



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS DE
ESTRELLAS VARIABLES PULSANTES MEDIANTE
OBSERVACIONES FOTOMÉTRICAS

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

FÍSICO

PRESENTA:

CLEMENTE DANIEL SEGURA PIÑA

TUTOR

M. EN C. JOSÉ HERMENEGILDO
PEÑA SAINT MARTIN



CIUDAD UNIVERSITARIA, CD. MX 2022



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

Hoja de Datos del Jurado

1. Datos del alumno

Segura

Piña

Clemente Daniel

55 39 63 65 26

Universidad Nacional Autónoma de México

Facultad de Ciencias

Física

413095914

2. Datos del asesor

M. en C.

José Hermenegildo

Peña

Saint Martin

3. Datos del sinodal 1

Dr.

Eugenio

Ley

Koo

4. Datos del sinodal 2

M. en C.

Ricardo Martín

Hernández

Flores

5. Datos del sinodal 3

MSc. PhD.

Omar

López

Cruz

6. Datos del sinodal 4

Dr.

Erick

Barrios

Barocio

7. Datos del trabajo escrito

Determinación de parámetros físicos de estrellas variables pulsantes mediante observaciones fotométricas

104 p.

2022

«*He ahí...*»

Juan de Dios Piña Peña

UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

Facultad de Ciencias

**DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS DE ESTRELLAS VARIABLES
PULSANTES MEDIANTE OBSERVACIONES FOTOMÉTRICAS**

por: Clemente Daniel SEGURA PIÑA

Resumen

A partir de la fotometría fotoeléctrica $uvby-\beta$ obtenida en la temporada de observación del 17 al 27 de febrero de 2020 en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, se determinaron los índices fotométricos en el sistema de Strömgen de dos estrellas variables pulsantes del tipo *High Amplitud Delta Scuti*. Con ellos y las calibraciones teóricas adecuadas, se determinaron sus parámetros físicos como: temperatura efectiva, gravedad superficial, metalicidad, magnitud absoluta y distancia. La metodología presentada puede extenderse para el estudio de otro tipo de estrellas pulsantes como las RR de Lira, SX Phoenicis o Cefeidas.

Los datos obtenidos pueden ser utilizados por la comunidad astronómica para estudios posteriores, como el que aquí se presenta de la estrella VZ Cnc, para la cual se tenía una discrepancia sobre su variación secular del periodo.

Agradecimientos

Agradezco infinitamente a todas esas personas que siempre me apoyaron de manera incondicional y no les alcanzó la vida para ver terminado este trabajo. A Rosa Flores por todo ese cariño que siempre me dio y todas las aventuras que vivimos juntos. A La Abuela Lupe y La Tía Carmen que salieron de su lugar de origen en busca de una mejor vida para la familia. Al abuelo Juan por sembrar en mí esa inquietud por saber cómo funcionan las cosas (q.e.p.d.). A Gloria, mi madre y a mis hermanas Fabiola y Nancy y a Carmen, mi tía, por creer en mí y apoyarme en todo momento a lograr mis metas. A Lilia, Balta y toda la familia Piña con quienes siempre he contado. A Max de quien aprendí mucho de la vida.

A Pepe Peña por hacerme ver lo interesante que son las estrellas variables, por permitirme trabajar en los observatorios de Tonantzintla y San Pedro Mártir, por darme la libertad de escribir esta tesis y por las incontables experiencias y viajes que ha compartido conmigo.

A mis camaradas de la carrera, Eduardo Orozco "Bonnie" por acompañarme durante toda la carrera con incontables discusiones y aventuras; Jorge Guillén, Carlos García y David Belmont por ser un pasajero más en este largo viaje; José Luis Rodríguez, por acelerar mi proceso de titulación y a todos los demás compañeros de la carrera, sin ellos, esta etapa de la vida no hubiera sido tan divertida. A Itzarel por acompañarme en las últimas etapas de la carrera. A la Sociedad Astronómica de México, donde renació mi pasión por la astronomía, donde aprendí mucho sobre telescopios y conocí a muchos buenos amigos. A Sol-Haret por su gran amistad y todo el apoyo que me ha brindado; Malory, Karina, Johany, Jhonnayker y demás estudiantes, profesores y personas que hacen posible la ESAOBELA y la clase de Astronomía Observacional, porque con ellos aprendí enseñando y compartiendo muchas experiencias y conocimientos, y sobre todo el gusto por la astronomía.

A la Facultad de Ciencias y al Instituto de Astronomía de la UNAM por todos los beneficios que me han brindado como estudiante. A los proyectos PAPIIT N104917 y G100620 por el apoyo económico. A todo el personal de los observatorios de San Pedro Mártir y Tonantzintla, por el apoyo brindado en hacer eso que me apasiona, observar el cielo. Al grupo GAOOT, Nacho, Hugo, Arturo, César y demás colegas que han pasado por ahí. A Laura Parrao por la asesoría brindada.

A mis sinodales Omar López Cruz, Ricardo Hernández y Erick Barrios, de quienes aprendí mucho durante mi formación académica y Eugenio Ley Koo, quien tuvo una influencia de sobremanera en mi gusto por la física.

Finalmente agradezco a la Universidad Nacional Autónoma de México, a sus catedráticos y a todas las personas que siguen en pie de lucha por mantener una educación profesional de calidad, gratuita y laica.

A todos ustedes ¡mil gracias!

Por mi raza hablará el espíritu.

¡México! ¡Pumas! ¡Universidad! ...

Índice general

Resumen	V
Agradecimientos	VII
1. Introducción	1
1.1. Diagrama Hertzsprung-Russell	3
1.2. δ Scuti Stars	4
1.3. SX Phoenicis	5
2. Sistemas fotométricos	7
2.1. Sistema fotométrico de Strömgren	8
3. Observaciones	13
3.1. San Pedro Mártir	13
3.2. Instrumentación	13
3.3. Adquisición de datos	16
3.4. Reducción de datos NABAPHOT	19
3.4.1. Revisión y corrección de las observaciones.	19
3.4.2. TACZU	21
3.4.3. ATMOS	22
3.4.4. TRANS	23
3.4.5. CONS	23
3.4.6. REDU	24
3.5. Fecha juliana DAMADAP	25
3.5.1. TU2001	26
3.5.2. JD2001	27
3.5.3. HJD	27
4. Parámetros Físicos	29
4.1. Tipo espectral	29
4.2. Calibración de parámetros fotométricos	32
4.2.1. Enrojecimiento	33
4.2.2. Metalicidad	34
4.2.3. Distancia	34
4.2.4. Temperatura efectiva	35
4.2.5. Gravedad superficial	35
4.3. Calibraciones Teóricas	35
5. Resultados y discusión	37
5.1. YZ Boo	37
5.2. VZ Cnc	44
6. Conclusiones	53
6.1. Trabajo a futuro	54

X

Bibliografía	55
A. Trabajos previos	59

Índice de figuras

1.1. Diagrama HR	4
1.2. Variables en HR	5
2.1. Fotometría	9
2.2. Esquema fotométrico	11
3.1. Sección <i>uvby</i>	14
3.2. Sección beta	15
3.3. Fotomultiplicador	16
3.4. Danés	17
3.5. Visibilidad de estrellas estándares	18
3.6. Visibilidad de las estrellas pulsantes	19
3.7. NABAPHOT	22
3.8. Relación entre sistemas	25
3.9. Almanaque Náutico	27
4.1. Diagrama [m_1] - [c_1]	30
4.2. Esquema de clasificación	31
4.3. Plano SM2 vs. SM1	32
4.4. Plano SM3 vs. SM1	32
4.5. Plano SM3 vs. SM2	33
4.6. Malla teórica LGK86	36
4.7. Malla teórica Atlas9	36
5.1. Fotometría YZ Boo	38
5.2. YZ Boo, $\log g$, [Fe/H] y DM	39
5.3. Metaíndices YZ Boo	40
5.4. Mallas teóricas YZ Boo	41
5.5. Fotometría VZ Cnc	44
5.6. VZ Cnc, $\log g$, [Fe/H] y DM	45
5.7. Metaíndices VZ Cnc	45
5.8. Mallas teóricas VZ Cnc	46
5.9. Diagrama O-C de VZ Cnc	48
5.10. Diagrama O-C corregido de VZ Cnc	49

Índice de tablas

3.1. Diafragmas del fotómetro.	14
3.2. Bandas espectrales para $uvby$	15
3.3. Bandas espectrales para $H\beta$	15
3.4. Datos de salida del fotómetro. Archivo UDATA	20
3.5. Archivo UCHECK	20
3.6. Archivo STDATA / OBJETOS	21
3.7. Archivo TZU	22
3.8. Coeficientes de extinción atmosférica promedio	23
3.9. Archivo ATU	23
3.10. Archivo TRU	24
3.11. Coeficientes de transformación por noche de la temporada febrero 2020	24
3.12. Archivo RDU	25
3.13. Estrellas estándares observadas en la temporada febrero 2020.	26
3.14. Archivo TUU	26
3.15. Archivo JDU	27
3.16. Archivo HJU	28
5.1. Recopilación de parámetros físicos de la estrella YZ Boo	38
5.2. Tiempos de máximo brillo de YZ Boo	41
5.3. Parámetros físicos de la estrella YZ Boo	42
5.3. Continuación	43
5.4. Recopilación de parámetros físicos de la estrella VZ Cnc	47
5.5. Parámetros físicos de la estrella VZ Cnc	50
5.4. Continuación	51
5.5. Tiempos de máximo brillo de la estrella VZ Cancri	52

A Rosy ...

Capítulo 1

Introducción

El presente trabajo comenzó como complemento del programa de monitoreo de estrellas pulsantes de corto periodo realizado en el Observatorio Astronómico Nacional de Tonantzintla (OAN-TNT). Dado que este observatorio se encuentra cerca de una metrópoli, los proyectos de observación que ahí se realizan están restringidos a aquellos que no requieren de fotometría absoluta, tal es el caso del estudio de la variación secular del periodo de estrellas pulsantes, algunas de las cuales se les ha dado seguimiento en los últimos años con observaciones hechas por estudiantes de la Facultad de Ciencias de la Universidad Nacional Autónoma de México y de la Escuela Latinoamericana de Astronomía Observacional (ESAOBELA).

Como el proyecto toma en cuenta el limitado tiempo de telescopio que pueden tener los estudiantes, aunado a las condiciones geográficas, climáticas y de contaminación lumínica presentes en el OAN-TNT, se eligió de entre las pulsantes a las estrellas Delta Scuti, ya que es posible obtener buenos resultados en poco tiempo de observación, debido a su corto periodo de pulsación que las caracteriza. Dentro de la clasificación de las Delta Scuti se encuentran las HADS y sus primas hermanas, bajas en metales, las SX Phe, objetivos principales del presente trabajo. La ventaja de trabajar con estas estrellas es que al tratarse de estrellas con periodos de pulsación de unas cuantas horas, es posible obtener sus índices fotométricos en cada fase con pocas noches de observación y su gran amplitud facilita la observación de su variación, por tales motivos es que se ha decidido observar este tipo de objetos, sin embargo, la metodología que aquí se presenta, puede extenderse para estudiar otro tipo de estrellas pulsantes como las de tipo RR de Lira o Cefeidas, que difieren principalmente en el periodo de pulsación y es posible distinguir sus parámetros físicos mediante la fotometría.

Existen varias razones que hacen importante el estudio de las pulsaciones estelares, entre ellas, entender cómo y porqué en algunas estrellas se presenta el mecanismo de pulsación. Aunque las estrellas son observadas de varias maneras, la mayoría de las técnicas sólo hacen posible sondear sus capas exteriores, sin embargo, las oscilaciones presentes en la superficie proporcionan información acerca de la estructura interna, de modo que si se quieren contrastar los modelos teóricos de la estructura y evolución estelar, el estudio de las estrellas pulsantes resulta ser una excelente herramienta.

La temperatura efectiva (T_{eff}) y la gravedad superficial ($\log g$) son parámetros atmosféricos estelares de importancia fundamental; son los requisitos previos para cualquier análisis detallado. Además de definir las condiciones físicas de la atmósfera estelar, los parámetros atmosféricos están relacionados directamente con las propiedades físicas de la estrella: masa (M), radio (R) y luminosidad (L).

Los modelos atmosféricos son el enlace analítico entre las propiedades físicas de la estrella (M , R y L) y la distribución del flujo y el perfil de las líneas espectrales observadas. Las observaciones pueden ser utilizadas para obtener valores de los parámetros atmosféricos mediante la comparación de los índices medidos con los de los modelos teóricos. Los valores obtenidos de T_{eff} y $\log g$ necesariamente tienen que ser consistentes con los valores reales de M , R y L . Desafortunadamente las propiedades físicas M , R y L de las estrellas generalmente no se pueden obtener directamente, excepto en casos de algunas estrellas brillantes, estrellas en cúmulos y ciertos sistemas binarios (Smalley & Dworetzky 1993).

Para determinar T_{eff} y $\log g$, nos valemos de los índices obtenidos de las mediciones fotométricas. Dado que la intensidad del flujo estelar varía en función de la longitud de onda y estas variaciones están relacionadas con la temperatura (tipo espectral), la gravedad superficial (clase de luminosidad) y la composición química (*blanketing* y abundancias relativas), se pueden utilizar mediciones del flujo estelar en varias longitudes de onda para determinar dichos parámetros. Idealmente, la cobertura de longitud de onda espectrofotométrica continua a través de un paso de banda estrecho sería la observación preferida, pero esto lleva mucho tiempo y generalmente sólo es posible para estrellas relativamente brillantes. Por ello, se han desarrollado sistemas fotométricos de banda ancha e intermedia ¹ para describir la forma de las distribuciones de flujo estelar mediante diferencias de magnitud (color). Dado que utilizan pasos de banda anchos, las observaciones se pueden obtener en una fracción del tiempo requerido por la espectrofotometría y se pueden extender a magnitudes mucho más débiles. El uso de conjuntos de filtros estandarizados permite el análisis cuantitativo de estrellas en un amplio intervalo de magnitudes.

Los valores precisos de la metalicidad ($[Fe/H]$) ² en las estrellas son de importancia fundamental al estudiar problemas como la estructura y evolución de estrellas y galaxias. Sin embargo, en la mayoría de los casos, las estrellas son tan débiles que no es posible determinar sus abundancias por métodos directos, es decir, mediante un análisis espectroscópico detallado. En vez de eso, las abundancias metálicas son obtenidas a partir del índice de la línea de *blanketing* de un sistema fotométrico adecuado. Tal es el caso del sistema *uvby- β* de Strömgren, para el cual el índice δm_1 puede ser utilizado para determinar la metalicidad de estrellas de tipo espectral F y estrellas tempranas de tipo G. Estas estrellas son importantes en el estudio de la evolución química de nuestra galaxia, ya que ellas tienen un intervalo amplio de edades y composición atmosférica, que probablemente es la misma que la composición del gas interestelar del cuál se formaron (Nissen 1981). La calibración del índice δm_1 como función de la abundancia metálica ha sido estudiada por Crawford & Perry, 1976b quienes encuentran una correlación lineal entre δm_1 y $[FE/H]$ obtenida de espectros de alta dispersión y fotometría de banda angosta.

El propósito de este trabajo es determinar los parámetros físicos de estrellas variables pulsantes, en particular *High Amplitude Delta Scuti* (HADS) que son estrellas pulsantes de corto periodo y gran amplitud, mediante observaciones fotométricas en el sistema de Strömgren realizadas en el Observatorio Astronómico Nacional de

¹En el [Capítulo 2](#) se hace una descripción detallada sobre los sistemas fotométricos, en particular el de Strömgren.

²La relación $[Fe/H]$ se define en la [Subsección 4.2.2](#)

San Pedro Mártir, en Baja California, México (OAN-SPM), apoyándonos en los resultados de los modelos teóricos. Para esto se utilizan las mediciones fotométricas, obtenidas en la temporada del 17 al 27 de febrero de 2020 con el espectrofotómetro Danés, que son transformadas³ a los índices fotométricos libres de enrojecimiento y posteriormente son determinados y comparados con las calibraciones teóricas, los parámetros físicos. En este trabajo se presenta el análisis detallado de dos estrellas, a saber, YZ Boo y VZ Cnc, donde se muestran los resultados obtenidos con la metodología aquí descrita. Cabe señalar que los resultados, además de ser útiles para trabajos de investigación futuros, en el caso de la estrella VZ Cnc, son concluyentes para una discrepancia que han señalado diversos autores sobre la variación secular del periodo.

Otros resultados obtenidos con esta metodología han sido publicados en revistas científicas de circulación internacional (arbitradas), como complemento en el estudio de estrellas tipo HADS o SX Phe, véase por ejemplo "A study of the long term behavior of the SX Phe star KZ Hya"⁴ (Peña, Piña & et al. 2018) o "A study of secular variation of the High-Amplitude Delta Scuti star AD Cmi"⁵ (Peña, Piña & et al. 2021)⁵. Sin embargo, en este trabajo además de mostrar resultados nuevos de las estrellas aquí tratadas, se utilizan calibraciones teóricas más recientes (Castelli & Kurucz 2006) que las usadas en los trabajos previos y un sistema de clasificación espectral actualizado (Monguió, Figueras & Grosbol 2014 y Dalle Mese et al. 2020).

1.1. Diagrama Hertzsprung-Russell

A principios del siglo XX, Ejnar Hertzsprung y Henry Norris Russell encontraron de manera independiente que en un gráfico (Diagrama H-R) de la luminosidad (magnitud) contra la temperatura (tipo espectral o color) de las estrellas, la mayoría de ellas se encuentran en una franja que se denomina como secuencia principal. Esta franja se extiende desde las estrellas calientes y de alta luminosidad (arriba a la izquierda, figura 1.1) hasta las frías y de baja luminosidad (abajo a la derecha). Generalmente los observadores tienden a graficar la magnitud contra el tipo espectral o índice de color, mientras que los teóricos tienden a hacerlo con el logaritmo de la luminosidad contra el logaritmo de la temperatura efectiva, tal es el caso de la figura 1.2 en la que el eje vertical se tiene en escala logarítmica la luminosidad comparada con la luminosidad solar; un valor de 0 corresponden a una luminosidad igual a la del Sol, un valor de 2 a una 100 veces la solar, etc. Por razones puramente históricas, las estrellas frías se trazan a la derecha. Según la ecuación de Stefan-Boltzmann $L = 4\pi\sigma R^2 T^4$, la luminosidad de una estrella es proporcional al cuadrado de su radio y a la cuarta potencia de su temperatura efectiva, por lo que las estrellas en el diagrama H-R que son luminosas y frías deben ser muy grandes (gigantes rojas) y las estrellas calientes pero poco luminosas deben ser muy pequeñas (enanas blancas).

En el diagrama H-R existe además una región conocida como franja de inestabilidad sobre la que se encuentran las estrellas pulsantes Cefeidas, RR de Lira y en la intersección de esta franja con la secuencia principal, las estrellas tipo δ Scuti, objetivos del presente trabajo.

³Estas transformaciones están descritas en [Capítulo 3](#) y [Capítulo 4](#).

⁴V. Apéndice.

⁵Ibid. Aceptado para su publicación en la Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, Vol. 57, N°2, octubre 2021.

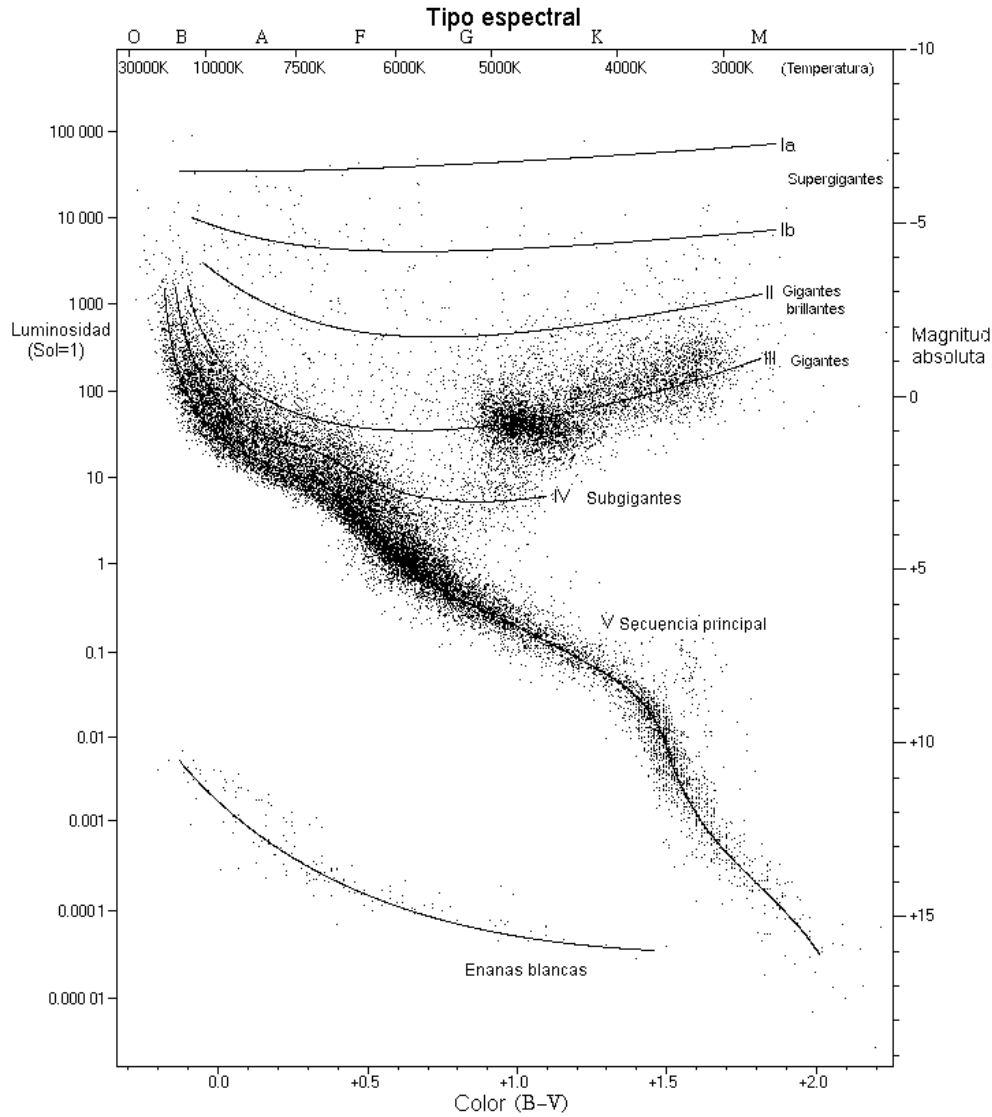


FIGURA 1.1: Diagrama Hertzsprung-Russell. En el eje horizontal se tiene el índice de color, tipo espectral o temperatura y en el eje vertical, la luminosidad o magnitud. Se muestra además la clase de luminosidad: I para las supergigantes, III para las gigantes y V para las estrellas de secuencia principal.

1.2. δ Scuti Stars

Las estrellas Delta Scuti (δ Sct) forman un grupo bien establecido de estrellas pulsantes de Población I con masas entre $1.5 - 2.5 M_{\odot}$. En el diagrama Hertzsprung-Russell se localizan donde la franja de inestabilidad de las cefeidas clásicas cruza la secuencia principal (figura 1.2) y por lo tanto están en una etapa de combustión de hidrógeno central. Las oscilaciones son impulsadas por el mecanismo de calor activo en las zonas de ionización de hidrógeno o helio en la atmósfera de la estrella. En las estrellas δ Sct se producen oscilaciones radiales y no radiales. Estas oscilaciones generalmente son modos p de orden bajo con periodos entre $0.02 - 0.25 d$, este límite proporciona una buena separación o superposición de otras estrellas pulsantes en el diagrama HR, tal como las α Cen, γ Dor y RR Lyra. Las amplitudes observadas

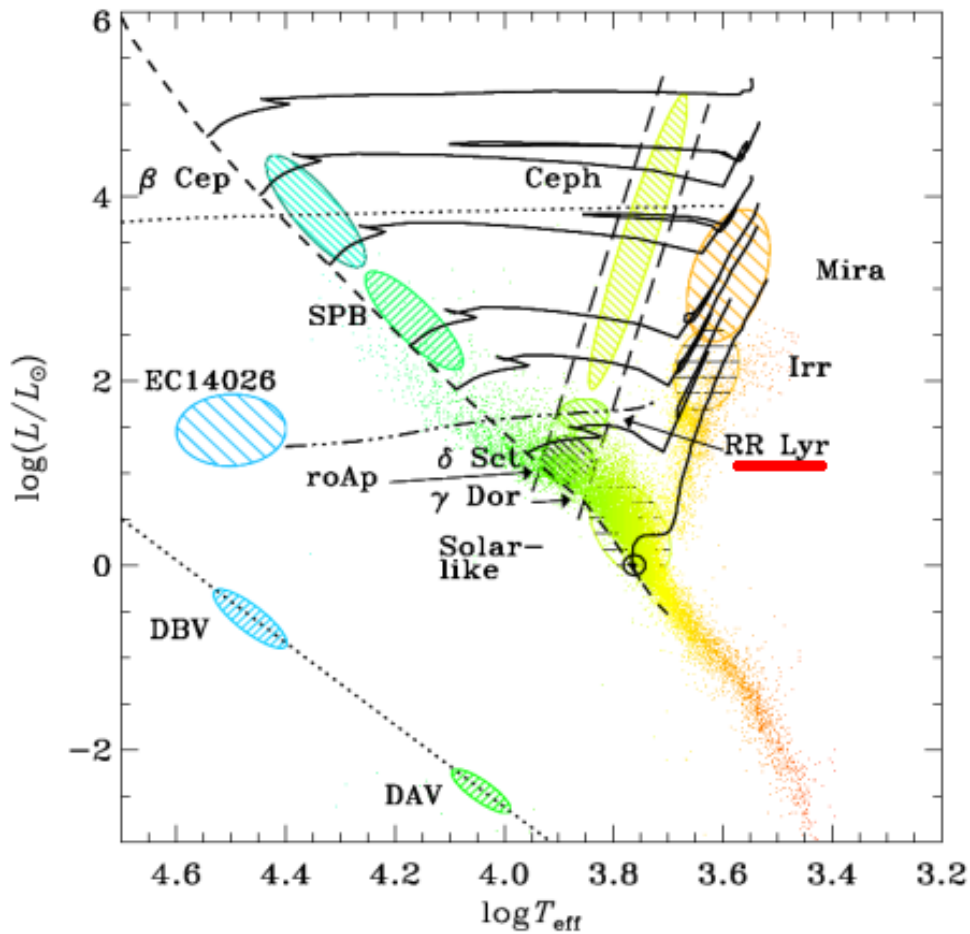


FIGURA 1.2: Diagrama Hertzsprung-Russell. Las estrellas δ Sct se localizan donde la franja de inestabilidad cruza la secuencia principal.

van desde mili magnitudes hasta décimas de magnitud. Se afirma que las estrellas δ Sct de mayor amplitud (HADS) son osciladores de modo fundamental radiales monoperiódicos (Aerts, Chistensen-Dalgaard & Kurtz 2010).

El catálogo más actualizado de estrellas δ Sct es el proporcionado por Rodríguez, López-González & López de Coca 2000. Contiene un resumen de todas las características observacionales de más de 600 miembros de la clase que se han estudiado hasta el año 2000 y posteriormente Rodríguez & Breger 2001 realizaron un análisis exhaustivo de las propiedades de todos estos miembros.

1.3. SX Phoenicis

Existen estrellas parecidas a las Delta Scuti de gran amplitud que parecen diferir fundamentalmente de ellas: tienen poca abundancia de metales (que puede ser medida con el método aquí descrito) y movimientos espaciales típicos de las estrellas viejas de Población II. Son conocidas como estrellas SX Phoenicis; tienen periodos cortos de $0.03 - 0.08 d$ y amplitudes de unas pocas décimas de magnitud. Estas estrellas deben estar en un estado evolutivo avanzado, ya que una estrella normal de

secuencia principal de tipo espectral A5-F2 tiene una vida útil de menos de mil millones de años. Dado que estas estrellas viejas a 8500 K ya deberían haber evolucionado y ya no existir en esta parte del diagrama de Hertzsprung-Russell, también son inusuales desde un punto de vista evolutivo. Probablemente se encuentren en una etapa de evolución posterior a la rama de las gigantes y pueden ser estrellas binarias fusionadas. Esto también explicaría la posición de estas estrellas en, o cerca de, la secuencia principal. Además de encontrarse en el campo, también se encuentran en galaxias enanas y en cúmulos globulares, entre la población de las *blue straggler*. Esta es una extensión ascendente de la secuencia principal, por encima del *turnoff point* donde las estrellas comienzan a abandonar la secuencia principal a medida que agotan su combustible de hidrógeno. Se cree que las *blue straggler* son estrellas que han aumentado su masa y luminosidad al final de su vida, al ganar masa de una compañera binaria, o incluso al fusionarse con una. Esta hipótesis está respaldada por observaciones de estrellas SX Phoenicis, que pulsan en dos modos, con dos períodos diferentes: la relación de períodos indica que su masa es mucho mayor que las estrellas viejas "normales" (Percy 2007).

Los cambios del período son fáciles de medir en estas estrellas, porque sus períodos son cortos, sus amplitudes son grandes y sus máximos suelen ser nítidos, estos cambios de período son útiles para compararlos con los modelos evolutivos de las estrellas. Los diagramas en los que se comparan los tiempos de máximo brillo observados con los calculados ($O - C$) en ocasiones presentan una apariencia ondulada, quizás causada por fluctuaciones aleatorias del período de ciclo a ciclo o debido al *Light Time Travel Effect* ocasionado por la presencia de una estrella compañera.

Capítulo 2

Sistemas fotométricos

La fotometría estelar es de fundamental importancia para la astronomía, pues es una forma de medir directamente la energía que producen las estrellas en diferentes longitudes de onda y por lo tanto, establece restricciones en los modelos de estructura estelar. El color de las estrellas, según lo determinado por las mediciones en dos regiones espectrales distintas, proporciona información de la temperatura de la estrella, a veces, estas mismas medidas se utilizan como una herramienta para sondear el polvo interestelar. La fotometría a menudo es utilizada para establecer la distancia y el tamaño de una estrella. El diagrama Hertzsprung-Russell, la clave para comprender la evolución estelar, se basa en la fotometría y la espectroscopía.

La fotometría fotoeléctrica es una de las herramientas con que cuentan los astrónomos para determinar la magnitud de las estrellas. En general un fotómetro fotoeléctrico consta de un detector capaz de convertir la luz recibida de los astros en una corriente eléctrica (por medio del efecto fotoeléctrico), un amplificador, un convertidor voltaje-frecuencia y un visualizador digital donde se lee el número de cuentas, es decir, la fotometría fotoeléctrica es la técnica mediante la cual cuantificamos el flujo de luz que recibimos de las estrellas.

Cada sistema fotométrico está compuesto por una selección de filtros y fototubos sensibles en diferentes regiones del espectro electromagnético. Un sistema fotométrico se define por los filtros que emplea y que definen las regiones espectrales a considerar y por un conjunto de estrellas patrón o estándares, que sirven como sistema de referencia para comparar las medidas estelares obtenidas desde lugares distintos de la Tierra, con distintos instrumentos y diferentes características atmosféricas.

Dependiendo del ancho de banda $\Delta\lambda$ de longitudes de onda de los filtros, se tienen tres tipos de distintos sistemas fotométricos:

- $\Delta\lambda < 100\text{Å}$ Sistema de banda angosta
- $100 < \Delta\lambda < 300\text{Å}$ Sistema de banda intermedia
- $\Delta\lambda > 300\text{Å}$ Sistema de banda ancha

Los sistemas fotométricos que utilizan fotomultiplicadores, emplean filtros en la región del visible y en la región fotográfica con el propósito de continuar con los catálogos existentes. El sistema UBV diseñado por Johnson y Morgan (1953) emplea fotomultiplicadores sensibles al azul. El filtro V (visual) tiene el pico de transmisión alrededor de los 5500Å , se escogió de tal forma que sea lo más parecido a la magnitud fotovisual del Sistema Internacional y el corte en longitudes de onda mayores está definido por el fototubo y no por el filtro. El filtro B centrado alrededor de los

4300 Å, corresponde muy bien con las magnitudes fotográficas azules, este filtro consiste realmente de dos filtros, el propio filtro B y un filtro que bloquea el ultravioleta, esto previene que la magnitud en azul no se vea afectada por la discontinuidad de Balmer. La región espectral en el ultravioleta seleccionada por Johnson cae sobre una zona de absorción estelar y los filtros al ser muy anchos (~ 900 Å) se traslapan. Por lo que se propusieron otros sistemas como el de Strömgren.

2.1. Sistema fotométrico de Strömgren

Quizás dos cosas, en general, distinguen el sistema fotométrico de Strömgren del sistema de Johnson.

En primer lugar, es un sistema de banda intermedia en vez de un sistema de banda ancha, es decir, que los filtros tienen aproximadamente 200 a 300 Å, en lugar de 800 a 1000 Å de ancho como son los tres del sistema UBV. Debido a esto existen varias ventajas, algunas de las cuales se mencionan más adelante. Una desventaja es que el número de fotones que pasan a través de los filtros es menor que con los filtros más anchos. Si la diferencia es un factor de cuatro (relación de los anchos de banda), entonces uno tendría una magnitud límite más brillante de 1.5 *mag* para la misma precisión, es decir, si se observa una estrella de magnitud 10, entonces para mantener la misma precisión se tendría que observar una estrella de magnitud 8.5 o aumentar el número de integraciones para obtener el mismo conteo de fotones, de lo contrario la exactitud disminuye. Sin embargo, los resultados científicos lo compensan con creces para la mayoría de los programas de investigación.

En segundo lugar, los pasos de banda que definen el sistema están dados por los filtros, en lugar de una combinación de estos con la transmisión atmosférica y la respuesta del fotomultiplicador, por lo tanto, los filtros se pueden usar en cualquier sitio y con casi cualquier fotomultiplicador y producir aún el mismo sistema fotométrico.

El sistema fotométrico de Strömgren también se conoce comúnmente como el sistema *uvby*. Las letras provienen de los colores de los filtros que emplea: ultravioleta, violeta, azul y amarillo del inglés *ultraviolet, violet, blue y yellow*.

¿Por qué Strömgren eligió estos pasos de banda y anchos específicos? Si se considera la distribución espectral de una estrella de secuencia principal típica (figura 2.1)¹, las características dominantes son:

1. Color (debido principalmente a las diferencias de temperatura). Uno puede definir diferentes índices de color (en magnitudes), dependiendo de la longitud de onda de interés, por ejemplo los índices $(B - V)$ y $(U - B)$ del sistema de Johnson o sus equivalentes en el sistema de Strömgren $(b - y)$ y $(u - b)$.
2. La discontinuidad de Balmer².

¹Imagen obtenida de David & Hillenbrand 2015, ApJ 804, 146.

²La discontinuidad de Balmer es una caída en la intensidad del espectro continuo en el límite de la serie de Balmer del hidrógeno, justo en 3646 Å. Este salto representa la energía que un electrón, que está en el segundo estado de energía, absorbe para liberarse, es decir, el átomo de hidrógeno se ioniza.

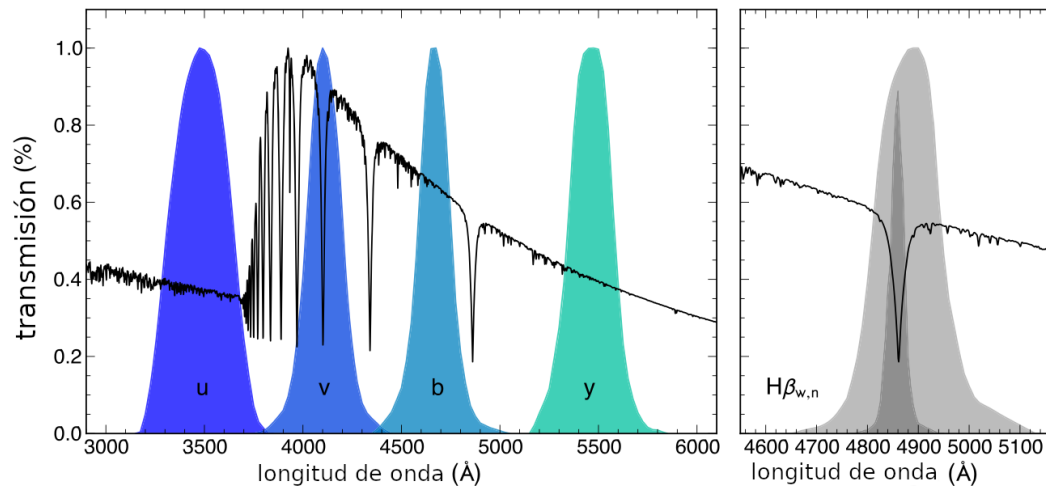


FIGURA 2.1: Pasabandas de los filtros u , v , b , y , $H\beta_w$ y $H\beta_n$.

3. Absorción del bloqueo de líneas debido a elementos pesados (*blanketing*)³.
4. Intensidad de absorción de líneas individuales.

Strömgren diseñó el sistema *uvby* compuesto de cuatro filtros de banda intermedia para medir los primeros tres puntos anteriores, de una manera en que los parámetros están bien separados. Este sistema selecciona regiones del espectro donde se mide el flujo estelar fuera de la zona de líneas de absorción, excepto el filtro v que tiene la línea $H\delta$ cerca del centro de la banda. Por ejemplo, en la figura (2.1) puede verse que el espacio entre las líneas se vuelve más y más estrecho hasta que en el límite de Balmer hay una fuerte caída en el nivel del continuo (llamada discontinuidad o salto de Balmer), por lo tanto el índice $(u - v)$ es sensible a la intensidad de la discontinuidad que a su vez es una función del tipo espectral, es decir, si la discontinuidad es alta, se recibe muy poca luz a través del filtro u .

Por otro lado, el sistema fotométrico $H\beta$ utiliza los filtros n (narrow) y w (wide) de banda angosta que definen el índice β desarrollado por Crawford (1958). Este índice está diseñado para medir la intensidad de la absorción de la línea $H\beta$. Juntos, los dos conjuntos de filtros forman un sistema bien calibrado que está diseñado específicamente para el estudio de estrellas tempranas del tipo BAF, para las cuales la intensidad de las líneas de hidrógeno y las pendientes del continuo en la región de Balmer cambian rápidamente con la temperatura y gravedad.

Los pasos de banda se pueden definir por filtros, por ranuras en un espectrógrafo o por una combinación de ambos.

La banda en u se encuentra completamente debajo de la discontinuidad de Balmer y por encima de la región del límite atmosférico. Es lo suficientemente ancho

³En los modelos de atmósfera estelar, el *blanketing* es el efecto de las líneas metálicas en la estructura atmosférica de las estrellas, debido a las opacidades adicionales de miles de líneas metálicas que alteran la transferencia radiativa, lo que lleva a cambios en la temperatura, por lo que el espectro emergente se modifica.

como para llenar la mayor parte de la región entre estas dos longitudes de onda (figura 2.1).

La banda v se encuentra por encima de la discontinuidad de Balmer, en la región donde el *blanketing* es intenso. Tiene la línea $H\delta$ cerca del centro de la banda.

Las bandas b y y se encuentran por encima del punto de los 4500 Å donde el *blanketing* se vuelve importante (para las estrellas más calientes que el Sol). Como tal, el índice de color ($b-y$) está bastante libre de efectos de *blanketing*, considerablemente más que ($B - V$) del sistema UBV. También se puede usar ($u - b$) como índice de color, como ($U - B$) de Johnson. El último índice no es una medida limpia de la discontinuidad de Balmer, ya que tanto U como B se inclinan sobre la región de la discontinuidad y también se ve afectado por el *blanketing*. Para algunas estrellas, se usa como una medida de discontinuidad, ignorando los efectos del *blanketing*, mientras que para otras estrellas se usa como una medida del *blanketing*, ignorando los efectos de la discontinuidad.

