos cientos de años luz del Sol (entre 50 y 120 años luz) [97]. No obstante, lo que sí es importante señalar, es que, se pueden generar errores de cálculos debido a la extinción atmosférica

causada por la atmósfera terrestre, ya que las observaciones se ven afectadas por la distancia cenital del objeto observado, por la altitud y, por las condiciones meteorológicas del lugar donde se encuentra ubicado el observatorio astronómico. Parte del flujo de energía radiativa de las estrellas varía bajo estas condiciones, haciendo que la extinción sea más baja en el cenit, y más alta cerca del horizonte. En consecuencia, se debe determinar el momento óptimo de observación de la estrella, el cual debería estar lo más cercano del meridiano local, es decir, en su punto más alto sobre el horizonte denominado “culminación” (es cuando la estrella pasa por el meridiano y se dice que su ángulo horario es igual a cero). En el caso de las estrellas objeto estudio en este Trabajo, las mismas, para el momento de sus observaciones, sus ángulos horarios eran menor que cero, lo que indicaba que estaban posicionadas más cerca del horizonte, y por tanto, su extinción atmosférica era mayor, lo que, probablemente, introdujo cierto error casual a la hora de obtener el espectro estelar, y de allí, determinar las temperaturas efectivas involucrados en este Trabajo [97], [98].

Finalmente, hay que tomar en cuenta que los espectros utilizados en este Trabajo, son de mediana y baja resolución, los cuales son los que se pueden obtener con el telescopio reflector y sus accesorios (espectrógrafo, cámaras CCD, etc.), disponibles en el Observatorio Astronómico Nacional Llano del Hato, en el Estado Mérida, Venezuela. Dichos espectros, ameritan de un mayor análisis y de técnicas más sofisticadas, así como de métodos y programas cualitativos, para la determinación e identificación de las líneas espectrales, para, de esta manera, obtener resultados más óptimos. No obstante, las temperaturas efectivas de cada estrella, están dentro de los valores aceptados para este tipo de estrellas solares analizadas en este Trabajo.

Por último, a título de información, según los autores [55] y [71], dichas estrellas se encuentran en un estado evolutivo que, de acuerdo a sus temperaturas efectivas, sus luminosidades y sus edades, entre las enanas de

la Secuencia Principal (V) y las subgigantes (IV), del diagrama HR, con tipos espectrales entre K2 y K3.

5.5 Recomendaciones.

Valorando las experiencias, aportes y alcances que se obtuvieron en el desarrollo de ésta investigación, se sugiere:

- Dar seguimiento permanente y fortalecer la línea investigativa en torno a las cualidades de las estrellas tipo solares, abordando la comparación entre sus homólogas, así como también con otras estrellas que sirvan de referencias, para analizar sus naturalezas, sus comportamientos y sus dinámicas evolutivas, y, de esta manera, generar más conocimientos de las mismas.
- Fortalecer procesos, rutinas y actividades en el Observatorio Astronómico Nacional Llano del Hato (Mérida – Venezuela), a fin de mejorar los protocolos, incorporando más lámparas de comparación, establecer tomas de flats con aplicación promedio de estudios, así como también, otros aspectos que tiendan a fortalecer capacidades de resolución, y en general, mejorar la calidad de las imágenes que se procesan.
- Abordar líneas de investigación y fomentar estudios orientados a precisar mejores efectos de dispersión espectral. Mejorar las influencias instrumentales en espectros de mediana y baja resolución que se procesan en dicho Observatorio Astronómico. Fomentar la adquisición de instrumentales para la obtención y análisis de espectros estelares de alta resolución.
- Realizar observaciones espectroscópicas regularmente, no solo de estrellas objeto estudio, sino también de cualquier objeto estelar, a fin de determinar posibles periodicidades en la variación de la velocidad radial.

- Asociar esta investigación con observaciones fotométricas con diferentes filtros (colores), a fin de comparar los parámetros obtenidos fotométricamente, con los que se obtuvieron a través de las observaciones espectroscópicas en este trabajo.

www.bdigital.ula.ve

REFERENCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- [1] James, G., y Brush, S. 1987. Introducción a los Conceptos y Teorías de las Ciencias Físicas. Editorial Reverte, España.
- [2] Lang, K. 2006. A companion to Astronomy and Astrophysics. Chronology and Glossary With Data Tables. Ed. Springer, Singapur.
- [3] Bachiller, R. 2009. Astronomía. De Galileo a los Telescopios Espaciales. Ed. CSIC, España.
- [4] Strand, K. (Ed.). 1963. Stars and Stellar Systems: Basic Astronomical Data. Edic. The University of Chicago Press, USA.
- [5] Hearnshaw, J. 2014. The Analysis of Starlight. Two Centuries of Astronomical Spectroscopy. Edic. Cambridge University Press, USA.
- [6] Ridpath, I. 2004, Diccionario de Astronomía, Ed. Complutense. España.
- [7] Alfonso, J., Galadí, D. y, Morales, C. 2009. 100 Conceptos Básicos de Astronomía. Ed. Instituto Nacional de Técnica Aeroespacial, España.
- [8] Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M. y, Donner, K. 2007. Fundamental Astronomy. Ed. Springer Berlín Heidelberg New York, USA.
- [9] Freedman, R. y, Kauffmann, W. (2007). Universe. Ed. WH Freeman and Company. USA.
- [10] Cosmos - The SEO Encyclopedia of Astronomy .2018. Swinburne University of Technology. Australia.
- [11] Gray, R., y Corbally, C. 2009. Stellar Spectral Classification. Ed. Princeton University Press. Reino Unido.
- [12] Rego F., M. (25 de abril de 2020). Evolución Estelar. Athenea. http://atenea.pntic.mec.es/antares/mods_uds/m3_u1.html
- [13] Alberdi, A., y López, S. 2008. Un Viaje al Cosmos. Edic. CSIC, España.
- [14] Trigo, J. Las Raíces Cósmicas de la Vida. Edi UAB, España.
- [15] Rojas, I. 2015. Astronomía Elemental. Volumen II: Astrofísica y Astrobiología, Ed. USM. España.
- [16] Martínez; D. 2008. Evolución Estelar. Ed. Libros en Red. España.
- [17] Comellas, J. El Mundo de las Estrellas. Ed. Sirious, España.