La banda y se encuentra en 5500 Å, la misma longitud de onda central que la V del sistema UBV. Como generalmente no hay características fuertes en el paso de banda V , la magnitud del filtro y de banda intermedia se puede comparar con la magnitud V de banda ancha. Por lo tanto, una medida de magnitud con y puede transformarse con precisión a la magnitud V del sistema UBV. De modo que, no se definió una nueva magnitud V para el sistema $uvby-\beta$.

A partir de los flujos contenidos en los seis pasabandas $uvby-\beta$ se definen cinco índices fotométricos:

1. La magnitud V , medida con el filtro y .
2. El índice ($b-y$), mide el color y por lo tanto, es utilizado para determinar la temperatura o el enrojecimiento interestelar, tal como se hace con ($B - V$) en el sistema UBV. Sin embargo, el índice ($b-y$) es más libre de los efectos del *blanketing* que ($B - V$).
3. El índice c_1 . Strömgren definió este índice (ecuación 2.2), es en realidad una "diferencia de color". En esencia, ($v-b$) define un gradiente de color y c_1 mide cuánto difiere u de ese gradiente. Como el *blanketing* en u es aproximadamente el doble de lo que es en v , el índice c_1 está libre de efectos de color y de *blanketing* por lo que es una medida bastante clara de la discontinuidad de Balmer (absorción continua de hidrógeno). Este índice se utiliza para medir la temperatura (por lo tanto, el color intrínseco) para las estrellas más calientes que aquellas en las que la discontinuidad es máxima (sobre el tipo espectral A2), y para medir la magnitud absoluta (gravedad superficial) para estrellas más frías.
4. El índice m_1 . De manera similar, Strömgren definió otra diferencia de color para medir el *blanketing* (ecuación 2.3). Aquí ($b-y$) define el gradiente de color y m_1 mide cuánto difiere v de ese gradiente. Se utiliza particularmente para determinar las diferencias de abundancias metálicas de una estrella a otra. En la práctica, se usa el índice δm_1 , que es la diferencia entre la relación m_1 de las estrellas del cúmulo Hyades y el índice m_1 medido, para medir las diferencias de *blanketing*. Este δm_1 está calibrado a $[Fe/H]$.
5. El parámetro $H\beta$ mide la temperatura (color intrínseco) para las estrellas más frías y la magnitud absoluta (gravedad superficial) para las más calientes.

Los índices de color ($b-y$) y ($u-b$) y el índice β

$$\beta = H\beta_n - H\beta_w \quad (2.1)$$

son sensibles a la temperatura y dependen débilmente de la gravedad superficial para estrellas A y F tardías. El índice de la discontinuidad de Balmer

$$c_1 = (u - v) - (v - b) \quad (2.2)$$

es sensible a la temperatura para estrellas tempranas de tipo O y B, y sensible a la gravedad superficial para estrellas intermedias de tipo espectral A y F. Finalmente el índice de líneas metálicas es sensible a la metalicidad $[Fe/H]$.

$$m_1 = (v - b) - (b - y) \quad (2.3)$$

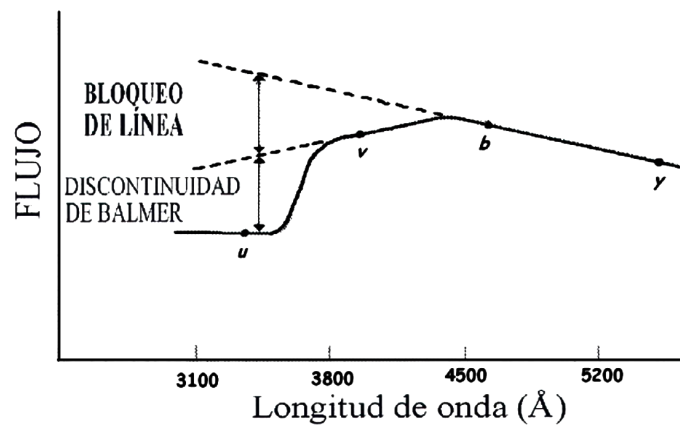


FIGURA 2.2: Se ilustra esquemáticamente un espectro estelar y la ubicación de los cuatro filtros u , v , b , y , así como el salto de Balmer y el *blanketing* o bloqueo de líneas.

Hay que tener en cuenta que la transformación al sistema estándar (el sistema se define de igual manera que en el sistema UBV, por referencia a estrellas estándar) es más fácil y más preciso que con el sistema de Johnson. No hay términos de color de segundo orden integrados para la extinción, debido a que los anchos de banda de los filtros son más estrechos, por lo que las transformaciones de extinción también son más fáciles.

A continuación se muestran las transformaciones del sistema instrumental al sistema estándar. Se supone que el sistema instrumental es próximo al estándar por lo que es suficiente con una aproximación lineal para lograr la relación entre ambos sistemas, de modo que las ecuaciones que los ligan toman la forma general:

$$V = A + B(b - y)_i + y_i \quad (2.4)$$

$$(b - y)_{std} = C + D(b - y)_i \quad (2.5)$$

$$m_{1std} = E + Fm_{1i} + J(b - y)_i \quad (2.6)$$

$$c_{1std} = G + Hc_{1i} + I(b - y)_i \quad (2.7)$$

$$\beta_{std} = K + L\beta_i \quad (2.8)$$

dónde: los subíndices *std* e *i* indican las cantidades correspondientes al sistema estándar y al sistema instrumental, por ejemplo, de la ecuación (2.7) c_{1std} es el índice en el sistema estándar corregido por extinción, *G* es la corrección del punto cero, *H* es el término de escala, c_{1i} es el índice observado e *I* es el término de color que permite efectos de $H\delta$ en *v*. Se podría usar el índice de $H\beta$ en lugar de $(b-y)$ en el último término y esto se hace ocasionalmente cuando el índice está disponible antes de que se realicen las transformaciones de *uvby*.

Para cada índice hay un correspondiente índice intrínseco, un índice desenrojecido denotado por un subíndice cero, por ejemplo c_0 , $(b-y)_0$ y $(u-b)_0$, estos se obtienen por corrección del enrojecimiento debido al exceso de color definido como:

$$E(b-y) = (b-y) - (b-y)_0 \quad (2.9)$$

El exceso de color $E(b-y)$ es debido a la absorción interestelar. Es la diferencia entre el color medido y el color intrínseco estimado por c_1 o $H\beta$.

Mediante las siguientes relaciones, es posible calcular el índice de color intrínseco $(b-y)_0$, y obtener los parámetros m_0 , c_0 y $(u-b)_0$ libres de enrojecimiento.

$$E(m_1) = -0.32E(b-y) \quad (2.10)$$

$$E(c_1) = 0.20E(b-y) \quad (2.11)$$

$$E(u-b) = 1.5E(b-y) \quad (2.12)$$

Por otro lado, se espera que para las fuentes cercanas el enrojecimiento sea insignificante, por lo que Crawford & Mandwewala (1976) definen los índices libres de enrojecimiento para estrellas de tipo A:

$$[c_1] = c_1 - 0.20(b-y) \quad (2.13)$$

$$[m_1] = m_1 + 0.32(b-y) \quad (2.14)$$

$$[u-b] = [c_1] + 2[m_1] \quad (2.15)$$

Entonces, una combinación de los cuatro parámetros definidos por Strömgren más el índice $H\beta$ nos ofrece información preliminar importante de lo que queremos saber sobre las estrellas, ver si es útil para la astrofísica o para uso en estudios de estructura galáctica. Ya que obtenemos una medida del brillo aparente y del brillo absoluto, por lo tanto, de la distancia. Obtenemos una medida de temperatura, bien calibrada con el tipo espectral. Determinamos una medida de la abundancia $[Fe/H]$ de la estrella. De una combinación de estos parámetros, también obtenemos una medida de la edad de las estrellas, a través de calibraciones de evolución estelar. También podemos estimar el enrojecimiento interestelar y la absorción de la luz estelar, ya que tenemos una buena medida del color intrínseco y medimos el color $(b-y)$. Entonces, el sistema *uvby*- β es excelente para los estudios de la materia de absorción interestelar, así como para los estudios de las propias estrellas, en el presente trabajo, de las estrella variables pulsantes.

Capítulo 3

Observaciones

3.1. San Pedro Mártir

La fotometría de Strömgren se realizó en el Observatorio Astronómico Nacional, ubicado en la Sierra de San Pedro Mártir en el Estado de Baja California, México (OAN-SPM), cuyas coordenadas geográficas son:

- latitud = $31^{\circ}02'43''$ N
- longitud = $115^{\circ}28'00''$ W
- altura = 2790 m.s.n.m.

3.2. Instrumentación

En el OAN-SPM se ha utilizado el telescopio *Ritchey-Cretien* de 84 cm. Este telescopio lleva acoplado el espectrofotómetro Danés, que permite medir simultáneamente en las cuatro bandas *uvby* del sistema fotométrico de Strömgren, así como en las dos bandas del sistema fotométrico *H β* de Crawford. Debido al sistema automático del telescopio, así como la versatilidad del fotómetro, se tiene una mayor rapidez en la toma de datos que es muy importante para el estudio de estrellas variables, más aún si el periodo de pulsación es pequeño (periodo típico de dos horas), permitiendo tomar un número suficiente de puntos a lo largo de la curva de luz.

El fotómetro de Strömgren (Danés) del OAN-SPM fue diseñado y construido originalmente durante 1981-1982, en los talleres del Observatorio de la Universidad de Copenhague, en Brorfelde, Dinamarca. Los responsables de su diseño genérico son B. Strömgren, E. H. Olsen, P. E. Nissen y R. F. Nielsen. El diseño óptico y mecánico fue realizado por R. F. Nielsen y P. Bechmann (Gutiérrez *et al.* 2004).

El instrumento se emplea para hacer la fotometría fotoeléctrica por conteo de fotones en dos modos de funcionamiento: el modo *uvby* (el sistema de Strömgren) y el modo *H β* (el sistema de Crawford). Un espejo plano inclinado, intercalado opcionalmente en el camino óptico permite al usuario cambiar de modo.

En el modo *uvby*, el fotómetro utiliza una rejilla de difracción para separar las componentes espectrales de las cuatro bandas del sistema de Strömgren y usa cuatro tubos fotomultiplicadores (Electron Tubes 9893Q/350A) para la medida simultánea de los cuatro canales (figura 3.1).

El plano focal del instrumento se encuentra a 185 mm de la superficie frontal. Allí se encuentra la rueda motorizada con seis diafragmas de diferentes tamaños (ver tabla 3.1). Después de la rueda de diafragmas se encuentra el objetivo acromático, cuya distancia focal es de 402 mm con una relación $f/6$, que colima el haz sobre la rejilla de difracción. Esta misma lente vuelve a actuar después como cámara sobre el

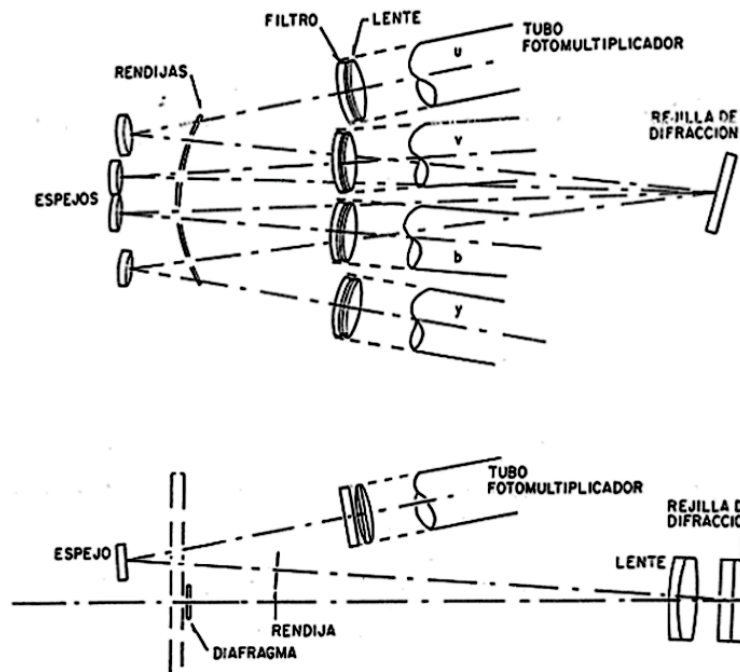


FIGURA 3.1: Diagrama de la distribución del fotómetro para las regiones $uvby$.

haz dispersado por la rejilla, enfocándolo sobre un arreglo de rendijas colocadas en el plano focal cilíndrico, que se encuentra ubicado a la misma altura que la rueda de diafragmas. En la figura (3.4) se muestra un diagrama general de la distribución del fotómetro Danés.

TABLA: 3.1: Diafragmas del fotómetro.

Diafragma	Diámetro [mm]	Campo[°]
0	3	31.6
1	2	21.1
2	1.2	12.6
3	abierto	-
4	0.6	6.3
5	0.45	4.7

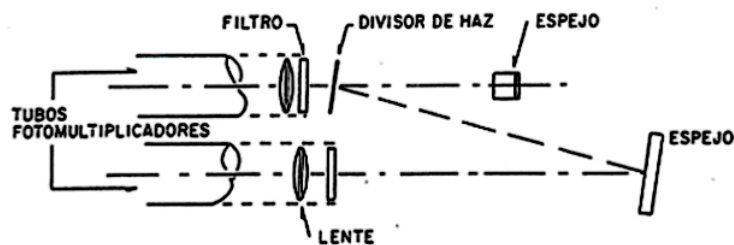
La rejilla de difracción, que funciona en modo Litrow, cuenta con 1200 líneas/mm y está optimizada para $\lambda = 5000 \text{ \AA}$ en el primer orden. Después del arreglo de rendijas selectoras (de bandas $uvby$), se encuentra un conjunto de espejos de transferencia esféricos colectores, que reenvían los respectivos haces hacia los fotomultiplicadores, estos espejos tienen un recubrimiento interferencial que optimiza la reflectividad en su respectiva banda y reduce la luz espuria.

A la entrada de los tubos fotomultiplicadores existen filtros de interferencia de muy alta transmitividad (76-90%). El alto rendimiento de estos, se debe a que no necesitan bloquear los lóbulos laterales de estos filtros de interferencia, ni los órdenes superiores de la rejilla, ya que de ello se encarga la máscara de rendijas.

El conjunto de rendijas, combinado con los filtros de interferencia, ofrecen las bandas espectrales mostradas en la tabla (3.2), donde la anchura a media altura (*Full Width at Half Maximum* FWHM por sus siglas en inglés) es una medida de la resolución espectral del espectrofotómetro.

TABLA: 3.2: Bandas espectrales para *uvby*.

	u	v	b	y
λ_{max} Å (rendija)	3686	4222	4801	5636
λ_{min} Å (rendija)	3324	4006	4572	5346
$\lambda_{central}$ Å (filtro)	3505	4110	4685	5488
FWHM Å (filtro)	300	170	183	235
Transmitividad (%)	76	83	89	90

FIGURA 3.2: Disposición interna del fotómetro para $H\beta$.

Después de la rueda de diafragmas hay un espejo plano intercambiable accionado por un motor que dobla el haz óptico de la sección *uvby* hacia $H\beta$. En el modo $H\beta$, el haz de luz se divide mediante un filtro dicróico para dividir el haz, el cual lo separa en dos haces de un 80 % y 20 % respectivamente (figura 3.2). Estos haces inciden en dos tubos fotomultiplicadores (EMI9789QA), los canales $H\beta_n$ (angosto) y $H\beta_w$ (ancho), en cuyas entradas se ubican los filtros de interferencia mostrados en la tabla (3.3). El flujo luminoso final recibido por cada canal de la sección $H\beta$ resulta más o menos igualado gracias a esta distribución de transmitividades, dado que la razón β_N/β_W debe ser próximo a la unidad y el índice instrumental $H\beta_{ins} = 2.5 \log[\beta_N/\beta_W]$ cercano a cero.

TABLA: 3.3: Bandas espectrales para $H\beta$.

	$H\beta_n$	$H\beta_w$
$\lambda_{central}$ Å	4864	4865
FWHM Å	30	137
Transmitividad (%)	70	82

La clave del funcionamiento del tubo fotomultiplicador es el efecto fotoeléctrico, descubierto en 1887 por Heinrich Hertz. La explicación de este efecto la dio Albert Einstein en 1905. Él representó la luz como una corriente de paquetes de energía o fotones, cada uno conteniendo una cantidad de energía directamente proporcional a la frecuencia e inversamente proporcional a la longitud de onda de la luz. Debido

a que los electrones están unidos al metal por fuerzas eléctricas, se requiere cierta energía mínima para liberar un electrón. Cuando un electrón absorbe un fotón, gana la energía del fotón. Sin embargo, a menos que la frecuencia esté por encima de cierto valor, la energía es insuficiente para que el electrón escape del metal. Para frecuencias superiores a este valor umbral, el electrón puede escapar y cualquier exceso de energía por encima del umbral se convierte en energía cinética (energía del electrón). Para todas las frecuencias por encima del valor umbral, la cantidad de electrones liberados es directamente proporcional a la cantidad de fotones que golpean la superficie del metal.

Los componentes del tubo fotomultiplicador están contenidos en una envoltura de vidrio al vacío, para que los electrones puedan viajar libremente sin chocar con las moléculas de aire. La figura (3.3) muestra una imagen de un tubo RCA 1P21 PM. El corazón del tubo es la superficie metálica que libera los fotoelectrones. Como esta superficie tiene un gran voltaje negativo con respecto a tierra, se le llama fotocátodo.



FIGURA 3.3: Diagrama del fotomultiplicador.

Como la corriente producida por los fotoelectrones es muy débil y difícil de medir, incluso para estrellas brillantes, el tubo fotomultiplicador amplifica esta corriente internamente. Para lograr esto, los fotoelectrones liberados por el fotocátodo son atraídos a otra superficie metálica por un potencial eléctrico. Esta superficie metálica se llama dínodo y en el 1P21 tiene un potencial de 100 V menos negativo que el fotocátodo. Como resultado, este dínodo parece positivo en comparación con el fotocátodo. Los fotoelectrones se aceleran hacia su superficie y el impacto de cada uno libera unos cinco electrones más por el proceso de emisión secundaria. Estos electrones a su vez son acelerados hacia otro dínodo que es 100 V menos negativo que el dínodo anterior. Una vez más, el proceso de emisión secundaria libera alrededor de cinco electrones por electrón incidente. Este proceso se repite luego en otros dínodos. El 1P21 tiene nueve dínodos, por lo que por cada fotoelectrón emitido en el fotocátodo hay 5^9 electrones emitidos en el último dínodo. Luego, estos electrones se recolectan en una superficie metálica final, llamada ánodo, desde donde fluyen a través de un cable hacia la electrónica externa.

3.3. Adquisición de datos

La adquisición de datos se llevó a cabo del 17 al 27 de febrero de 2020, esta temporada a pesar de constar de diez noches de observación asignadas (con Luna Nueva el día 23), sólo fue posible observar en cinco debido a las condiciones climáticas que se presentaron. Todas las noches se observaron estrellas estándar seleccionadas de

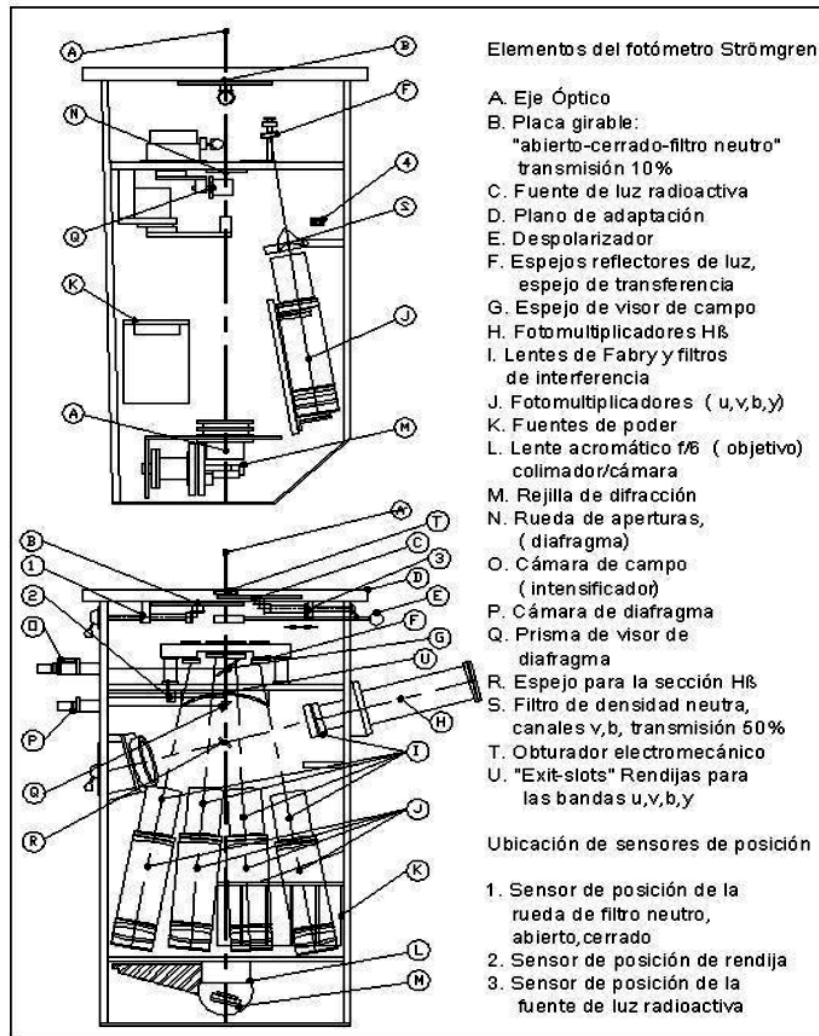


FIGURA 3.4: Diagrama general del fotómetro.

los catálogos de Crawford & Barnes 1970 y Crawford & Mander 1966, así como de estrellas estándar secundarias tomadas de los catálogos de Olsen 1983 y de Schuster & Parrao 2016, para transformar los datos instrumentales al sistema estándar.

Las estrellas estándar se seleccionaron de tal manera que cubrieran el mayor intervalo en cada índice, con la finalidad de tener una buena interpolación en la transformación al sistema estándar de las estrellas problema. Se tiene que $(b-y) = [-0.028, 0.671]$; $m_1 = [-0.004, 0.732]$; $c_1 = [0.151, 1.092]$; y $\beta = [2.491, 2.873]$. Además se calculó la visibilidad ¹ (altura vs. tiempo, figura 3.5) de cada estrella para determinar en qué momento observarla, algunas de ellas se observaron en distintos momentos para obtener valores con diferente masa de aire.

Cada vez que se mide una estrella existe una incertidumbre en el valor obtenido. Si se ignoran los errores sistemáticos, la incertidumbre se puede definir como el ruido (N) o la desviación estándar de una sola medición de la media de todas las

¹Visibilidad calculada con *Object Visibility* de Isaac Newton Group of Telescopes <http://catserver.ing.iac.es/staralt/>

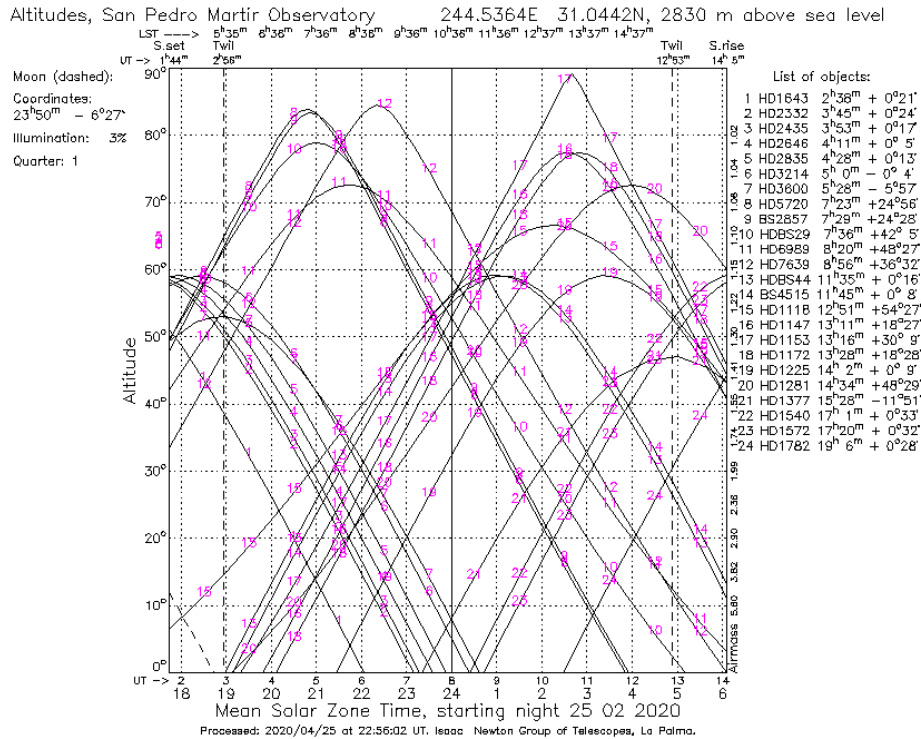


FIGURA 3.5: Visibilidad de estrellas estándares para el 25 de febrero de 2020.

medidas realizadas en la estrella. La relación entre el valor obtenido de las cuentas observadas (S) y la incertidumbre se denomina relación señal a ruido (S/N). Sin embargo existen otras formas de liberar electrones que son detectados como cuentas que contribuyen al ruido, tal es el caso de los electrones que provienen del calentamiento del instrumento en lugar de la luz; la liberación de electrones debido a la transferencia de energía cinética de las partículas que golpean el fototubo; la remoción de electrones debido a un fuerte campo eléctrico externo y los fotones que provienen del fondo del cielo.

Cada noche se realizó un método sistemático de observación. Se utilizó el diafragma No. 2 que ofrece un campo de $12.6''$ de arco y se hicieron 5 integraciones de 10 segundos (recolección de fotones) por cada estrella programada y 3 integraciones de 10 segundos de una zona del cielo próxima a cada estrella con los filtros *uvby*, de igual manera, casi simultáneamente en los filtros N y W que definen el índice $H\beta$. Este método permite obtener medidas alrededor de 10,000 *cuentas*, suficientes para obtener una relación señal a ruido $S/N = 100$ lo cual implica un error observacional de 0.01 mag (Henden 1982). Para calcular este error en magnitudes, se compara el número medio de cuentas, con los valores máximos o mínimos inducidos por el ruido, es decir:

$$\Delta m = -2.5 \log \left(\frac{c \pm \frac{c}{100}}{c} \right) = -2.5 \log \left(1 \pm \frac{1}{100} \right) = \pm 0.01 \text{ mag} \quad (3.1)$$

Las estrellas estándar se observaron al menos una vez por noche. Para las estrellas objetivo, se hicieron secuencias de integraciones durante el tiempo suficiente

para asegurar, al menos, un ciclo en su variación de pulsación o mientras que el sistema permitió observarlas. En la figura (3.6) se muestra la visibilidad de las estrellas **VZ Cnc**, **RR Leo** y **YZ Boo**, como puede verse, las estrellas **VZ Cnc** y **RR Leo** son visibles prácticamente durante toda la noche y **YZ Boo** es posible observarla después de la media noche y hasta que alcanza su altura máxima poco antes del amanecer.

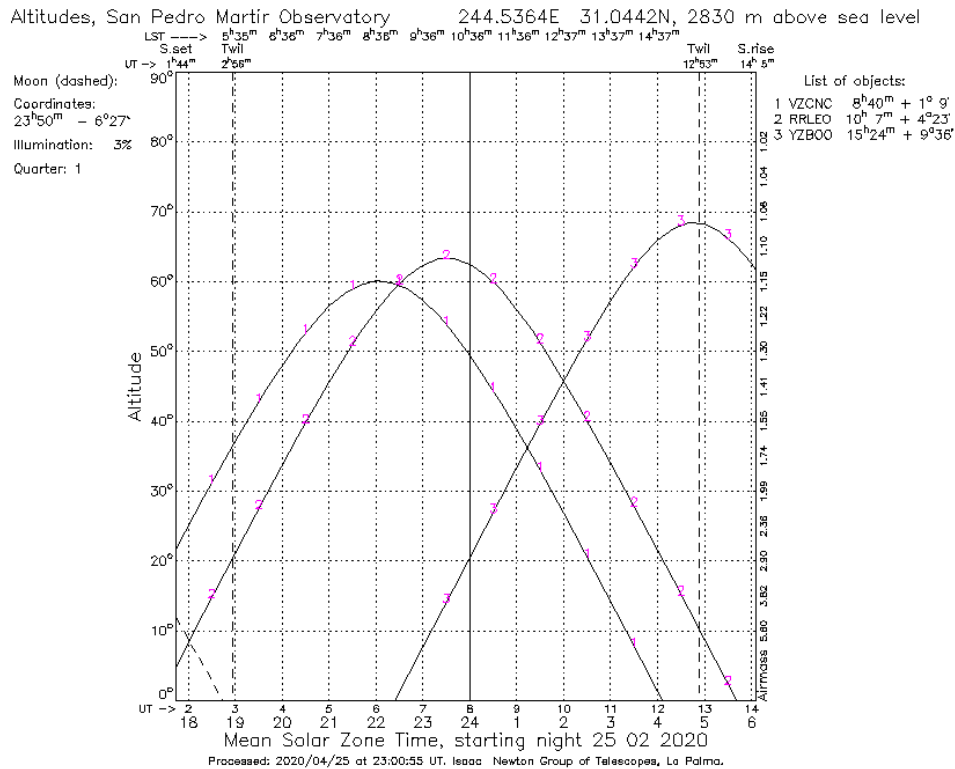


FIGURA 3.6: Visibilidad de las estrellas pulsantes **VZ Cnc**, **RR Leo** y **YZ Boo** para el 25 de febrero de 2020.

3.4. Reducción de datos NABAPHOT

La reducción de datos se hizo mediante los programas de cómputo del paquete NABAPHOT (Arellano Ferro & Parrao 1989). Este paquete consiste en una serie de programas escritos en FORTRAN que se ejecutan sucesivamente, transformando los datos instrumentales al sistema estándar. Se mostrará un ejemplo de su aplicación para los datos en UT en el modo *uvby* de la temporada de febrero 2020. La reducción para el modo *H β* es análoga.

3.4.1. Revisión y corrección de las observaciones.

Cada noche de esta temporada se realizaron alrededor de mil integraciones. En la tabla (3.4) se muestra la salida de datos del fotómetro en el modo *uvby* para dos estrellas estándar. En la primera columna se tiene un índice que puede ser 0 para una medida de una estrella o 1 para el cielo, las siguientes columnas muestran el número de observación, el nombre del objeto, el tiempo de integración en segundos y el tiempo sidereal; el conteo de fotones de los flujos en los filtros *uvby* están en las cuatro columnas posteriores; en la décima columna se tiene un indicador de estado, luego

el modo que corresponde en este caso al *uvby* y finalmente la fecha de observación y el tiempo universal. De manera similar, el fotómetro devuelve los datos en el modo $H\beta$.

TABLA: 3.4: Datos de salida del fotómetro. Archivo UDATA

I	N	ID	T_{int}	TS	Fu	Fv	Fb	Fy	St	Modo	Fecha	TU
0	1	HD26462	10	083156	323954	1103752	1617278	582102	2	-u--	0200220	061511
0	2	HD26462	10	083206	325367	1108017	1626692	583488	2	-u--	0200220	061521
0	3	HD26462	10	083216	325050	1105165	1625317	584567	2	-u--	0200220	061531
0	4	HD26462	10	083226	326288	1106216	1625303	585439	2	-u--	0200220	061541
0	5	HD26462	10	083236	328002	1112832	1636474	588334	2	-u--	0200220	061551
1	6	HD26462	10	084259	209	240	266	372	2	-u--	0200220	062612
1	7	HD26462	10	084309	173	221	273	326	2	-u--	0200220	062622
1	8	HD26462	10	084319	178	221	284	284	2	-u--	0200220	062632
0	9	HD28355	10	084705	674999	2632693	3492146	1136405	2	-u--	0200220	063017
0	10	HD28355	10	084715	675243	2620392	3479340	1133958	2	-u--	0200220	063027
0	11	HD28355	10	084725	676983	2634109	3490222	1135683	2	-u--	0200220	063037
0	12	HD28355	10	084735	671765	2620225	3475260	1134898	2	-u--	0200220	063047
0	13	HD28355	10	084745	671767	2623676	3481780	1135559	2	-u--	0200220	063057
1	14	HD28355	10	084916	205	295	333	306	2	-u--	0200220	063228
1	15	HD28355	10	084926	218	273	306	293	2	-u--	0200220	063238
1	16	HD28355	10	084936	209	283	365	324	2	-u--	0200220	063248

Al momento de hacer las observaciones pueden generarse varios errores que podrían afectar las mediciones, como los que ocasionaría el mal centrado de una estrella en el diafragma, la presencia de nubes cirrus, una mala identificación de la estrella, confusión entre cielo y estrella, cambios de diafragma, etc. Para identificar los posibles errores, se utiliza el programa **UVBY1ST**. Al correr este programa se obtiene un listado (archivo UCHECK, tabla 3.5), el cual contiene: el número de cuentas promedio de la estrella (F_x) y del cielo que se va a restar (c_x); el tiempo de integración (T_{is}) y el número de integraciones (N_{is}), así como el tiempo total de integración tanto para la estrella (ΣT_{is}) como para el cielo (ΣT_{ic}); tiempo sidereal (TS) y masa de aire (M.A.); las magnitudes y colores promedio ($v, (b-y), m_1, c_1$) corregidos por coeficientes de extinción promedio y por puntos cero promedio de la transformación; los errores promedio (desviaciones estándar del promedio obtenido de las cuentas de integración de un mismo objeto en los filtros *uvby*, para cada una de las observaciones realizadas) y los errores de las estadísticas de los fotones.

TABLA: 3.5: Archivo UCHECK

I	ID	Fu/cu/TS	Fv/cv/M.A.	Fb/cb/v/	Fy/cy/(b-y)	Tis/Tic/ m_1	Nis/Nic/ c_1	ΣT_{is} ΣT_{ic}
1	HD26462	45848.09	135037.25	184156.08	63518.50	10	5	50.
1	HD26462	15.63	20.63	27.07	21.23	10	3	30.
1	HD26462	7.4508	1.6370	6.8448	-0.3887	1.0218	0.5603	
				0.0024	0.0010	0.0007	0.0028	
				0.0006	0.0007	0.0010	0.0012	
22	HD154363	1873.29	7278.16	21560.19	10744.28	10	5	50.
22	HD154363	14.33	20.80	26.73	17.40	10	3	30.
22	HD154363	15.2531	1.4039	8.8058	0.0246	1.4782	0.0500	
				0.0030	0.0020	0.0030	0.0038	
				0.0015	0.0018	0.0031	0.0052	

Al revisar este listado es posible detectar errores como los mencionados anteriormente. Por ejemplo, el valor de $(b-y)$ para la estrella HD26462 de la tabla (3.5) es menor que cero, lo cual indica la presencia de una nube, de tal manera que el valor en y sea mayor, por lo que se debe considerar el uso de estos datos. Las correcciones deben hacerse manualmente sobre el archivo de entrada UDATA.

Para hacer uso del programa **UVBY1ST** (así como de otros programas que se describirán más adelante), es necesario tener un archivo (STDATA u OBJETOS) que contenga las posiciones de los objetos observados y los valores en el sistema estándar de las estrellas estándar. La tabla (3.6) muestra cinco estrellas del archivo STDATA (se emplea el nombre STDATA u OBJETOS según el programa que se utilice). En la primer columna contiene un número que identifica si el objeto se trata de una estrella estándar (1) o un objeto programa (0); luego el identificador del objeto, sus coordenadas de ascensión recta y declinación y los índices v , $(b-y)$, m_1 , c_1 y $H\beta$ en el sistema estándar (si se conocen) y la última columna está reservada para algún comentario, generalmente se coloca el tipo espectral, sin embargo, la información colocada ahí no es tomada en cuenta para la reducción.

TABLA: 3.6: Archivo STDATA / OBJETOS

I	ID	A.R [h.m]	s	δ °	'	v	$(b-y)$	m_1	c_1	β	comentario
1	HD26462	04.11.	20.0+05.	31.4	5.711	.231	.163	.5922.706	F4v		
1	HD28355	04.28.	50.0+13.	02.9	5.023	.144	.225	.9122.832	F0v		
0	YZB00	15.24.	06.9+36.	52.0							
0	RRLEO	10.07.	43.4+23.	59.5							
0	VZCNC	08.40.	52.1+09.	49.5							

Este archivo se emplea para agregar las coordenadas de ascensión recta y declinación precesadas para la época de observación, a los promedios de las integraciones de los objetos observados, dichos valores son empleados para calcular la masa de aire al momento de la observación y para calcular las transformaciones al sistema estándar. El archivo debe contener todos los objetos observados en la temporada o en su defecto, en la noche de observación. Si un objeto que se encuentre en UDATA no se encuentra en STDATA, el programa **UVBY1ST** lo indicará.

Las coordenadas se tomaron de **SIMBAD** (Wenger *et al.* 2000) para la época 2000 y se utilizó el programa **PRECES** para obtener las coordenadas precesadas a la noche de observación. El archivo de entrada de este programa es STDATA y el archivo de salida devuelve los mismos datos pero con las coordenadas corregidas.

Una vez que se tiene preparado el archivo OBJETOS así como UDATA con las correcciones correspondientes, se ejecuta el siguiente programa.

3.4.2. TACZU

Este programa tiene como entrada los archivos OBJETOS y UDATA. **TACZU** se encarga de hacer las correcciones por tiempo muerto y promedia las integraciones de un mismo objeto al que le sustrae el promedio de las cuentas del cielo. En el archivo de salida, al que por conveniencia el usuario debe agregar el sufijo TZU (y la extensión .txt en todos los archivos de cada programa), agrega las coordenadas ecuatoriales tomadas del archivo OBJETOS.

La tabla (3.7) muestra la salida para dos estrellas estándar y dos estrellas problema, a las cuales se les asigna junto con su identificador el número 1 y 0 respectivamente. Posteriormente vienen las coordenadas de ascensión recta y declinación

TABLA: 3.7: Archivo TZU

I/ID	Coord.	Ec./	TS	(Fs-c)u	(Fs-c)v	(Fs-c)b	(Fs-c)y	fecha
1HD26462	41120+	53124	83216	32639.66	112250.78	163124.49	58686.24	200220
1HD28355	42850+13	254	84725	67759.63	271507.49	350785.83	114408.76	200220
OYZB00	1524	7+3652	0131345	553.69	1651.16	2089.16	678.03	200220
ORRLEO	10	743+23593010	226	354.06	1043.67	1339.36	474.18	250220

junto con el tiempo sidereal; las siguientes columnas muestran los promedios del conteo de fotones a los que se les ha restado el promedio del conteo de fotones del cielo para los filtros *uvby* y finalmente la fecha de observación, en este caso corresponden al 20 y 25 de febrero de 2020.

La figura (3.7) muestra el diagrama de flujo de la paquetería NABAPHOT. El archivo de entrada mostrado como CLN se refiere al archivo UDATA después de haber sido procesado por **UBVY1ST** para su revisión y corrección.

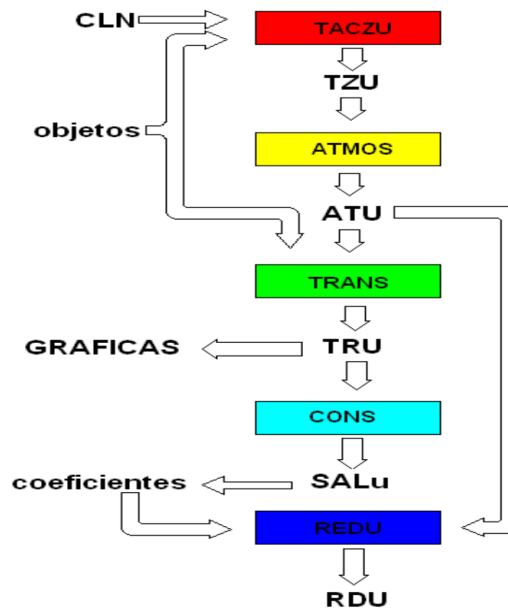


FIGURA 3.7: Diagrama de flujo de la paquetería NABAPHOT.

3.4.3. ATMOS

El programa **ATMOS** calcula, a partir del conteo de fotones que se encuentran en TZU, la magnitud y colores instrumentales corregidos por extinción atmosférica, según la ecuación (3.2) para el uso de los coeficientes de extinción promedio (Parrao & Schuster 2003).

$$m_0 = m_{ins} - \kappa\chi \quad (3.2)$$

donde m_0 es la magnitud o índice de color fuera de la atmósfera; m_{ins} es la magnitud o color instrumental; κ es el coeficiente de extinción; χ es la masa de aire calculada por la siguiente ecuación:

$$\chi = \sec(z)[1 - 0.0012(\sec^2 z - 1)] \quad (3.3)$$

con z la distancia cenital.

Los coeficientes de extinción promedio son los obtenidos de (Schuster & Parrao 2001) mostrados en la tabla (3.8).

TABLA: 3.8: Coeficientes de extinción atmosférica promedio

color	κ
V	0.140
$(b-y)$	0.057
m_1	0.047
c_1	0.122

La tabla (3.9) muestra la salida del programa **ATMOS** para dos estrellas estándar y dos estrellas problema. Se muestran los valores instrumentales para la magnitud v y colores $(b-y)$, m_1 y c_1 corregidos por extinción atmosférica, el tiempo sidereal y la fecha.

TABLA: 3.9: Archivo ATU

ID	V_{ins}	$(b-y)_{ins}$	$m_{1\ ins}$	$c_{1\ ins}$	TS	Fecha
1HD26462	-12.232	-1.244	1.378	.675	83216	200220
1HD28355	-12.913	-1.332	1.376	1.005	84725	200220
OYZB00	-7.221	-1.284	1.414	.811	131345	200220
ORRLE0	-6.818	-1.183	1.342	.796	10 226	250220

3.4.4. TRANS

El programa **TRANS** escribe en su archivo de salida TRU, los valores estándar del archivo OBJETOS y los instrumentales del archivo ATU de las estrellas estándar. La tabla (3.10) muestra los valores para las estrellas estándar observadas en la temporada de febrero 2020. Los valores se deben graficar para asegurar (por inspección visual) que la relación entre sistemas sea lineal. Si los valores de una estrella están alejados de la recta, es muy probable que haya un error en su detección o en su identificación, estos valores tendrán que ser removidos con especial atención, en este análisis no se han removido puntos. Las gráficas de la relación entre sistemas para los colores del sistema $uvby-\beta$ se muestran en la figura (3.8). Las estrellas estándar se seleccionaron de tal forma que se obtuvieron los mayores valores posibles de los índices para tener una buena interpolación de las estrellas objetivo, por ejemplo, para las estrellas de tipo F, el índice β se encuentra entre ($2.59 \leq \beta \leq 2.72$) y para las de tipo A ($2.72 < \beta < 2.88$).

3.4.5. CONS

Los coeficientes de transformación son calculados por el programa **CONS**, a partir del archivo TRU mediante las ecuaciones (2.4) a la (2.8). Los valores de los coeficientes son escritos en el archivo SALu junto con sus errores estadísticos. La tabla (3.11) muestra los valores de los coeficientes de transformación obtenidos para cada noche de la temporada de observación, así como el promedio y la desviación estándar de la temporada.

TABLA: 3.10: Archivo TRU

ID	V_{std}	$(b-y)_{std}$	m_1_{std}	c_1_{std}	V_{ins}	$(b-y)_{ins}$	m_1_{ins}	c_1_{ins}
HD26462	5.711	.231	.163	.592	-12.232	-1.244	1.378	.675
HD28355	5.023	.144	.225	.912	-12.913	-1.332	1.376	1.005
HD32147	6.197	.608	.638	.249	-11.691	-.846	1.861	.320
HD36003	7.624	.641	.676	.187	-10.320	-.844	1.885	.222
BS2857	5.050	.062	.202	1.013	-12.866	-1.367	1.328	1.141
HD69897	5.150	.315	.149	.384	-12.816	-1.132	1.306	.484
HD76398	5.390	.084	.205	.968	-12.488	-1.367	1.380	1.063
BS2857	5.050	.062	.202	1.013	-12.860	-1.374	1.334	1.139
HD69897	5.150	.315	.149	.384	-12.813	-1.135	1.307	.483
HD76398	5.390	.084	.205	.968	-12.489	-1.371	1.382	1.066
BS2857	5.050	.062	.202	1.013	-12.876	-1.382	1.340	1.147
HD69897	5.150	.315	.149	.384	-12.821	-1.140	1.310	.480
HD76398	5.390	.084	.205	.968	-12.494	-1.373	1.381	1.069
BS4515	4.850	.092	.195	.926	-13.078	-1.327	1.304	1.042
HD111812	4.940	.435	.195	.406	-13.012	-1.015	1.347	.483
HD114710	4.250	.368	.192	.338	-13.690	-.1019	1.217	.501
HD115383	5.210	.373	.189	.384	-12.761	-1.084	1.354	.471
HD117243	8.350	.404	.231	.394	-9.612	-1.089	1.464	.429
HD122563	6.200	.633	.090	.550	-11.756	-.850	1.336	.465
HD125455	7.581	.497	.387	.289	-10.368	-.991	1.620	.319
HD137778	7.568	.535	.463	.284	-10.353	-.945	1.705	.316
HD154029	5.200	.002	.180	1.094	-12.655	-1.440	1.330	1.206
HD154363	7.703	.674	.632	.175	-10.257	-.820	1.859	.176
HD157214	5.400	.409	.182	.309	-12.567	-1.069	1.367	.383
HD178233	5.600	.176	.190	.752	-12.422	-1.288	1.382	.825

TABLA: 3.11: Coeficientes de transformación por noche de la temporada febrero 2020

κ \noche	1920	2324	2425	2526	2627	promedio	σ
A	18.0227	18.0185	17.9937	17.9734	17.9053	17.98272	0.0476
B	0.0754	0.0823	0.0598	0.0515	-0.0075	0.05230	0.0356
C	1.5352	1.5479	1.5298	1.5384	1.5362	1.53750	0.0066
D	1.0641	1.0741	1.0597	1.0631	1.0646	1.06512	0.0054
E	-1.3649	-1.3963	-1.3789	-1.3841	-1.3775	-1.38034	0.0114
F	1.0483	1.0602	1.0499	1.0480	1.0498	1.05124	0.0051
J	-0.0600	-0.0756	-0.0746	-0.0784	-0.0712	-0.07196	0.0072
G	0.0493	0.1106	0.0459	0.0496	0.0059	0.05226	0.0374
H	0.9719	0.9986	0.9641	0.9608	0.9193	0.96294	0.0286
I	0.0957	0.1641	0.0894	0.0884	0.0233	0.09218	0.0499
K	2.3751	2.3853	2.3921	2.4099	2.3783	2.3881	0.0138
L	-1.3381	-1.3560	-1.3125	-1.3113	-1.3315	-1.3299	0.0187

3.4.6. REDU

El programa **REDU** tiene como entrada el archivo **ATU** con los índices instrumentales corregidos por extinción atmosférica. Al ejecutarse pide los coeficientes de transformación que se encuentran en el archivo **SALu**. Con estos datos se transforman los colores instrumentales al sistema estándar.

La tabla (3.12) muestra los valores en el sistema estándar de las estrellas que se

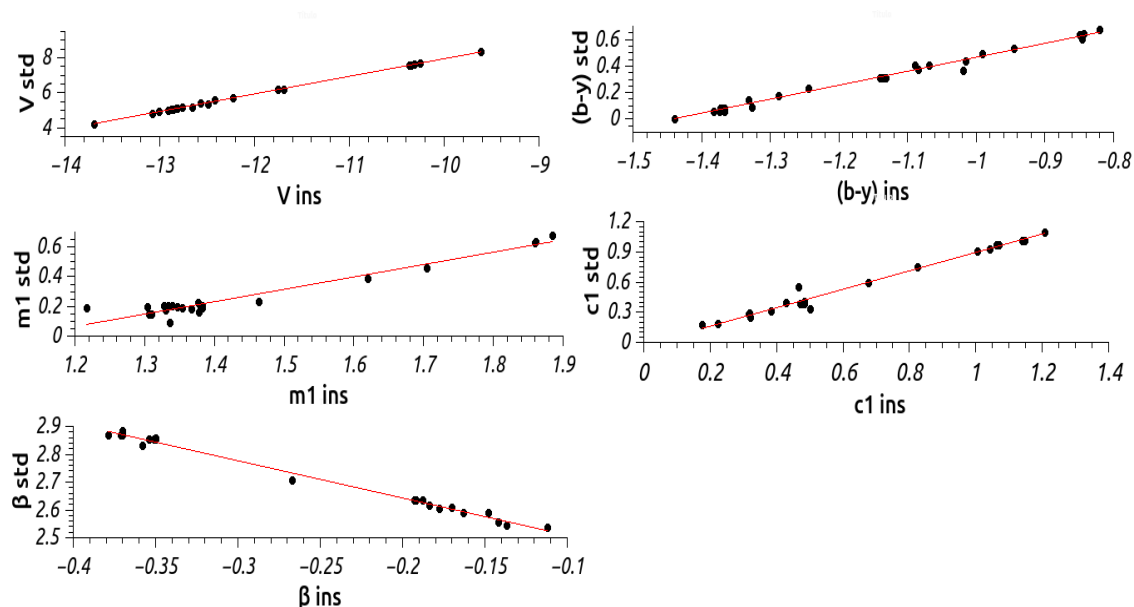


FIGURA 3.8: Se grafican los datos instrumentales Vs. estándares para asegurar por inspección visual que hay una relación lineal entre sistemas. Las estrellas estándar se seleccionaron de tal forma que se obtuvieron los mayores valores posibles de los índices fotométricos, para tener una buena interpolación de las estrellas objetivo.

han mostrado en este desarrollo. En la tabla (3.13) se muestra los valores promedio en el sistema estándar de las estrellas estándar, observadas en toda la temporada junto con su respectivo error. Se muestra el número de veces que se observó cada estrella y la fuente de donde se obtuvieron los valores en el sistema estándar. Apartir de los datos del archivo RDU es posible determinar los parámetros físicos, sin embargo al analizar estrellas variables, es necesario transformar el tiempo de observación a fecha juliana heliocéntrica, la metodología se presenta en la siguiente sección.

TABLA: 3.12: Archivo RDU

ID	V_{std}	$(b-y)_{std}$	$m1_{std}$	$c1_{std}$	TS	Fecha
1ST26462	5.697	.211	.154	.586	83216	200220
1ST28355	5.009	.118	.157	.899	84725	200220
OYZB00	10.705	.169	.194	.715	131345	200220
ORRLEO	11.105	.276	.118	.708	10 226	250220

3.5. Fecha juliana DAMADAP

El paquete DAMADAP consta de tres rutinas escritas en FORTRAN que se ejecutan sucesivamente, su trabajo es calcular el tiempo de cada observación a Día Juliano Heliocéntrico (HJD).

TABLA: 3.13: Estrellas estándares observadas en la temporada febrero 2020.

ID	v	σv	$(b-y)$	$\sigma(b-y)$	m_1	σm_1	c_1	σc_1	β	$\sigma\beta$	N	N_β	Cat
HD76398	5.426	0.005	0.079	0.004	0.168	0.003	0.958	0.004	2.847	0.005	8	8	Cwf
HD69897	5.118	0.009	0.330	0.004	0.074	0.002	0.414	0.008	2.628	0.006	8	8	Cwf
HD28355	5.007	0.010	0.128	0.006	0.153	0.006	0.906	0.005	2.844	0.006	5	5	Cwf
HD26462	5.694	0.010	0.217	0.005	0.153	0.002	0.588	0.012	2.722	0.006	5	5	Cwf
HD24357	5.939	0.008	0.205	0.001	0.167	0.001	0.591	0.006	2.726	0.007	4	4	Cwf
HD23324	5.635	0.005	-0.028	0.002	0.080	0.001	0.662	0.015	2.752	0.006	4	4	Crf66
HD16432	5.433	0.006	0.084	0.001	0.155	0.002	1.078	0.002	2.848	0.006	3	4	Cwf
HD178233	5.500	0.010	0.164	0.002	0.164	0.003	0.736	0.010	2.760	----	5	1	Cwf
HD157214	5.367	0.011	0.400	0.002	0.128	0.003	0.332	0.009	2.573	0.004	5	5	Cwf
HD154029	5.259	0.016	0.004	0.001	0.118	0.005	1.092	0.005	2.867	0.006	5	5	Cwf
HD122563	6.217	0.049	0.630	0.003	0.087	0.001	0.425	0.007	2.529	0.005	5	5	Crf66
HD115383	5.259	0.186	0.379	0.007	0.130	0.014	0.408	0.004	2.616	0.005	5	5	Cwf
HD114710	4.339	0.190	0.441	0.019	-0.004	0.038	0.437	0.014	2.601	0.003	5	5	Cwf
HD111812	4.942	0.033	0.456	0.002	0.109	0.004	0.431	0.005	2.590	0.006	5	4	Cwf
HD36003	7.633	0.021	0.636	0.004	0.663	0.004	0.182	0.002	2.524	0.004	5	5	Sch
HD32147	6.245	0.021	0.626	0.008	0.625	0.009	0.261	0.018	2.554	0.008	5	5	Sch
HD21197	7.855	0.031	0.671	0.010	0.732	0.006	0.151	0.018	2.542	0.010	4	4	Sch
HD154363	7.701	0.009	0.665	0.004	0.637	0.004	0.152	0.013	2.491	0.004	5	5	Sch
HD137778	7.584	0.017	0.532	0.003	0.476	0.004	0.283	0.013	2.569	0.003	5	5	Sch
HD125455	7.643	0.144	0.487	0.006	0.390	0.004	0.282	0.016	2.557	0.003	5	5	Ols
HD117243	8.399	0.144	0.374	0.003	0.242	0.004	0.364	0.005	2.611	0.006	5	5	Ols
BS4515	4.843	0.015	0.123	0.002	0.088	0.004	0.943	0.005	2.839	0.003	4	5	Sch
BS2857	5.056	0.010	0.078	0.006	0.118	0.005	1.024	0.007	2.873	0.005	7	8	Sch

Notas: Cwf66:(Crawford & Mander 1966); Cwf:(Crawford & Barnes 1970); Ols: (Olsen 1983); Schu: (Schuster & Parrao 2016).

3.5.1. TU2001

La labor del programa TU2001 es obtener el tiempo universal a partir del tiempo sideral local aparente que es registrado por el fotómetro en cada observación. Tiene como entrada el archivo RDU y pide la longitud del meridiano del observatorio con respecto a Greenwich; los valores de la fecha de observación y los valores publicados en "American Ephemeris and Nautical Almanac" de la sección "UNIVERSAL AND SIDERAL TIMES" las horas y minutos de la columna "G. SIDERAL TIME Apparent" y de "Mean" los segundos; los valores para el día de observación y del siguiente día de la columna "Equation of Equinoxes at 0^h UT1". La figura (3.9) muestra una imagen obtenida de "American Ephemeris and Nautical Almanac" (Naval Observatory 2020), se han señalado los datos antes mencionados, que se requieren para la noche del 20 de febrero de 2020. El archivo de salida tiene el sufijo TUU (tabla 3.14).

TABLA: 3.14: Archivo TUU

ID	V_{std}	$(b-y)_{std}$	m_{1std}	c_{1std}	fracción de día	Fecha
ST26462	5.697	.211	.154	.586	.25947	20 22020
ST28355	5.009	.118	.157	.899	.26997	20 22020
YZB00	10.705	.169	.194	.715	.45442	20 22020
RRLEO	11.105	.276	.118	.708	.30827	25 22020

B14 UNIVERSAL AND SIDEREAL TIMES, 2020

Date	Julian Date	G. SIDEREAL TIME (GHA of the Equinox)		Equation of Equinoxes at 0 ^h UT1	GSD at 0 ^h GMST	UT1 at 0 ^h GMST (Greenwich Transit of the Mean Equinox)
0 ^h UT1		Apparent	Mean			
	245	h m s	s	s	246	h m s
Feb. 15	8894.5	9 37 53.2472	54.2259	-0.9786	5628.0	Feb. 15 14 19 44.5403
16	8895.5	9 41 49.8022	50.7813	-0.9791	5629.0	16 14 15 48.6308
17	8896.5	9 45 46.3599	47.3366	-0.9768	5630.0	17 14 11 52.7214
18	8897.5	9 49 42.9193	43.8920	-0.9727	5631.0	18 14 07 56.8119
19	8898.5	9 53 39.4793	40.4474	-0.9680	5632.0	19 14 04 00.9024
20	8899.5	9 57 36.0387	37.0027	-0.9640	5633.0	20 14 00 04.9930
21	8900.5	10 01 32.5964	33.5581	-0.9617	5634.0	21 13 56 09.0835
22	8901.5	10 05 29.1517	30.1135	-0.9617	5635.0	22 13 52 13.1740
23	8902.5	10 09 25.7045	26.6688	-0.9643	5636.0	23 13 48 17.2646
24	8903.5	10 13 22.2548	23.2242	-0.9694	5637.0	24 13 44 21.3551
25	8904.5	10 17 18.8033	19.7796	-0.9763	5638.0	25 13 40 25.4456
26	8905.5	10 21 15.3506	16.3349	-0.9844	5639.0	26 13 36 29.5362
27	8906.5	10 25 11.8976	12.8903	-0.9927	5640.0	27 13 32 33.6267
28	8907.5	10 29 08.4453	09.4457	-1.0004	5641.0	28 13 28 37.7172
29	8908.5	10 33 04.9945	06.0010	-1.0066	5642.0	29 13 24 41.8077

FIGURA 3.9: Imagen obtenida de "American Ephemeris and Nautical Almanac". Se han señalado los datos que se requieren para la noche del 20 de febrero de 2020.

3.5.2. JD2001

El programa JD2001 tiene como entrada el archivo TUU, calcula el día juliano y lo incluye en cada una de las observaciones, la tabla (3.15) muestra la salida (JDU).

TABLA: 3.15: Archivo JDU

ID	V_{std}	$(b-y)_{std}$	$m_{1 std}$	$c_{1 std}$	fracción de día	Día Juliano	Fecha
ST26462	5.697	.211	.154	.586	.25947	2458899.5	20 22020
ST28355	5.009	.118	.157	.899	.26997	2458899.5	20 22020
YZB00	10.705	.169	.194	.715	.45442	2458899.5	20 22020
RRLE0	11.105	.276	.118	.708	.30827	2458904.5	25 22020

3.5.3. HJD

La corrección heliocéntrica es calculada por la rutina HJD2001 mediante la siguiente ecuación:

$$hel.corr. = -0^d.00577755[(R\cos\Theta)(\cos\alpha\cos\delta) + (R\sin\Theta)(\sin\epsilon\sin\delta + \cos\epsilon\cos\delta\sin\alpha)] \quad (3.4)$$

donde R y Θ son el radio vector de la Tierra y la longitud celeste del Sol respectivamente, para una fecha dada; α y δ son las coordenadas de ascensión recta y declinación de la estrella y ϵ es la oblicuidad de la eclíptica ($\epsilon = 23^\circ 27'$) (Landolt & Bloudeu 1972).

En la tabla (3.16) se presentan los datos en el sistema estándar con su respectiva fecha juliana heliocéntrica (HJD). Por comodidad, los índices fotométricos en el

TABLA: 3.16: Archivo HJU

ID	V_{std}	$(b-y)_{std}$	m_1_{std}	c_1_{std}	fracción de día	Día Juliano	hel. corr.	HJD
ST26462	5.697	.211	.154	.586	.25947	18899.5	.00265	2458899.76212
ST28355	5.009	.118	.157	.899	.26997	18899.5	.00318	2458899.77315
YZB00	10.705	.169	.194	.715	.45442	18899.5	-.00005	2458899.95437
RRLE0	11.105	.276	.118	.708	.30827	18904.5	.00529	2458904.81356

sistema estándar de las estrellas variables pulsantes, se presentan en diagramas de fase en el [Capítulo 5](#) (figuras [5.1](#) y [5.5](#)). La fase se calculó, de momento, con el periodo obtenido de Wenger *et al.* 2000 y la fecha juliana heliocéntrica calculada en esta sección.

Capítulo 4

Parámetros Físicos

En este capítulo se describe la metodología de la fotometría *uvby- β* empleada de forma sistemática para determinar el tipo espectral, temperatura efectiva, gravedad superficial, magnitud absoluta y a partir de esta, el módulo de la distancia y por ende, la distancia.

Si suponemos que la atmósfera dinámica de la estrella variable se puede identificar en cada fase con una atmósfera estelar modelo en equilibrio radiativo, se pueden asignar valores $\log g$ y T_{eff} en cada punto normal de una malla teórica de la atmósfera modelo (Joner & McNamara 1983). Para definir qué modelo utilizar, es necesario calibrar adecuadamente los parámetros fotométricos.

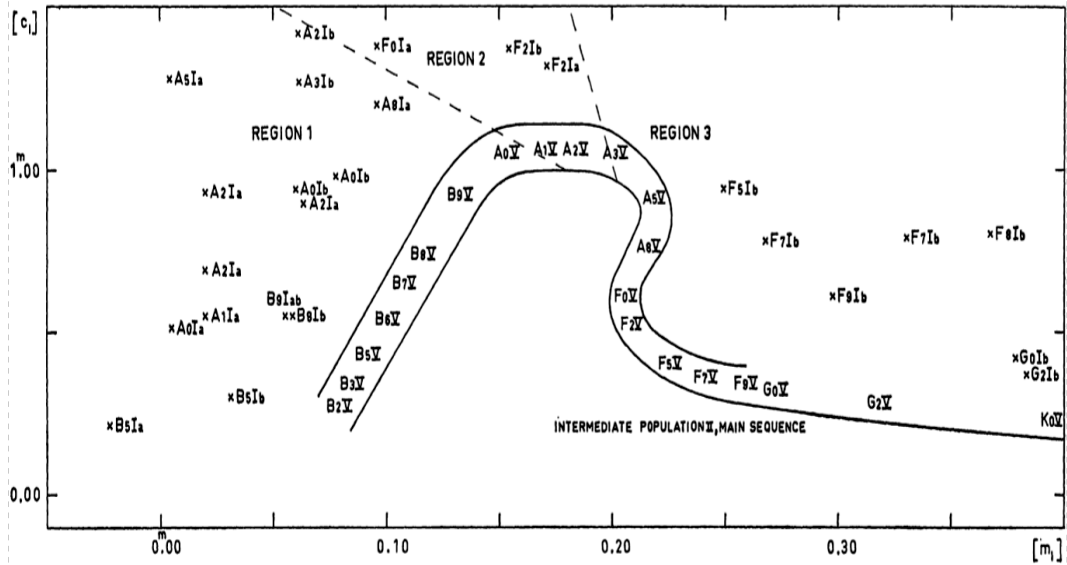
Debido a la naturaleza pulsante de las estrellas en estudio, el cambio de sus valores fotométricos hace que estos formen bucles en los diagramas teóricos, mostrando variaciones en sus parámetros físicos.

4.1. Tipo espectral

Strömgren clasificó las estrellas en diferentes regiones fotométricas según su tipo espectral. La región temprana con estrellas de tipo B0 a B9, la región intermedia para estrellas entre A0 y A3 y la región tardía, esta última subdividida en tres subregiones, A3-F0, F0-G2 y las que son más tardías que G2.

La ubicación de las estrellas de distintos tipos espectrales definidos por Morgan y Keenan se muestran esquemáticamente en el diagrama $[m_1]-[c_1]$ (figura 4.1) construido con los índices libres de enrojecimiento (Strömgren 1966).

Por inspección de la figura (4.1), las estrellas de clase de luminosidad V (secuencia principal) y de tipo espectral B2 a K0, están ubicadas en una banda estrecha en el diagrama $[m_1]-[c_1]$ y la posición de las estrellas a lo largo de la banda determina el tipo espectral sin ambigüedad. Las estrellas de clase de luminosidad Ia y Ib (supergigantes) están bien separadas de las estrellas de secuencia principal desde B5 a G2, excepto quizás cerca de F5, donde la separación es relativamente pequeña. Las estrellas de clase de luminosidad II están segregadas entre las estrellas de secuencia principal y no se pueden distinguir en todas partes de las estrellas de clases de luminosidad Ia y Ib. Con respecto a las estrellas de clase III, no hay una separación clara entre estas y las estrellas de clase de luminosidad IV y V, excepto en la región B9-A5. Es suficiente afirmar que las estrellas con $[m_1] > 0.4$ pertenecen al intervalo espectral K1-M. Esta descripción se refiere a las estrellas de población I, con relaciones $[Fe/H]$ iguales al valor solar. Las estrellas F y G de secuencia principal de población II (con relaciones $[Fe/H]$ por debajo del valor solar) se encuentran en la región indicada en la figura, a la izquierda y debajo de la banda de estrellas F y G de población I de secuencia principal. Las estrellas de población II extrema, se encuentran aún más a

FIGURA 4.1: Diagrama $[m_1] - [c_1]$.

la izquierda; en algunos casos excepcionales no se pueden distinguir de las estrellas B fuertemente enrojecidas.

En resumen, Strömngren utiliza los índices $[m_1]$ y $[c_1]$ para hacer una distinción entre las estrellas de tipos espectrales B, A y F. Él utiliza las denominaciones:

- Grupo "temprano"- fundamentalmente estrellas de la clase espectral B.
- Grupo "intermedio"- lo forman los de la clase B tardías y A tempranas (A0-A3).
- Grupo "tardío"- formado por las restantes de las clases A, F y G.

Posteriormente Lindroos 1980 y Figueras, Torra & Jordi 1991 hicieron cambios menores en los índices $[m_1]$ y $[c_1]$ y publicaron criterios numéricos para asignar la clasificación espectral siguiendo los criterios de Strömngren. Sin embargo, Monguió, Figueras & Grosbol 2014 detectaron dos inconvenientes en los criterios propuestos por Lindroos y Figueras, por lo que proponen dos condiciones adicionales en el esquema de clasificación.

Como las estrellas consideradas en el presente trabajo tienen todos los índices del sistema $uvby-\beta$, se ha desarrollado un algoritmo que toma en cuenta toda esta información para obtener una buena clasificación espectral. La figura (4.2) muestra el procedimiento aplicado para clasificar las estrellas en los grupos temprano, intermedio y tardío y de este último, los tipos A, F y G.

Finalmente, se puede implementar el esquema de clasificación definido por Dalle Mese *et al.* 2020, utilizando los metaíndices SM1, SM2 y SM3 (ecuaciones 4.1, 4.2 y 4.3) que separan las estrellas enanas de las gigantes, lo cual permite conocer la clase de luminosidad.

$$SM1 = 5.276(b-y)_0 + 13.641m_0 - 2.525c_0 - 2.047 \quad (4.1)$$

$$SM2 = -0.588(b-y)_0 + 56.997m_0 + 0.927c_0 - 10.348 \quad (4.2)$$

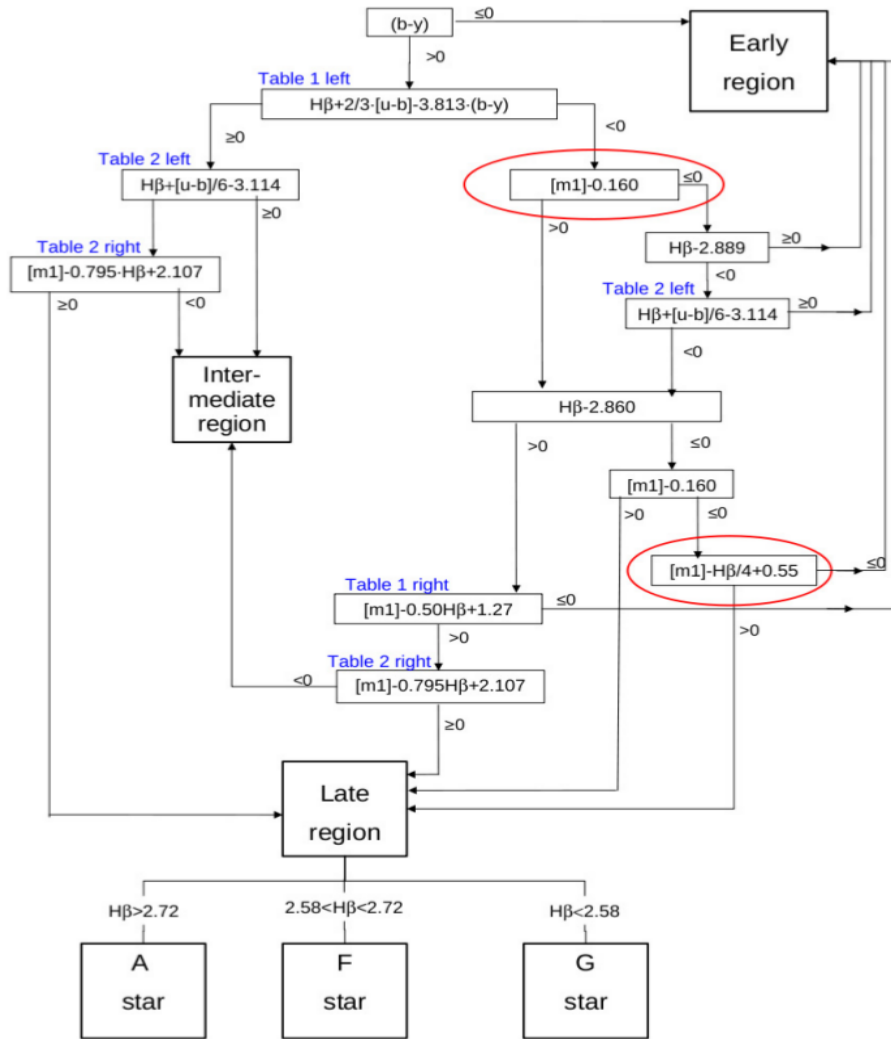


FIGURA 4.2: Esquema de clasificación.

Los círculos rojos indican el criterio propuesto por Monguió, Figueras & Grosbol 2014 agregado a los métodos previos de clasificación (Lindroos 1980 y Figueras, Torra & Jordi 1991). En azul se hace la referencia a las tablas de Strömberg 1966.

$$SM3 = -5.390(b-y)_0 + 7.139m_0 - 2.573c_0 + 1.677 \quad (4.3)$$

El plano SM2 vs. SM1¹ (figura 4.3) proporciona la misma información que el diagrama $[m_1] - [c_1]$ (figura 4.1). El plano SM3 vs. SM1² (figura 4.4) muestra la secuencia principal para estrellas A0-G5; en esta proyección la secuencia principal se puede describir mediante una recta. El plano SM3 vs. SM2³ (figura 4.5) proporciona una región de estrellas enanas y la secuencia para estrellas supergigantes y gigantes brillantes. Las estrellas que se encuentran en el recuadro de las enanas, se consideran como estrellas de secuencia principal; las supergigantes y gigantes brillantes se localizan sobre la curva segmentada, las que se encuentran entre esta curva y el recuadro

¹Imagen obtenida de Dalle Mese *et al.* 2020.

²Ibid.

³Ibid.

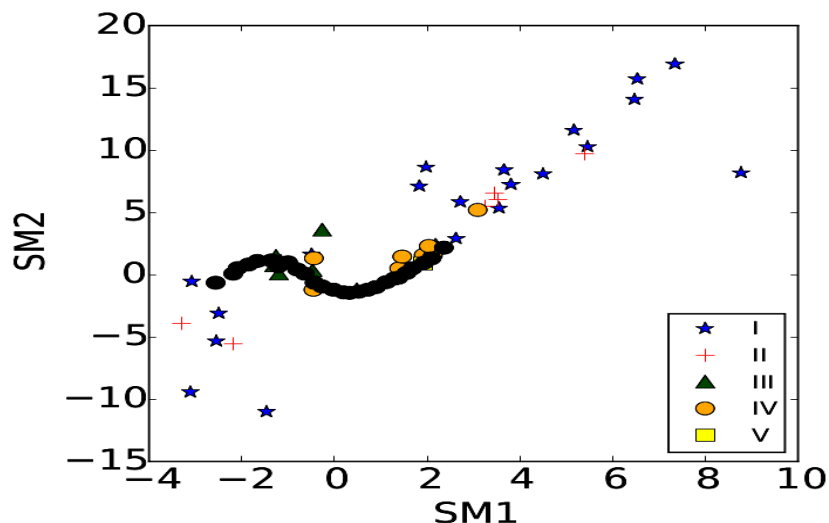


FIGURA 4.3: Plano SM2-SM1. Los símbolos representan las distintas clases de luminosidad. Los círculos negros muestran las estrellas de secuencia principal (clase V), los círculos amarillos son de clase IV, los triángulos y las cruces representan las clases III y II, y las estrellas la clase I (gigantes brillantes y supergigantes).

podrían considerarse como gigantes o subgigantes.

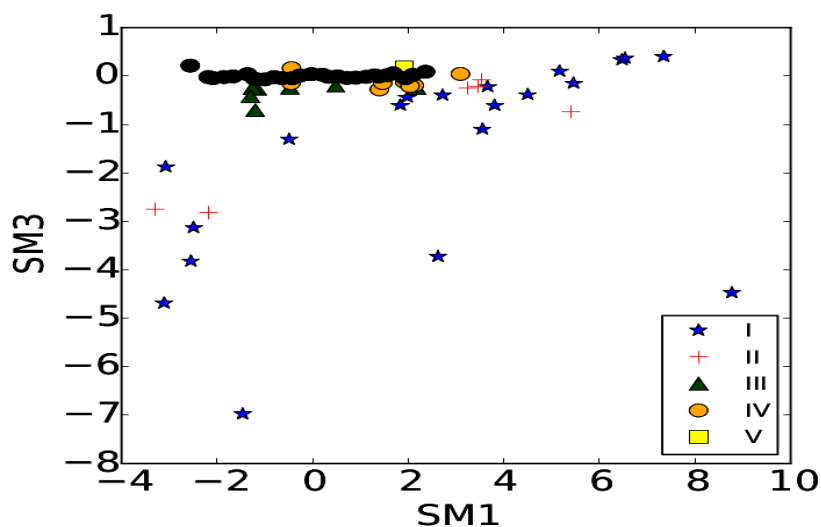


FIGURA 4.4: Plano SM3-SM1. La simbología es la misma que la de la figura 4.3. La secuencia principal se puede representar por una recta (puntos negros).

4.2. Calibración de parámetros fotométricos

Como la banda de inestabilidad está prácticamente incluida en el grupo "tardío", sólo se exponen las calibraciones realizadas para este grupo.

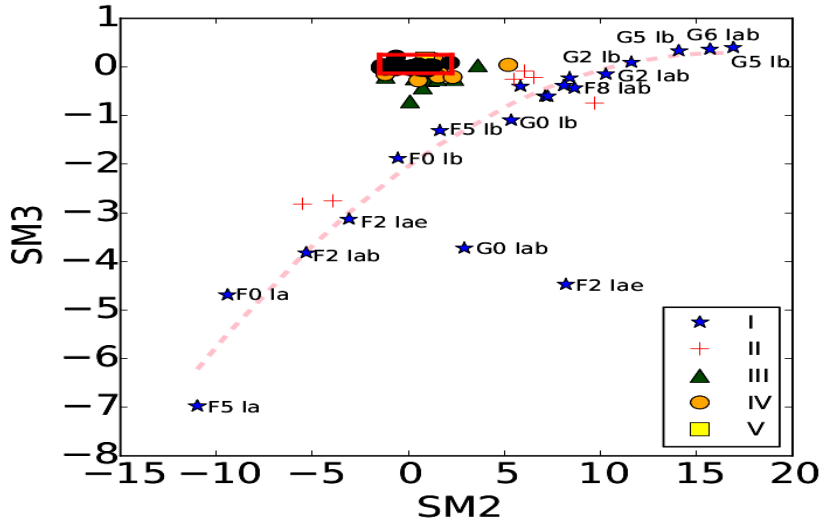


FIGURA 4.5: Plano SM3 vs. SM2. El recuadro localiza a las estrellas enanas entre $-1.5 < SM2 < 2.25$ y $-0.13 < SM3 < 0.25$ que son definidas automáticamente como clase de luminosidad V. La curva segmentada define la posición de las supergigantes, el ajuste de esta curva es el dado por la ecuación (9) de Dalle Mese *et al.* 2020. Las estrellas que se localicen entre el recuadro y la curva podrían considerarse gigantes o subgigantes.

Si el índice β ha sido observado y siguiendo las calibraciones realizadas por Nissen 1988, se puede calcular el exceso de color $E(b-y)$, así como la abundancia metálica y el módulo de la distancia.

4.2.1. Enrojecimiento

Mediante las siguientes ecuaciones definidas por Crawford 1975, se puede calcular el enrojecimiento sufrido por el índice $(b-y)$, es decir:

$$E(b-y) = (b-y) - (b-y)_0 \quad (4.4)$$

y por ende, los índices desenrojados:

$$m_0 = m_1 + 0.3E(b-y) \quad (4.5)$$

$$c_0 = c_1 - 0.20E(b-y) \quad (4.6)$$

Sin embargo, es necesaria otra ecuación para calcular el valor de $(b-y)_0$, ecuación que depende, en general, del tipo espectral de la estrella.

El índice de color intrínseco $(b-y)_0$ es calculado mediante la siguiente expresión:

$$(b-y)_0 = K + 1.11\Delta\beta + 2.7\Delta\beta^2 - 0.05\delta c_0 - (0.1 + 3.6\Delta\beta)\delta m_0 \quad (4.7)$$

para estrellas de tipo espectral F ($2.59 \leq \beta \leq 2.72$) donde δm_0 y δc_0 se describen más adelante, K es una constante igual a 0.222 y $\Delta\beta = 2.72 - \beta$. Y para estrellas de tipo

espectral A ($2.72 < \beta < 2.88$):

$$(b-y)_0 = 2.946 - 1.00\beta - 0.1\delta c_0 \quad (4.8)$$

los valores para los que $E(b-y)$ se vuelven ligeramente negativos se han forzado a cero, ya que un valor negativo en $E(b-y)$ no tiene sentido.

Una vez obtenidos los índices desrojados (m_0 y c_0), se pueden calcular los parámetros físicos $[Fe/H]$, M_v , T_{eff} y $\log g$.

4.2.2. Metalicidad

Después de calcular δm_0 definido como:

$$\delta m_0 = m_{1,Hyades} - m_0 \quad (4.9)$$

se calcula la abundancia metálica de la estrella comparada con respecto al Sol

$$[Fe/H] = \log \left(\frac{Fe}{H} \right)_* - \log \left(\frac{Fe}{H} \right)_\odot \quad (4.10)$$

mediante la ecuación:

$$[Fe/H] = -[10.5 + 50(\beta - 2.626)]\delta m_0 + 0.12 \quad (4.11)$$

valida para estrellas de secuencia principal dentro del intervalo $2.59 < \beta < 2.72$ donde $m_{1,Hyades}$ es la relación entre m_1 y β para el cúmulo de las Hyades. Si $[Fe/H] = 0$ la estrella tiene la misma composición química que el Sol, si $[Fe/H] < 0$ la metalicidad será menor que la del Sol y si $[Fe/H] > 0$ la composición será mayor que la Solar.

4.2.3. Distancia

Para calcular la distancia, es necesario obtener la magnitud absoluta mediante la siguiente expresión:

$$M_v = M_{v,ZAMS}(\beta) - f\delta c_0 \quad (4.12)$$

donde

$$\delta c_0 = c_0 - c_{1,std}(\beta) \quad (4.13)$$

La relación entre M_v , c_1 y β estandar, para estrellas A y F, son dadas por Crawford 1975 y Crawford 1979. Él determina la relación $f = 9 + 20\Delta\beta$ para estrellas de tipo F y el valor constante $f = 9$ para estrellas tipo A.