- [18] Kerrod, R. 2010, Vida y Ciencia. Explorando los Cielos. Ed. Verlagsgruppe Bertelsmann International. España.
- [19] Hall, J. 1997. Solar Analogs: Characteristics and Optimum Candidates Proceedings of The Second Annual Lowell Observatory Fall Workshop October 5-7, Arizona, USA.
- [20] Baumjohann, W., y Treumann, R. 2004. Basic Space Plasma Physics. Edic. Imperial College Press, USA.
- [21] Hubbny, I, y Mihalas, D. 2015. Theory of Stellar Atmospheres. Princeton University Press, USA.
- [22] Daintith, J., y Gould, W. 2006. The facts on file dictionary on astronomy. Edic. Market House Books, USA.
- [23] Resnick, R., Halliday, D. y Krane, K. 2002. 100 Física Volumen 2. Ed. Patria, México.
- [24] Kutner, M. 2003. Astronomy. A Physical Perspective. Edic. Cambridge University Press, USA.
- [25] Izquierdo, M., Peral, F., de la Plaza, M., y Dolores, M. 2013. Evolución Histórica de los Principios de la Química. Edic. Universidad Nacional de Educación a Distancia, España.
- [26] Berlasso, G. 2012. Experimentos Clásicos en Física Moderna. Edic. Itálica, Italia.
- [27] Taylor, J. 1990. Radiation Exchange. An Introduction. Edic. Academic Press, INC, USA.
- [28] Morison, I. 2008. Introduction to Astronomy and Cosmology. Wiley, Reino Unido.
- [29] Lanford, J. 2011. History of Astronomy. An Encyclopedia. Edic. Routledge, USA.
- [30] Francis, Ch. 2016. Light After Dark: Structures of the Sky. Edic. CPI Group, Reino Unido.
- [31] Evans, D. y Derral, J. 1986. Big and Bright: A History of the Mcdonald Observatory. Edic. University of Texas Press, USA.
- [32] Covington, M. 2006. Objetos Celestes para Telescopios Modernos. Edic. Akal, España.
- [33] de Orús, J., Catalá, M., y Nuñez, J. 2007. Astronomía Esférica y Mecánica Celeste. Edic. Publicaciones I Ediciones de la Universitat de Barcelona, España.
- [34] Baker, Joane. 2014. 100 Cosas que hay que Saber sobre el Universo. Edic. Grupo Planeta, España.
- [35] Seager, S. 2010. Exoplanets Atmospheres. Physical Processes. Edic. Princeton University Press, USA.

- [36] Solis, J. 2018. Planetas Extrasolares. Edic. Editorial Académica Española, España.
- [37] Bachiller, R. La eclosión de los planetas extrasolares. Anales de la Real Academia de Doctores de España. 2010; 14, 9 – 24 pp.
- [38] Martínez, V., Miralles, J., Marco, E., y Galadí, D. 2007. Astronomía Fundamental. Edic Universitat de Valencia, España.
- [39] Bradt, H. 2004. Astronomy Methods. A Physical Approach to Astronomical Observations. Edic Cambridge, Reino Unido.
- [40] Blackwell, D. y Shallis, M. The infrared flux method for determining stellar angular diameters and effective temperature. Royal Astronomical Society. 1979; 188, 847 - 862 pp.
- [41] Van Belle, G., y Von Braun, K. Direct Determined Linear Radii and Effective Temperatures of Exoplanets Host Stars. The Astrophysical Journal. 2009; 694, 1085 - 1098 pp. doi: 10.1088/0004-637X/694/2/1085.
- [42] Binney, J. y Merrifield, M. 1998. Galactic Astronomy. Edic Princeton University Press, USA.
- [43] Brück, M. 1990. Exercises in practical astronomy: Using Photographs. Edic. Adam Hilger, USA.
- [44] Palmer, C. y Lowen, E. 2005. Diffraction grating handbook. Newport Corporation, USA.
- [45] Billmeyer, F. 2015. La Ciencia de los Polímeros. Edic. Reverte, España.
- [46] Mclean, Ian. 2008. Electronic imaging in astronomy. Edic. Springer, Reino Unido.
- [47] Roth, G. 2009. Handbook practical astronomy. Edic. Springer-Verlag Berlin Heidelberg, Alemania.
- [48] Janesick, J. 2001. Scientific Charges-Couples Devices. Edic. Spie Press, USA.
- [49] Vogt, Steven; Whittenmeyer; Paul Butler; Simon O`Toole; Henry; Rivera; Stefano Meschiari; Gregory Laughlin; Tinney. "a Super-Earth and two Neptunes Orbiting the Nearby Sun-like star 61 virginis". The Astrophysical Journal. 2010; 708 (2): 1366-1375. arXiv:0912.2599
- [50] Greenberg, R y Van Laerhoven. Aligned major axes in a planetary system without tidal evolution: the 61 Virginis example. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. 2012; 419 (1) 429 – 435 pp. doi: doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.19707.x.