Los valores obtenidos para la magnitud absoluta M_v (ecuación 4.12) junto con los valores de la magnitud aparente corregida por absorción interestelar:

$$V_0 = v - 4.3E(b-y) \quad (4.14)$$

son utilizados para calcular el módulo de la distancia

$$DM_0 = V_0 - M_v \quad (4.15)$$

y por ende la distancia:

$$d = 10^{\frac{DM_0}{5} + 1} \quad (4.16)$$

4.2.4. Temperatura efectiva

La calibración de la temperatura efectiva se realiza mediante la escala de temperaturas $T_{eff} - (B - V)$ (Popper *et al.* 1970) y la calibración $(B - V) - \beta$ para las Hyades (Crawford & Perry 1966). Con estos criterios Petersen & Jorgensen 1972 obtienen la siguiente relación:

$$T_{eff} = 6850 + 1250(\beta - 2.684)/0.144 \quad (4.17)$$

que está de acuerdo con la temperatura deducida de los modelos teóricos que predicen los índices fotométricos del sistema de Strömgren. Además la calibración de la temperatura efectiva en función de β es buena, debido a que, para las estrellas A-F, existe una relación lineal entre $(b-y)$ y β (López de Coca 1986).

4.2.5. Gravedad superficial

Finalmente los valores de $\log g$ se deducen a partir de la calibración de Petersen & Jorgensen 1972, utilizando la ecuación:

$$\log g = 4.33 - 3.52\delta c_1 \quad (4.18)$$

4.3. Calibraciones Teóricas

Las calibraciones teóricas también permiten determinar los parámetros físicos de las estrellas a partir de sus índices fotométricos intrínsecos.

El punto de partida de una calibración teórica, es hacer un modelo físico de la atmósfera estelar. Introduciendo en el modelo los parámetros que caracterizan la atmósfera (temperatura efectiva, gravedad superficial y abundancia metálica) se calcula la distribución de la emisión de energía de la estrella; con esos parámetros se genera lo que se conoce como espectro sintético. Ese espectro es convolucionado con la respuesta de los filtros característicos del sistema fotométrico y se obtienen magnitudes, colores e índices también sintéticos. Se realiza la operación para varios conjuntos de parámetros físicos, obteniendo un conjunto de índices fotométricos sintéticos para cada conjunto de valores físicos de entrada. Uniendo los puntos que relacionan los parámetros físicos con los índices sintéticos, se obtiene lo que se conoce como malla de calibración (figura 4.6). Estas mallas constituyen la calibración teórica.

Una vez que se dispone de la malla, se sitúan los índices fotométricos observados en ella y se determina la temperatura efectiva y el logaritmo de la gravedad superficial interpolando los puntos más cercanos en la malla de calibración. En este trabajo se utilizarán las mallas teóricas publicadas por Lester, Gray & Kurucz 1986 (en adelante se mencionará como LGK86) y de Castelli & Kurucz 2006 (en adelante se mencionará como ATLAS9). Aunque ATLAS9 utiliza los mismos métodos que los descritos por LGK86, realiza una normalización diferente del sistema natural calculado al sistema estándar utilizando el método de espectro sintético, mientras que LGK86 utiliza funciones de distribución de opacidad especiales para calcular los flujos (Castelli & Kurucz 2006). Además ATLAS9 produce mallas más finas, mejorando así su precisión.

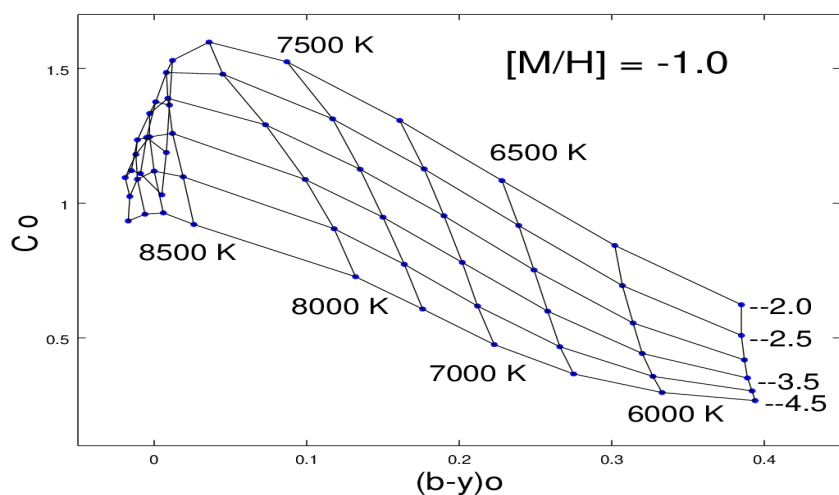


FIGURA 4.6: Malla teórica de Lester, Gray & Kurucz 1986 para $[Fe/H] = -1.0$.

La figura (4.6) muestra una malla teórica de LGK86 para una abundancia de $[Fe/H] = -1.0$ con $\log g$ entre $[2.0, 4.5]$ y temperatura efectiva entre $[5500, 10000]K$ y la figura (4.7) muestra una malla teórica de Atlas9 ampliada en la zona para temperatura efectiva entre $[7000, 9250]K$.

A lo largo del resto del trabajo, se pretende seguir el criterio coherente de las calibraciones previamente descritas.

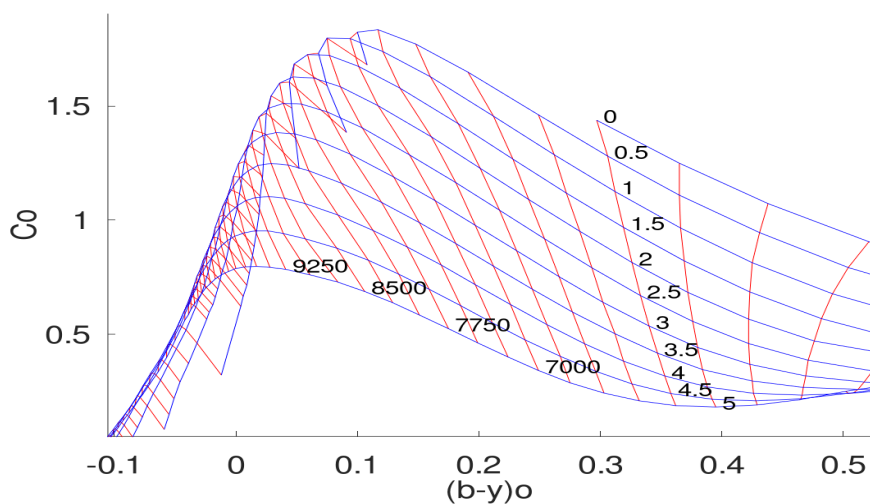


FIGURA 4.7: Malla teórica de Castelli & Kurucz 2006 para $[Fe/H] = -1.0$.

Capítulo 5

Resultados y discusión

En este capítulo se presentan los resultados obtenidos al emplear la metodología descrita en el [Capítulo 4](#). Por comodidad, los índices fotométricos se muestran en diagramas de fase entre $[0, 2]$. Para cada conjunto de índices fotométricos con una misma fase, se determinaron los parámetros físicos empleando las calibraciones de forma sistemática. El tipo espectral se obtuvo siguiendo el esquema de clasificación propuesto por Monguió, Figueras & Grosbol [2014](#) (figura [4.2](#)) y la clase de luminosidad mediante los metaíndices SM2 y SM3 definidos por Dalle Mese *et al.* [2020](#). Posteriormente se utilizó una rutina desarrollada en el Instituto de Astronomía (comunicación privada con J. H. Peña), para obtener los parámetros descritos en [Sección 4.2](#) siguiendo las calibraciones propuestas por Nissen [1988](#) y Petersen & Jorgensen [1972](#). Las mallas teóricas LGK86 y ATLAS9 se han puesto en una misma gráfica para hacer una comparación directa entre ambos modelos. La misma metodología se hizo para las estrellas observadas en la temporada de febrero de 2020. Además se hace una discusión de los resultados obtenidos por otros autores.

5.1. YZ Boo

El estudio más reciente de la estrella YZ Boo es el de Yang *et al.* [2018](#) en el que realizan un estudio detallado del periodo de pulsación. En su análisis del diagrama $(O - C)$, determinan que el periodo cambia con un ritmo creciente de $(1/P)dP/dt = 6.7(9) \times 10^{-9} \text{yr}^{-1}$. Además, a partir de los modelos teóricos que emplean, obtienen valores para la masa $M = 1.61 \pm 0.05 M_{\odot}$, edad $age = (1.44 \pm 0.14) \times 10^9 \text{yr}$ y metalicidad $[Fe/H] = -0.43$. También reportan una recopilación de los parámetros físicos obtenidos por Jøner & McNamara [1983](#) y McNamara [1997](#), quienes hacen un estudio similar al presente trabajo mediante la fotometría de Strömgren. Sin embargo, existe un estudio más reciente que los anteriores con fotometría $uvby-\beta$ de Peña *et al.* [1999](#) (se menciona como JHP99). La tabla [\(5.1\)](#) muestra la recopilación de los parámetros físicos de YZ Boo.

La figura [\(5.1\)](#) muestra los índices v , $(b-y)$, m_1 , c_1 y β en fase entre $[0, 2]$, obtenidos con la paquetería NABAPHOT descrita en [Sección 3.4](#). Según las definiciones dadas en la [Sección 2.1](#) puede verse en la figura que al aumentar el brillo (dado por la magnitud v) o la magnitud absoluta (índice c_1), lo hace también la temperatura que puede ser obtenida por los índices $(b-y)$ y β . Las fases se obtuvieron utilizando el periodo reportado por Yang *et al.* [2018](#) y la ecuación de efemérides:

$$T = T_0 + PE \tag{5.1}$$

TABLA: 5.1: Recopilación de parámetros físicos de la estrella YZ Boo

Fuente	$[Fe/H]$	T_{eff} [K]	$\log g$	DM	M_{bol}	M/M_{\odot}	edad $\times 10^9$ (años)
DSP	-0.36	7457	3.65	9.31	-	-	-
YANG18	-0.43	-	-	-	-	1.61	1.44
JHP99	-0.39	7650	3.84	-	-	-	-
McN97	-0.60	7490	3.86	-	1.59	1.57	1.58
J&McN	-0.25	7590	3.95	-	1.7	-	-

Notas: DSP: Presente trabajo; YANG18: Yang *et al.* 2018; JHP99: Peña *et al.* 1999; McN97: McNamara 1997 ; J&McN: Joner & McNamara 1983.

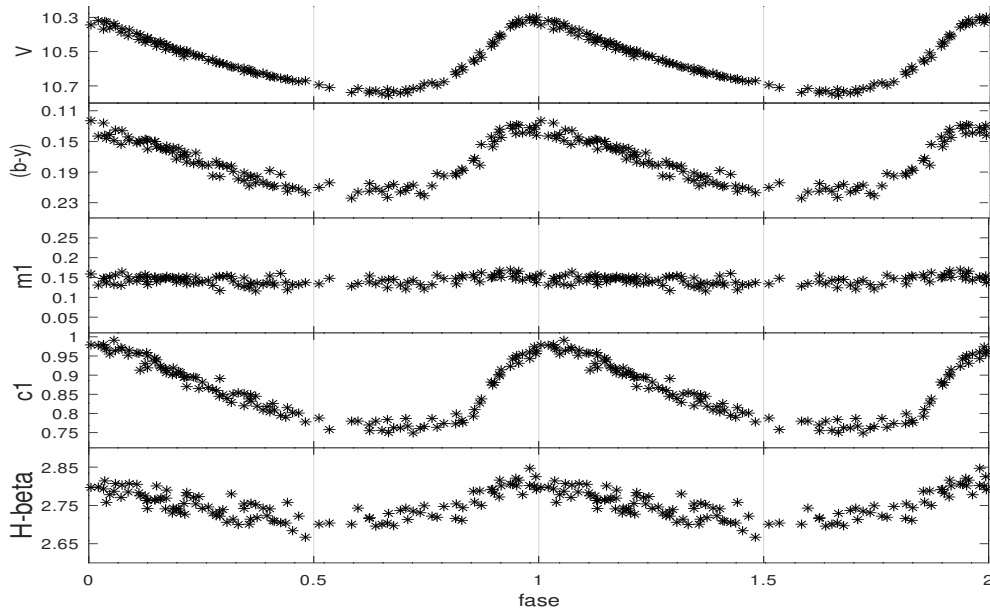


FIGURA 5.1: Índices fotométricos de la estrella YZ Boo. Se muestran 113 puntos en fase entre $[0, 2]$ observados en tres noches de la temporada de febrero 2020.

con $T_0 = 2442146.3552$ y $P = 0.104091579$, donde la fase está dada por la parte decimal de la época E :

$$E = \frac{T - T_0}{P} \quad (5.2)$$

La tabla (5.3) muestra los valores obtenidos con las calibraciones descritas previamente. En las primeras dos columnas se muestra el tipo espectral y la fase, posteriormente se muestra el enrojecimiento $E(b-y)$ y los índices desenojados, luego la magnitud absoluta $[mag]$, el módulo de la distancia $[mag]$, la distancia $[pc]$, temperatura efectiva $[K]$, gravedad superficial $[g/cm^3]$ y en la última columna la metalicidad $[dex]$ ¹. Nótese que los valores para los que se determinó la metalicidad coincide con aquellos con tipo espectral F. Los valores se muestran con la temperatura efectiva decreciente. Al final de la tabla se muestran los promedios y desviación estándar. La

¹ dex representa el logaritmo del cociente entre la abundancia metálica en la estrella y la solar. Un valor de 0 indica una abundancia igual que la del Sol.

figura (5.2) muestra los histogramas para la metalicidad, $\log g$ y módulo de distancia.

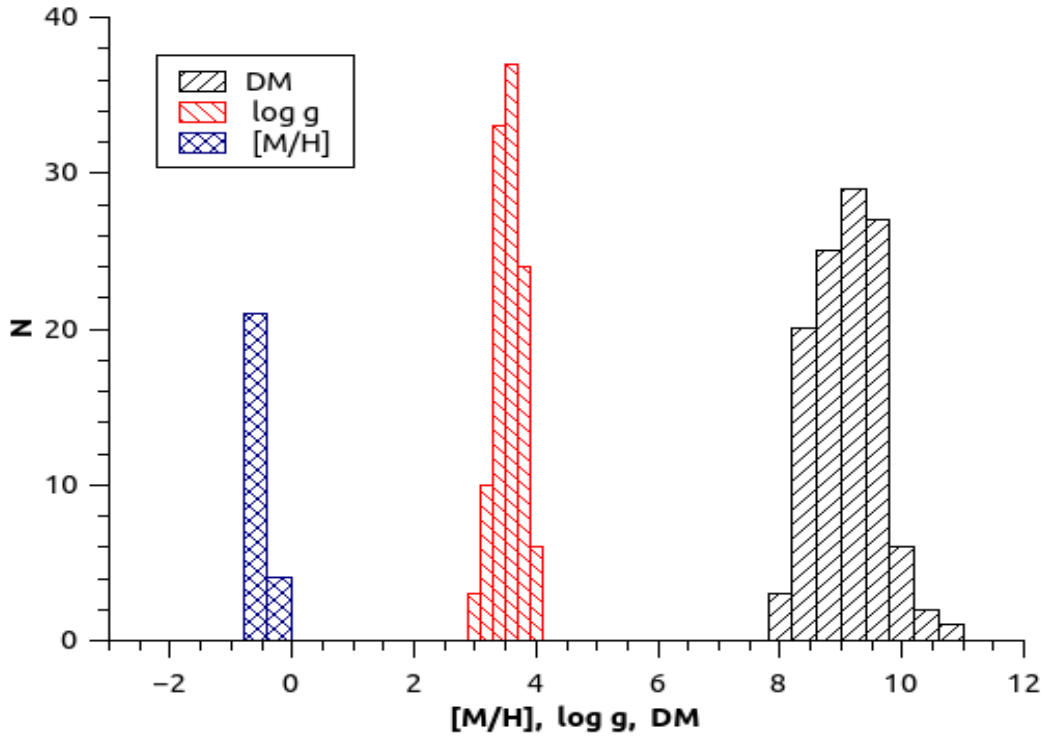


FIGURA 5.2: Histogramas de YZ Boo, $[Fe/H] = -0.36 \pm 0.13$, $\log g = 3.65 \pm 0.21$ y módulo de distancia $MD = 9.31 \pm 0.54$. Sólo se obtuvieron 25 valores para la metalicidad.

Se calcularon los metaíndices SM2 y SM3 con las ecuaciones (4.2) y (4.3) y se construyó el diagrama SM3 vs. SM2 (figura 5.3) en ella se muestra que YZ Boo (estrellas rojas) tiene una clase de luminosidad IV con algunos puntos dentro de la secuencia principal, mostrando así que la estrella pertenece a las δ Scuti.

En la figura (5.4) se presentan las mallas teóricas LGK86 (línea de guiones) y ATLAS9 (línea continua) para una metalicidad $[Fe/H] = -0.5$ e índices fotométricos $(b-y)_0$ vs. c_0 . Se utilizó esta malla debido a que el valor más frecuente del histograma para la metalicidad es -0.5 (figura 5.2). Con estas mallas se infiere que el $\log g$ se encuentra entre [3,4] con T_{eff} entre [6500, 8000]K para LGK86 y $\log g$ entre [3.5, 4] y T_{eff} entre [6750, 8000]K para ATLAS9, donde ambas coinciden con los valores obtenidos con las calibraciones de Nissen 1988 (tabla 5.3).

El trabajo de Joner & McNamara 1983 presenta un error tipográfico en el valor de la metalicidad, ya que en su resumen reportan $[Fe/H] = -0.025$ y a lo largo del texto $[Fe/H] = -0.25$, debido a esto JHP99 considera el valor de -0.025 y Yang *et al.* 2018 el de -0.25 , sin embargo, para determinar la metalicidad, Joner & McNamara 1983 utilizan la calibración de Crawford & Perry (1976) que posteriormente fue mejorada por Nissen 1988 y esta es utilizada por JHP99 y en este trabajo.

El trabajo de JHP99 se realizó con el mismo fotómetro empleado en el presente trabajo, pero se utilizó un telescopio diferente, aún así, los resultados son similares si se consideran las incertidumbres. Sin embargo, JHP99 reporta 17 puntos sólo de una

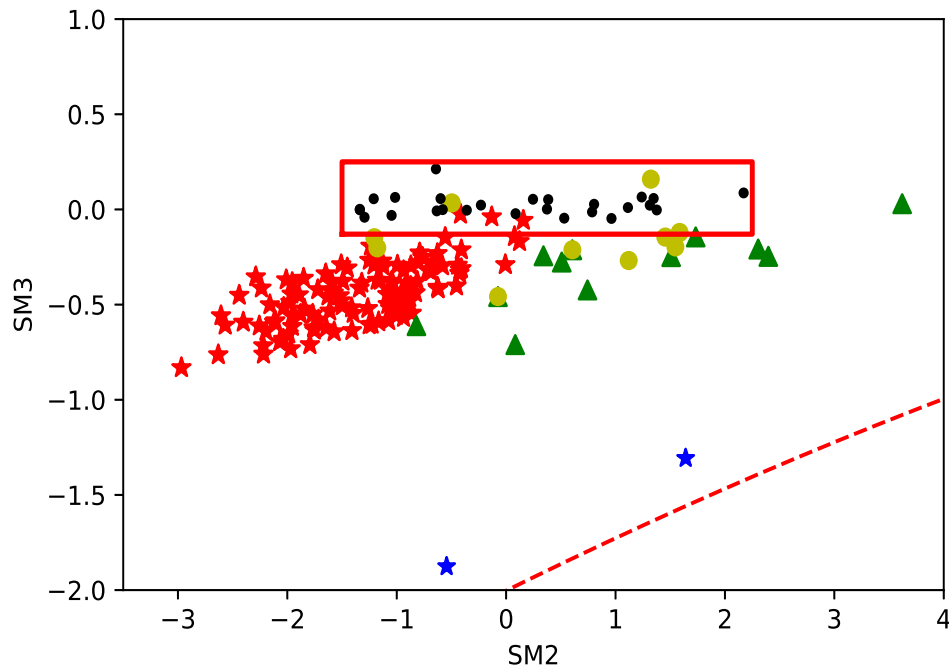


FIGURA 5.3: El plano que forman los metaíndices SM3 vs. SM2 muestra que la estrella YZ Boo (estrellas rojas) tiene una clase de luminosidad IV y algunos puntos se encuentran en la secuencia principal, por lo que la estrella se localiza en la zona que define a las δ Scuti.

noche, mientras que aquí se presentan 113 en 3 noches, lo cual mejora la precisión.

Aunque los valores obtenidos en distintos trabajos de la abundancia metálica son diferentes, (como mencionan Joner & McNamara 1983) el valor de $[Fe/H]$ para YZ Boo indica que la estrella es ligeramente deficiente en metales, sin embargo, no es considerada dentro del grupo de las SX Phoenicis, debido a que una característica normal de las estrellas cefeidas enanas de Población I es que presentan muy poca o ninguna variación en el índice m_1 . Este efecto es evidente en la fotometría de este trabajo (figura 5.1). La variación del índice m_1 para una estrella del tipo SX Phe, puede verse en la fotometría de la estrella KZ Hya (Peña, Piña, *et al.* 2018). Si consideramos el valor promedio de la metalicidad encontrada por los distintos trabajos presentados en la tabla (5.1) (incluyendo el determinado con la metodología del presente trabajo $[Fe/H] = -0.36 \pm 0.13$) se obtiene $[Fe/H] = -0.40 \pm 0.12$, donde la incertidumbre es la desviación estándar del promedio.

La tabla (5.2) muestra los tiempos de máximo brillo obtenidos en la temporada de febrero 2020, así como un tiempo de máximo obtenido en el Observatorio Astronómico Nacional de Tonantzintla (OAN-TNT). Este dato se ha colocado aquí, ya que hasta la fecha no se ha publicado en algún otro trabajo y estos datos son útiles para trabajos posteriores. La metodología para obtener los datos observados en el OAN-TNT puede verse en Peña *et al.* 2017.

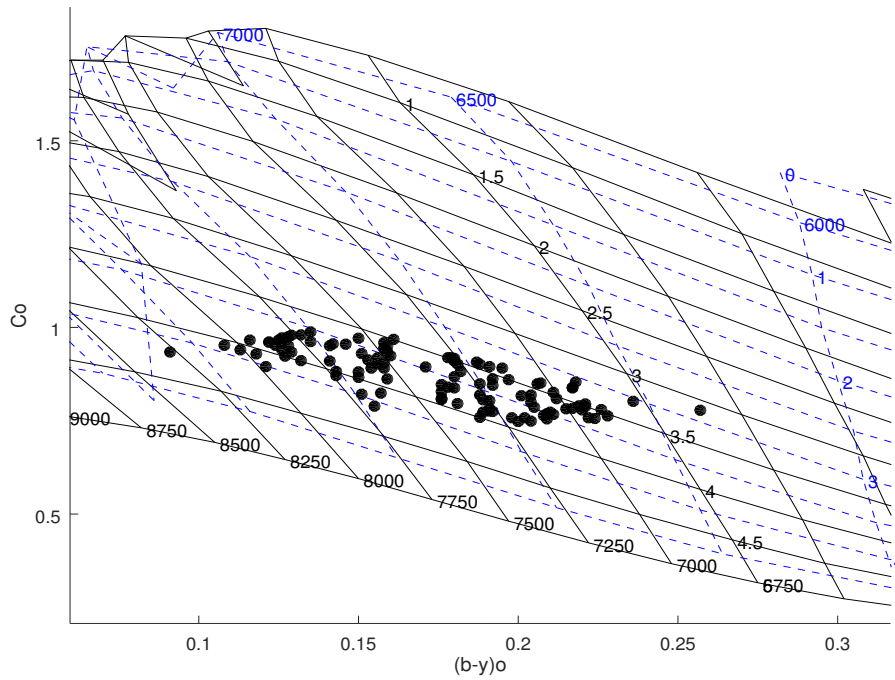


FIGURA 5.4: Mallas teóricas con $[Fe/H] = -0.5$ para la estrella YZ Boo. LGK86 (línea de guiones azules) $\log g$ entre $[3, 4]$ y T_{eff} entre $[6500, 8000]K$. ATLAS9 en línea continua $\log g$ entre $[3.5, 4]$ y T_{eff} entre $[6750, 8000]K$.

TABLA: 5.2: Tiempos de máximo brillo de YZ Boo

fecha dd/mm/aaaa	HJD-2450000	Telescopio	Instrumento	Filtros	N puntos	Δt [días]
21/04/2019	8594.8027	mE	1001	V	130	0.11
20/02/2020	8899.8223	84 cm	danes	$uvby-\beta$	30	0.06
24/02/2020	8903.8477	84 cm	danes	$uvby-\beta$	68	0.16
27/02/2020	-	84 cm	danes	$uvby-\beta$	16	0.03

En resumen, YZ Boo es una estrella pulsante baja en metales de Población I con $[Fe/H] = -0.40 \pm 0.12$, de tipo espectral A-F con clase de luminosidad entre IV y V cuya temperatura efectiva varía entre los $6750K$ y $8000K$, con gravedad superficial $\log g = 3.65 \pm 0.21$. Su magnitud absoluta promedio es de $M_V = 1.17 \pm 0.51$ lo que la sitúa en la región de las estrellas tipo δ Scuti. Se obtiene un promedio para el módulo de la distancia de $MD = 9.31 \pm 0.54$ y por ende, una distancia de $754 \pm 200pc$.

TABLA: 5.3: Parámetros físicos de la estrella YZ Boo

SpcTyp	Fase	E(B-Y)	(b-y) ₀	<i>m</i> ₀	<i>c</i> ₀	<i>H</i> - β	<i>V</i> ₀	MV	MD	DST	Te	log g	FE/H
A	0.98	0.047	0.091	0.165	0.934	2.847	10.10	1.88	8.22	440.42	8264.93	4.05	
A	0.99	0.021	0.108	0.160	0.952	2.825	10.23	1.53	8.70	549.25	8073.96	3.88	
A	0.95	0.027	0.113	0.154	0.940	2.821	10.23	1.59	8.64	534.78	8039.24	3.90	
A	0.91	0.013	0.121	0.171	0.895	2.816	10.35	1.94	8.41	480.58	7995.83	4.03	
A	0.96	0.011	0.118	0.169	0.929	2.816	10.27	1.64	8.63	531.16	7995.83	3.91	
A	0.04	0.026	0.116	0.155	0.966	2.814	10.21	1.25	8.96	619.42	7978.47	3.76	
A	0.06	0.013	0.122	0.160	0.961	2.807	10.29	1.21	9.09	656.18	7917.71	3.73	
A	0.09	0.027	0.122	0.149	0.960	2.807	10.26	1.20	9.06	647.58	7917.71	3.73	
A	0.94	0.002	0.127	0.170	0.923	2.806	10.35	1.56	8.78	571.47	7909.03	3.87	
A	0.94	0.007	0.126	0.155	0.941	2.805	10.31	1.38	8.93	610.39	7900.35	3.79	
A	0.11	0.028	0.124	0.149	0.952	2.805	10.27	1.23	9.04	643.12	7900.35	3.74	
A	0.07	0.011	0.125	0.167	0.966	2.803	10.32	1.11	9.20	693.37	7882.99	3.69	
A	0.98	0.006	0.126	0.153	0.959	2.802	10.29	1.17	9.12	665.86	7874.31	3.71	
A	0.92	0.013	0.132	0.154	0.911	2.801	10.35	1.57	8.78	571.02	7865.63	3.87	
A	0.99	0.008	0.126	0.148	0.972	2.801	10.29	1.03	9.27	713.10	7865.63	3.65	
A	0.15	0.028	0.129	0.147	0.934	2.801	10.35	1.34	9.01	635.17	7865.63	3.77	
A	0.95	0.000	0.128	0.160	0.951	2.801	10.33	1.24	9.10	660.08	7865.63	3.74	
A	0.02	0.015	0.128	0.136	0.975	2.798	10.25	0.95	9.31	726.32	7839.58	3.62	
A	0.00	0.000	0.129	0.159	0.979	2.797	10.34	0.92	9.42	765.60	7830.90	3.61	
A	0.03	0.000	0.132	0.148	0.980	2.793	10.37	0.86	9.51	799.47	7796.18	3.58	
A	0.90	0.014	0.143	0.155	0.871	2.792	10.38	1.79	8.59	522.11	7787.50	3.94	
A	0.89	0.001	0.143	0.149	0.882	2.791	10.46	1.71	8.76	564.34	7778.82	3.91	
A	1.00	0.007	0.135	0.139	0.962	2.791	10.27	0.98	9.29	720.93	7778.82	3.62	
A	0.17	0.015	0.141	0.158	0.910	2.790	10.39	1.41	8.98	625.52	7770.14	3.79	
A	0.87	0.030	0.151	0.148	0.821	2.788	10.38	2.16	8.22	440.67	7752.78	4.08	
A	0.86	0.020	0.155	0.163	0.789	2.787	10.46	2.45	8.02	400.95	7744.10	4.19	
A	0.06	0.014	0.135	0.136	0.988	2.787	10.28	0.67	9.61	836.41	7744.10	3.50	
A	0.09	0.003	0.141	0.153	0.951	2.785	10.39	0.99	9.41	761.11	7726.74	3.62	
A	0.22	0.020	0.150	0.158	0.866	2.784	10.42	1.71	8.71	550.84	7718.05	3.90	
A	0.11	0.007	0.142	0.152	0.956	2.783	10.40	0.91	9.49	789.39	7709.38	3.59	
A	0.90	0.000	0.150	0.157	0.881	2.782	10.45	1.58	8.87	594.02	7700.69	3.85	
A	0.32	0.025	0.157	0.160	0.824	2.780	10.48	2.02	8.46	492.70	7683.33	4.02	
A	0.96	0.000	0.146	0.143	0.955	2.778	10.33	0.86	9.48	786.68	7665.97	3.56	
A	0.05	0.000	0.146	0.152	0.955	2.778	10.36	0.86	9.51	796.89	7665.97	3.56	
A	0.12	0.000	0.151	0.157	0.930	2.775	10.45	1.04	9.41	762.43	7639.93	3.63	
A	0.11	0.000	0.153	0.153	0.913	2.775	10.40	1.19	9.21	695.98	7639.93	3.69	
A	0.22	0.023	0.154	0.141	0.891	2.775	10.40	1.34	9.06	647.68	7639.93	3.75	
A	0.25	0.017	0.159	0.143	0.862	2.773	10.45	1.59	8.86	592.74	7622.57	3.84	
A	0.91	0.000	0.156	0.161	0.902	2.772	10.41	1.24	9.17	682.97	7613.89	3.70	
A	0.07	0.004	0.150	0.131	0.971	2.771	10.37	0.60	9.77	900.66	7605.21	3.45	
A	0.23	0.021	0.158	0.142	0.891	2.771	10.42	1.29	9.13	670.63	7605.21	3.72	
A	0.16	0.002	0.156	0.150	0.919	2.770	10.44	1.06	9.38	753.30	7596.53	3.63	
A	0.17	0.004	0.158	0.150	0.905	2.769	10.44	1.16	9.28	718.67	7587.85	3.67	
A	0.16	0.000	0.160	0.146	0.924	2.765	10.44	0.94	9.50	795.06	7553.13	3.58	
A	0.15	0.000	0.158	0.151	0.945	2.765	10.44	0.75	9.69	868.96	7553.13	3.50	
A	0.15	0.000	0.159	0.151	0.935	2.764	10.44	0.82	9.62	838.69	7544.44	3.53	
A	0.13	0.001	0.159	0.132	0.950	2.763	10.41	0.68	9.74	885.52	7535.76	3.47	
A	0.13	0.000	0.158	0.140	0.959	2.763	10.43	0.59	9.84	928.11	7535.76	3.44	
A	0.86	0.000	0.176	0.149	0.810	2.759	10.56	1.88	8.68	545.26	7501.04	3.94	
A	0.44	0.039	0.176	0.131	0.807	2.758	10.49	1.82	8.67	542.93	7492.36	3.91	
A	0.04	0.000	0.161	0.136	0.968	2.758	10.33	0.44	9.89	949.29	7492.36	3.37	
A	0.36	0.020	0.176	0.142	0.828	2.756	10.52	1.64	8.89	598.96	7475.00	3.84	
A	0.21	0.000	0.171	0.144	0.894	2.755	10.53	1.06	9.47	781.99	7466.32	3.61	
A	0.82	0.013	0.181	0.138	0.796	2.754	10.58	1.90	8.67	542.17	7457.64	3.94	
A	0.34	0.025	0.176	0.135	0.847	2.754	10.49	1.43	9.06	648.27	7457.64	3.75	
A	0.24	0.000	0.171	0.151	0.894	2.754	10.52	1.05	9.48	785.24	7457.64	3.60	
A	0.37	0.026	0.178	0.124	0.840	2.752	10.51	1.46	9.05	646.18	7440.28	3.76	
A	0.87	0.000	0.180	0.162	0.838	2.750	10.53	1.50	9.03	641.21	7422.92	3.77	
A	0.75	0.033	0.188	0.131	0.759	2.749	10.55	2.13	8.41	481.94	7414.24	4.02	

TABLA: 5.3: Continuación

SpcTyp	Fase	E(B-Y)	(b-y) ₀	m ₀	c ₀	H-β	V ₀	MV	MD	DST	Te	log g	FE/H
A	0.79	0.006	0.189	0.149	0.773	2.747	10.65	2.03	8.62	529.22	7396.87	3.98	
A	0.27	0.001	0.180	0.143	0.868	2.746	10.55	1.17	9.38	750.73	7388.19	3.64	
A	0.83	0.000	0.191	0.151	0.776	2.744	10.61	1.97	8.64	533.34	7370.83	3.95	
A	0.39	0.014	0.189	0.136	0.806	2.743	10.56	1.66	8.90	602.98	7362.15	3.83	
A	0.60	0.024	0.192	0.142	0.775	2.743	10.61	1.92	8.69	546.53	7362.15	3.93	
A	0.70	0.023	0.191	0.128	0.782	2.743	10.62	1.86	8.76	565.63	7362.15	3.90	
A	0.19	0.000	0.178	0.148	0.919	2.743	10.48	0.67	9.81	915.80	7362.15	3.44	
A	0.13	0.000	0.179	0.152	0.919	2.742	10.42	0.66	9.77	898.26	7353.47	3.43	
A	0.25	0.000	0.182	0.139	0.882	2.742	10.53	0.99	9.54	808.35	7353.47	3.56	
A	0.34	0.003	0.188	0.150	0.819	2.742	10.61	1.55	9.06	647.98	7353.47	3.78	
A	0.17	0.000	0.180	0.147	0.917	2.741	10.49	0.66	9.83	923.42	7344.79	3.43	
A	0.19	0.000	0.181	0.138	0.902	2.741	10.50	0.80	9.71	874.18	7344.79	3.49	
A	0.40	0.000	0.191	0.154	0.804	2.741	10.65	1.68	8.97	621.73	7344.79	3.83	
A	0.20	0.000	0.180	0.151	0.910	2.741	10.49	0.72	9.77	899.91	7344.79	3.46	
A	0.30	0.000	0.188	0.152	0.849	2.739	10.57	1.24	9.34	736.38	7327.43	3.65	
A	0.69	0.018	0.198	0.136	0.758	2.737	10.66	1.97	8.69	547.53	7310.07	3.93	
A	0.72	0.007	0.200	0.145	0.748	2.735	10.69	2.04	8.64	535.77	7292.71	3.96	
A	0.29	0.000	0.192	0.153	0.845	2.733	10.57	1.13	9.44	771.79	7275.35	3.59	
A	0.74	0.016	0.202	0.137	0.758	2.731	10.64	1.84	8.80	576.40	7257.99	3.86	
A	0.20	0.000	0.187	0.144	0.907	2.731	10.49	0.53	9.96	982.88	7257.99	3.35	
A	0.28	0.003	0.192	0.131	0.862	2.730	10.53	0.90	9.63	844.87	7249.31	3.49	
A	0.19	0.000	0.188	0.150	0.901	2.730	10.48	0.56	9.92	964.72	7249.31	3.36	
A	0.67	0.005	0.204	0.146	0.749	2.729	10.73	1.89	8.84	586.85	7240.63	3.88	
A	0.21	0.000	0.191	0.147	0.895	2.727	10.51	0.54	9.97	986.05	7223.26	3.34	
A	0.28	0.000	0.197	0.151	0.860	2.723	10.56	0.76	9.80	913.90	7188.54	3.42	
A	0.40	0.005	0.201	0.138	0.817	2.723	10.61	1.14	9.48	785.62	7188.54	3.56	
A	0.47	0.008	0.204	0.135	0.799	2.722	10.64	1.27	9.37	748.47	7179.86	3.61	
A	0.76	0.003	0.205	0.133	0.786	2.722	10.67	1.39	9.27	715.85	7179.86	3.66	
A	0.29	0.001	0.195	0.117	0.891	2.722	10.56	0.46	10.10	1046.64	7179.86	3.30	
F	0.77	0.000	0.208	0.156	0.764	2.719	10.70	1.53	9.17	681.98	7153.82	3.71	-0.194
F	0.62	0.000	0.209	0.154	0.755	2.718	10.73	1.58	9.15	675.18	7145.14	3.73	-0.218
F	0.37	0.000	0.204	0.136	0.819	2.718	10.63	1.00	9.63	844.31	7145.14	3.50	-0.490
F	0.62	0.006	0.209	0.141	0.769	2.716	10.71	1.39	9.33	732.86	7127.78	3.65	-0.405
F	0.81	0.000	0.210	0.148	0.773	2.716	10.62	1.36	9.26	709.90	7127.78	3.64	-0.297
F	0.32	0.000	0.207	0.141	0.851	2.714	10.59	0.58	10.01	1005.40	7110.42	3.35	-0.390
F	0.36	0.000	0.206	0.135	0.849	2.714	10.62	0.60	10.02	1009.30	7110.42	3.35	-0.479
F	0.71	0.000	0.211	0.138	0.767	2.713	10.74	1.33	9.41	761.48	7101.74	3.63	-0.428
F	0.83	0.000	0.215	0.155	0.782	2.711	10.59	1.13	9.46	778.59	7084.37	3.56	-0.165
F	0.41	0.000	0.211	0.136	0.826	2.710	10.64	0.68	9.96	982.20	7075.69	3.39	-0.439
F	0.41	0.000	0.212	0.131	0.809	2.709	10.65	0.81	9.84	927.94	7067.01	3.44	-0.507
F	0.31	0.000	0.217	0.155	0.839	2.706	10.58	0.42	10.16	1074.83	7040.97	3.31	-0.144
F	0.43	0.000	0.221	0.160	0.795	2.705	10.65	0.81	9.84	929.61	7032.29	3.45	-0.068
F	0.54	0.000	0.222	0.148	0.758	2.704	10.71	1.14	9.57	819.90	7023.61	3.57	-0.237
F	0.66	0.006	0.217	0.126	0.783	2.704	10.69	0.89	9.81	915.62	7023.61	3.48	-0.557
F	0.44	0.000	0.219	0.138	0.790	2.704	10.66	0.83	9.84	927.00	7023.61	3.46	-0.381
F	0.58	0.004	0.220	0.129	0.779	2.701	10.72	0.82	9.90	954.28	6997.57	3.46	-0.495
F	0.65	0.000	0.224	0.143	0.756	2.701	10.75	1.06	9.68	864.51	6997.57	3.55	-0.296
F	0.51	0.000	0.221	0.134	0.788	2.701	10.69	0.74	9.95	976.90	6997.57	3.43	-0.424
F	0.36	0.000	0.217	0.124	0.838	2.701	10.60	0.25	10.36	1178.56	6997.57	3.26	-0.567
F	0.33	0.000	0.218	0.131	0.854	2.700	10.59	0.05	10.54	1284.69	6988.89	3.19	-0.462
F	0.68	0.000	0.228	0.145	0.763	2.697	10.73	0.85	9.89	948.65	6962.85	3.47	-0.255
F	0.64	0.000	0.226	0.134	0.780	2.696	10.73	0.63	10.09	1044.62	6954.17	3.40	-0.406
F	0.45	0.000	0.236	0.132	0.802	2.684	10.67	-0.07	10.74	1406.05	6850.00	3.19	-0.395
F	0.48	0.000	0.257	0.137	0.778	2.667	10.67	-0.38	11.05	1624.11	6702.43	3.11	-0.318
Promedio		0.007					10.50	1.17	9.31	754.17	7457.02	3.65	-0.360
σ		0.010					0.14	0.51	0.54	200.02	322.04	0.21	0.135

5.2. VZ Cnc

La variación de la estrella VZ Cancri fue descubierta por Witheney 1950, desde entonces se ha monitoreado continuamente por varios autores. El último trabajo encontrado hasta la fecha es el de Boonyarak, Khokhuntod & Jiang 2009 (en adelante BKJ09), que hacen un trabajo sobre el cambio del periodo, ya que existe una discrepancia entre si dicho cambio se debe a la evolución estelar, presentando un aumento constante del periodo o si se debe a la variación periódica causada por el *Light Travel Time Effect* (LTTE) del movimiento orbital de un sistema binario como determinan Arellano Ferro, Nuñez & Avila 1994.