- [51] Van Leeuwen, F. Validation of the new Hipparcos reduction. *Astronomy and Astrophysics*. 2007; 474, 653 – 664 pp. Doi: [10.1051/0004-6361:20078357](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20078357)
- [52] Nidever D.L.; Marcy G.W.; Butler R.P.; Fischer D.A.; y Vogt S.S. Radial velocities for 889 late-type stars. *Astrophysics Journal*. 2002; 141, 503 - 522 pp. Doi: 10.1086/340570.
- [53] Holmberg J.; Nordstroem B. y Andersen J. The Geneva-Copenhagen survey of the Solar neighbourhood III. Improved distances, ages, and kinematics. *Astronomy and Astrophysics*. 2009; 501 941 - 947 pp. Doi: 10.1051/0004-6361/200811191.
- [54] GAIA Collaboration. Vizier Online Data Catalog: Gaia DR2. *CDS/ADC Collection of Electronic Catalogues*. 2018; 1345, 0.
- [55] Von Braun, K., Boyajian, T., Van Belle, G., Kane, S., Jones, J. et al. Stellar Diameters and Temperature V. Eleven Newly Characterized Exoplanet Host Stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 2013; 438, 2413 - 2425 Doi: [10.1093/mnras/stt2360](https://doi.org/10.1093/mnras/stt2360)
- [56] Ammler-Von Eiff, M. y Reiners, A. New measurements of rotation and differential rotation in A- F stars: are there two populations of differentially rotating stars?. *Astronomy and Astrophysics*. 2012; 542 A116,31 pp. Doi: 10.1051/0004-6361/2011118724
- [57] Luck, R.E. Abundances in the Local Región. II F, G, and K Dwarfs and Subgiants. *The Astrophysical Journal*. 2017; 153, (1) 1 – 19.
- [58] Bonfanti, A.; Ortolani, S. y Nascimbeni, V. Age consistency between exoplanet hosts and field stars. *Astronomy and Astrophysics*. 2016; 585A, 5 - 5 pp. Doi: 10.1051/0004-6361/201527297.
- [59] Soto, M.G. y Jenkins, J.S. Spectroscopic Parameters and atmospheric Chemltries of Stars (SPECIES). I. Code description and dwarf stars catalogue. *Astronomy and Astrophysics*. 2018; 615A, 76 - 76 pp. Doi: 10.1051/0004-6361/201731533.
- [60] Takeda Y.; Sato B.; Kambe E.; Masuda S.; Izumiura H; y Watanabe E. High-dispersion spectra collection of nearby F-K stars at Okayama astrophysical observatory: a basis for spectroscopic abundance standards. *Astronomical Society of Japan*. 2005; 5 (1) 13 - 25 pp. Doi: 10.1093/pasj/57.1.13.
- [61] Nordstroem B.; Mayor M.; Andersen J.; Holmberg J.; Pont F. et al. The Geneva-Copenhagen survey of the Solar neighbourhood. Ages, metallicities, and kinematic properties of

- ~14000 F and G dwarfs. *Astronomy and Astrophysics*. 2004; 418, 989 - 1019 pp. Doi: 10.1051/0004-6361:20035959.
- [62] Ramírez, I.; Allende, P.C.; y Lambert, D.L., Oxygen abundances in nearby FGK stars and the galactic chemical evolution of the local disk and halo. *Astrophysical Journal*. 2013; 764, (1), 78-23 pp. Doi: 10.1088/0004-637X/764/1/78.
- [63] Allende, P.; Barklem, R.S.; Lambert, D.L. y Cunha K. S⁴N: A spectroscopic survey of stars in the solar neighborhood. The Nearest 15 pc. *Astronomy and Astrophysics*. 2004; 420, 183 - 205 pp. Doi: 10.1051/0004-6361:20035801.
- [64] *Lepine S., Rich R.M. y Shara M.M.* Spectroscopy of new high proper motion stars in the northern sky. I. New nearby stars, new high-velocity stars, and an enhanced classification scheme for M dwarfs. *Astronomy Journal*. 2003; 125, 1598 - 1622 pp. Doi: 10.1086/345972
- [65] Villareal, J. Análisis espectral de la estrella tipo solar 61 Virginis (HD 115617) con espectros obtenidos en el Observatorio Nacional de Llano del Hato. *Universidad de los Andes*. Trabajo Especial de Grado. 2017.
- [66] Gray, R., Corbally, C., Garrison, F., McFadden, M., Bubar, J. et al. Contributions to the nearby stars (NStars) Project: spectroscopy of stars earlier than M0 within 40 pc – The southern sample. *The Astronomical Journal*. 2006; 132, 151 – 160 pp. Doi: 10.1086/504637
- [67] Hugh, J.; Butler, R.; Tinney, C.; O'Toole, S.; Wittenmyer, R et al. A Long Period Planet Orbiting a Nearby Sun Like Star. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. 2010; 403 (1) 1703-1713 pp. doi: 10.1111/j.1365-2966.2009.16232.x.
- [68] Vogt, S.; Marcy, G.; Butler, R. y Apps, K. Six new planets from the Keck Precision Velocity Survey. *Astrophysical Journal*. 2000; 536: 902 - 914 pp.
- [69] Perryman, M., Lindegren, L., Kovalevsky, J., Hog E., Bastian, U. et al. 1997. The Hipparcos Catalogue. *Astronomy and Astrophysics*. 323, L49 - 52 pp.
- [70] Luck, R.E. Abundances in the Local Region. III F, G, and K Dwarfs *The Astronomical Journal*. 2018; 155, 111,31 pp Doi: 10.3847/1538-3881/aaa9b5
- [71] Takeda, Y. Fundamental parameters and elemental abundances of 160 F-K-G stars based on OAO spectrum database. *Astronomical Society of Japan*. 2007; 59 (2), 335 – 356. Doi: 10.1093/pasj/59.2.335.