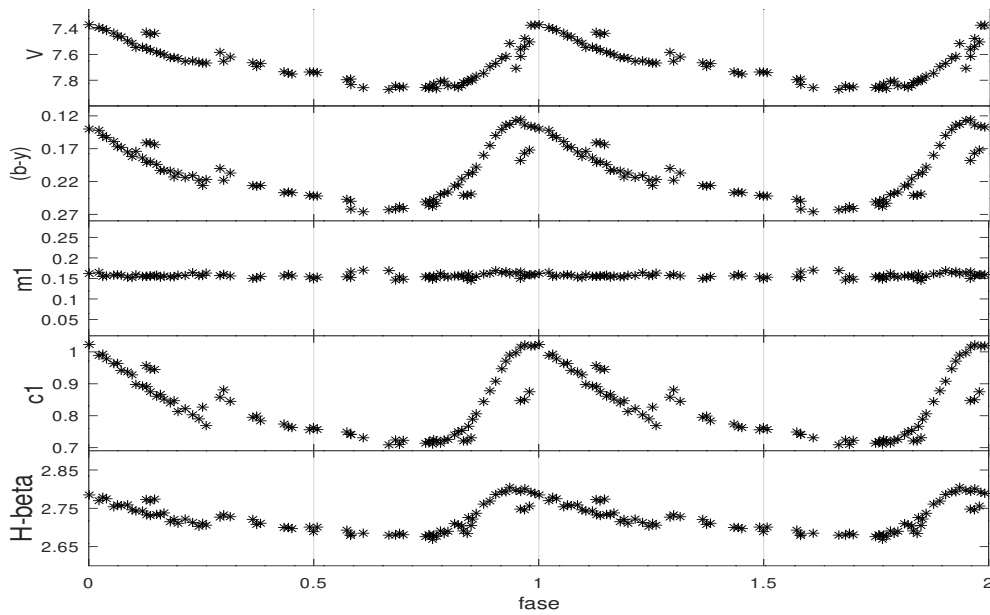


FIGURA 5.5: Índices fotométricos de la estrella VZ Cnc. Se muestran 79 puntos en fase entre $[0, 2]$ observados en dos noches de la temporada de febrero de 2020.

Las observaciones previas han mostrado que VZ Cnc tiene dos modos de pulsación, este fenómeno se nota en los cambios en las curvas de luz en cada fase de la figura (5.5). El periodo principal es de $P1 = 0.17836376$ días y el segundo de $P2 = 0.1428041$ días (BKJ09).

Los trabajos que se encontraron con fotometría de Strömgren son el de Epstein & Abraham de Epstein 1973, que Breger 1980 utiliza en su trabajo sobre la naturaleza de las Cefeidas enanas, en el que reporta un valor de $\delta m_1 = 0.008$ y $\log g = 3.66$ y el de McNamara 1997 quien publica parámetros físicos (tabla 5.4).

Por inspección visual de los índices fotométricos (figura 5.5) es evidente que el índice m_1 se mantiene prácticamente constante y tomando en cuenta los comentarios de Jonev & McNamara 1983 sobre esta característica, la estrella VZ Cnc se encuentra dentro del grupo de las estrellas de Población I, tal como la cataloga Breger 1980 basándose en la fotometría $uvby-\beta$ publicada por Epstein & Abraham de Epstein 1973, sin embargo, Breger 1980 menciona que, como indicador de la metalicidad debe usarse el índice δm_1 en vez de m_1 ². El valor obtenido es $\delta m_0 = 0.014 \pm 0.006$.

²En este trabajo el índice δm_1 se definió como δm_0 y se utiliza en la ecuación (4.11) para determinar la metalicidad v. Subsección 4.2.2.

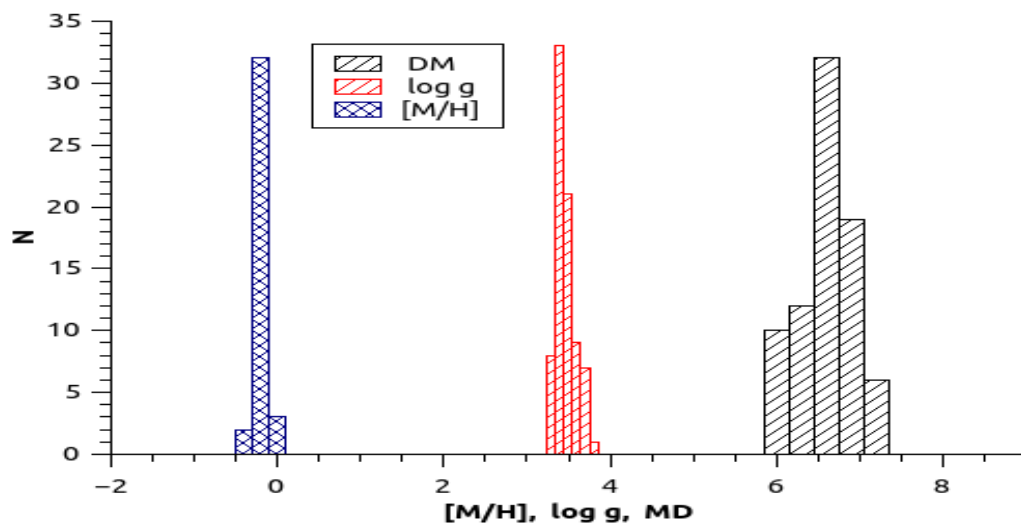


FIGURA 5.6: Histogramas de VZ Cnc, $[Fe/H] = -0.082 \pm 0.083$, $\log g = 3.51 \pm 0.11$ y módulo de distancia $MD = 6.74 \pm 0.31$.

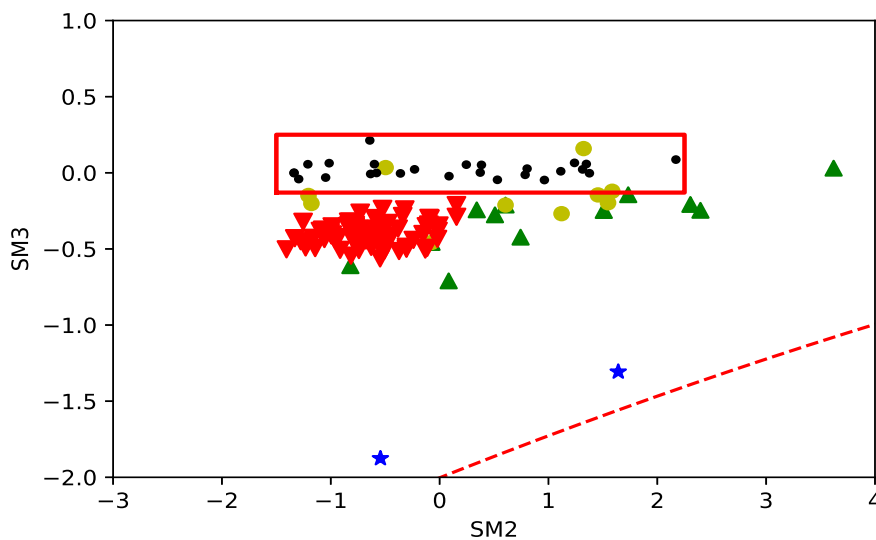


FIGURA 5.7: El plano que forman los metaíndices SM3 vs. SM2 muestra que la estrella VZ Cnc (triángulos rojos) tiene una clase de luminosidad IV, fuera de la secuencia principal.

A partir de los índices fotométricos (figura 5.5) y siguiendo las calibraciones de Nissen 1988, se obtuvieron los valores mostrados en la tabla (5.5), al final de ella, se presentan los valores promedio y desviación estándar.

En la figura (5.6) se muestran los histogramas para metalicidad, $\log g$ y módulo de distancia, al pie de figura se tienen los valores promedio y desviaciones. Dada la metalicidad obtenida, se seleccionaron las mallas teóricas para $[Fe/H] = 0.0$ (figura 5.8). Con LGK86 se obtiene $\log g = 3.5$ y T_{eff} entre $[6500, 8000]K$ y con ATLAS9 el

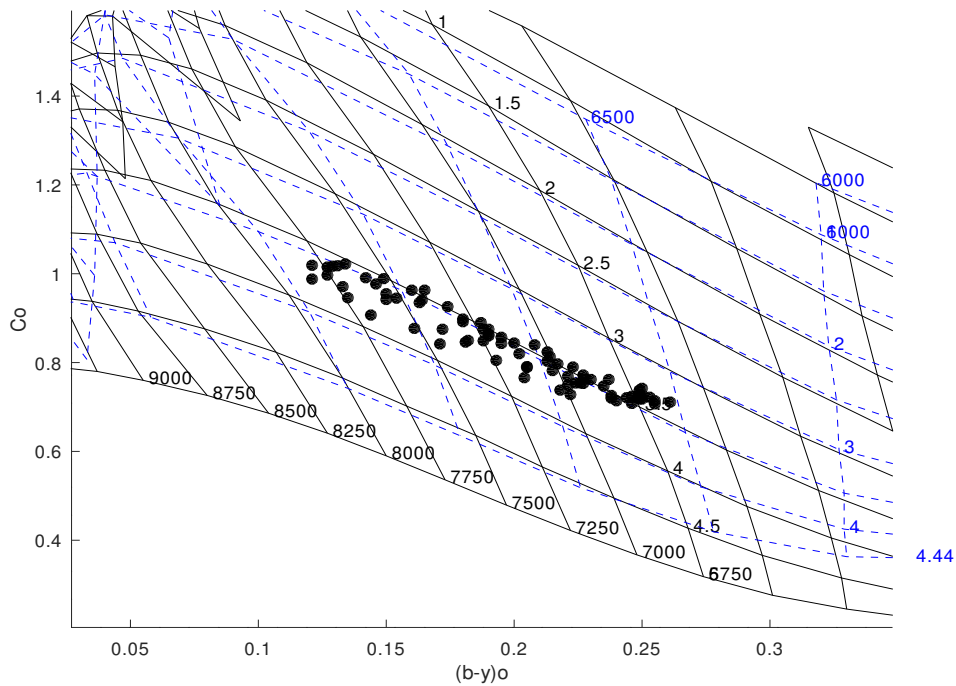


FIGURA 5.8: Mallas teóricas con $[Fe/H] = 0.0$ para la estrella VZ Cnc. LGK86 (línea de guiones azules) $\log g = 3.5$ y T_{eff} entre $[6500, 8000]K$. ATLAS9 (línea continua) con el mismo valor para $\log g$ y T_{eff} entre $[6700, 7750]K$.

mismo valor para $\log g$, y T_{eff} entre $[6700, 7750]K$, mostrando así que con ATLAS9 se obtienen valores muy parecidos a los obtenidos con las calibraciones de Nissen 1988.

La figura (5.7) muestra el plano que forman los metaíndices SM3 y SM2, en el que es posible ver que los puntos de VZ Cnc se encuentran fuera de la secuencia principal entre las clases III y IV.

A partir de las curvas de luz en magnitud V, se determinaron dos tiempos de máximo brillo. Dada la discrepancia en el comportamiento de la variación secular del periodo y con una base de tiempo extendida diez años desde BKJ09, estos tiempos de máximo son concluyentes para este problema.

Se hizo una recopilación de los tiempos de máximo brillo y con ellos se construyó el diagrama (O - C) utilizando la ecuación de efemérides (5.1), con $T_0 = 2431550.7167$ y $P = 0.17836372$ reportados por BKJ09. La figura (5.9) muestra claramente el comportamiento parabólico de la variación secular del periodo. Por lo que la ecuación de efemérides es de la siguiente forma:

$$T = T_0 + PE + \frac{1}{2}\beta E^2 \quad (5.3)$$

con $\beta = 4.4044 \times 10^{-12}$, por ende $\frac{1}{p} \frac{dp}{dt} = 5.056 \times 10^{-8}$ años $^{-1}$, que es compatible con el modelo de evolución estelar dado por Breger & Pamyatnykh 1998. En la parte inferior de la figura (5.9) se muestran los residuos de la componente parabólica con $rms = 0.0063$. Sin embargo al tener la estrella dos modos de pulsación, se hizo la corrección por *beat* que propone Cao & Jiang 1991.

Para cada T_{max} calculamos la fase ϕ , que es la parte decimal ³ de la siguiente ecuación:

$$\phi = (T_{max} - 2433631.8630)/0.716284 \quad (5.4)$$

luego corregimos el término periódico con la fórmula:

$$(O - C)_c = (O - C) - 0.0056 \sin 2\pi(\phi - \phi_0) \quad (5.5)$$

con $\phi_0 = 0.05$. La figura (5.10) muestra este resultado y es evidente que disminuye la dispersión de los datos. Se calculó la componente cuadrática con $\beta = 3.619 \times 10^{-12}$, por ende $\frac{1}{p} \frac{dP}{dt} = 5.056 \times 10^{-8} \text{ años}^{-1}$, los residuos mostrados en la parte inferior tienen un $rms = 0.0048$, menor en un 20 % comparado con el resultado anterior.

En resumen, la estrella VZ Cancri es una estrella pulsante baja en metales ⁴ $[Fe/H] = -0.082 \pm 0.083$ de Población I con dos modos de pulsación $P_1 = 0.17836376 d$ y $P_2 = 0.1428041 d$ con un ritmo de cambio creciente de $(1/P)dP/dt = 5.056 \times 10^{-8} \text{ yr}^{-1}$, de tipo espectral A-F y clase de luminosidad IV, cuya temperatura efectiva varía entre $[6700, 7750] K$ con gravedad superficial de $\log g = 3.52 \pm 0.11$. Su magnitud absoluta promedio es de $M_V = 0.89 \pm 0.31$ lo que la sitúa en la región de las estrellas tipo δ Scuti. Se obtiene un promedio para el módulo de distancia de $MD = 6.74 \pm 0.31$ y por ende una distancia promedio de $d = 225 \pm 32 pc$.

TABLA: 5.4: Recopilación de parámetros físicos de la estrella VZ Cnc

Fuente	$[Fe/H]$	δm_0	T_{eff} [K]	$\log g$	MD	$\frac{1}{p} \frac{dP}{dt} [\times 10^{-8} \text{ yr}^{-1}]$	M/M_{\odot}
DSP	-0.082	0.014	7229	3.51	6.74	5.05	-
BKJ09	-	-	-	-	-	1.4	-
Br80	-	0.008	-	3.66	-	-	-
McN97	0.15	-0.004	7045	3.57	-	-	2.13

Notas: DSP: Presente trabajo; BKJ09: Boonyarak, Khokhontod & Jiang 2009; Br80: Breger 1980; McN97: McNamara 1997.

³Aunque los valores obtenidos para cada fase tienen seis cifras significativas, para fines prácticos sólo se presentan con dos cifras en las tablas.

⁴La expresión *baja en metales* hace referencia a que su metalicidad es menor que la del Sol, como se definió en la Subsección 4.2.2

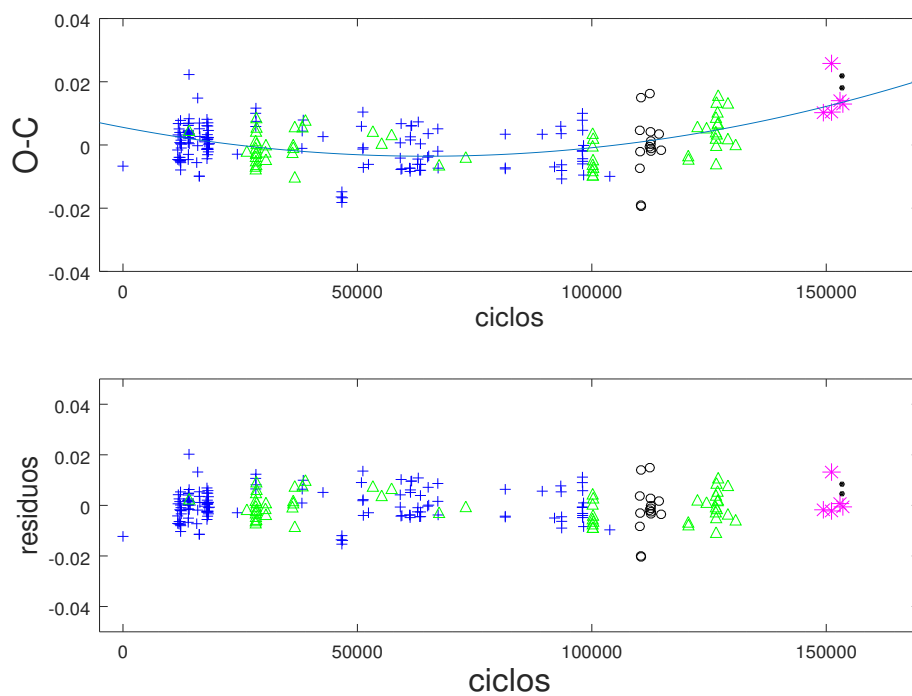


FIGURA 5.9: Diagrama O-C de la estrella VZ Cnc. Los últimos datos son los de la temporada de febrero 2020 (círculos negros y con asterisco los observados en el OAN-TNT). En el diagrama de arriba, es evidente el comportamiento parabólico. Abajo se muestran los residuos de la componente cuadrática.

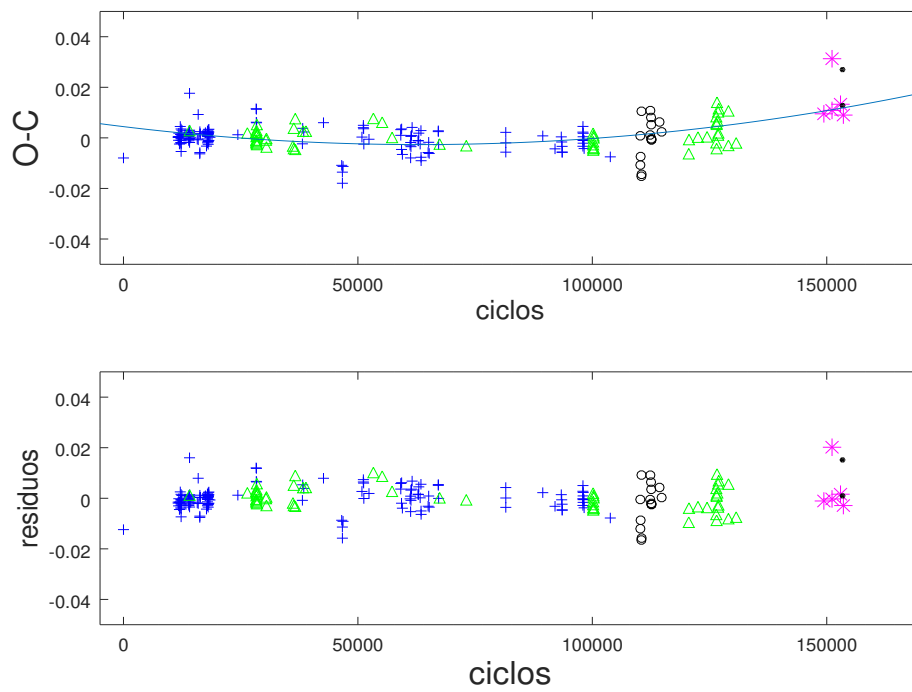


FIGURA 5.10: Diagrama O-C de la estrella VZ Cnc corregido por *beat*, es evidente que con esta corrección, la dispersión disminuye y se observa el mismo comportamiento cuadrático.

TABLA: 5.5: Parámetros físicos de la estrella VZ Cnc

SpcTyp	Fase	E(B-Y)	(B-Y) ₀	M1 ₀	C ₀	H-β	V ₀	MV	MD	DST	Te	log g	FE/H
A	0.94	0.012	0.121	0.165	0.988	2.805	7.46	0.95	6.52	201.22	7900.35	3.63	
A	0.97	0.013	0.121	0.162	1.019	2.801	7.42	0.60	6.82	231.43	7865.63	3.49	
A	0.95	0.000	0.127	0.164	0.997	2.797	7.71	0.76	6.94	244.76	7830.90	3.55	
A	0.96	0.000	0.127	0.166	1.015	2.794	7.61	0.55	7.06	258.23	7804.86	3.46	
A	0.92	0.006	0.135	0.166	0.946	2.793	7.60	1.15	6.45	195.14	7796.18	3.69	
A	0.93	0.001	0.133	0.167	0.971	2.793	7.61	0.94	6.67	215.93	7796.18	3.61	
A	0.98	0.007	0.129	0.161	1.017	2.792	7.34	0.50	6.84	233.58	7787.50	3.44	
A	0.99	0.006	0.131	0.161	1.018	2.789	7.34	0.44	6.90	239.97	7761.46	3.41	
A	0.90	0.006	0.144	0.171	0.907	2.786	7.64	1.40	6.25	177.58	7735.42	3.78	
A	0.00	0.006	0.134	0.164	1.022	2.785	7.34	0.35	6.99	250.37	7726.74	3.37	
A	0.03	0.008	0.142	0.158	0.991	2.779	7.36	0.53	6.83	232.75	7674.65	3.43	
A	0.04	0.007	0.146	0.158	0.977	2.775	7.38	0.60	6.78	227.07	7639.93	3.46	
A	0.15	0.014	0.150	0.160	0.942	2.774	7.38	0.88	6.49	198.71	7631.25	3.57	
A	0.13	0.011	0.150	0.158	0.955	2.773	7.38	0.76	6.62	210.50	7622.57	3.52	
A	0.02	0.000	0.149	0.165	0.989	2.770	7.39	0.43	6.96	246.72	7596.53	3.38	
A	0.14	0.007	0.154	0.158	0.945	2.769	7.42	0.80	6.61	210.35	7587.85	3.53	
A	0.89	0.004	0.161	0.163	0.877	2.769	7.68	1.41	6.26	179.04	7587.85	3.77	
A	0.88	0.009	0.171	0.164	0.842	2.761	7.71	1.60	6.11	166.53	7518.40	3.83	
A	0.06	0.007	0.160	0.161	0.963	2.759	7.43	0.49	6.94	244.30	7501.04	3.39	
A	0.09	0.012	0.163	0.157	0.935	2.759	7.44	0.73	6.71	219.67	7501.04	3.49	
A	0.07	0.004	0.164	0.159	0.941	2.757	7.45	0.66	6.79	227.58	7483.68	3.46	
A	0.98	0.000	0.172	0.159	0.875	2.756	7.50	1.25	6.25	177.97	7475.00	3.69	
A	0.06	0.000	0.165	0.158	0.963	2.754	7.43	0.43	7.00	251.65	7457.64	3.36	
A	0.96	0.007	0.181	0.152	0.846	2.748	7.53	1.39	6.14	169.00	7405.55	3.73	
A	0.97	0.000	0.182	0.157	0.850	2.746	7.54	1.33	6.20	174.18	7388.19	3.70	
A	0.10	0.008	0.174	0.154	0.926	2.746	7.48	0.63	6.85	234.13	7388.19	3.43	
A	0.10	0.000	0.180	0.159	0.898	2.743	7.55	0.86	6.69	217.37	7362.15	3.51	
A	0.12	0.004	0.180	0.156	0.892	2.743	7.53	0.91	6.62	210.97	7362.15	3.53	
A	0.17	0.015	0.188	0.160	0.849	2.738	7.54	1.18	6.35	186.46	7318.75	3.63	
A	0.86	0.005	0.193	0.156	0.805	2.737	7.75	1.58	6.17	171.59	7310.07	3.78	
A	0.15	0.004	0.190	0.159	0.860	2.734	7.56	1.01	6.55	204.45	7284.03	3.55	
A	0.30	0.030	0.188	0.169	0.875	2.733	7.52	0.81	6.72	220.64	7275.35	3.47	
A	0.13	0.004	0.187	0.156	0.890	2.733	7.54	0.72	6.82	231.23	7275.35	3.43	
A	0.16	0.013	0.190	0.157	0.864	2.733	7.53	0.93	6.60	209.02	7275.35	3.52	
A	0.14	0.000	0.190	0.156	0.875	2.731	7.57	0.81	6.75	224.34	7257.99	3.46	
A	0.31	0.012	0.195	0.160	0.843	2.728	7.57	1.01	6.56	204.71	7231.94	3.53	
A	0.29	0.005	0.195	0.159	0.857	2.727	7.56	0.87	6.69	217.52	7223.26	3.47	
A	0.84	0.005	0.204	0.162	0.766	2.726	7.78	1.67	6.12	167.13	7214.58	3.78	
A	0.85	0.001	0.205	0.152	0.789	2.722	7.79	1.38	6.42	192.21	7179.86	3.65	
A	0.21	0.012	0.202	0.161	0.820	2.722	7.60	1.08	6.52	201.40	7179.86	3.54	
A	0.37	0.021	0.205	0.156	0.791	2.721	7.57	1.30	6.27	179.85	7171.18	3.62	
A	0.19	0.013	0.200	0.158	0.844	2.721	7.57	0.83	6.74	222.34	7171.18	3.44	

TABLA: 5.4: Continuación

Spctyp	Fase	E(B-Y)	$(b-y)_0$	m_0	c_0	$H - \beta$	V_0	MV	MD	DST	Te	log g	FE/H
F	0.18	0.000	0.208	0.154	0.840	2.715	7.62	0.71	6.91	241.02	7119.10	3.40	-0.201
F	0.23	0.000	0.213	0.164	0.803	2.713	7.65	1.00	6.65	214.18	7101.74	3.51	-0.042
F	0.38	0.011	0.215	0.158	0.782	2.711	7.62	1.11	6.51	200.38	7084.37	3.55	-0.116
F	0.20	0.000	0.214	0.158	0.813	2.711	7.63	0.84	6.79	228.30	7084.37	3.45	-0.120
F	0.25	0.013	0.213	0.161	0.824	2.711	7.61	0.71	6.91	240.53	7084.37	3.40	-0.079
F	0.81	0.009	0.218	0.159	0.738	2.710	7.81	1.50	6.31	182.51	7075.69	3.70	-0.106
F	0.37	0.010	0.217	0.154	0.797	2.708	7.65	0.87	6.78	226.52	7058.33	3.47	-0.165
F	0.82	0.004	0.221	0.157	0.749	2.707	7.84	1.31	6.52	201.77	7049.65	3.63	-0.114
F	0.26	0.000	0.221	0.163	0.769	2.706	7.67	1.10	6.57	205.84	7040.97	3.55	-0.028
F	0.85	0.017	0.222	0.150	0.728	2.705	7.72	1.44	6.28	180.48	7032.29	3.68	-0.213
F	0.83	0.000	0.224	0.158	0.754	2.704	7.84	1.18	6.66	214.74	7023.61	3.58	-0.093
F	0.25	0.000	0.223	0.157	0.790	2.703	7.66	0.79	6.87	236.09	7014.93	3.45	-0.104
F	0.49	0.014	0.227	0.158	0.753	2.701	7.67	1.06	6.61	209.97	6997.57	3.55	-0.078
F	0.51	0.016	0.226	0.158	0.754	2.701	7.67	1.05	6.62	210.94	6997.57	3.54	-0.087
F	0.43	0.010	0.227	0.159	0.772	2.700	7.69	0.85	6.84	233.38	6988.89	3.47	-0.064
F	0.44	0.008	0.228	0.162	0.763	2.700	7.71	0.94	6.77	225.95	6988.89	3.50	-0.016
F	0.45	0.007	0.230	0.158	0.762	2.697	7.72	0.85	6.88	237.43	6962.85	3.47	-0.072
F	0.57	0.012	0.235	0.158	0.747	2.693	7.74	0.83	6.91	241.20	6928.13	3.47	-0.070
F	0.83	0.003	0.238	0.155	0.720	2.691	7.80	1.05	6.76	224.73	6910.76	3.55	-0.103
F	0.78	0.000	0.240	0.162	0.714	2.691	7.81	1.12	6.69	217.70	6910.76	3.57	-0.004
F	0.80	0.000	0.238	0.153	0.726	2.690	7.84	0.95	6.89	238.62	6902.08	3.52	-0.127
F	0.50	0.005	0.237	0.150	0.762	2.689	7.72	0.53	7.18	273.41	6893.40	3.38	-0.159
F	0.69	0.012	0.246	0.158	0.708	2.685	7.80	0.96	6.85	234.08	6858.68	3.52	-0.053
F	0.61	0.017	0.249	0.175	0.728	2.685	7.78	0.73	7.05	257.24	6858.68	3.45	0.183
F	0.84	0.000	0.244	0.149	0.721	2.684	7.81	0.80	7.01	252.26	6850.00	3.47	-0.167
F	0.79	0.000	0.246	0.155	0.724	2.684	7.81	0.77	7.03	255.22	6850.00	3.46	-0.086
F	0.58	0.013	0.249	0.170	0.738	2.683	7.78	0.55	7.23	278.78	6841.32	3.39	0.113
F	0.70	0.013	0.248	0.152	0.720	2.681	7.80	0.68	7.12	265.39	6823.96	3.43	-0.122
F	0.76	0.007	0.249	0.155	0.718	2.681	7.83	0.72	7.11	264.64	6823.96	3.45	-0.080
F	0.68	0.013	0.249	0.150	0.721	2.680	7.79	0.63	7.16	269.84	6815.28	3.42	-0.145
F	0.67	0.008	0.255	0.171	0.707	2.680	7.84	0.80	7.04	255.98	6815.28	3.47	0.139
F	0.76	0.000	0.250	0.155	0.718	2.680	7.84	0.70	7.15	268.91	6815.28	3.44	-0.078
F	0.77	0.000	0.250	0.156	0.725	2.680	7.83	0.62	7.21	276.57	6815.28	3.41	-0.065
F	0.58	0.000	0.250	0.152	0.742	2.679	7.79	0.40	7.39	300.03	6806.60	3.35	-0.116
F	0.77	0.000	0.253	0.151	0.722	2.677	7.86	0.57	7.30	288.07	6789.24	3.40	-0.130
F	0.75	0.000	0.255	0.154	0.714	2.676	7.86	0.63	7.23	279.10	6780.56	3.42	-0.093
F	0.76	0.000	0.261	0.148	0.711	2.669	7.86	0.46	7.40	302.26	6719.79	3.37	-0.175
Promedio		0.006				2.727	7.63	0.89	6.74	225.48	7228.75	3.51	-0.082
σ		0.006				0.038	0.15	0.31	0.31	32.01	332.69	0.11	0.083

TABLA: 5.5: Tiempos de máximo brillo de la estrella VZ Cancri

Tmax HJD	Ref	Tmax HJD	Ref	Tmax HJD	Ref	Tmax HJD	Ref	Tmax HJD	Ref
2431550.71	Wh	2434455.36	Gu	2436623.7315	Sp	2442756.4113	To	2450071.282	Fu
2433631.863	Fi	2434456.447	Gu	2436624.8165	Sp	2442771.3955	To	2451212.646	SG
2433633.822	Fi	2434457.337	Gu	2436625.6973	Sp	2442785.498	To	2451214.596	SG
2433647.9205	Fi	2434476.4195	Gu	2436631.7645	Sp	2442837.3865	To	2451224.768	SG
2433655.7721	Fi	2434667.6237	Gu	2436632.6615	Sp	2442867.36	To	2451253.646	SG
2433679.8396	Fi	2434708.6487	Gu	2436971.188	He	2442871.2775	To	2451257.604	SG
2433685.7355	Fi	2434738.9668	Fi	2436989.022	He	2442873.416	To	2451261.672	SG
2433686.7967	Fi	2434740.9363	Fi	2436989.205	He	2443140.609	Ce	2451587.383	SG
2433711.7755	Fi	2434742.8946	Fi	2437998.3845	JY	2443161.485	Ce	2451594.356	SG
2433714.6261	Fi	2434745.9325	Fi	2438028.1737	JY	2443181.4547	BS	2451620.385	SG
2433722.6478	Fi	2434746.8148	Fi	2438029.243	JY	2443528.3807	BS	2451627.694	SG
2433730.6729	Fi	2434746.9902	Fi	2438086.1476	JY	2443528.552	BS	2451633.581	SG
2433739.4205	Gu	2434747.8852	Fi	2438087.0235	JY	2443539.4268	BS	2451634.648	SG
2433740.3175	Gu	2434748.9582	Fi	2438357.967	FW	2443578.1328	JY	2451639.643	SG
2433741.375	Gu	2434758.9482	Fi	2438369.031	FW	2444592.133	JY	2451943.401	SG
2433743.334	Gu	2434770.362	Gu	2438383.3015	JY	2446094.1411	CJ	2452024.373	SG
2433744.4125	Gu	2434770.5355	Gu	2438408.988	FW	2446095.0223	CJ	2453056.3838	Hua
2433746.3685	Gu	2434772.324	Gu	2438492.1055	JY	2446095.2003	CJ	2453064.4091	Hua
2433758.6827	Fi	2434775.8918	Fi	2439159.894	FW	2447501.6092	Pi	2453406.521	Hub
2433768.6686	Fi	2434776.7873	Fi	2439852.6396	Ha	2447968.02	CJ	2453752.5462	Huc
2433773.664	Fi	2434779.277	Gu	2439878.5006	Ha	2448206.3268	CJ	2454104.2762	BKJ09
2434015.8857	Fi	2434779.459	Gu	2439879.3958	Ha	2448221.307	CJ	2454105.3484	BKJ09
2434032.8216	Fi	2434780.5255	Gu	2439903.473	Ha	2448237.3499	CJ	2454111.239	BKJ09
2434034.7904	Fi	2434781.7825	Fi	2440622.3014	Po	2448240.2019	CJ	2454115.1483	BKJ09
2434036.7564	Fi	2434781.9528	Fi	2440676.3384	Po	2448240.3776	CJ	2454118.1863	BKJ09
2434036.9293	Fi	2434798.3657	Gu	2440677.4203	Po	2449027.684	Fe	2454131.2205	BKJ09
2434038.8948	Fi	2434798.5395	Gu	2440686.3272	Po	2449027.872	Fe	2454143.3392	BKJ09
2434039.7848	Fi	2434798.7203	Fi	2440694.3473	Po	2449028.754	Fe	2454172.0627	BKJ09
2434039.9578	Fi	2434798.903	Fi	2440890.5484	Po	2449030.728	Fe	2454172.2373	BKJ09
2434040.5005	Gu	2434841.7061	Fi	2441057.329	Bo	2449034.636	Fe	2454185.0798	BKJ09
2434043.8915	Fi	2435901.54	PO	2441392.649	Bo	2449036.778	Fe	2454195.0769	BKJ09
2434044.7806	Fi	2436263.441	Ge	2441769.891	Bo	2449037.669	Fe	2454564.0977	BKJ09
2434046.7455	Fi	2436598.42	Ah	2442099.5045	Ha	2449038.749	Fe	2454566.071	BKJ09
2434063.3487	Gu	2436599.8383	Sp	2442100.3915	Ha	2449071.7415	Fe	2454859.2878	BKJ09
2434064.7567	Fi	2436600.0086	Sp	2442128.391	To	2449074.7643	Fe	2458195.7696	JHP
2434066.72	Fi	2436600.7212	Sp	2442132.3295	To	2449417.767	AF	2458505.9443	JHP
2434066.902	Fi	2436602.8655	Sp	2442161.3885	To	2449418.651	AF	2458506.8515	JHP
2434068.8593	Fi	2436603.41	Ah	2442453.5485	To	2449419.733	AF	2458828.9646	JHP
2434071.7099	Fi	2436603.76	Sp	2442474.416	To	2449420.615	AF	2458905.857	JHP
2434109.7031	Fi	2436607.8583	Sp	2442476.379	To	2449420.79	AF	2458906.914	JHP
2434356.5508	Gu	2436608.41	Ah	2442485.4855	To	2449428.638	AF	2458937.7654	JHP
2434393.4925	Gu	2436608.7525	Sp	2442487.4465	To	2449433.637	AF	2458905.8572	DSP
2434393.6558	Gu	2436612.6835	Sp	2442508.3195	To	2449440.6	AF	2458906.9136	DSP
2434453.398	Gu	2436613.4	Ah	2442531.3285	To	2449441.661	AF		

Notas: Wh: Witheney 1950; Fi: Fitch 1955; Gu: Guman 1955; PO: Ponsen & Oosterhoff 1966; Ge: Geyer 1961; Ah:Ahnert 1959; Sp: Spinrad 1960; He: He 1961; JY: Jiang & Z. 1982; FW: Fitch, Wisniewski & Johnson 1966; Ha: Hahn *et al.* 1975; Po: Popovici 1971; Bo: Popovici 1972; To: Torodan 1976; Ce: Cester *et al.* 1977; BS: Balona & Stobie 1983; CJ: Cao & Jiang 1991; Pi: Piersimoni *et al.* 1993; Fe: Arellano Ferro, Nuñez & Avila 1994 AF: *ibid.*; Fu: Fu & Jiang 1993; SG: Samolyk 2018; Hua: Hubscher 2005; Hub: Hubscher, Paschke & Walter 2005; Huc: Hubscher, Paschke & Walter 2006; BKJ09: Boonyarak, Khokhuntutod & Jiang 2009; JHP: Comunicación privada; DSP: Presente trabajo.

Capítulo 6

Conclusiones

Se ha mostrado que la fotometría fotoeléctrica es una herramienta muy útil para determinar parámetros físicos estelares. Mediante el espectrofotómetro Danés del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, es posible obtener medidas simultáneas en los filtros $uvby-\beta$, que definen el sistema fotométrico de Strömgen para calcular los índices v , $(b-y)$, m_1 , c_1 , β y con ellos obtener los parámetros físicos de las estrellas variables pulsantes mediante las calibraciones apropiadas, suponiendo que la atmósfera dinámica de las estrellas pulsantes se encuentran en equilibrio radiativo en cada fase.

Se hizo un análisis detallado de dos estrellas pulsantes (YZ Boo y VZ Cnc) siguiendo la metodología presentada en este trabajo, en el que se muestra que los parámetros físicos obtenidos con las calibraciones propuestas por Nissen 1988 coinciden con las mallas teóricas publicadas por Castelli & Kurucz 2006, las cuales son más precisas que las utilizadas en trabajos previos dadas por Lester, Gray & Kurucz 1986.

Para la estrella YZ Boo se concluye que es una estrella δ Sct de Población I, con una metalicidad de $[Fe/H] = -0.40 \pm 0.12$ de tipo espectral A-F y clase de luminosidad IV, cuya temperatura efectiva varía entre 6750 y 8000 K, con una gravedad superficial de $\log g = 3.65 \pm 0.21$. A partir de la magnitud absoluta $M_V = 1.17 \pm 0.51$ se obtuvo el módulo de la distancia, y por ende la distancia, situándola a 754 ± 200 pc.

Finalmente para la estrella VZ Cnc se obtuvo una metalicidad de $[Fe/H] = -0.082 \pm 0.083$ con una magnitud absoluta de $M_V = 0.89 \pm 0.31$ de tipo espectral A-F y clase de luminosidad IV, cuya temperatura efectiva varía entre 6700 y 7750 K, lo que la sitúa en la región de las δ Scuti a una distancia de 225 ± 32 pc. Se hizo una recopilación de tiempos de máximo brillo que junto con los calculados en el presente trabajo, se concluye que el ritmo de cambio del periodo es de $(1/P)dP/dt = 5.056 \times 10^{-8} yr^{-1}$, valor compatible con el modelo propuesto por Breger & Pamyatnykh 1998 de evolución estelar, lo cual da solución a la discrepancia que se tenía sobre la variación secular del periodo.

Como la distancia estimada entre las dos estrellas es de un factor de 3.3 aproximadamente, siendo YZ Boo la más lejana y es posible determinar la metalicidad, se podría utilizar esta metodología para hacer un estudio sobre la evolución química de la galaxia.

6.1. Trabajo a futuro

En la temporada de observación del 17 al 27 de febrero de 2020 se observaron alrededor de 15 estrellas variables pulsantes en las que se encuentran varias del tipo Delta Scuti, SX Phe, RR Lira y Cefeidas, por lo que se espera implementar la metodología aquí presentada para publicar los resultados en revistas científicas de circulación internacional, para ponerlos a disposición de la comunidad astronómica, así como también los resultados de las estrellas YZ Boo y VZ Cnc que se presentaron en este trabajo.

Se pretende continuar con diversas campañas de observación en el OAN-SPM para seguir obteniendo datos en fotometría $uvby-\beta$, para complementar el análisis de la muestra de estrellas que se han monitoreado en los últimos años en las campañas de observación en el OAN-TNT, proporcionando sus parámetros físicos.

Bibliografía

- Aerts, A., J. Chistensen-Dalsgaard & D. W. Kurtz. 2010. *Asteroseismology*. Ed. por Springer. 866.
- Ahnert, P. 1959. *Mitt. uber veranderliche Sterne*, n.º 395.
- Arellano Ferro, A., N. S. Nuñez & J. J. Avila. 1994. *PASP* 106:696-703.
- Arellano Ferro, A., & L. Parrao. 1989. «Rep. Tec. No. 57, NABAPHOT: Un paquete de uso simple para la reducción de fotometría *uvby-β* ». Ed. por Instituto de Astronomía. UNAM.
- Balona, L. A., & R. S. Stobie. 1983. *SAAOC* 7.
- Boonyarak, C., P. Khokhontod & S.-Y. Jiang. 2009. *Ap&SS* 324:5-11.
- Breger, M. 1980. *ApJ* 235:153-162.
- Breger, M., & A. A. Pamyatnykh. 1998. *A&A* 332:958-968.
- Cao, M., & S. Y. Jiang. 1991. *AcASn* 32.
- Castelli, F., & R. L. Kurucz. 2006. *A&A* 454:333-340.
- Cester, B., *et al.* 1977. *IBVS* 1338.
- Crawford, D. L. 1975. *AJ* 80:955.
- . 1979. *AJ* 84:1858.
- Crawford, D. L., & J. V. Barnes. 1970. *AJ* 75:978.
- Crawford, D. L., & J. Mander. 1966. *AJ* 71:114.
- Crawford, D. L., & C. L. Perry. 1966. *AJ* 71:206.
- . 1976b. *PASP* 88:454.
- Dalle Mese, G., *et al.* 2020. *MNRAS* 2995D:494.
- Epstein, I., & A. E. Abraham de Epstein. 1973. *AJ* 78 (1).
- Figueras, F., J. Torra & C. Jordi. 1991. *A & AS* 87:319.
- Fitch, W. S. 1955. *ApJ* 121:690.
- Fitch, W. S., W. Z. Wisniewski & H. L. Johnson. 1966. *CoLPL* 71.
- Fu, J. N., & S. Y. Jiang. 1993. *A&AS* 101.
- Geyer, E. 1961. *ZA* 52.
- Guman, W. S. 1955. *CoKon* 36:1.
- Gutiérrez, L., *et al.* 2004. *El fotómetro de Strömngren del OAN-SPM, Manual del instrumento*. <http://haro.astrossp.unam.mx/indexspm.html>.
- Hahn, G., *et al.* 1975. *IBVS*, n.º 1078.
- He, T.J. 1961. *AcASn* 9.
- Henden, Arne A. 1982. *Astronomical Photometry*. Ed. por Van Nostrand Reinhold Company Inc.

- Hubscher, J. 2005. *IBVS* 5643.
- Hubscher, J., A. Paschke & F. Walter. 2005. *IBVS* 5657.
- . 2006. *IBVS* 5731.
- Jiang, S. Y., & Yang Z. Z. 1982. *AcASn* 23.
- Joner, M. D., & D. H. McNamara. 1983. *PASP* 95:433.
- Landolt, A. L., & K. L. Blondeu. 1972. *PASP* 84:784.
- Lester, J. B., R. O. Gray & R. L. Kurucz. 1986. *ApJ* 61:509.
- Lindroos, K. P. 1980. *Strockholms Obs. Rep.* 17:68.
- López de Coca, P. 1986. «Tesis doctoral, Fotometría de estrellas pulsantes tipo δ Scuti». *Universidad de Granada*.
- McNamara, D. H. 1997. *PASP* 109:1221-1232.
- Monguió, M., F. Figueras & P. Grosbol. 2014. *A &AS* 568:119.
- Naval Observatory, U.S. 2020. *The American Ephemeris and Nautical Almanac for the year 2020*.
- Nissen, P. E. 1981. *A &A* 97:145-156.
- . 1988. *A &A* 160:146.
- Olsen, E. H. 1983. *A & A S* 54:55-134.
- Parrao, L., & W. J. Schuster. 2003. *RMxAA* 19:81-89.
- Peña, J. H. 2017. *IBVS* 63 (6220).
- Peña, J. H., D. Gonzalez & R. Peniche. 1999. *A&A* 138:11-18.
- Peña, J. H., D. S. Piña & et al. 2018. *RMxAA* 54:85-99.
- . 2021. *RMxAA* 57.
- Percy, John R. 2007. *Understanding Variable Stars*. Ed. por Cambridge University Press.
- Petersen, J. O., & H. E. Jorgensen. 1972. *A &A* 17:367.
- Piersimoni, A, *et al.* 1993. *A&AS* 101.
- Ponsen, J., & P. Th. Oosterhoff. 1966. *BAN* 18.
- Popovici, C. 1971. *IBVS*, n.º 508.
- . 1972. *PZP* 1.
- Popper, D. M., *et al.* 1970. *ApJ* 161:57.
- Rodríguez, E., & M. Breger. 2001. *A&A* 366:178-196.
- Rodríguez, E., M.J. López-González & P. López de Coca. 2000. *A&A SS* 144:469-474.
- Samolyk, G. 2018. *JAAVSO* 46.
- Schuster, W. J., & L. Parrao. 2001. *RMxAA* 37:187-200.
- . 2016. *RMxAA* 52:93-111.
- Smalley, B., & M.M. Dworetzky. 1993. *A&A* 271:515-526.
- Spinrad, H. 1960. *ApJ* 131.
- Strömgren, B. 1966. *ARA&A* 4:433.
- Torodan, I. 1976. *IBVS* 1141.

Wenger, M., *et al.* 2000. «The SIMBAD astronomical database. The CDS reference database for astronomical objects.» *A&AS* 143:9. <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>.

Witheney, B. S. 1950. *PASP* 56 (62).

Yang, Tao-Zhi, *et al.* 2018. *RAA* 18 (1).

Apéndice A

Trabajos previos

En esta sección se muestran dos trabajos previos publicados en la Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, en los que se ha utilizado la metodología descrita en el presente trabajo, sin embargo, se han mostrado calibraciones más recientes que pueden ser implementadas en investigaciones posteriores, como el esquema de clasificación espectral propuesto por Monguió, Figueras & Grosbol 2014, los metaíndices definidos por Dalle Mese *et al.* 2020 y las mallas teóricas de Castelli & Kurucz 2006.

A STUDY OF THE LONG TERM BEHAVIOR OF THE SX PHE STAR KZ HYA¹

J. H. Peña^{2,3,4}, D. S. Piña^{2,4}, A. Rentería^{2,4}, C. Villarreal^{2,4}, A. A. Soni^{2,4}, J. Guillen^{2,4}, and J. Calderón^{2,4}

Received May 24 2017; accepted September 19 2017

ABSTRACT

From the newly determined times of maximum light of the SX Phe star KZ Hya and others from the literature, as well as from $wby - \beta$ photoelectric photometry, we determined the nature of this star and its physical parameters.

RESUMEN

A partir de los recién determinados tiempos de máximo en fotometría de la estrella SX Phe KZ Hya y una recopilación de tiempos de máximo de la literatura, así como datos con fotometría $wby - \beta$, hemos determinado la naturaleza de esta estrella y sus parámetros físicos.

Key Words: binaries: close — stars: variables: delta Scuti — techniques: photometric

1. INTRODUCTION

Although KZ Hya (= HD 94033 = CD -24 9357) has been extensively studied and its nature well-established, the last thorough study of this star was that of Boonyarak et al. (2011). It is a well-known fact that this type of star needs continuous monitoring in order to deduce its nature correctly. In view of that, we present recent observations that, as will be seen, confirm the proposed behavior.

There has been some controversy with respect to the SX Phe, a high-amplitude Delta Scuti (HADS) star KZ Hya. Yang et al. (1985) suggested that there is a small amplitude light time effect and this was confirmed by Fu et al. (2008) with a much larger amplitude and longer period. Therefore, as has been said, it is understood that the light time effect with a short period and a small amplitude was occasionally covering the most changeable part of the light time effect of longer period and larger amplitude. Hence it can be seen that the observation time span should be long enough to confirm the light time effect. In a later study, the conclusions of Boonyarak et al. (2011) differed drastically from this interpretation. With one fundamental mode and its harmonics, they

explained the observed light curves well without invoking the contribution of any companions. Hence, they confirmed that KZ Hya is a single-mode SX Phe star.

With a longer time span we expect to be able to dissipate any doubts on this matter.

2. OBSERVATIONS

Although some of the times of maximum light of this star have been reported elsewhere (Peña et al, 2015), we present new times of maxima and the detailed procedure followed to acquire the data. The observations were done at both the Observatorio Astronómico Nacional of San Pedro Mártir (SPM) and Tonantzintla (TNT), in México. Table 1 presents the log of observations as well as the new times of maximum light. Column 1 presents the date of the observation; Column 2 specifies the observer or group of observers. These correspond to the Advanced Observational Astronomy (AOA) course in 2015, and Escuela de Astronomía Observacional para Estudiantes de LatinoAmerica (ESAOBELA, Latin American School of Observational Astronomy) in 2016 and 2017; the subsequent columns list the number of points, the time span in days and the number of maxima in each night; the time of maximum in HJD minus 2400000.0. The final columns list the technical details, telescope, filter and camera. The last column indicates in which observatory the data were acquired.

¹Based on observations collected at the Tonantzintla and San Pedro Mártir Observatories, México.

²Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, Cd. México.

³Observatorio Astronómico Nacional, Tonantzintla, México.

⁴Facultad de Ciencias, Universidad Nacional Autónoma de México, México.

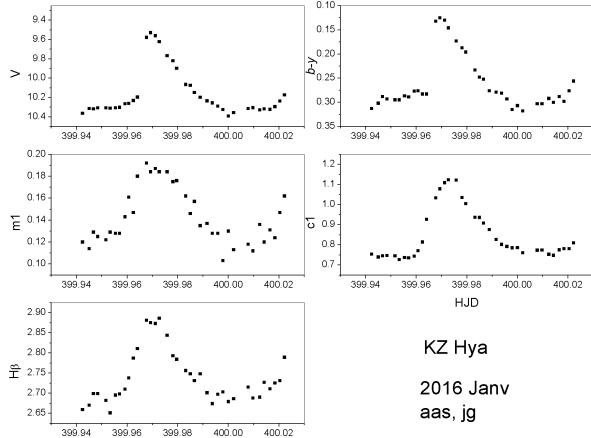


Fig. 1. Light curves of KZ Hya obtained in $uvby - \beta$ absolute photometry.

2.1. The Data Acquisition and Reduction at Tonantzintla

At the TNT Observatory two 10-inch Meade telescopes were utilized (denoted by m1 and m2). These telescopes were equipped with CCD cameras and the observations were done using V and G filters. During all the observational nights this procedure was followed. The integration time was 1 min. There were around 11,000 counts, enough to secure high precision. The reduction work was done with AstroImageJ (Collins, 2012). This software is relatively easy to use and has the advantage that it is free and works satisfactorily on the most common computing platforms. With the CCD photometry two reference stars were utilized, whenever possible in a differential photometry mode. The results were obtained from the difference $V_{\text{variable}} - V_{\text{reference}}$ and the scatter calculated from the difference $V_{\text{reference1}} - V_{\text{reference2}}$. Light curves were also obtained. The new times of maximum light are listed in Table 1.

2.2. Data Acquisition and Reduction at SPM

As was stated in Peña et al. (2016) reporting on BO Lyn, the observational pattern, as well as the reduction procedure, have been employed at the SPM Observatory since 1986 and hence, have been described many times. A detailed description of the methodology can be found in Peña et al. (2007). Over the three nights of observation the following procedure was used: each measurement consisted of at least five ten-second integrations of each star and one ten-second integration of the sky for the $uvby$ filters and the narrow and wide filters that define $H\beta$. What must be emphasized here are the trans-

formation coefficients for the observed season (Table 7) and the season errors which were evaluated using the ninety-one observed standard stars. These uncertainties were calculated through the differences in magnitude and colors for (V , $b - y$, m_1 , c_1 and $H\beta$), which are (0.054, 0.012, 0.019, 0.025, 0.012), for a total of 94 points in $uvby$ and 68 points in $H\beta$, which provide a numerical evaluation of our uncertainties. Emphasis must be made on the large range of the standard stars in magnitude and color indexes: V :(5.62, 8.00); $(b - y)$:(-0.09, 0.88); m_1 :(-0.09, 0.67); c_1 :(-0.02, 1.32) and $H\beta$:(2.50, 2.90).

Table 8 lists the photometric values of the observed star. In this table Column 1 reports the time of the observation in HJD, Columns 2 to 5 the Strömgen values V , $(b - y)$, m_1 and c_1 , respectively; Column 6, $H\beta$, whereas Columns 7 to 9 the unreddened indexes $[m_1]$, $[c_1]$ and $[u - b]$ derived from the observations. When analyzing observations obtained over such a long time base, correction to the Barycentric Julian Ephemeris Date (IAU SOFA) should be done; however, we have calculated both the barycentric and heliocentric dates and the difference is smaller than the errors. Therefore we have presented our results only in HJD. The photometry is presented in Figure 1.

3. PERIOD DETERMINATION

To determine the period behavior of KZ Hya the following methods were employed: (1) differences of consecutive times of maximum light were evaluated to determine a coarse period; (2) time series analyses of two different data sets were utilized with time series data; (3) O-C differences were calculated utilizing a compiled collection of times of maximum light; and finally (4) phase dispersion minimization of the ASAS Catalogue of Variable stars in the Kepler field served to estimate a period.

The previously determined ephemerides equations, as well as the newly determined ones are listed in Table 2.

3.1. Differences of Consecutive Times of Maximum Light, DCTM

In view of the disagreement about the proposed equations and since there is no description on how these proposed ephemerides were determined, we developed our own method to reproduce previous findings.

To determine the period starting from scratch, as a first guess we considered the period determined through the differences of two or three times of maxima that were observed in the same night. Since

TABLE 1

LOG OF OBSERVING SEASONS AND NEW TIMES OF MAXIMA OF KZ HYA

Date yr/mo/day	Observers	Npoints	Time span (day)	Nmax	Tmax 2400000+	Telescope	Filters	Camera	Observatory
15/03/0607	AOA15	155	0.16	1	57088.7971 57088.8565	m1	V	ST-1001	TNT
15/03/0708	AOA15	194	0.12	1	57089.7493	m1	V	ST-1001	TNT
15/03/3031	DSP	150	0.13	2	57112.7789 57112.8385	m1	V	ST-1001	TNT
16/01/1112	AAS, JG	41	0.08	1	57399.9693	0.84 m	uvby β		SPM
16/01/2425	ESAOBELA16	113	0.07	1	57412.8265	m2	V	ST-8300	TNT
16/03/1112	PS, KL	82	0.10	2	57459.8400 57459.8989	m2	V	ST-8300	TNT
16/03/1213	PS, KL	52	0.06	1	57460.7921	m2	V	ST-8300	TNT
16/03/2223	DSP	154	0.13	2	57470.7894 57470.8491	m1	V	ST-8300	TNT
16/03/2324	DSP	194	0.17	3	57471.7419 57471.8013 57471.8611	m1	V	ST-8300	TNT
17/01/1617	ESAOBELA17	75	0.07	1	57770.9547	m2	G	ST-8300	TNT
17/01/1819	ESAOBELA17	202	0.16	3	57772.8602 57772.9198 57772.9791	m1	V	ST-1001	TNT

Notes: DSP, D.S. Piña; AAS, A.A. Soni; JG, J. Guillén; PS, P. Santillán; KL, K. Lozano; AOA15: S. Arellano, J. Diaz, X. Moreno, J. Ramirez, F. Ruiz, C. Téllez, K. Vargas, V. Vázquez; ESAOBELA16: A. Rodríguez, V. Valera, A. Escobar, M. Agudelo, A. Osorto, J. Aguilar, R. Arango, C. Rojas, J. Gómez, J. Osorio, M. Chacón; ESAOBELA17: V. Ramírez, M. Rodríguez, S. Vargas, C. Castellón, R. Salgado, J. Mata, R. Santa Cruz, L. Gonzáles, K. Chipana, R. Rodríguez, A. García, D. de la Fuente.

TABLE 2

KZ HYA EPHEMERIS EQUATIONS

Method	T_0	P	β	$(O - C)_{mean}$	std dev	Residuals
1 DCTM	2442516.1593	0.059399998		0.003253	0.018285	0.1633
2 Period04 ($uvby - \beta$ data)	2442516.18330	0.060742815		0.000734	0.018338	0.1565
2 Period04 (CCD data)	2442516.15850	0.059509655		0.003253	0.018285	0.0607
3 Doncel et al. (2005)	2442516.15850	0.059111157		-0.001801	0.017032	0.2200
3 Chulee Kim et al. (2007)	2442516.18525	0.059510388		0.003557	0.016428	0.2141
3 Fu et al. (2008)	2442516.1833	0.059510413		0.002379	0.016162	0.2329
3 PDDM (Tmax, linear)	2457772.8602	0.059510384		0.006624	0.016137	0.1881
3 PDDM (Tmax, quadratic)	2457772.8602	0.059510367	6.47×10^{-13}	0.000590	0.017290	0.0352
4 Kepler	2442516.1833	0.059511385		0.007421	0.015331	0.1095

they are separated by only one cycle they are, by definition, one period apart. The sample of periods determined in this fashion is constituted of 102 determined differences. The mean value was 0.0594 ± 0.0006 (d). The uncertainty is merely the standard deviation of the mean.

With this period as seed and utilizing as T_0 the first time of maximum of Przybylski & Bessel (1979), we calculated new epochs and through a linear regression of epoch vs. HJD calculated values of T_0 and P . The values we determined in this fashion (2442516.1593 d, 0.059399998 d) are in agreement

TABLE 3
OUTPUT OF PERIOD04.*

Nr.	Frequency	Amplitude	Phase
$F1$	16.4628524	0.303093807	0.448028
$F2$	$3.61296764 \times 10^{-5}$	0.236208293	0.926073
$F3$	32.2438773	0.124308647	0.068152

*With the V magnitude of McNamara and Brudge (1985) and the present paper's $wby - \beta$ data.

with those assumed period values reported in the literature. Hence, in view of the concordant results we have verified period values reported in the literature from our basic methodology.

The results of this method are presented in the first row of Table 2.

3.2. Time Series Analyses

As a second method to determine the period we used a time series method amply utilized by the δ Scuti star community: Period04 (Lenz & Breger, 2005). Two data sets were analyzed with this code: (1) The combined data in $wby - \beta$ of McNamara & Brudge (1985) with the present paper's data, and (2) the CCD data obtained at the Observatory of Tonantzintla.

In the first case, we were fortunate enough in that KZ Hya had been observed in 1978 by McNamara & Brudge (1985) so a time series analysis was possible using their data along with the observations reported in the present paper carried out in 2015. Start time is HJD 2443601.6864 and end time HJD 2457400.0222 with a total of 85 data points. The time span covered is then 13798.3358 d or 38 years which in cycles is 232295, an enormous gap during which no observations were done on this system. Combining both seasons we realized that there is an appreciable magnitude discrepancy in the mean value as well as in the amplitude. This might be because the variation is mounted on a large sinusoidal variation as some results seem to indicate that the variation is going through a possible large envelope.

The analysis of these data gave the results listed in Table 3 with a zero point of 10.1313, residuals of 0.08033 and 20 iterations. The analysis of Period04 is presented in Figure 2. At the bottom is the window function. Going upwards, the second is the periodogram of the original data. The next, the first set of residuals and finally, at the top, the residuals of the second set of residuals. The frequencies obtained from this analysis are presented in Table 3.

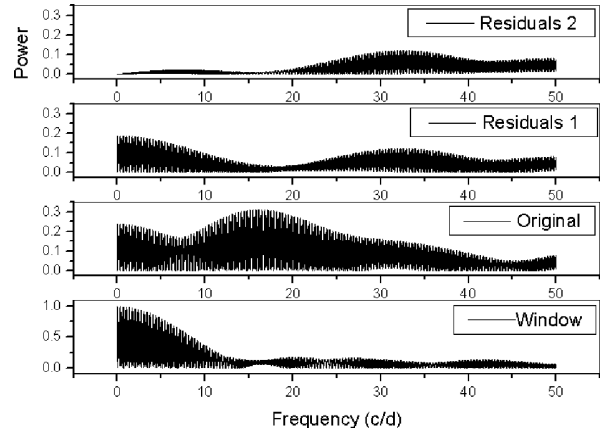


Fig. 2. The analysis of Period04 is presented. At the bottom is the window function. Going upwards, the second panel shows the periodogram of the original data. The next, the first set of residuals and finally, at the top, the residuals of the second set of residuals.

TABLE 4
OUTPUT OF PERIOD04.*

Nr.	Frequency	Amplitude	Phase
$F1$	16.8040003	0.324464978	0.690475
$F2 = 2F1$	33.6079961	0.13813718	0.853153
$F3 = 3F1$	50.4120215	0.0837371322	0.495932

*With in the V magnitude of the present paper's CCD data.

The other data set analyzed with Period04 was that of the CCD data from TNT observatory. It was homogeneously reduced to the same reference stars. As we can see in Table 1, the first observation of the star was done in March, 2015 and the last in January, 2017, separated by 685 days. The whole sample of CCD data is constituted of ten nights. The analysis gave the results listed in Table 4 with a zero point of -0.0102 . If we consider 50.412021 ($= 3F1$) the residuals diminish to 0.03736.

3.3. O-C Differences

Before calculating the coefficients of the ephemeris equation, we studied the existing literature related to KZ Hya. Several authors have conducted studies of the O-C behavior of these particular objects, and in this preliminary stage we took the existing equations and reproduced the diagrams with our updated list of times of maxima taken from literature plus the data that we observed. These reported ephemerides are listed

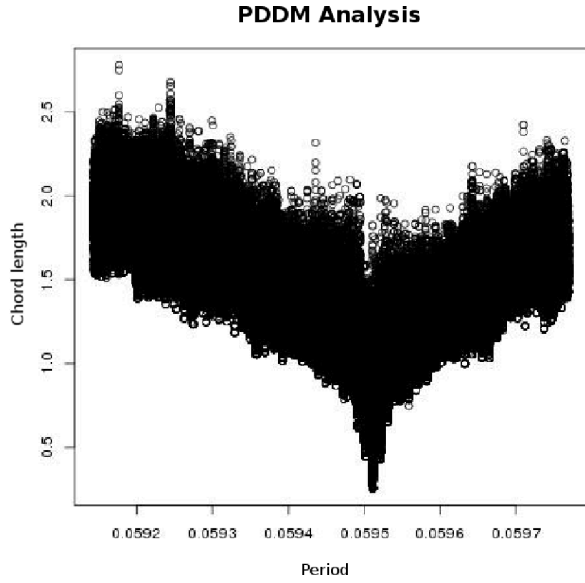


Fig. 3. Period longitude, PDDM.

in Table 2 and shown schematically in Figure 7 in which the newly observed ephemerides are also presented.

Table 2 contains a compilation of the equation ephemerides reported in the literature, namely, those of Doncel et al. (2005), Chulee Kim et al. (2007) and Fu et al. (2008) as well as the results of the analysis of the present paper. The goodness of each was evaluated by calculating the O-C mean standard deviation value which is presented in the fifth column of Table 2 utilizing all the available times of maximum data, a more extended set than that the pioneer researchers had in the past. Columns two, three and four list the equation ephemerides elements. Finally, the goodness of each proposed period was evaluated in Period04 through the reported residuals provided in the code. These are listed in last column of Table 2.

Since the study of Fu et al. (2008) (with a time basis of 11670 days, almost 32 years), more observations have been realized, some of them carried out recently, and they are presented in this paper in Table 1 (the time basis has been extended to 14955 days or nearly 9 years more, almost one third more than what Fu et al. (2008) used for their calculations). We tested the old proposed ephemerides equations with the complete set of times of maximum light which includes 221 times of maximum light.

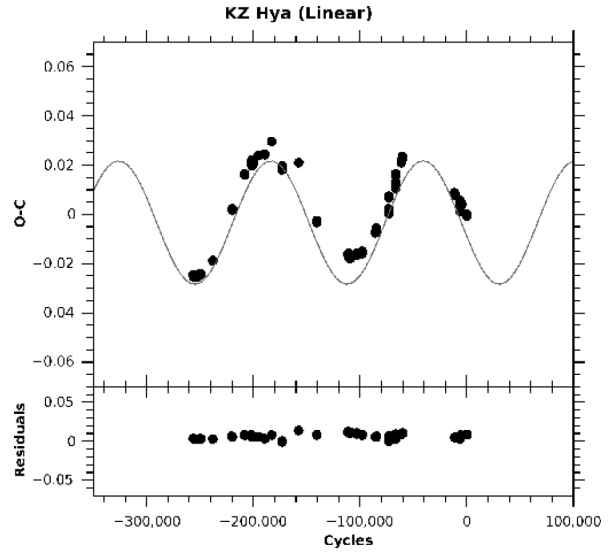


Fig. 4. Period determination through an O-C differences minimization with a sinusoidal fit assuming a linear behavior in the ephemerides equation and the residuals, PDDM.

3.4. Period Determination through O-C Differences Minimization (PDDM)

We also employed a method based on the idea of searching the minimization of the chord length linking all the points in the O-C diagram for different values of changing periods, looking for the best period which corresponds to the minimum chord length (See the case of BO Lyn, Peña et al. 2016).

A set of 221 times of maxima was considered to perform this analysis. Taking this into consideration, we determined an interval span in which the period is located at 0.0594 ± 0.0003 days. Maintaining a period precision of a billionth and taking the interval span period into consideration, 626541 periods were used to perform this method. The T_0 used to calculate the O-C diagrams is 2457772.8602. Then the best period is the one with the smallest chord length and it is shown in Figure 3. The resulting linear ephemerides equation is

$$T_{max} = 2457772.8602 + 0.059510384 \times E.$$

Figure 4 shows the respective O-C diagram of the period found. As a part of the analysis, we also performed a search for a possible sinusoidal behavior in the O-C diagram. This kind of behavior is related to the light-travel time effect (LTTE) due to the presence of a second body orbiting the main body.

As can be seen in Figure 4, the diagram appears to have a clear sinusoidal behavior. Then, we ad-

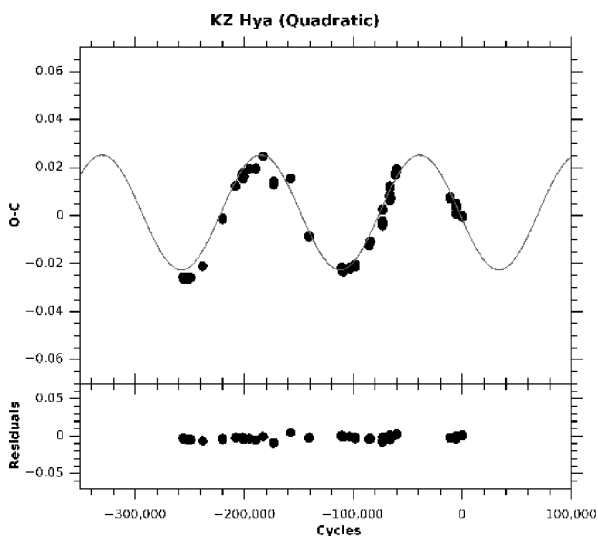


Fig. 5. Period determination through an O-C differences minimization with a sinusoidal fit over a quadratic behavior in the ephemerides equation and the residuals, PDDM.

TABLE 5

EQUATION PARAMETERS FOR THE SINUSOIDAL FIT OF THE O-C RESIDUALS.*

	Value	Error
Z	-3.338×10^{-3}	2.416×10^{-4}
Ω	7.005×10^{-6}	2.431×10^{-8}
A	2.505×10^{-2}	3.116×10^{-4}
Φ	5.354×10^{-1}	2.614×10^{-3}
RSS residuals	2.695×10^{-3}	

*For the linear fit.

justed a sinusoidal function to the O-C diagram performing a fit using the Levenberg-Marquardt algorithm. The fitting equation for the O-C diagram is

$$O - C = Z + A \sin(2 \times \pi \times (\Omega \times E + \Phi)),$$

where Z is the Y interception; A is the amplitude in days; ω , the frequency in $1/E$, and ϕ , the phase. The continuous line in Figure 4 shows the sinusoidal fit over the O-C diagram.

The sinusoidal function parameters are listed in Table 6. According to this, the period of the sinusoidal behavior is 8495.42 days or 23.28 years.

Looking at the O-C diagram and the sinusoidal adjustment of Figure 4, it is possible to see an ascending branch in the O-C diagram, a behavior that can be caused by a secular variation in the intrinsic

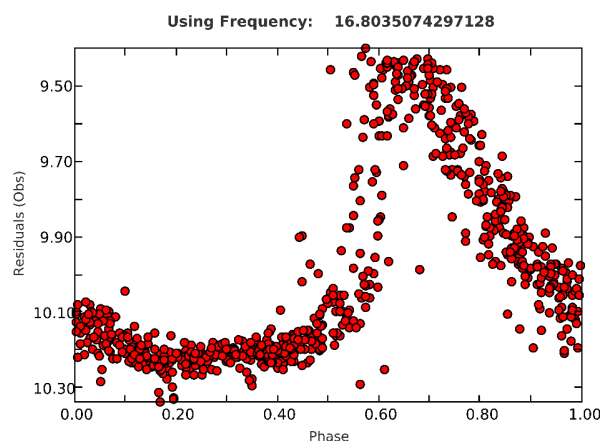


Fig. 6. Phase-magnitude diagram of the Kepler's field data set. The frequency 16.80357430 c/d was utilized.

TABLE 6

EQUATION PARAMETERS FOR THE SINUSOIDAL FIT OF THE O-C RESIDUALS.*

	Value	Error
Z	3.629×10^{-3}	2.554×10^{-4}
Ω	6.921×10^{-6}	2.641×10^{-8}
A	2.429×10^{-2}	2.821×10^{-4}
Φ	5.288×10^{-1}	2.487×10^{-3}
β	6.473×10^{-13}	7.983×10^{-14}
dP	7.056×10^{-8}	1.06×10^{-8}
RSS residuals	2.370×10^{-3}	

*For the quadratic adjustment.

period of the pulsating star, i.e., KZ Hya. Following the same PDDM method, a sinusoidal adjustment was performed this time including a quadratic term and a correction term for the period. These components are the β in the quadratic ephemerides equation of this system and a dP . The fit is shown in Figure 5 and the sinusoidal function parameters are listed in Table 6. According to this new model, the period of the second body that is observed by the LTTE is 8659.83 days or 23.73 years and the resulting ephemerides equation is

$$T_{max} = 2457772.8602 + 0.059510382 \times E + (1) \\ + (1/2) \times 6.47 \times 10^{-13} \times E^2$$

The goodness of the model is determined by the RSS residuals listed in Table 5 and Table 6 showing that the model with the secular variation (quadratic) is the one that fits the O-C behavior better.

3.5. Phase Dispersion Minimization of Kepler's Data

Another independent source of data was considered: the Kepler field. This is a set with little data on KZ Hya although it has been densely observed. In their package <http://www.astrouw.edu.pl/asas/?page=aasc>, a visualization of both the data set and a window to test different periods directly is provided. Starting from scratch, we took as seed the root of all previously determined periods up to four decimal figures. Looking at the phase diagrams we were refining, the periods were modified considering the phase dispersion as criterion of goodness. Finally, a value of 0.059511385 d gave the best phase diagram (Figure 6). The result is included in Table 2 along with the other methods and data sets.

3.6. Period Determination Conclusions

Up to now, KZ Hya had been observed extensively and analyzed carefully. In the past there were extensive studies which have been previously mentioned (see Boonyarak et al. (2011) and bibliography therein).

Since then, more information was gathered but no period analysis was done. In the present paper, different approaches were utilized to determine the stability of the pulsation.

In the first approach, differences of consecutive times of maximum light were evaluated to determine a coarse period; the second method utilized time series analyses of two different data sets. The first set is that of the *V* filter of the photometry of McNamara & Brudge (1985) and that of the *uvby* - β photoelectric of the present paper. In this case the time span covered is 13798.3358 d or 38 years, which in cycles is 231864. The amazing result is that the *uvby* - β photoelectric photometry both in magnitude and color indexes fit remarkably well the phase diagram despite the large time gap in between. The other set is that of the present paper's CCD photometry.

With respect to the third method, utilizing the set of 222 times of maximum light, including those recently observed (15256 days or 256372 cycles apart), there are three studies in the literature, Chulee et al. (2007), Fu et al. (2008) and Boonyarak et al. (2011), whose residuals show a very distinct sinusoid behavior or residuals that could be interpreted as a LTTE of a binary nature. This result is derived with the PDDM method constructed in the present paper.

The remaining methods like those of Doncel et al. (2005) and those of Period04 show residuals without such a pattern. The fourth method utilized the data collected by Kepler for which we adjusted the period by an eye-ball phase dispersion minimization. The summary of the behavior of all the proposed period calculations (O-C) vs Epoch is presented in Table 2.

Basing our analysis of the most simple results we must consider the overall behavior presented in Table 2 and Figure 7. To begin with, we preferred those ephemerides equations with O-C sinusoidal residuals because they are supported by physical arguments. With this idea in mind, we discarded the period proposed from the O-C differences of the consecutive times of maxima (0.059399998 d) because this analysis only pursued the corroboration of the already published results. Given the relatively few pairs of data, the resulting accuracy is not sufficient, but served its purpose to coarsely verify the correctness of the values of the proposed periods in the literature. Now, analyzing the different O-C residuals of the different ephemerides equations proposed, we have to discard those of Doncel et al. (2005), because it seems that the times of maximum light they published are incorrect, and hence cause an erroneous ephemerides equation. In fact, Fu et al. (2008) states that "the observations of Doncel et al. (2005) covered 12 maximum phases of KZ Hya. However, this work had a significant error in the computation of Julian Dates which took UT = 0h as the reference time of the Julian Date calculation, instead of UT=12h". Two more proposed ephemerides should not be taken into consideration: the two obtained by the time series analysis by Fourier transforms in Period04. It is encouraging that with such a long time of separation between the considered two *uvby* data sets: McNamara & Brudge (1985) and the present paper's data, this analysis gave an amazing phase diagram. However, the period (0.060742815 d), corresponding to the best frequency in Period04, differs significantly from the O-C results of the times of maxima and is not even close to the period obtained by the O-C differences.

Such a large discrepancy is not found when the CCD data is analyzed by Period04. This set, however, has the disadvantage of having a very short time span and hence the result cannot be as accurate as that obtained from the O-C analysis that utilizes all the times of maximum light in a larger time span. The same conclusion can be drawn from Kepler's data and methodology.

In conclusion, there are three analyses with congruent results: Chulee et al. (2007), Fu et al. (2008)

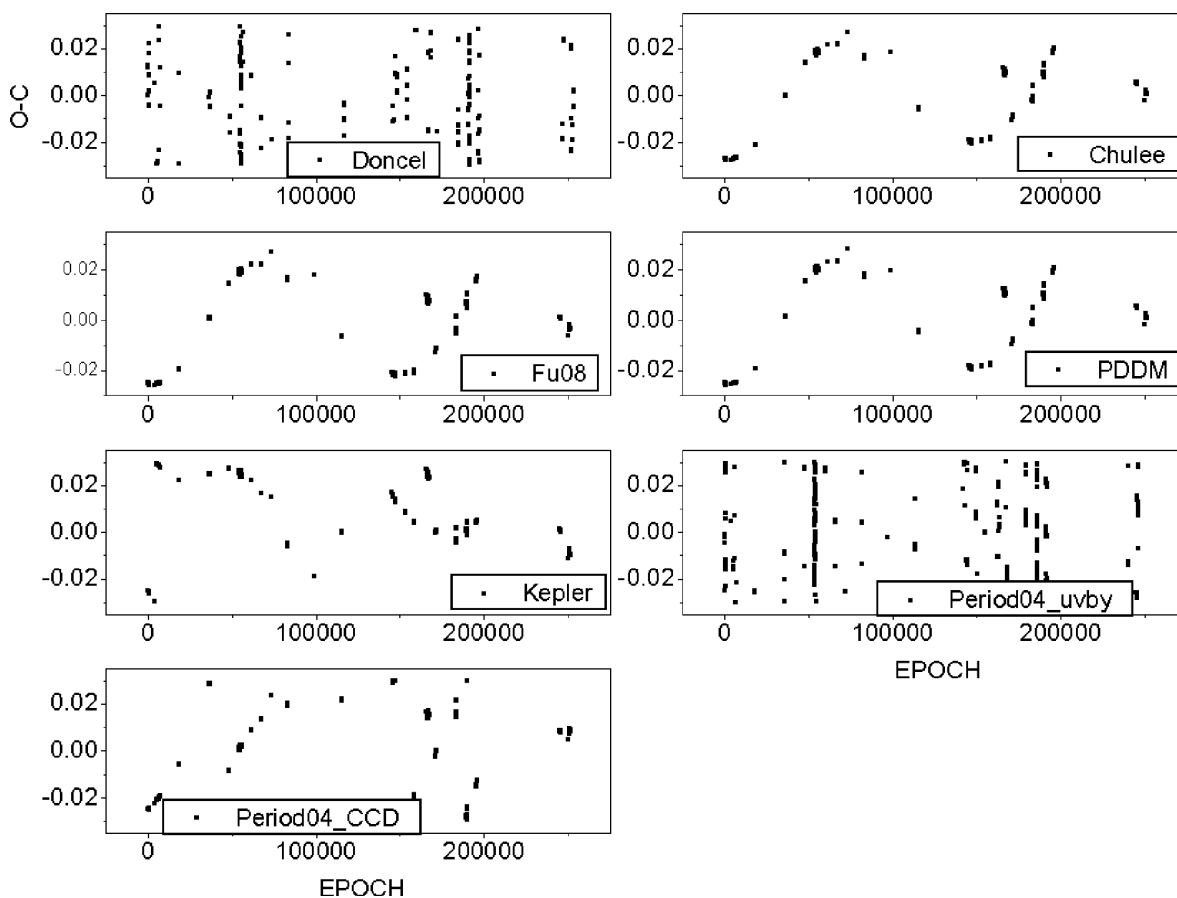


Fig. 7. Behavior of all O-C values with the different proposed ephemerides.

TABLE 7

TRANSFORMATION COEFFICIENTS
OBTAINED FOR THE OBSERVED SEASON

Season	B	D	F	J	H	I	L
Jan 2016	0.031	1.008	1.031	-0.004	1.015	0.159	-1.362
σ	0.028	0.003	0.015	0.017	0.005	0.004	0.060

and PDDM (present paper). The three methods analyzed the extended data sets up to the current date and gave the same behavior of the residuals. They are also numerically very close: 0.059510388 d for Chulee et al. (2007); 0.059510413 for Fu et al. (2008) and 0.059510396 d for PDDM. Their average value gives $0.059510399 \pm 1.3 \times 10^{-8}$ and the corresponding differences with mean value of -1.1×10^{-8} , 1.4×10^{-8} and -3×10^{-9} , almost negligible but not equal. We feel that with a longer time basis this puzzle will be solved.

4. PHYSICAL PARAMETERS

4.1. Data Acquisition and Reduction at SPM

The observations were done in January, 2016 along with some other variable stars and clusters. The procedure to determine the physical parameters has been reported elsewhere (Peña et al., 2016). If the photometric system is well-defined and calibrated, it provides an efficient way to investigate physical conditions such as effective temperature and surface gravity via a direct comparison of the unreddened indexes with the theoretical models. These calibrations have already been described and used in previous analyses, (Peña & Peniche; 1994; Peña & Sareyan, 2006).