- [72] Delgado, M; Tsantaki, M.; Adibekyan, V.; González, J.; Sousa, G. et al. Chemical Abundances of 1111 FGK Stars from the HARPS GTO Planet Search Program. Cu, zn, sr, y zr, ba, ce, nd and eu. *Astronomy and Astrophysics*. 2017; 606A, 94 - 94 pp. Doi: 10.1051/0004-6361/201730535.
- [73] Battistini, C. y Bensby, T. The origin and evolution of the odd-z iron peak elements Sc, V, Mn, and Co in the Milky Way stellar disk. *Astronomy and Astrophysics*. 2015; 577A, 9 - 9 pp. Doi: 10.1051/0004-6361/201425327.
- [74] Rajava D., Henry, T., Mason, B., Subasavage, J., Jao, W. et al. Two Suns in The Sky: Stellar Multiplicity in Exoplanet Systems. *The Astrophysical Journal*. 2006; 646, 523 – 542 pp. Doi: 10.1086/504823
- [75] Mayor, M., Udry, S., Naef, D. Pepe, F., Queloz, D. The CORALIE survey for southern extrasolar planets XII. Orbital solution for 16 extra-solar planets discovered with CORALIE. *Astronomy and Astrophysics*. 2004; 415, 391-402 pp. Doi: 10.1051/00004-6361:20034250
- [76] Naef, D., Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., Santos, N. The CORALIE survey for southern extrasolar planets V. 3 new extrasolar planets. *Astronomy and Astrophysics*. 2001; 375, 205-2018 pp. Doi: 10.1051/00004-6361:20010841
- [77] Aguilera-Gomez, C., Ramirez, I., Chaname, I. Lithium abundase patterns of late-F stars: an in-depth analysis of the lithium desert. *Astronomy and Astrophysics*. 2018; 614, A55, 15 pp. Doi: 10.1051/00004-6361/201732209
- [78] Saffe, C., Gomez, M., Chavero, C. On The Ages of Exoplanet Host Stars. *Astronomy and Astrophysics*. 2005; 443, 609-626 pp. Doi: 10.1051/00004-6361:20053452
- [79] Bensby, T.; Feltzing, S. y Lundstroem, I. Elemental abundance trends in the Galactic thin and thick disks as traced by nearby F and G dwarf stars. *Astronomy and Astrophysics*. 2003; 410, 527 - 551 pp. Doi: 10.1051/0004-6361:20031213.
- [80] Eisenbeiss, T., Ammler-von Eiff, M., Roell, T., Mugrauer, M., Adam, Ch., et al. The Hercules-Lyra Associated revisited. New age estimation and multiplicity study. *Astronomy and Astrophysics*. 2013; 556, A53 pp Doi: 10.1051/0004-6361/201118362
- [81] Casagrande L.; Schoenrich R.; Asplund M.; Cassisi S; Ramirez I., et al. New constraints on the chemical evolution of the solar neighbourhood and Galactic disc(s). Improved astrophysical parameters for the Geneva-Copenhagen survey. *Astronomy and*

- Astrophysics. 2011; 530A, 138 - 138 pp. Doi: 10.1051/0004-6361/201016276
- [82] Desideras, S; Covino, E.; Messina, S.; Carlson, J.; Hagelberg, J et al, The VLT/NaCo large program to probe the occurrence of exoplanets and Brown dwarfs in wide orbits. I. Sample definition and characterization. *Astronomy and Astrophysics*. 2015; 573A 126 – 126 pp.
 - [83] Reiners A. Rotation and temperatura dependence of stellar latitudinal differential rotation. *Astronomy and Astrophysics*. 2006; 446, 267 - 277 pp. Doi: 10.1051/0004-6361:20053911
 - [84] Schroeder C., Reiners A., y Smitt J. Ca II HK emission in rapidly rotating stars. Evidence for an onset of the solar-type dynamo. *Astronomy and Astrophysics*. 2009; 493, 1099 - 1107 pp
 - [85] Maldonado, J. Eiora, C., Villaver E., Montesinos B y Mora, A. (2012). Metallicity of solar-type stars with debris discs and planets. *Astronomy and Astrophysics*. 2012; 541, A40,10 pp. Doi: 10.1051/0004-6361:201218800
 - [86] Gontcharov, G.A. Pulkovo compilation of radial velocities for 35495 stars in a common system. *Astron. Lett.* 2006; 32: 759. <https://doi.org/10.1134/S1063773706110065>.
 - [87] Duflot, M.; Figón, P. y Meyssonier, M., Vitesses radiales. Catalogue web: Wilson Evans Batten. Radial velocities: The Wilson Evans Batten catalogue. *Astronomy and Astrophysics*. 1995; 114, 269 - 280 pp.
 - [88] Evans, D.S.; Menzies, A.; y Stoy, R.H. Fundamental data for southern stars (first list). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. 1957; 117, 534 - 561 pp. Doi: 10.1093/mnras/117.5.534.
 - [89] González, T., Herrera, J. y Tucker, A. 2014. Computing handbook. Edic. CRC Press, USA.
 - [90] Martínez, P. y Klotz, A. 1998. A practical guide to CCD astronomy. Edic. Cambridge University Press, Reino Unido.
 - [91] Rosenzweig, P., Guzmán, E., Naranjo, O. Spectral Analysis of the Supergiant HD101584, *Journal of the Royal Astronomical Society of Canada*. 1997; 91, pp. 255-260.
 - [92] Moore, C. 1972. A Multiplet Table of Astrophysical Interest, Revised Edition. Washington, USA: NSRDS.
 - [93] Abudarham, J. "BASS2000: Solar spectrum, Observatoire de Paris." [en línea]. Disponible:

http://bass2000.obspm.fr/solar_spect.php. [Accessed: 24-Jun-2019].

- [94] Gen-Hong, Y., Zong-Fu, Y., y Jia, Z. A New Wavelength Calibration Method for LAMOST Based on Piecewise Fitting. *Chinese Astronomy and Astrophysics*. 2014; 38 (2), 222 – 232. Doi: 10.1016/j.chinastron.2014.04.009.
- [95] Delgado Mena, E.; Israelian, G.; González Hernández, J. I.; Bond, J. C.; Santos, N. C.; Udry, S.; Mayor, M. (2010). Chemical Clues on the Formation of Planetary Systems: C/O Versus Mg/Si for HARPS GTO Sample. *The Astrophysical Journal* 725 (2). pp. 2349-2358 Doi: 10.1088/0004-637X/725/2/2349
- [96] Valenti, Jeff A.; Fischer, Debra A. (2005). Spectroscopic Properties of Cool Stars (SPOCS). I. 1040 F, G, and K Dwarfs from Keck, Lick, and AAT Planet Search Programs. *The Astrophysical Journal Supplement Series* **159** (1). pp. 141-166 Doi: [10.1086/430500](https://doi.org/10.1086/430500).
- [97] Cenadelli, D., Potenza, M., y Zeni, M. Stellar Temperature by Wien's Law: Not so Simple. *Revista American Journal of Physics*. 2012; 80, 391 Doi: <https://doi.org/10.1119/1.3699958>.
- [98] Trypsteen, M., y Walker, R. 2017. *Spectroscopy for Amateur Astronomers.*, Ed. Cambridge University Press. USA.

www.bdigital.ula.ve

www.bdigitala.ve

ANEXOS

ANEXO A

Líneas fotosféricas identificadas para el cálculo de la velocidad radial de la
Estrella HD 115617

λ (Å)	λ_0 (Å)	Elemento Identificado	V_r (km/s)
6563,522	6562,797	H_α	38,20838
4863,440	4861,323	H_β	135,6429
4356,050	4356,228	Ti I	-7,15981
4363,097	4363,300	V I	-8,85765
4372,790	4372,982	Fe I	-8,07266
4380,920	4381,109	Cr I	-7,84296
4388,223	4388,406	Fe I	-7,41156
4399,597	4399,765	Ti II	-6,35722
4418,560	4418,780	Ce II	-9,83589
4447,520	4447,720	Fe I	-8,39070
4462,010	4462,198	Fe I	-7,54075
4501,090	4501,270	Ti II	-6,89830
4533,735	4533,960	Ti II	-9,78733
4555,280	4555,486	Ti I	-8,46665
4568,400	4568,602	Fe I	-8,16525
4576,190	4576,340	Fe II	-4,73637
4604,350	4604,557	Fe I	-8,38729
4643,250	4643,463	Fe I	-8,66174
4673,972	4674,147	Fe I	-6,13421
4703,750	4703,980	Mg I	-9,56826
4711,080	4711,327	Fe I	-10,6271
4766,430	4766,634	Cr I	-7,74035
4789,099	4789,335	Cr I	-9,68260
4793,229	4793,423	Ni I	-7,04322
4806,760	4806,984	Ni I	-8,87997
4843,800	4844,013	Fe I	-8,09240
4867,640	4867,820	Ti I	-5,99557
4873,800	4874,010	Ti II	-7,82674
4924,570	4924,770	Fe I	-7,08486
4960,390	4960,609	Fe I	-8,14516
4972,870	4973,101	Fe I	-8,83531
4988,910	4989,131	Ti I	-8,18967
5003,810	5004,037	Fe I	-8,50958
5015,940	5016,161	Ti I	-8,11812
5031,704	5031,914	Fe I	-7,42141
5044,019	5044,210	Fe I	-6,26168

Anexo A (cont...)

λ (Å)	λ_0 (Å)	Elemento Identificado	V_r (km/s)
5080,875	5081,107	Ni I	-8,59831
5129,400	5129,658	Fe I	-9,98826
5143,490	5143,722	Fe I	-8,43168
5172,450	5172,680	Mg I	-8,24006
5186,330	5186,553	Ni I	-7,79980
5210,152	5210,386	Ti I	-8,37375
5229,960	5230,202	Co I	-8,78129
5252,843	5253,021	Fe I	-5,06853
5270,107	5270,356	Fe I	-9,07379
5301,730	5301,969	La II	-8,42390
5327,830	5328,038	Fe I	-6,61351
5371,170	5371,430	Fe I	-9,42120
5435,590	5435,855	Ni I	-9,52497
5448,117	5448,378	Fe I	-9,27129
5479,660	5479,950	Fe I	-10,7750
5509,340	5509,597	Mg I	-8,89406
5515,725	5515,983	Co I	-8,93222
5591,050	5591,322	Sc I	-9,49393
5618,970	5619,224	Fe I	-8,46119
5640,030	5640,307	Fe I	-9,63303
5709,090	5709,378	Fe I	-10,0325
5754,892	5755,135	Fe I	-7,56817
5858,470	5858,770	Fe I	-10,2609
5895,650	5895,934	Na I	-9,35062
5952,490	5952,716	Fe I	-6,29186
6106,155	6106,416	Si I	-7,72369
6194,129	6194,416	Si I	-8,79998
6318,970	6319,237	Mg I	-7,57679
6633,854	6634,100	Fe I	-6,02663
6813,210	6813,550	Fe I	-9,86979
6976,231	6976,530	Si I	-7,75848

Nota: λ = Longitud de onda determinada en el espectro; λ_0 = longitud de onda en reposo.

ANEXO B

Líneas fotosféricas identificadas para el cálculo de la velocidad radial de la Estrella HD 134987.

λ (Å)	λ_0 (Å)	Elemento Identificado	V_r (km/s)
6566,31	6562,797	H_α	-277,86771
4861,22	4861,332	H_β	11,1041061
4305,54	4305,71	Sc II	5,89598
4343,03	4343,22	Fe I	5,17229
4387,73	4387,89	Fe I	7,01107
4435,00	4435,15	Fe I	8,00701
4406,29	4406,50	Fe I	3,92795
4430,52	4430,67	Fe II	7,97659
4452,83	4453,01	Mn I	5,75814
4481,42	4481,61	Fe I	5,36807
4490,97	4491,17	V I	4,79421
4498,94	4499,14	Fe I	4,95089
4533,05	4533,24	Ti I	5,51206
4533,72	4533,96	Ti II	2,14185
4564,91	4565,13	Fe I	3,56360
4572,09	4572,28	Ce II	5,68434
4582,61	4582,84	Fe II	3,22692
4587,54	4587,72	Fe I	6,50998
4594,86	4595,05	Cr I	5,61495
4604,07	4604,24	Fe I	6,74660
4626,54	4626,76	Fe I	3,75605
4667,95	4668,13	Fe I	6,19435
4706,39	4706,57	V I	6,41825
4787,63	4787,84	Cr I	4,92441
4808,30	4808,52	Ni I	4,29488
4889,47	4889,67	Cr I	5,56481
4920,29	4920,50	Fe I	4,97260
4938,62	4938,81	Fe I	5,99216
5041,50	5041,76	Fe I	2,84823
5080,75	5080,95	Fe I	6,21037
5099,70	5099,93	Ni I	4,66713
5108,70	5108,91	Cr I	5,45344
5141,50	5141,74	Fe I	4,07597
5170,24	5170,45	Fe I	6,06674
5184,32	5184,56	Ni I	4,30670
5207,86	5208,10	Cr I	4,31109
5528,19	5528,41	Mg I	6,35207
5269,30	5269,54	Fe I	4,52771

Anexo B (cont...)

λ (Å)	λ_0 (Å)	Elemento Identificado	V_r (km/s)
5284,90	5285,12	Fe I	5,64521
5300,10	5300,37	Fe I	3,02243
5327,79	5328,04	Fe I	4,05682
5369,41	5369,64	Ti I	5,44903
5406,50	5406,77	Fe I	3,04017
5432,30	5432,55	Mn I	4,43563
5589,89	5590,12	Ca I	5,67635
5638,70	5638,93	Fe I	5,62363
5660,52	5660,80	Fe I	3,18240
5709,66	5709,93	Fe I	3,83502
5785,07	5785,31	Mg I	5,47068
5895,74	5895,92	Na I	8,80763
6106,36	6106,61	Si I	5,83592
6139,67	6139,95	V I	4,48607
6161,88	6162,17	Ca I	3,75644
6281,69	6281,99	Nd I	3,83742
6303,20	6303,46	Fe I	5,55031
6320,58	6320,85	Sc II	5,15773
6691,99	6692,27	Fe I	5,37832
6700,90	6701,22	Nb I	3,73992
7135,45	7135,73	Gd II	6,24742
7152,10	7152,37	Fe I	6,65202
7340,47	7340,78	Fe I	5,35083
7357,97	7358,29	Si I	5,01428
7495,37	7495,67	Fe I	6,01239

Nota: λ = Longitud de onda determinada en el espectro; λ_0 = longitud de onda en reposo.

ANEXO C

Líneas fotosféricas identificadas para el cálculo de la velocidad radial de la Estrella HD 169830.