A comparison of theoretical models, such as those of Lester, Gray & Kurucz (1986), (hereinafter LGK86) with intermediate or wide band photometry measured for each star, allows the determination of reddening. LGK86 calculated grids for stellar atmospheres for G, F, A, B and O stars for different values of $[Fe/H]$ in a temperature range from 5500

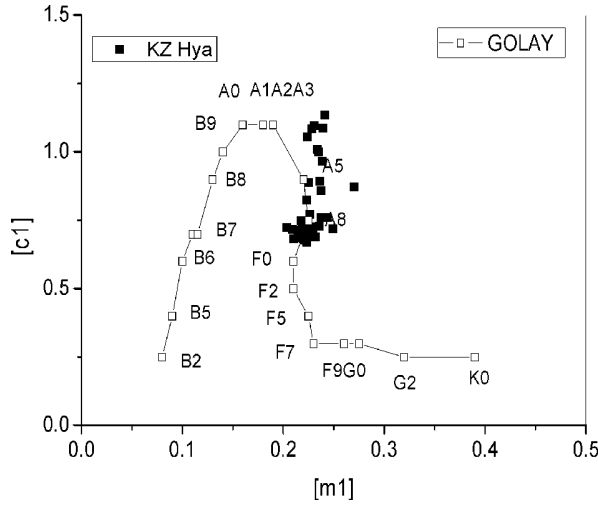


Fig. 8. Location of KZ Hya in the $[m_1]$ vs. $[c_1]$ diagram of Golay (1974).

up to 50 000 K. The surface gravities vary approximately from the Main Sequence values to the limit of the radiation pressure in 0.5 intervals in $\log g$. A comparison between the photometric unreddened indexes $(b-y)_0$ and c_0 obtained for the star with the models allows us to determine the effective temperature T_e and surface gravity $\log g$.

These calibrations might be either those proposed by Balona & Shobbrook (1984) and Shobbrook (1984) for early type stars, or those proposed by Nissen (1988) for A and F type stars. Therefore, it is necessary to first determine the range of variation in spectral class of KZ Hya. This will be accomplished by means of the unreddened $[m_1]$, $[c_1]$ and $[u-b]$ color indexes.

According to Simbad, KZ Hya has a spectral type of B9 III/IV, and therefore, the first method should be adequate. However, if the $wvby-\beta$ photoelectric photometry obtained in the present work is utilized to determine the spectral type, for example in the $[m_1]$ vs. $[c_1]$ diagram of Golay (1974), Figure 8, it is immediately seen that KZ Hya is not such an early A type star as was reported, but a later type, and hence Nissen's (1988) procedure is applicable.

The application of the above mentioned numerical unreddening package gives the results listed in Table 9 for KZ Hya. This table lists, ordered in decreasing $H\beta$, in the first column, the HJD; subsequent columns present the reddening, the unreddened indexes, the unreddened and the absolute magnitudes. Mean values were calculated for $E(b-y)$ for two cases: (i) the whole data sample and (ii) in phase limits between 0.3 and 0.8,

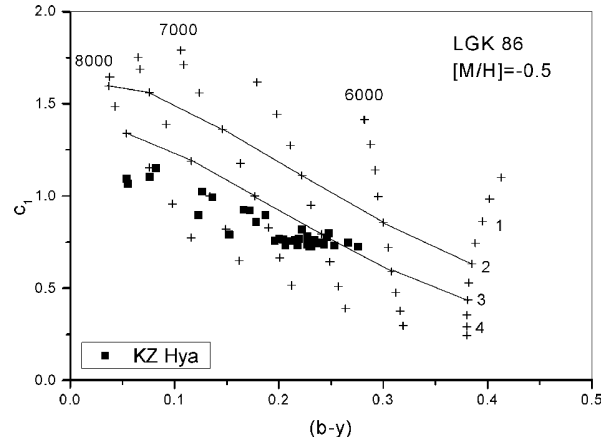


Fig. 9. Location of the unreddened points of KZ Hya (dots) in the LGK86 grids.

which is customary for pulsating stars to avoid the maximum. This gave values for the whole cycle of 0.075 ± 0.027 ; 9.04 ± 0.80 and 687 ± 256 for $E(b-y)$, DM and distance (in pc), respectively, whereas for the mentioned phase limits we obtained, 0.073 ± 0.030 ; 9.02 ± 0.93 and 696 ± 297 respectively. The uncertainty is merely the standard deviation. In the case of the reddening, most of the values in the spectral type in the F stage of KZ Hya produced negative values which is un-physical. In those cases we forced the reddening to be zero. If the negative values are included, the mean $E(b-y)$ is 0.009 ± 0.038 .

The same analysis for determining the physical parameters was performed by Fu et al. (2008) by means of $wvby-\beta$ photoelectric photometry, utilizing Crawford's (1979) calibrations. They derived an $E(b-y)$ of 0.04 ± 0.01 , $T_e(k)$ of 7300 ± 530 K, and $\log g$ (dex) of 4.00 ± 0.18 .

In order to locate our unreddened points in the theoretical grids of LGK86 a metallicity has to be assumed. LGK86 calculated outputs for several metallicities. The metallicity of KZ Hya can be determined from the $wvby-\beta$ photometry when the star passes through the F type stage (Nissen, 1988). Particularly, in the case of KZ Hya for which we determined a mean metallicity of $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.275 \pm 0.106$ there are two models which were applicable, either $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$ or -0.5 . We tested both since our determined mean metallicity lies in-between.

To diminish the noise and to see the variation of the star in phase, mean values of the unreddened colors were calculated in phase bins of 0.1 starting at 0.05 as the initial value. As can be seen in Figure 9, for the case of $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$ the star varies between effective temperature 6800 K and 8100 K;

TABLE 8
uvby - β PHOTOELECTRIC PHOTOMETRY OF KZ HYA

HJD	V	(<i>b</i> - <i>y</i>)	<i>m</i> ₁	<i>c</i> ₁	β	[<i>m</i> 1]	[<i>c</i> 1]	[<i>u</i> - <i>b</i>]
-2457000								
399.8477	11.875	0.130	0.195	0.928	2.706	0.237	0.902	1.375
399.8506	11.865	0.160	0.154	0.952	2.754	0.205	0.920	1.330
399.8546	11.897	0.149	0.186	0.872	2.743	0.234	0.842	1.310
399.8567	11.894	0.162	0.180	0.865	2.791	0.232	0.833	1.296
399.8591	11.901	0.172	0.169	0.881	2.774	0.224	0.847	1.295
399.8617	11.937	0.160	0.167	0.893	2.804	0.218	0.861	1.297
399.8638	11.944	0.166	0.177	0.881	2.751	0.230	0.848	1.308
399.8662	11.974	0.164	0.157	0.882	2.683	0.209	0.849	1.268
399.8706	11.980	0.193	0.139	0.877	2.730	0.201	0.838	1.240
399.8728	11.974	0.210	0.123	0.877	2.695	0.190	0.835	1.215
399.8747	11.999	0.195	0.157	0.833	2.682	0.219	0.794	1.233
399.8768	12.012	0.192	0.167	0.824	2.664	0.228	0.786	1.242
399.8790	12.015	0.206	0.135	0.856	2.731	0.201	0.815	1.217
399.8809	12.056	0.155	0.222	0.802	2.691	0.272	0.771	1.314
399.8846	12.076	0.157	0.215	0.784	2.675	0.265	0.753	1.283
399.8864	12.064	0.174	0.190	0.812	2.713	0.246	0.777	1.269
399.8895	12.057	0.188	0.178	0.791	2.698	0.238	0.753	1.230
399.8926	12.059	0.196	0.155	0.830	2.694	0.218	0.791	1.226
399.8946	12.061	0.181	0.171	0.823	2.715	0.229	0.787	1.245
399.8966	11.964	0.253	0.121	0.717	2.739	0.202	0.666	1.070
399.9008	11.956	0.247	0.118	0.739	2.730	0.197	0.690	1.084
399.9027	11.962	0.232	0.115	0.791	2.708	0.189	0.745	1.123
399.9049	11.950	0.224	0.139	0.751	2.719	0.211	0.706	1.128
399.9073	11.939	0.205	0.148	0.795	2.715	0.214	0.754	1.181
399.9093	11.907	0.221	0.124	0.792	2.717	0.195	0.748	1.137
399.9114	11.955	0.173	0.162	0.869	2.777	0.217	0.834	1.269
399.9157	11.916	0.167	0.159	0.878	2.731	0.212	0.845	1.269
399.9176	11.918	0.161	0.173	0.907	2.811	0.225	0.875	1.324
399.9193	11.878	0.168	0.151	0.913	2.792	0.205	0.879	1.289
399.9208	11.911	0.135	0.190	0.912	2.743	0.233	0.885	1.351
399.9224	11.857	0.163	0.163	0.891	2.757	0.215	0.858	1.289
399.9240	11.840	0.153	0.160	0.950	2.742	0.209	0.919	1.337
399.9257	11.828	0.151	0.163	0.925	2.777	0.211	0.895	1.317
399.9276	11.833	0.142	0.176	0.911	2.770	0.221	0.883	1.325
401.9013	11.842	0.155	0.171	0.918	2.764	0.221	0.887	1.328
401.9033	11.838	0.159	0.164	0.923	2.796	0.215	0.891	1.321
401.9052	11.845	0.180	0.146	0.939	2.799	0.204	0.903	1.310
401.9070	11.863	0.167	0.166	0.901	2.773	0.219	0.868	1.306
401.9086	11.879	0.157	0.177	0.913	2.789	0.227	0.882	1.336
401.9103	11.888	0.169	0.151	0.934	2.779	0.205	0.900	1.310
401.9135	11.909	0.152	0.195	0.878	2.730	0.244	0.848	1.335
401.9152	11.897	0.171	0.173	0.895	2.794	0.228	0.861	1.316
401.9168	11.914	0.187	0.144	0.909	2.774	0.204	0.872	1.279
401.9187	11.927	0.173	0.173	0.895	2.794	0.228	0.860	1.317
401.9207	11.921	0.189	0.164	0.866	2.783	0.224	0.828	1.277

TABLE 8 (CONTINUED)

HJD	V	(<i>b</i> − <i>y</i>)	<i>m</i> ₁	<i>c</i> ₁	β	[<i>m</i> 1]	[<i>c</i> 1]	[<i>u</i> − <i>b</i>]
-2457000								
401.9227	11.951	0.182	0.164	0.875	2.788	0.222	0.839	1.283
401.9245	11.964	0.185	0.153	0.893	2.806	0.212	0.856	1.280
401.9264	11.961	0.202	0.133	0.881	2.766	0.198	0.841	1.236
401.9301	11.969	0.195	0.174	0.855	2.746	0.236	0.816	1.289
401.9319	11.983	0.187	0.184	0.825	2.753	0.244	0.788	1.275
401.9337	11.992	0.199	0.169	0.829	2.802	0.233	0.789	1.255
401.9362	12.000	0.204	0.162	0.814	2.719	0.227	0.773	1.228
401.9378	12.005	0.217	0.146	0.822	2.753	0.215	0.779	1.209
401.9395	12.015	0.208	0.155	0.834	2.743	0.222	0.792	1.236
401.9411	12.039	0.195	0.159	0.827	2.728	0.221	0.788	1.231
401.9430	12.033	0.218	0.147	0.790	2.769	0.217	0.746	1.180
401.9450	12.030	0.231	0.121	0.825	2.769	0.195	0.779	1.169
401.9469	12.039	0.212	0.133	0.852	2.734	0.201	0.810	1.211
401.9509	12.033	0.231	0.130	0.837	2.672	0.204	0.791	1.199
401.9526	12.046	0.219	0.141	0.812	2.670	0.211	0.768	1.190
401.9547	12.058	0.193	0.159	0.829	2.784	0.221	0.790	1.232
401.9567	12.031	0.210	0.146	0.811	2.770	0.213	0.769	1.195
401.9586	12.025	0.203	0.151	0.830	2.773	0.216	0.789	1.221
401.9610	12.010	0.212	0.147	0.810	2.758	0.215	0.768	1.197
401.9631	12.015	0.183	0.185	0.791	2.770	0.244	0.754	1.242
401.9652	11.990	0.187	0.176	0.818	2.791	0.236	0.781	1.252
401.9677	11.959	0.213	0.137	0.845	2.779	0.205	0.802	1.213
401.9697	11.971	0.170	0.169	0.836	2.753	0.223	0.802	1.249
401.9714	11.921	0.190	0.156	0.863	2.747	0.217	0.825	1.259
401.9735	11.913	0.188	0.147	0.868	2.828	0.207	0.830	1.245
401.9772	11.891	0.185	0.148	0.885	2.779	0.207	0.848	1.262
401.9791	11.885	0.166	0.176	0.866	2.751	0.229	0.833	1.291
401.9812	11.846	0.166	0.154	0.920	2.781	0.207	0.887	1.301
401.9832	11.828	0.171	0.150	0.919	2.817	0.205	0.885	1.294
401.9852	11.814	0.179	0.132	0.948	2.810	0.189	0.912	1.291
401.9869	11.813	0.166	0.144	0.940	2.833	0.197	0.907	1.301

the surface gravity $\log g$ varies between 3.2 and 4.0. Table 9 lists these values. Column 1 shows the phase, Columns 2 and 3 list the temperature obtained from the plot for each [Fe/H] value; Column 4, the mean value and Column 5, the standard deviation of the [Fe/H] = −0.5 metallicity. Column 6 shows the effective temperature obtained from the theoretical relation reported by Rodriguez (1989) based on a relation of Petersen & Jorgensen (1972, hereinafter P&J72) $T_e = 6850 + 1250 \times (\beta - 2.684)/0.144$ for each value and averaged in the corresponding phase bin. The last column lists the surface gravity $\log g$ from the plot.

4.2. Conclusions on the Physical Parameters

New *uvby*− β photoelectric photometry observations were carried out for the SX Phe star KZ Hya. From the *uvby*− β photoelectric photometry we determined first its spectral type, which varies between A5V and A8V, differing from previous determinations. From Nissen's (1988) calibrations the reddening was determined as well as the unreddened indexes. These served to determine the physical characteristics of this star, $\log T_e$, in a range from 6800 K to 8100 K and $\log g$ from 3.2 to 3.6 using two methods: (1) from the location of the unreddened indexes in the LGK86 grids, and (2) through the theoretical

TABLE 9
 REDDENING AND UNREDDENED PARAMETERS OF KZ HYA

HJD	$E(b-y)$	$(b-y)_0$	m_0	c_0	$H\beta$	V_0	M_V
-2457000							
401.9869	.063	.166	.163	.927	2.833	11.54	1.76
401.9735	.074	.188	.169	.853	2.828	11.60	2.35
401.9832	.052	.171	.166	.909	2.817	11.60	1.76
399.9176	.036	.161	.184	.900	2.811	11.76	1.78
401.9852	.058	.179	.149	.936	2.810	11.57	1.40
401.9245	.055	.185	.170	.882	2.806	11.73	1.83
399.8617	.028	.160	.176	.887	2.804	11.81	1.80
401.9337	.059	.199	.187	.817	2.802	11.74	2.35
401.9052	.049	.180	.161	.929	2.799	11.63	1.31
401.9033	.024	.159	.171	.918	2.796	11.73	1.41
401.9152	.032	.171	.183	.889	2.794	11.76	1.63
401.9187	.034	.173	.183	.888	2.794	11.78	1.63
399.9193	.029	.168	.160	.907	2.792	11.75	1.44
399.8567	.017	.162	.185	.862	2.791	11.82	1.86
401.9652	.038	.187	.187	.810	2.791	11.83	2.28
401.9086	.015	.157	.182	.910	2.789	11.81	1.40
401.9227	.036	.182	.175	.868	2.788	11.80	1.73
401.9547	.039	.193	.171	.821	2.784	11.89	2.08
401.9207	.038	.189	.175	.858	2.783	11.76	1.73
401.9812	.019	.166	.160	.916	2.781	11.77	1.21
401.9103	.022	.169	.157	.930	2.779	11.80	1.06
401.9677	.057	.213	.154	.834	2.779	11.72	1.86
401.9772	.033	.185	.158	.878	2.779	11.75	1.50
399.9114	.017	.173	.167	.866	2.777	11.88	1.61
399.9257	.001	.151	.163	.925	2.777	11.82	1.11
399.8591	.015	.172	.174	.878	2.774	11.84	1.46
401.9168	.033	.187	.154	.902	2.774	11.77	1.21
401.9070	.011	.167	.169	.899	2.773	11.81	1.27
401.9586	.040	.203	.163	.822	2.773	11.85	1.91
399.9276	.000	.142	.176	.911	2.770	11.83	1.13
401.9567	.043	.210	.159	.802	2.770	11.85	2.03
401.9631	.014	.183	.189	.788	2.770	11.95	2.21
401.9430	.048	.218	.161	.780	2.769	11.83	2.21
401.9450	.065	.231	.140	.812	2.769	11.75	1.89
401.9264	.039	.202	.145	.873	2.766	11.79	1.34
401.9013	.000	.155	.171	.918	2.764	11.84	0.98
401.9610	.035	.212	.158	.803	2.758	11.86	1.86
399.9224	.000	.163	.163	.891	2.757	11.86	1.12
399.8506	.000	.160	.154	.952	2.754	11.86	0.53
401.9319	.008	.187	.186	.823	2.753	11.95	1.66
401.9378	.038	.217	.157	.814	2.753	11.84	1.68
401.9697	.000	.170	.169	.836	2.753	11.97	1.56
399.8638	.000	.166	.177	.881	2.751	11.94	1.12
401.9791	.000	.166	.176	.866	2.751	11.89	1.26

TABLE 9 (CONTINUED)

HJD	$E(b-y)$	$(b-y)_0$	m_0	c_0	H β	V_0	M_V
-2457000.00							
401.9714	.010	.190	.159	.861	2.747	11.88	1.23
401.9301	.013	.195	.178	.852	2.746	11.91	1.29
399.8546	.000	.149	.186	.872	2.743	11.90	1.09
399.9208	.000	.135	.190	.912	2.743	11.91	0.73
401.9395	.022	.208	.162	.830	2.743	11.92	1.44
399.9240	.000	.153	.160	.950	2.742	11.84	0.38
399.8966	.052	.253	.137	.707	2.739	11.74	2.42
401.9469	.021	.212	.139	.848	2.734	11.95	1.09
399.8790	.014	.206	.139	.853	2.731	11.96	0.98
399.9157	.000	.167	.159	.878	2.731	11.92	0.79
399.8706	.002	.193	.140	.877	2.730	11.97	0.77
399.9008	.042	.247	.131	.731	2.730	11.77	2.01
401.9135	.000	.152	.195	.878	2.730	11.91	0.76
401.9411	.000	.195	.159	.827	2.728	12.04	1.17
399.9049	.016	.224	.144	.748	2.719	11.88	1.64
401.9362	.000	.204	.162	.814	2.719	12.00	1.07
399.9093	.015	.221	.129	.789	2.717	11.84	1.22
399.8946	.000	.181	.171	.823	2.715	12.06	0.87
399.9073	.000	.205	.148	.795	2.715	11.94	1.13
399.8864	.000	.174	.190	.812	2.713	12.06	0.91
399.9027	.020	.232	.121	.787	2.708	11.88	0.95
399.8477	.000	.130	.195	.928	2.706	11.88	-0.44
399.8895	.000	.188	.178	.791	2.698	12.06	0.60
399.8728	.000	.210	.123	.877	2.695	11.97	-0.40
399.8926	.000	.196	.155	.830	2.694	12.06	0.04
399.8809	.000	.155	.222	.802	2.691	12.06	0.20
399.8662	.000	.164	.157	.882	2.683	11.97	-0.98
399.8747	.000	.195	.157	.833	2.682	12.00	-0.49
399.8846	.000	.157	.215	.784	2.675	12.08	-0.19
401.9509	.000	.231	.130	.837	2.672	12.03	-0.89
401.9526	.000	.219	.141	.812	2.670	12.05	-0.68
399.8768	.000	.192	.167	.824	2.664	12.01	-1.02

relation (P&J72). They are similar, within the error bars, and give a good idea of the star's behavior. Furthermore, when mean values are obtained from the two closest metallicity values, the result is closer to the obtained theoretical value.

5. CONCLUSIONS

Rodriguez and Breger's (2001) in their study on δ Scuti stars, stated in § 2.2 that: "...the distribution in apparent magnitude of the δ Scuti variables known to be part of binary or multiple stellar systems. The R00 catalogue lists 86 variables (62 with CCDM identification). This represents only 14% of the total sample of known δ Scuti stars. Only five

variables are fainter than $V = 10.0$. Hence, multiplicity is catalogued for 22 of all the δ Scuti known up to $10^m 0$. This percentage is very low because more than 50% of the stars are expected to be members of multiple systems". They later stated that "pulsating stars in eclipsing binaries are important for accurate determinations of fundamental stellar parameters and the study of tidal effects on the pulsations... During the last two decades, unusual changes in the light curves have been detected, leading to a number of different interpretations...

"Pulsation provides an additional method to detect multiplicity through a study of the light-time effects in a binary system. This method generally

TABLE 10
EFFECTIVE TEMPERATURE OF KZ HYA AS
A FUNCTION OF PHASE

Phase	$T_e(0.0)$	$T_e(-0.5)$	Mean	σT_e	P&J72	$\log g(-0.5)$
0.05	8000	6800	7400	412	7251	3.2
0.15	7900	6800	7350	319	7235	3.4
0.25	8000	6800	7400	267	7259	3.5
0.35	8000	6800	7400	387	7234	3.5
0.45	8200	7400	7800	264	7494	3.6
0.55	8400	7900	8150	284	7582	3.6
0.65	9000	8100	8550	254	7781	3.6
0.75	8200	7300	7750	396	7469	3.4
0.85	8400	7900	8150	164	7642	3.5
0.95	8200	7800	8000	340	7569	3.6

Note: Values in parenthesis specify the [Fe/H].

favors high-amplitude variables with only one or two pulsation periods (which tend to be radial). Several decades of measurements are usually required to study these (O-C) residuals in the times of maxima”.

At that time they listed, in their Table 4, only six stars with determined orbital periods. Since then, with a longer time basis for those stars, and for an increased number of measured times of maximum, better defined orbital elements have been obtained. There have been numerous studies with this purpose on HADS stars. For example, Boonyarak et al. (2011) carried out a study devoted to the analysis the stability of fourteen HADS stars. Many other authors carried out analyses on a star-by-star basis. Some of the HADS stars show a behavior of the O-C residuals compatible with the light-travel time effect pointing to a binary nature: AD CMi, KZ Hya, AN Lyn, BE Lyn, SZ Lyn, BP Peg, BS Aqr, CY Aqr among others, whereas there are some that, on the contrary, vary with one period and its harmonics and do not show this effect. To this category, according to Boonyarak et al., (2011) belong GP And, AZ CMi, AE UMa, RV Ari, DY Her, DH Peg.

In the present study we found that KZ Hya has a spectral type varying between A5V and A8V, values of $E(b-y)$ of 0.073 ± 0.030 , DM of 9.02 ± 0.93 . It has been proved that KZ Hya is pulsating with one stable varying period (0.059510382 d), whose O-C residuals show a sinusoidal pattern compatible with a light-travel time effect. As regards this topic, it is interesting to mention that in his excellent discussion, Templeton (2005) states that: “In all cases

except SZ Lyn, the period of the purported binarity is close to that of the duration of the (O-C) measurements, making it difficult to prove that the signal is truly sinusoidal. A sinusoidal interpretation is only reliable when multiple cycles are recorded, as in SZ Lyn. While the binary hypothesis is certainly possible in most of these cases, conclusive proof will not be available for years or even decades to come. Continued monitoring of times of maximum will be crucial, and such observations are encouraged. In the meantime, however, other possible interpretations of their behavior must also be explored”.

We feel that the results presented in this paper agree with Templeton’s (2005) request that “a sinusoidal interpretation is only reliable when multiple cycles are recorded” as we have found for KZ Hya.

We would like to thank the staff of the OAN at SPM and Tonantzintla for their assistance in securing the observations. This work was partially supported by the OAD of the IAU (ESAABEL), PAPIIT IN104917 and PAPIME PE113016. Proofreading and typing were done by J. Miller and J. Orta, respectively. C. Guzmán, F. Ruiz and A. Díaz assisted us in the computing and we thank B. Juárez and G. Pérez for bibliographic help. All the students thank the IA for allotting telescope time. Special thanks to H. Huepa and A. Pani for the observations and discussions. We acknowledge the comments and suggestions of an anonymous referee that improved this paper. We have made use of the SIMBAD databases operated at CDS, Strasbourg, France; NASA ADS Astronomy Query Form.

REFERENCES

- Balona, L. & Shobbrook, R. R. 1984, MNRAS, 211, 375
Boonyarak, C., Fu, J. N., Khokhuntod, P., & Jian, S. 2011, ApSS, 333, 125
Chulee, K., Kim, S. L., Jeon, Y. B., Kim, C. H., & Gilmore, A. 2007, ApSpSc, 312, 41
Collins, K. A., Kielkopf, J. F., Stassun, K. G., & Hestman, F. V. 2017, AJ, 153, 77, doi=10.3847/1538-3881/153/2/77
Crawford, D. L. 1979, AJ, 84, 1858
Doncel, F., Troche, A., & Noguchi, T. 2004, ApSS, 290, 399
Fu, J. N., Khokhuntod, P., Rodriguez, E., et al. 2008, AJ, 135, 1958
Golay, 1974, Introduction to astronomical photometry, (Dordrecht, D. Reidel)
Lenz, P. & Breger, M. 2005, CoAst, 146, 53
Lester, J. B., Gray, R. O., & Kurucz, R. I. 1986, ApJS, 61, 509
McNamara, D. H. & Brudge K. G. 1985, PASP, 97, 322
Nissen, P. 1988, A&A, 199, 146

- Peña, J. H. & Peniche, R. 1994, RMxAA, 28, 139
Peña, J. H. & Sareyan, J. P. 2006, RMxAA, 42, 179
Peña, J. H., Sareyan, P., Cervantes-Sodi, B., et al. 2007, RMxAA, 43, 217
Peña, J. H., Rentería, A., Villarreal, C., et al. 2015, IBVS, 6154
Peña, J. H., Villarreal, C. Piña, D. S. et al. 2016, RMxAA, 52, 385
- Petersen, J. O. & Jorgensen, H. E. 1972, A&A, 17, 367
Przybylsky, A. & Bessel, M. S. 1979, MNRAS, 189, 377
Rodríguez, 1989 Tesis Doctoral, Univ. Granada, CSIC
Rodríguez, E. & Breger, M., 2001, A&A, 366, 178
Shobbrook, R. R. 1984, MNRAS, 211 659
Templeton, M. R. 2005, JAVSO, 34
Yang, X. B., Jiang, S. Y., & Gou, Z. H. 1985, AcApS, 5, 192

- J. Calderón, J. Guillen, J. H. Peña, D. S. Piña, A. Rentería, A. A. Soni, and C. Villarreal: Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, Apdo. Postal 70-264, Cd. de México (jhpena@astro.unam.mx).
J. H. Peña: Observatorio Astronómico Nacional, Tonantzintla, México.
J. Calderón, J. Guillen, J. H. Peña, D. S. Piña, A. Rentería, A. A. Soni, and C. Villarreal: Facultad de Ciencias, Universidad Nacional Autónoma de México, México.

A STUDY OF THE SECULAR VARIATION OF THE HIGH-AMPLITUDE DELTA SCUTI STAR AD CMI¹

J. H. Peña^{2,3,4}, D. S. Piña^{2,4}, H. Huepa³, S. B. Juárez⁴, C. Villarreal⁴, J. Guillén⁴, A. A. Soni^{2,4}, A. Rentería^{2,3,4}, J. M. Donaire⁵, R. R. Muñoz⁵, T. Benadali⁵, J. D. Paredes⁶, E. D. Orozco⁴, I. Soberanes⁴, H. Posadas⁴, C. Castro⁴, J. Briones⁴, M. Romero⁴, F. Martínez⁴, A. L. Zuñiga⁴, J. L. Carrillo⁴, B. Chávez⁴, D.Navez⁴ & C. García⁴

RESUMEN

A partir de los recién determinados tiempos de máximo en fotometría de la estrella Delta Scuti AD CMI y una recopilación de tiempos de máximo de la literatura, así como datos con fotometría $uvby-\beta$ hemos determinado la naturaleza de esta estrella y sus parámetros físicos.

ABSTRACT

We determined the nature of the Delta Scuti star AD CMI and its physical parameters from newly determined times of maximum light and other times from the literature, as well as from $uvby-\beta$ photoelectric photometry.

Key Words: δ Scuti stars — HADS stars — Photometry — Variable stars

1. INTRODUCTION

The study of δ Scuti stars has undergone many changes since its inception. Soon after the pioneering works of Eggen (1957) and Millis (1966, 1968), systematic studies like those of Breger (1979) and the early considerations about the nature of their variability by the French group led by Le Contel et al. (1974), as well as the later coordinated longitudinal campaigns designed to discover the true nature of the pulsational variability, altered the nature of our knowledge of these stars. During these years some researchers such as Zessewitch (1950) and Abhyankar (1959) among others recognized the value of using the old data sets which provided, as in the present study, time bases of fifty years of more leading more precise interpretations of the variability. However, the attainable limits of ground-based observations were finally reached and efforts were made to study these variables from space.

As Garrido and Poretti (2004) pointed out, teams dedicated to δ Scuti stars have begun changing their observational strategies. After the Canadian satellite MOST was successfully launched to study asteroseismology from space, future missions were de-

signed to determine adequate frequency resolutions. This satellite and COROT were the first to study δ Scuti stars from space. CoRoT (Convection, Rotations, and Planetary Transits), led by the CNES in association with French laboratories with large international participation, was a satellite built to study the internal structure of stars and to detect extrasolar planets. It continuously observed star fields in the Milky Way for periods of up to 6 months. Over the course of 2,729 days, CoRoT collected some 160,000 light curves showing variations in star brightness over time. This mission ended in June 2014.

There have been several other space projects. One of the most important was that of NASA’s Kepler satellite, which was launched on March 6, 2009 with the primary mission of searching for exoplanets via planetary transits using high-precision, long time-series CCD photometry with a secondary mission of studying stellar variability (Guzik et al., 2019). In 2013 the K2 mission was developed to observe 19 new fields along the ecliptic plane. δ Scuti variables have been included in these campaigns since they are a promising type of star for research using pulsations to infer interior structure and, as a result, can be used to test the input of physics and methods of solar and stellar modelling. Multiple papers have utilized the Kepler data, and as Guzik et al. (2019) pointed out, the lists of candidate stars observed for this data could be used to discover targets for asteroseismic research.

Recent studies of δ Scuti stars using data from the Kepler mission include Bowman and Kurtz (2018) who demonstrated that an ensemble-based

¹Based on observations collected at the Tonantzintla and San Pedro Mártir Observatories, México.

²Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, Cd. México.

³Observatorio Astronómico Nacional, Tonantzintla Puebla, México.

⁴Facultad de Ciencias, Universidad Nacional Autónoma de México.

⁵Universidad Mayor de San Andrés, La Paz, Bolivia.

⁶Universidad Central de Venezuela, Venezuela.

approach using space photometry from the Kepler mission was not only possible, but it was also valuable as a method to identify stars for mode identification and asteroseismic modelling. This work was extended by Antoci et al. (2019) for hot young δ Scuti which were lacking in the Kepler mission data set.

Kepler’s database, combined with other satellite results such as Gaia DR2 that provided the parallaxes, has served to derive precise luminosities (Murphy et al., 2019) for stars in and around the δ Scuti instability strip for a sample over 15 000 A and F stars into δ and non δ Scuti stars. Murphy et al., (2019) determined a new empirical instability strip based on the observed pulsator fraction that is systematically hotter than theoretical strips. Ziaali et al. (2019) examined the period-luminosity (P-L) relation for δ Scuti stars with the same Gaia DR2 parallaxes for the sample of Rodríguez et al. (2000) as well as 1124 stars observed in the Kepler mission and determined absolute magnitudes. Barcelo Forteza et al. (2020) remarked that thanks to the high-precision photometric data legacy from space telescopes like CoRoT and Kepler, the scientific community was able to detect and characterize the power spectra of hundreds of thousands of stars. Thanks to long-duration high-cadence TESS light curves, they could analyze more than two thousand of δ Scuti classical pulsators and proposed the frequency at maximum power as a proper seismic index since it is directly related with the intrinsic temperature, mass and radius of the star.

Extending the study of large satellite data sets, Jayasinghe et al. (2020) characterized an all-sky catalogue of 8400 δ Scuti variables in ASAS-SN, which includes 3300 new discoveries which combined with the Gaia DR2 derived period-luminosity relationships for both the fundamental mode and overtone pulsators. The determined results are indicative of a Galactocentric radial metallicity gradient. In their sample, Jayasinghe et al. (2020) identified two new δ Scuti eclipsing binaries, ASASSN-V J071855.62-434247.3 and ASASSN-V J170344.20-615941.2 with short orbital periods of 2.6096 and 2.5347 d, respectively. In studies of particular stars Handler et al. (2020) carried out a study in a close binary system, HD 74423, discovered by TESS. They claim that it might be the prototype of a new class of obliquely pulsating stars in which the interactions of stellar pulsations and tidal distortion can be studied.

In the present Paper we utilize both the observations of the AD CMi star obtained decades ago to determine its secular behavior as well as *uvby* - β to

determine its physical parameters. The HADS star AD CMi has the following characteristics: right ascension and declination of 07:52:47.18, +01:35:50.50 (epoch 2000), magnitude of 9.38, a spectral type of F0IV, a period of 0.12297443 d (2.9 hr) and an amplitude of variation of 0.3 *mag*. All these features make it an easy target for the small telescopes provided with CCD cameras that are used in our astronomical courses.

With respect to the background of the star, according to Anderson and McNamara (1960) AD CMi was discovered by Hoffmeister (1934) and Zessewitsch (1950) who described it as an eclipsing variable of the Algol type with a period of 1.276d. It was Abhyankar (1959) who determined that AD CMi was an intrinsic variable with a period of only 3 h. From their analysis they found the following ephemerides for this star: *Hel.max.* = $JD2436601.8228 + 0.122972E$. Breger (1975) carried out an extensive study of AD CMi with *uvby* - β photometry. He determined a Weselink radius of $3R_{\odot}$ which leads to a Population I mass. He stated that except for the large amplitude, the star is virtually indistinguishable from a normal δ Scuti variable. Dean et al. (1977) considered AD CMi to be an RR Lyrae star and reported V and V-I photometry from one night. Later, in 1983, Balona and Stobie reported simultaneous BVRI photometry and photoelectric radial velocities of several dwarf Cepheids, AD CMi among them, but no conclusions were reached. It was Rodríguez and the Spanish group who conducted several studies on this star. The first (Rodríguez et al., 1988) used *uvby* - β photometry and proposed the possibility of a quadratic ephemerides. They derived physical parameters of $T_e = 7550 K$, $\log g = 3.83$ and $M_V = 1.68 mag$. Through the Weselink method they derived a radius of $2.77 R_{\odot}$ and a mass of $1.9 M_{\odot}$. In a later paper (Rodríguez et al., 1990) they proposed a period change slightly different from that determined independently by Jiang (1987).

The last comprehensive study of AD CMi was done by Khokhuntod et al. (2007). With observations carried out in 2005 and 2006, they analyzed the pulsation of the star with the derived multiple frequencies fitted to their data. Besides the dominant frequency and its harmonics, one low frequency (2.27402 *c/d*) was discovered which, they stated, provides a reasonable interpretation for the long-noticed luminosity variation at maximum and minimum light. The results provided the updated value of period of 0.122974478 d, and seem to support the model of a combination of the evolutionary effect and light-time effect of a binary system. Now, with

an extended time basis of more than twelve years we can verify and refine their findings.

In order to carry out an analysis to determine physical parameters, $uvby - \beta$ photoelectric photometry can be considered. These include several sources starting with the observations of Epstein & Abraham de Epstein (1973), Rodríguez (1988) and the observations presented in the present paper carried out in 2013, 2014, 2016, 2017, 2018 and 2019, summarized in Table 1.

2. OBSERVATIONS

Although some of the times of maximum light of this star have been reported elsewhere (Peña et al., 2017), we here present new times of maxima and the detailed procedure followed to acquire the data. The observations were done at both the Observatorio Astronómico Nacional of San Pedro Mártir (SPM) and that of Tonantzintla (TNT), in México. Table 1 presents the log of observations, as well as the new times of maximum light.

2.1. Data acquisition and reduction at Tonantzintla

Three 10-inch Meade telescopes were utilized at the TNT Observatory and are denoted by m1, m2 and me. These telescopes were equipped with CCD cameras and the observations were done using V and G filters. During all the observational nights this procedure was followed: The integration time was 1 min and there were around 11,000 counts, enough to secure high precision. The reduction work was done with AstroImageJ (Collins & Kielkopf (2012)). This software is relatively easy to use and besides being free, it works satisfactorily on the most common computing platforms. With the CCD photometry two reference stars were utilized whenever possible in a differential photometry mode. The results were obtained from the difference $V_{\text{variable}} - V_{\text{reference}}$ and the scatter calculated from the difference $V_{\text{reference1}} - V_{\text{reference2}}$. Light curves were also obtained. In order to calculate the times of maximum light a program that considers the derivative function was used. A fifth polynomial was adjusted between the selected points in order to enclose the point of maximum light. On applying the derivative, as a criterion, the roots were determined in a way that an f adjustment function was found so that in the open selected interval, the derivative equal to zero was a minimum (if it was convex) or maximum (if it was concave) relative to f. The new times of maximum light are listed in Table 1. In this Table, in column 1 the date of observation is listed, in column 2 the observers/reducers; in column 3 the obtained

number of points during the night and in column 4 the time span of the observations. Column 5 specifies the number of maxima for that night; column 6 the time of maximum in HJD-2400000; and column 7 the telescope utilized (m1, m2 and me stand for small 10" Meade telescopes whereas 84 describes the telescope at the SPM observatory); column 8 describes the filter utilized (V in the UBV system and G for the GRB filter system, whereas in the $uvby - \beta$ we utilized only the y filter transformed into Olsen's (1983) photoelectric photometry system. Finally, the last two columns 9 and 10 specify the CCD camera and the observatories, Tonantzintla (TNT) and San Pedro Mártir (SPM).

2.2. Data acquisition and reduction at SPM

As was stated in Peña et al. (2016) reporting on BO Lyn, the observational pattern as well as the reduction procedure have been employed at the SPM Observatory since 1986 and hence, have been described many times. A detailed description of the methodology can be found in Peña et al. (2007).

The star AD CMi was observed in $uvby - \beta$ photometry over various seasons: November, 2013; January, December, 2016 and 2017. The first one covered six nights whereas the second one, three nights in January and seven in December, 2016. AD CMi was observed on only one night in the 2017 December season.

Over the nights of observation of the AD CMi star the following procedure was used: Each measurement consisted of at least five ten-second integrations of the star and three ten-second integrations of the sky simultaneously for the $uvby$ filters and, almost simultaneously for the narrow and wide filters that define $H\beta$.

The details of the second season are described in Peña et al. (2019), whereas for the 2013 season the transformation coefficients of that night are listed in Table 2. The 2016 season lost three nights due to bad weather.