λ (Å)	λ_0 (Å)	Elemento Identificado	V_r (km/s)
6563,020	6562,797	H_α	39,71675
4861,180	4861,323	H_β	20,71136
4317,91	4318,652	Ca I	-21,9781
4338,35	4339,130	Co I	-24,3605
4355,51	4356,228	Ti I	-19,8822
4377,35	4378,100	La II	-21,3472
4394,59	4395,274	Fe I	-17,1241
4405,90	4406,633	V I	-20,3374
4425,32	4426,002	V I	-16,6648
4439,73	4440,452	Zr II	-19,2150
4460,07	4460,772	Cr I	-17,6488
4467,80	4468,507	Ti II	-17,9026
4499,20	4499,925	Fe I	-18,7706
4573,50	4574,215	Fe I	-17,3308
4583,88	4584,597	Fe I	-17,3554
4590,67	4591,391	Cr I	-17,5472
4613,15	4613,946	Zr II	-22,1902
4619,80	4620,521	Fe II	-17,2504
4651,44	4652,157	Cr I	-16,6746
4665,97	4666,758	Fe II	-20,8983
4679,82	4680,552	Fe I	-17,3550
4707,84	4708,620	Ti II	-19,9406
4730,88	4731,600	Fe I	-16,0889
4786,73	4787,495	Fe I	-18,3742
4888,25	4889,010	Fe I	-17,0729
4923,20	4923,927	Fe II	-14,7332
4969,14	4969,916	Fe I	-17,2794
5024,33	5025,080	Fe I	-15,2144
5039,13	5039,957	Ti I	-19,6625
5080,75	5081,528	Ni I	-16,3692
4956,90	4957,596	Fe I	-12,5580
5097,90	5098,698	Fe I	-17,3906
5106,90	5107,700	Cr I	-17,4253
5168,98	5169,733	Fe II	-14,1364
5182,75	5183,600	Mg I	-19,6295
5213,80	5214,607	Fe I	-16,8651
5229,09	5229,866	Fe I	-14,7807

Anexo C (cont...)

λ (Å)	λ_0 (Å)	Elemento Identificado	V_r (km/s)
5249,40	5250,208	Fe I	-16,6076
5267,49	5268,321	Ni I	-17,7578
5299,19	5300,011	Ti I	-16,9094
5332,11	5332,889	Fe I	-14,2620
5369,17	5369,965	Fe I	-14,8529
5403,74	5404,549	Fe I	-15,3455
5462,90	5463,793	Fe I	-19,4679
5529,13	5529,985	Ti II	-16,8213
5587,88	5588,749	Ca I	-17,0849
5614,76	5615,644	Fe I	-17,6625
5623,16	5624,022	Fe I	-16,4194
5657,97	5658,816	Fe I	-15,1833
5685,23	5686,120	Fe I	-17,1303
5709,51	5710,358	Ni I	-14,7797
5794,93	5795,839	Fe I	-17,4884
5820,97	5821,888	Fe I	-17,7414
5891,96	5892,868	Fe I	-16,2055
5948,49	5949,346	Fe I	-13,6045
6005,50	6006,349	Co I	-12,8457
6121,30	6122,217	Ca I	-15,3246
6220,33	6221,297	Ti I	-17,0678
6441,90	6442,955	Fe II	-19,1406
5915,42	5916,250	Fe I	-12,3256
6103,71	6104,653	V I	-16,7796
6598,10	6599,105	Ti I	-16,1263
6812,68	6813,680	La II	-14,4685
6987,69	6988,660	Cr I	-12,0800
7315,08	7316,260	V I	-18,8218
7393,58	7394,866	Gd II	-22,60520

Nota: λ = Longitud de onda determinada en el espectro; λ_0 = longitud de onda en reposo.

ANEXO D

Líneas fotosféricas identificadas para el cálculo de la velocidad radial de la Estrella HD 139664.

λ (Å)	λ_0 (Å)	Elemento Identificado	V_r (km/s)
6563,27	6562,797	H_α	41,87688
4861,48	4861,323	H_β	29,95200
4408,040	4408,413	Fe I	-5,09569
4421,120	4421,557	V I	-9,35963
4436,550	4436,921	Fe I	-4,79757
4455,535	4455,887	Ca I	-3,41255
4470,500	4470,853	Ti II	-3,40033
4485,264	4485,675	Fe I	-7,19844
4493,140	4493,513	Ti II	-4,61530
4535,240	4535,628	Fe I	-5,37569
4554,565	4554,988	Cr II	-7,57025
4563,400	4563,757	Ti II	-3,18124
4578,112	4578,551	Ca I	-8,47462
4599,922	4600,355	Ni I	-7,94737
4621,580	4621,960	Cr I	-4,37776
4649,088	4649,469	Cr I	-4,29641
4660,020	4660,426	Fe I	-5,84683
4667,750	4668,134	Fe I	-4,39084
4687,797	4688,177	Fe I	-4,02963
4728,190	4728,546	Fe I	-2,30056
4790,800	4791,246	Fe I	-7,63657
4800,260	4800,649	Fe I	-4,02236
4890,420	4890,754	Fe I	-0,20343
4937,732	4938,174	Fe I	-6,56341
4957,156	4957,596	Fe I	-6,33735
4982,771	4983,250	Fe I	-8,54661
5004,760	5005,157	Ti II	-3,50896
5017,970	5018,440	Fe II	-7,80690
5026,747	5027,123	Fe I	-2,15272
5040,600	5041,072	Fe I	-7,79979
5053,670	5054,074	Ti I	-3,69403
5168,590	5169,033	Fe II	-5,42298
5185,500	5185,902	Ti II	-2,96923
5191,920	5192,343	Fe I	-4,15289
5219,260	5219,702	Ti I	-5,11614
5329,584	5329,989	Fe I	-2,50974
5340,633	5341,057	Mn I	-3,52900

Anexo D (cont...)

λ (Å)	λ_0 (Å)	Elemento Identificado	V_r (km/s)
5349,022	5349,465	Ca I	-4,55638
5387,960	5388,341	Ni I	-0,92776
5446,424	5446,916	Fe I	-6,80911
5505,411	5505,881	Fe I	-5,32123
5512,510	5512,980	Ca I	-5,28827
5554,439	5554,882	Fe I	-3,63831
5590,927	5591,368	Fe II	-3,37507
5602,300	5602,809	Fe I	-6,96529
5619,110	5619,587	Fe I	-5,17685
5659,200	5659,690	Fe I	-5,68515
5813,164	5813,677	Fe II	-6,18370
5833,450	5833,926	Fe I	-4,19054
5895,426	5895,924	Na I	-5,05197
6051,380	6051,860	Mn II	-3,50784
6107,500	6108,107	Ni I	-9,52217
6215,810	6216,356	Fe I	-6,06157
6456,400	6456,875	Ca II	-1,78420
6756,580	6757,168	Fe II	-5,81751
6825,423	6826,040	V II	-6,82795
6878,954	6879,510	Fe I	-3,95910
7102,204	7102,910	Zr I	-9,52809

Nota: λ = Longitud de onda determinada en el espectro; λ_0 = longitud de onda en reposo.

ANEXO E

Cálculo de dispersión de las estrellas HD 115617, HD 134987,
HD 169830 y HD 139664

Estrella HD 115617

λ_1 (Å)	λ_2 (Å)	l_1 (mm)	l_2 (mm)	Dispersión (Å/mm)
4380,890	4372,790	5,0126	4,9615	158,513
5080,875	5044,019	9,2714	9,0487	165,496
5143,490	5129,400	9,6575	9,5684	158,137
5186,330	5172,450	9,9186	9,8337	163,486
5229,960	5210,152	10,183	10,060	161,041
5301,730	5270,107	10,619	10,430	167,317
5448,117	5435,580	11,511	11,431	156,713
5618,970	5591,050	12,551	12,385	168,193
5709,090	5640,030	13,106	12,676	160,605
6194,129	6106,155	16,051	15,520	165,676
Dispersión				163
Error				4

Nota: λ_1, λ_2 corresponde a las longitudes de onda inicial y final, respectivamente.
 l_1, l_2 corresponde a las posiciones inicial y final a lo largo del espectro.

www.bdigital.ula.ve

Estrella HD 134987.

λ_1 (Å)	λ_2 (Å)	l_1 (mm)	l_2 (mm)	Dispersión (Å/mm)
4343,030	4305,540	4,782	4,553	163,317
4435,008	4387,730	5,343	5,055	164,255
4626,540	4604,070	6,512	6,374	163,872
4706,392	4667,950	7,004	6,774	167,484
4808,300	4787,632	7,625	7,498	163,285
4920,288	4889,470	8,315	8,121	158,959
5108,700	5099,700	9,462	9,407	162,721
5300,100	5269,730	10,632	10,441	159,005
5369,410	5327,790	11,055	10,798	161,946
5709,660	5660,520	13,138	12,838	163,800
Dispersión				163
Error				2

Nota: λ_1, λ_2 corresponde a las longitudes de onda inicial y final, respectivamente.
 l_1, l_2 corresponde a las posiciones inicial y final a lo largo del espectro.

Anexo E (Cont...)

Estrella HD 169830.

λ_1 (Å)	λ_2 (Å)	l_1 (mm)	l_2 (mm)	Dispersión (Å /mm)
4377,35	4355,51	4,985	4,846	156,596
4665,97	4651,44	6,738	6,649	163,904
4786,73	4730,88	7,470	7,123	160,749
4969,14	4923,20	8,568	8,282	160,798
5039,13	5024,33	8,998	8,904	156,212
5106,71	5097,90	9,405	9,350	160,698
5182,75	5168,98	9,866	9,782	163,278
5229,06	5213,80	10,153	10,053	153,229
5268,73	5249,40	10,388	10,269	162,066
5332,11	5299,82	10,779	10,576	159,687
Dispersión				160
Error				3

Nota: λ_1, λ_2 corresponde a las longitudes de onda inicial y final, respectivamente.
 l_1, l_2 corresponde a las posiciones inicial y final a lo largo del espectro.

Estrella HD 139664.

λ_1 (Å)	λ_2 (Å)	l_1 (mm)	l_2 (mm)	Dispersión (Å /mm)
4436,550	4421,120	5,165	5,072	164,954
4493,140	4485,264	5,463	5,414	161,118
4649,088	4621,580	6,456	6,288	163,298
4687,797	4667,750	6,693	6,565	156,452
4937,732	4890,420	8,206	7,921	165,961
4982,771	4957,156	8,486	8,330	164,648
5017,970	5004,760	8,691	8,612	167,698
5340,633	5329,584	10,651	10,582	161,111
5602,300	5590,927	12,232	12,164	166,491
5659,200	5619,110	12,584	12,337	162,257
Dispersión				163
Error				3

Nota: λ_1, λ_2 corresponde a las longitudes de onda inicial y final, respectivamente.
 l_1, l_2 corresponde a las posiciones inicial y final a lo largo del espectro.