What must be emphasized here are the transformation coefficients for the observed seasons (Table 2) and the season errors which were evaluated using the observed standard stars. These uncertainties were calculated through the differences in magnitude and colors for (V, $b-y$, m_1 , c_1 and $H\beta$) which are (0.0870, 0.0065, 0.0085, 0.0212, 0.0179); (0.054, 0.012, 0.019, 0.025, 0.012) and (0.032, 0.010, 0.011, 0.013, 0.012) for the 2013 and both 2016 and 2017 seasons, respectively. For a total of 94 points in $uvby$ and 68 points in $H\beta$, which provide a numerical evaluation of our uncertainties. We must call attention to the

TABLE 1
LOG OF OBSERVING SEASONS AND NEW TIMES OF MAXIMA OF AD CMI

Date yr/mo/day	Observers/reducers	Npoints	Time span (day)	Nmax	Tmax 2400000+	Telescope	Filters	Camera	Observatory
13/02/0910	cvr/cvr	202	0.13	1	56333.8206	m1	G	ST8	TNT
13/02/2223	aas/arl	226	0.12	1	56346.7301	m1	wo	ST8	TNT
13/11/1718	cvr/jhp	20	0.09	1	56613.9390	84	<i>wby</i> - β	spectr	SPM
14/04/0506	AOA14/cgs	99	0.08	1	56753.6540	m2	wo	ST8300	TNT
16/01/1213	aas,jg/jhp	48	0.01	1	57400.8690	84	<i>wby</i> - β	spectr	SPM
16/01/2122	ESAOBELA16/cgs	148	0.20	1	57409.8501	m1	G	ST8	TNT
16/01/2122	ESAOBELA16/cgs	179	0.15	1	57409.8501	m2	V	1001	TNT
16/01/2223	ESAOBELA16/dsp	112	0.16	0		m2	V	ST8	TNT
16/02/1112	dsp/dsp	130	0.14	1	57430.7541	m2	V	1001	TNT
16/02/1213	AOA16/dsp	80	0.06	0		me	V	1001	TNT
16/03/1112	AOA16/dsp	167	0.15	1	57459.6543	m1	V	1001	TNT
16/03/1213	AOA16/dsp	103	0.12	0		m1	V	1001	TNT
16/12/1314	dsp/dsp	42	0.11	0		84	<i>wby</i> - β	spectr	SPM
17/01/1415	ESAOBELA17/dsp	144	0.12	1	57768.8131	m1	V	1001	TNT
18/01/1112	ESAOBELA18/dsp	80	0.09	0		me	V	1001	TNT
18/01/1213	ESAOBELA18/dsp	133	0.07	0		me	V	1001	TNT
18/01/2122	ESAOBELA18/dsp	137	0.12	0		me	V	1001	TNT
18/03/0304	AOA18/dsp	157	0.15	1	58181.7596	m1	V	1001	TNT
18/03/1718	AOA18/dsp	129	0.13	1	58195.7759	m1	V	1001	TNT
19/01/1516	ESAOBELA19/hh	97	0.15	1	58499.8951	m2	V	ST8	TNT
19/01/1819	ESAOBELA19/hh	205	0.16	1	58502.8419	m2	V	ST8	TNT
19/01/2122	ESAOBELA19/hh	141	0.19	1	58505.9170	m2	V	ST8	TNT
19/01/2223	ESAOBELA19/hh	186	0.21	2	58506.7780	m2	V	ST8	TNT
					58506.9044				
19/02/0102	jgt/jgt	228	0.27	2	58516.7387	m2	wo	8300	TNT
					58516.8638				
19/03/0102	AOA19/arl	47	0.04	0		m1	V	1001	TNT
19/03/1516	AOA19/arl	32	0.02	0		me	V	1001	TNT
19/03/1617	AOA19/arl	187	0.14	1	58559.7805	me	V	1001	TNT

Notes: jhp, J. H. Peña; dsp, D. S. Piña; arl, A. Rentería; jgt, J. Guillén; cvr, C. Villarreal; cgs: C. García; hh, H. Huepa AOA14: N. Ordoñez, S. Mafla, W. Fajardo, M. Rojas, I. Cruz, O. Martínez, E. Rojas, J. Rosales, W. Fajardo, A. Garcia & W. Fuentes; ESAOBELA16: A. Rodríguez, V. Valera, A. Escobar, M. Agudelo, A. Osorto, J. Aguilar, R. Arango, C. Rojas, J. Gómez, J. Osorio, & M. Chacón.; AOA16: Juárez, K. Lozano, K., Padilla, A., Santillan, P. and Velazquez R., ESAOBELA17: Ramirez, C., Rodriguez, M, Vargas, S., Castellon, C., Salgado, R., Mata, J., de la Fuente, D., Santa Cruz, R., Gonzalez, L., Chipana, K.; ESAOBELA18: Calle, C., Huanca, E., Uchima, J., Ramírez, R., Funes, R., Martinez, J., Mejía, R., Sarmiento, Y., Cruz, M., Meza, E., Alvarado, N., Huaman, V. & Ochoa, G.; AOA18: A. L. Zuñiga, J. L. Carrillo, S. B. Juárez, B. Chávez & D. Navez; ESAOBELA19: A. Belen Blanco, T. Benadalid, J. M. Donaire, M. Quiroz-Rojas, P. Escobar, M. Mireles, R. Mejía, A. León, C. Zelada, J. Ng, A. Arcila, L. E. Salazar, P. Escobar & M. M. Mireles; AOA19: I. Soberanes, H. Posadas, C. Castro, J. Briones & M. Romero

bad quality of the December 2016 season. However, since the effects of the clouds compensate each other, the color indexes gave reasonable values whereas the V showed significant larger scatter and, will not be taken into account. The obtained data will be sent to the archives and is available upon request.

3. PERIOD DETERMINATION

To determine the period behavior of AD CMi the following three methods were employed: 1) Time series analyses of different data sets. 2) Period determination through O-C differences minimization (PDDM), and 3) O-C differences calculated utiliz-

ing a compiled collection of times of maximum light.

The previously determined ephemerides equations, as well as the newly determined ones are listed in Table 3.

3.1. Time series

As a first method to determine the period, we used a time series method which is commonly utilized in the δ Scuti star community: Period04 (Lenz & Breger, 2005). There are several data sets which can be analyzed with this code:

i) The combined data in *wby* - β of Rodriguez et al. (1988) and the present paper's data.

TABLE 2

MEAN VALUES AND STANDARD DEVIATIONS $\langle \sigma \rangle$ OF THE TRANSFORMATION COEFFICIENTS OBTAINED FOR THE SEASONS

season	B	D	F	J	H	I	L
2013 Nov	0.027	0.973	1.034	0.034	1.022	0.146	-1.495
$\langle \sigma \rangle$	0.029	0.010	0.004	0.014	0.031	0.028	0.015
2016 Jan	0.031	1.008	1.031	-0.004	1.015	0.159	-1.362
$\langle \sigma \rangle$	0.028	0.003	0.015	0.015	0.005	0.004	0.060
2016 Dec	0.134	0.993	1.024	0.043	1.025	0.101	
$\langle \sigma \rangle$	0.243	0.009	0.065	0.055	0.009	0.026	
2017 Dec	0.016	1.013	1.002	0.023	1.032	0.131	-1.314
$\langle \sigma \rangle$	0.084	0.047	0.040	0.035	0.015	0.029	0.100

TABLE 3

LOG OF EFEMERIDES EQUATIONS

Reference	T_0	Period	A	β
Abhyankar59	2436601.8228	0.122972		
Anderson60	2436601.8228	0.122974		
Breger75	2442429.4582	0.12297443		
Rodriguez88	2436601.8226	0.12297431	1.9×10^{-12}	
Rodriguez90	2436601.8225	0.12297426	2.7×10^{-12}	
Yang92	2436601.8224	0.12297429	2.19×10^{-12}	
Burchi93	2447506.5815	0.122974448		
Kim94	2442429.4582	0.12297455		
Fu96	2436601.8203	0.12297446		4.6×10^{-13}
Fu2000	2436601.8203	0.122974463		3.50×10^{-13}
Hurta2007	2436601.82736	0.12297451		
Pongsak2007	2436601.8219	0.122974478		
PP time series	2436601.8186	0.122974518		
PP PDDM	2458559.7805	0.122974511		

$$T = T_0 + PE + AE^2 \qquad T = T_0 + PE + \frac{\beta}{2}E^2$$

In this case, we were fortunate enough that AD CMi had been observed in 1984 by Rodriguez et al. (1988) with a spectrophotometer similar to that of the one at the SPM observatory, so a time series analysis was possible using their data along with the observations reported in the present paper. The initial time is HJD 2445766.3497 and end time HJD 2457400.9452 with a total of 339 data points. The time span covered is then 11634.5955 d or 31.8 yr which is 94684 cycles, an enormous gap during which no observations were made of this system. To combine both seasons we first had to level them. Rodriguez et al. (1988) published their result in differ-

ential magnitude relative to the $BD + 2^\circ 1804$ star. We observed this star both in 2017 (once) and 2018 (three times) and found that its photometric values were 8.181 ± 0.010 in V ; 0.335 ± 0.003 in $(b - y)$; 0.155 ± 0.005 in m_1 and 0.347 ± 0.006 for c_1 . The uncertainties are the standard deviation of the four measurements. The details of the accuracy of each season can be found in Peña et al. (2019). The analysis of this data gave the results listed in Table 4 (Set 1), with a zero point of 8.6046, residuals of 0.014532.

ii) To this data set we added that of Epstein & Abraham de Epstein (1973) (Set 2). They observed this star in 1973 and considered it to be an RR Lyr

star. A few points in each of the four consecutive reported nights comprise the data sample of only fifteen data points. This enlarges the times basis from $HJD2441010.6949$, their first reported point, to $HJD2457400.9452$, our last observed point, a difference of $16390 d$ ($44.9yr$) equal to 133388 cycles. However, the gaps between the sets is enormous.

iii) To fill these gaps we considered the ASAS data (Pojmanski et al. 2005), because this sample contains 464 points over a time span of 907 days in the years from 2002 to 2005. The V magnitude sample was increased with the values of Dean et al. (1977), Epstein et al. (1973), Balona & Stobie (1983), and Kilambi & Rahman (1993). Therefore, we compiled 1300 points in this final data set. The photometry presented by Kilambi & Rahman (1993) are in differential magnitude referred to HD 64561 star, with a magnitude of 8.20 ± 0.02 .

The analysis of Period04 is presented in Figure 1. At the top is the periodogram of the original data and at the bottom, that of the residuals after the produced frequency was subtracted. Table 4 summarized these results (set 3).

The results of utilizing Period04 gave as the first frequency $8.13830066 c/d$ with an amplitude of 0.1409 and a phase of 0.1759. Evaluating the residuals we obtained the following numerical values: 16.254, 0.02898 and 0.4234 respectively. Fitting the data to these values gave as residuals a frequency of $0.0025 c/d$ with an amplitude of 0.2881 and a phase of 0.1689. These values correspond to a period of $0.12287577 d$ for the first frequency and to $0.061523 d$. Given the numerical frequency values the results of Period04 gave f and $2f$ or a value close to it ($16.276 c/d$). When a *phase vs. magnitude* plot was constructed, the phasing shows the correctness of the determined period (Figure 2).

3.2. Period determination through O-C differences minimization (PDDM).

We employed another method based on the concept of the minimization of the chord length linking all the points in the O-C diagram for different values of changing periods, looking for the best period which corresponds to the minimum chord length (See the case of KZ Hya, Peña et al. 2018).

A set of 94 times of maxima was considered to perform this analysis. Taking this into consideration, we used the determined period value in section 3.1 and the standard deviation of those consecutive differences to keep an interval span in which the period is located; those values are $0.1230 \pm 0.0002 d$. Maintaining a period precision of a billionth and

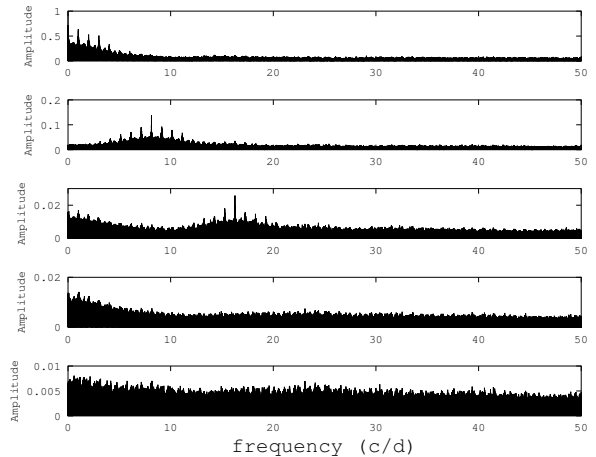


Fig. 1. The analysis of Period04 is presented. Descending, the periodogram of the window function and subsequently each maxima is presented. At the bottom, the residuals after the three frequencies have been subtracted. Emphasis should be made on the Y-axis scale.

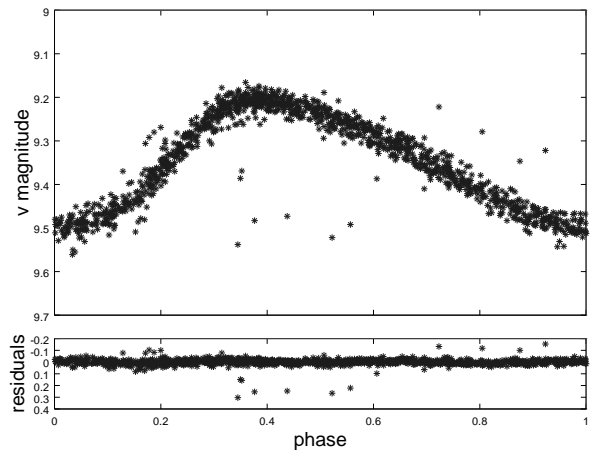


Fig. 2. Top: Phase diagram after the analysis of Period04 using frequency F1 set 3 of table 4. Bottom: The residuals after the three frequencies have been subtracted.

TABLE 4

OUTPUT OF PERIOD04 CALCULATED WITH THE V MAGNITUDE OF SEVERAL DATA SETS

Considered data	Nr.	Frequency	Amplitude	Phase	Residuals
Set 1	F1	8.13821236	0.145219814	0.2134	0.0281
	F2	16.2544156	0.0281107579	0.2715	0.0199
	F3	0.00249795	0.754162399	0.9004	0.01453
Set 2	F1	8.13830066	0.140946042	0.1759	0.036
	F2	16.245476	0.0289895308	0.4235	0.028
	F3	0.00256016	0.28816242	0.1689	0.229
Set 3	F1	8.13176594	0.140564142	0.0110	0.3364
	F2	16.2635352	0.0262466142	0.5018	0.0282
	F3	1.0705324	0.0121627692	0.4000	0.0266

Notes: Set 1: Rodriguez et al. (1988) and the present paper's $woby - \beta$. Set 2: Adds $woby$ of Epstein and Abraham de Epstein (1973). Set 3: All data listed in Table 3.

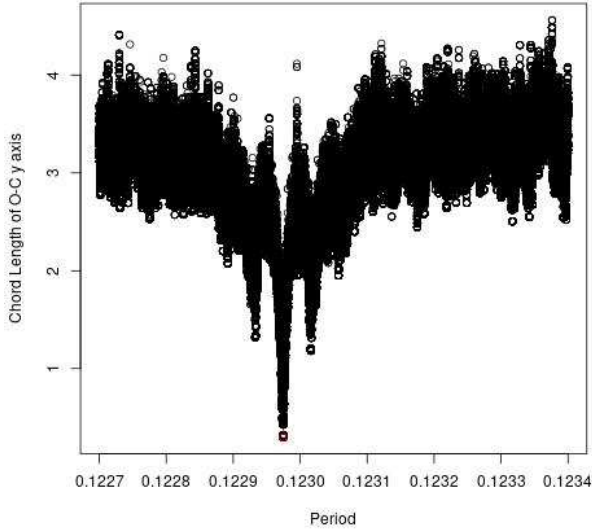


Fig. 3. Period determination through an O-C difference minimization.

taking the interval span period into consideration, 500,000 periods were used to perform this method. The T_0 used to calculate the O-C diagrams was 2458559.7805. Then the best period is the one with the smallest chord length and it is shown in Figure 3.

The ephemerides equation is then:

$$T_{max} = 2458559.7805 + 0.122974391 \times E$$

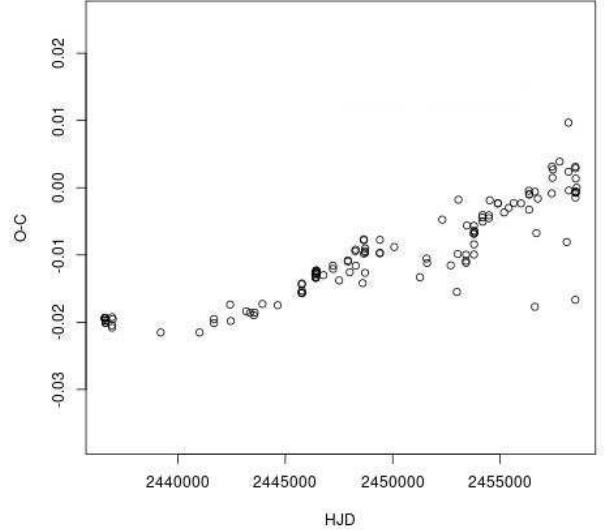


Fig. 4. O-C residuals after the adjustment to the obtained period.

As we can see in Figure 4, the plot shows a slope and marginally a sinusoidal behavior which can be related to the light-travel time effect (LTTE), revealing the possible presence of a second body. This visualization is later confirmed (Figure 5).

Then, we adjusted a sinusoidal function to the O-C diagram performing a fitting using Levenberg-Marquardt Algorithm. We then used a combination of the chord length minimization and the non-linear

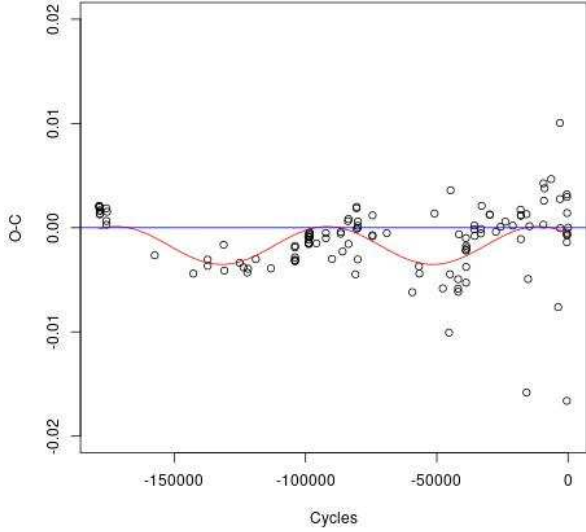


Fig. 5. O-C diagram with sinusoidal function fitting obtained by the PDDM method.

fitting for a sinusoidal function, taking the periods with the minimum chord length and as a second criteria the RMS error of the non-linear fitting.

The fitting equation for the O-C diagram is

$$O - C = Z + A \sin(2\pi(\Omega E + \Phi))$$

and the continuous line in Figure 6 shows the sinusoidal fitting over the O-C diagram with a new period.

The sinusoidal function parameters are listed in Table 5. Accordingly, the period of the sinusoidal behavior is 10,247.8759 days or 28.1 years.

The ephemerides equation determined by this method is:

$$T_{max} = 2458559.7805 + 0.122974511 \times E$$

The goodness of the model is determined by the RSS residuals listed in Table 3.

3.3. O-C and mass determination

Before calculating the coefficients of the ephemeris equation, we reviewed the existing literature related to AD CMi. Several authors have conducted studies on the O-C behavior of these particular objects and, in this preliminary stage, we took the existing updated list of times of maxima

TABLE 5
EQUATION PARAMETERS FOR THE
SINUSOIDAL FIT OF THE
O-C RESIDUALS FOR THE LINEAR
ADJUSTMENT

	Value
Z	-1.709×10^{-3}
Ω	1.243×10^{-5}
A	-1.817×10^{-3}
Φ	8.905×10^{-1}
$RSS_{residuals}$	1.186×10^{-3}

taken from literature plus the data that we acquired. We built the O-C diagram with the obtained period values from Period04 (set 3).

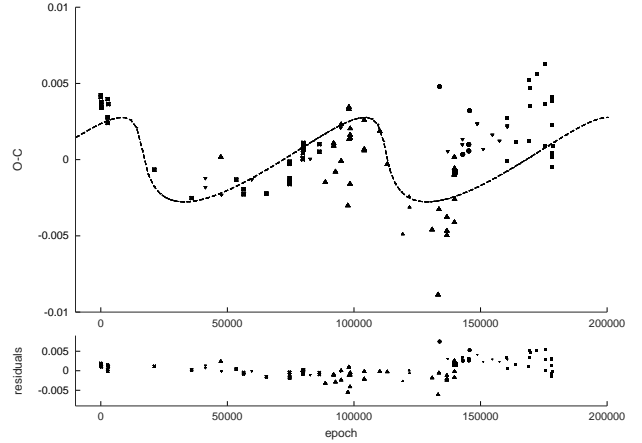


Fig. 6. Upper: O-C diagram and fit to the equation 4. Lower: residual of the fit.

The O-C diagram (Figure 6) shows a variation and a cyclic pattern with no quadratic component. Hence our solution is of the form:

$$O - C = T_0 + PE + \tau \quad (1)$$

where τ is the equation given by Irvin (1952)

$$\tau = \frac{K}{\sqrt{1 - e^2 \cos^2 \omega}} \left[\frac{1 - e^2}{1 + e \cos \nu} \sin(\nu + \omega) + e \sin \omega \right] \quad (2)$$

$$K = \frac{1}{2} (\tau_{max} - \tau_{min}) = \frac{a \sin i \sqrt{1 - e^2 \cos^2 \omega}}{c} \quad (3)$$

The fit (Figure 6) was done by least squares with the Levenberg-Marquard algorithm, utilizing the re-

TABLE 6
ORBITAL PARAMETERS

Parameter	value
e	0.80
ω (deg)	170
$A \sin i$ (AU)	0.78
P_{orb} (yr)	32.33

lation provided by Li & Qian (2010) in their equation 3:

$$A' \left[\frac{1 - e^2}{1 + e \cos \nu} \sin(\nu + \omega) + e \sin \omega \right] = \quad (4)$$

$$A' \left[\sqrt{1 - e^2} \sin E^* \cos \omega + \cos E^* \sin \omega \right]$$

where $A' = \frac{A \sin i}{c}$ is the projection of the semi-major axis and c is the speed of light. Kepler's equation provides the relationship between the mean anomaly (M) and the anomalous eccentricity (E^*)

$$M = E^* - eE^* \quad (5)$$

with

$$M = \frac{2\pi}{P_{orb}} (P \times E - T) \quad (6)$$

where e , ω , P_{orb} , T , P and E are: the eccentricity, the periastron longitude, the orbital period, the time of passage in the periastron, the period of pulsation of AD CMi ($P = 0.122974518$) and the epoch, respectively.

Since the equation (5) is transcendental, the solutions for E^* are obtained through Bessel series

$$E^* = M + \sum_{n=1}^{\infty} \frac{2}{n} J_n(ne) \sin(nM) \quad (7)$$

where

$$J_n(ne) = \sum_{k=0}^{\infty} (-1)^k \frac{1}{k! \Gamma(n+k+1)} \left(\frac{ne}{2}\right)^{n+2k} \quad (8)$$

The obtained orbital parameters with the fit are those presented in Table (6) and have been used to build the plot of Figure (6).

The mass function is that given by Fu et al. (2008) with $P_{orb} = 32.33$ (yr).

$$f(m) = \frac{(A \sin i)^3}{P_{orb}^2} = 0.0004525 \quad (9)$$

TABLE 7
ORBITAL SEMI-MAJOR AXIS AND MASS OF THE COMPANION STAR AS A FUNCTION OF THE ANGLE

i (deg)	A (AU)	m_2 (M_{\odot})
5	8.93975	2.30637
15	3.01040	0.54239
25	1.84362	0.31112
35	1.35840	0.22320
45	1.10188	0.17854
55	0.95116	0.15286
65	0.85969	0.13748
75	0.80663	0.12863
85	0.78212	0.12456

To calculate the mass of the companion, the solution of the following function was evaluated for m_2 :

$$f(m) = \frac{(m_2 \sin i)^3}{(m_1 + m_2)^2} \quad (10)$$

for a mass of $m_1 = 1.93M_{\odot}$ obtained by McNamara (1997). A mass was calculated for several inclination angles as shown in Table (7) where the minimum mass that can be obtained for the companion star is $0.12M_{\odot}$ (Figure 7).

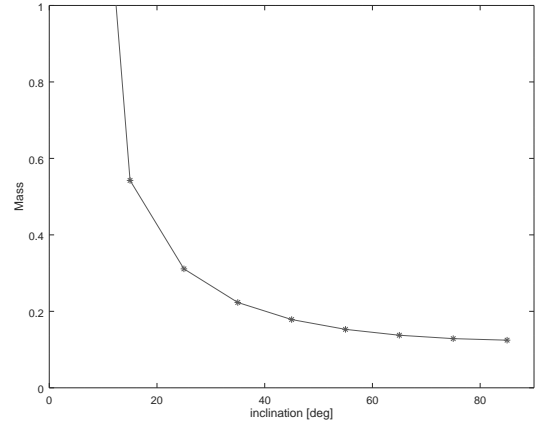


Fig. 7. Mass as a function of angle.

Pongsak Khokhontod et al. (2007) stated that the binary orbit has a period of 27.2 ± 0.5 years, with an eccentricity of 0.8 ± 0.1 . However, since there is a big gap between the first 12 data points and the rest, and the bulk of the data spans only one cycle, this result should not be considered to be an

accurate solution of the orbital parameters.

However, this is a plausible solution because it diminishes the dispersion, as can be seen in the residuals in Figure (6). From the data shown in Table (7) and represented in Figure (7) we can consider the mass determination of the companion as a function of this angle since we cannot determine the inclination angle. If we do so, the probability that the companion is a M type star is 75%. The minimum mass is discarded because in our light curves there is no evidence of eclipses. Of course, more observations are needed to corroborate this result

3.4. Period determination conclusions

Despite having been determined to be a variable star many years ago, the nature of this star has been described with several interpretations, from a binary star to a pulsating star postulation as well as being considered to be an RR Lyra and, finally a δ Scuti star. Since then, more information has been gathered but no period analysis done. In the present paper, different approaches were utilized to determine the stability of the pulsation. With respect to its period determination and interpretation, it has varied from a periodic star to a quadratic fit which should be interpreted as a changing period.

The first method used to determine the periodic content utilized time series analysis of different data sets. The first set is that of the V filter of the photometry of Rodriguez et al. (1988) and that of the V filter of the $uvby - \beta$ photometry of the present paper. The time span covered for all the data is 17084 d or 47 years, which in cycles is 138926. The second method we used was PDDM which gives a first approximation of the period to a binary system. Finally, in the third method we utilized O-C analyzes via the LTTE.

The amazing result is that the $uvby - \beta$ photometric photometry adjusts to a phase both in magnitude and color indexes with the properly determined frequency.

In conclusion, there was a systematic improvement of the period but not only that: Yang et al. (1992) postulated that the quadratic fit was much better, so the period was considered increasing at a rate of $(1.3 \pm 0.07 \times 10^{-8} \text{ days/year})$ although they could not fit the curve well with the observations from 1985 and 1986.

They suggested that more observations were urgently needed to clarify the true situation of the period variation. It is just now that these observations and analysis have been done with congruent results.

Data from other independent sources such as the

Kepler field or TESS would have been very useful but, unfortunately, it was not observed by either.

4. PHYSICAL PARAMETERS

Determination of the physical parameters of a star is possible if a comparison of theoretical models, such as those of Lester, Gray & Kurucz (1986), (hereinafter LGK86), is made. The $uvby - \beta$ unreddened color indexes are used because the $uvby - \beta$ photometric system has the advantage that reddening and unreddened colors can be determined from the photometry and the proper calibrations depending on the spectral type of the considered object. Nissen's (1988) procedure is applicable for A and F type stars and Shobbrook's (1984) for earlier spectral types. Hence, accurate determination of the spectral type is crucial.

According to Houk and Swift (1999) as reported in Simbad, AD CMi has a spectral type of F0IV/V. To corroborate this, we fixed its position in the unreddened color diagram $[m_1]$ vs. $[c_1]$ that was established for the open cluster Alpha Per (Peña et al. 2006) for which the unreddened color indexes were compared to the spectroscopically determined spectral types from several sources. In all cases the photometrically determined spectral types coincided with those determined spectroscopically, assuring us of the goodness of the method. We applied these calibrations to the $uvby - \beta$ photometry obtained Table (8) for AD CMi corroborating first that the known spectral type of AD CMi was correct (Figure 8). To further check our results using $uvby - \beta$ photometry, we calculated the unreddened indexes $[m_1]$ $[c_1]$ from the other two sources, that of Epstein et al. (1973) and of Rodriguez et al. (1988). This latter reference reported the photometry of AD CMi differentially with respect to the star HD 63776 which was measured during two different years 2017 (once) and 2018 (three points) and obtained the following values for $(V, (b - y)_1, m_1, \text{ and } c_1)$ of $(8.181 \pm 0.010, 0.335 \pm 0.003, 0.155 \pm 0.005, 0.347 \pm 0.006)$ for the four values which immediately allowed us to calculate the $uvby - \beta$ values for AD CMi in the 1988 season. In all three cases with $uvby - \beta$ photometry, the location of AD CMi is in the same position, making its spectral type determination unquestionable. In view of this, the prescription to determine the reddening is that of Nissen (1988).

We determined the unreddened indexes of AD CMi which were measured over three different seasons at SPM: 2013, 2016 and 2017. The spectral types we determined were A and F but not late enough to calculate the metallicity.

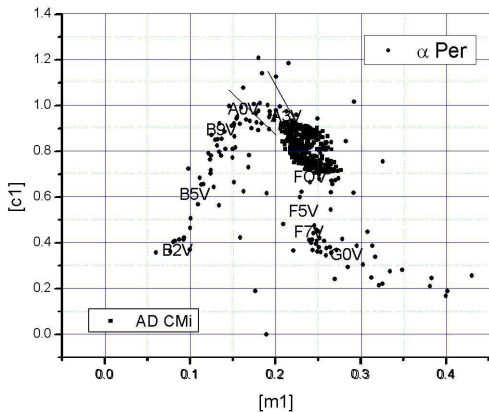


Fig. 8. Position of AD CMi in the unreddened indexes of Alpha Per from all sources with $uvby - \beta$ photometry.

We relied on $uvby - \beta$ photometry again to determine the metallicity. We followed a prescription proposed by Meakes et al. (1991) for short period population II Cepheids from $uvby - \beta$ photometry. LGK86 calculated grids for stellar atmospheres for G, F, A, B and O stars for different values of $[Fe/H]$ (-3.0, -2.5, -2.0, -1.5, -1.0, -0.5, 0.0, 0.5 and 1.0) in a temperature range from 5500 up to 50 000 K. The surface gravities vary approximately from the Main Sequence values to the limit of the radiation pressure in 0.5 intervals in $\log g$.

We built a $(b - y)_0$ vs. m_0 diagram for all reported metallicities (Figure 9). A surface gravity of 4 which would be the case for a δ Scuti star was assumed for all. Then we plotted the unreddened data points of AD CMi onto this diagram. As can be seen in Figure 9, this star has a metallicity close to a 0.0, solar composition. As a corollary, we determined effective temperature in the range of variation (7500, 8200K). This is the metallicity chosen for the comparison with the LGK86 models.

4.1. Calibration utilizing all the available $uvby - \beta$ observations

To diminish the large scatter in the magnitude and photometric indexes, we averaged the entire set with $uvby - \beta$ photometry: SPM over three seasons: 2013, 2016 and 2017 (the data will be sent for availability), along with that of Epstein et al. (1973) and of Rodriguez et al. (1988,) covering a time span of 12314 days or 100135 cycles in phase bins of 0.05 intervals, utilizing the epoch of Kilambi & Rahman (1993) and the frequency determined in this paper.

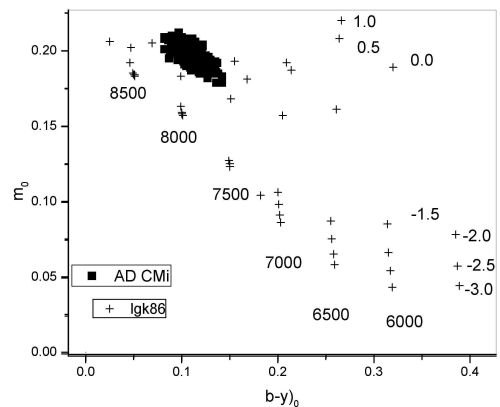


Fig. 9. Position of AD CMi for several metallicities for models with $\log g$ equal 4.0.

Given the large number of points in the whole sample (509) we cleaned the data points of those points that were notoriously out of the trend. The reduced sample includes 333 selected data points.

The averaged points are presented in Table (8), (column 1 phase; column 2 magnitude; subsequent columns list $(b - y)$, m_1 , c_1 , next column presents values of $H\beta$). The standard deviation for each bin is presented in the subsequent columns. Last column presents the number of entries in the average.

We applied the averaged values to Nissen's prescription and determined the reddening, the unreddened indexes $(b - y)_0$, m_0 , c_0 , as well as the absolute magnitude, and distance for each phase point. Mean values were calculated for $E(b - y)$ for two cases: i) the whole data sample and ii) in phase limits between 0.3 and 0.8, which is customary for pulsating stars to avoid the maximum. It gave, for the whole cycle, values of 0.010 ± 0.010 ; whereas for the previously mentioned phase limits we obtained, 0.010 ± 0.005 . The distance, for the same limits was 370 ± 38 pc and 369 ± 36 pc, respectively. The uncertainty is merely the standard deviation. The procedure to determine the physical parameters has been reported elsewhere (Peña et al., 2016). The metallicity values are the same in both cases $[Fe/H]$ of 0.13 ± 0.013 .

The physical parameters determination was performed by Rodriguez et al. (1988) through of $uvby - \beta$ photoelectric photometry. We have utilized the same procedure (see for example Peña & Martinez; 2014; Peña & Sareyan, 2006).

They derived an $E(b-y)$ of 0.017 ± 0.007 and $T_e(K)$ of 7550 ± 190 and $\log g$ (dex) of 3.83 ± 0.06 .

TABLE 8
AVERAGED MAGNITUDE, COLOR INDEXES AND β WITH THEIR UNCERTAINTIES IN PHASE
BINS AS A FUNCTION OF PHASE

Phase	V	$(b-y)$	m_1	c_1	β	σV	$\sigma (b-y)$	σm_1	σc_1	$\sigma \beta$	N
0.00	9.208	0.152	0.179	0.936	2.792	0.012	0.007	0.013	0.018	0.014	15
0.05	9.221	0.155	0.179	0.933	2.776	0.012	0.009	0.021	0.021	0.012	12
0.10	9.245	0.165	0.175	0.918	2.774	0.011	0.009	0.019	0.024	0.016	17
0.15	9.269	0.169	0.182	0.884	2.778	0.013	0.005	0.014	0.022	0.015	9
0.20	9.299	0.176	0.175	0.883	2.759	0.009	0.010	0.019	0.026	0.015	14
0.25	9.322	0.188	0.169	0.866	2.749	0.017	0.008	0.010	0.021	0.014	16
0.30	9.361	0.192	0.171	0.845	2.752	0.018	0.006	0.018	0.026	0.011	16
0.35	9.399	0.201	0.175	0.820	2.740	0.019	0.011	0.022	0.027	0.017	21
0.40	9.430	0.210	0.171	0.810	2.735	0.019	0.004	0.014	0.021	0.019	13
0.45	9.447	0.216	0.171	0.796	2.726	0.033	0.005	0.012	0.024	0.019	16
0.50	9.480	0.215	0.176	0.786	2.718	0.016	0.005	0.014	0.017	0.007	12
0.55	9.493	0.218	0.174	0.777	2.719	0.015	0.007	0.012	0.014	0.017	11
0.60	9.481	0.214	0.180	0.777	2.725	0.019	0.007	0.017	0.023	0.020	13
0.65	9.460	0.210	0.177	0.783	2.736	0.022	0.008	0.015	0.016	0.009	13
0.70	9.438	0.194	0.187	0.776	2.743	0.025	0.011	0.022	0.026	0.026	9
0.75	9.372	0.189	0.175	0.806	2.751	0.021	0.007	0.015	0.020	0.019	11
0.80	9.314	0.178	0.175	0.832	2.760	0.025	0.009	0.012	0.028	0.014	22
0.85	9.241	0.163	0.176	0.872	2.784	0.021	0.009	0.017	0.036	0.014	26
0.90	9.209	0.151	0.187	0.895	2.792	0.015	0.008	0.017	0.030	0.020	35
0.95	9.203	0.145	0.187	0.925	2.796	0.014	0.008	0.016	0.020	0.017	33

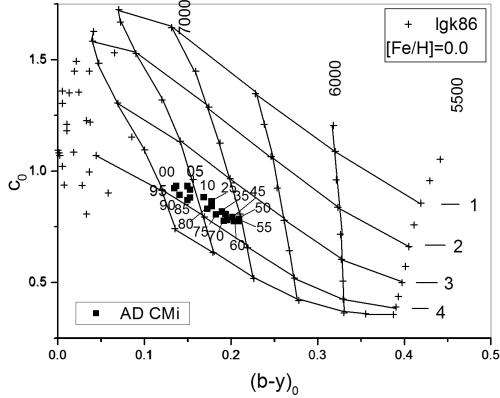


Fig. 10. Position of the unreddened color indexes of AD CMi in the theoretical models of LGK86. Phase is indicated in integers.

The values we obtained are presented below and the results are equal since the same $uvby - \beta$ pho-

tometry was considered and the same analysis was done, however, thirty years later with an extended time basis. A comparison between the photometric, the unreddened indexes c_0 and $(b-y)_0$ obtained for the star with the models allowed us to determine the effective temperature T_e and the surface gravity $\log g$ (Figure 10). Table 9 lists these values. Column 1 shows the phase, columns 2 the reddening; columns 3 to 5 the unreddened indexes and β . Figure 10 shows the position of the unreddened color indexes of AD CMi in the theoretical models of LGK86. Phase is indicated in integers. Subsequent columns present the unreddened magnitude, the absolute magnitude, the distance modulus, the distance in parsecs and the effective temperature from the LGK86 plot. Column 12 lists the effective temperature obtained from the theoretical relation reported by Rodriguez (1989) based on a relation from Petersen & Jorgensen (1972, hereinafter P&J72) $T_e = 6850 + 1250 \times (\beta - 2.684)/0.144$ for each value and averaged in the corresponding phase bin. In the final column the surface gravity $\log g$ from the plot is presented.

TABLE 9

$E(B - Y)$, COLOR INDEXES, DISTANCE, EFFECTIVE TEMPERATURE AND LOG G IN EACH BIN AS A FUNCTION OF PHASE

Phase	$E(b - y)$	$(b - y)_0$	m_0	c_0	β	V	Mv	DM	Dst pc	Te LGK86	Te P&J72	log g
0.01	0.015	0.137	0.184	0.933	2.792	9.14	1.24	7.9	381	7700	7788	3.75
0.05	0.005	0.150	0.181	0.932	2.776	9.20	1.02	8.2	432	7600	7649	3.6
0.10	0.012	0.153	0.179	0.916	2.774	9.19	1.13	8.1	410	7600	7631	3.7
0.15	0.016	0.153	0.187	0.881	2.778	9.20	1.49	7.7	348	7600	7666	3.8
0.20	0.007	0.169	0.177	0.882	2.759	9.27	1.22	8.1	407	7400	7501	3.6
0.25	0.010	0.178	0.172	0.864	2.749	9.28	1.23	8.1	407	7300	7414	3.6
0.30	0.014	0.178	0.175	0.842	2.752	9.30	1.46	7.8	369	7400	7440	3.6
0.35	0.011	0.190	0.178	0.818	2.740	9.35	1.52	7.8	368	7200	7336	3.6
0.40	0.016	0.194	0.176	0.807	2.735	9.36	1.49	7.9	375	7200	7293	3.6
0.45	0.014	0.202	0.175	0.793	2.726	9.38	1.41	8.0	394	7200	7215	3.5
0.50	0.005	0.210	0.177	0.785	2.718	9.46	1.30	8.2	429	7100	7145	3.5
0.55	0.008	0.210	0.177	0.775	2.719	9.46	1.41	8.1	407	7100	7154	3.5
0.60	0.010	0.204	0.183	0.775	2.725	9.44	1.55	7.9	377	7100	7206	3.5
0.65	0.014	0.196	0.181	0.780	2.736	9.40	1.76	7.6	338	7200	7301	3.6
0.70	0.002	0.192	0.188	0.776	2.743	9.43	1.96	7.5	312	7200	7362	3.8
0.75	0.006	0.183	0.177	0.805	2.751	9.34	1.80	7.5	323	7300	7432	3.8
0.80	0.005	0.173	0.177	0.831	2.760	9.29	1.69	7.6	331	7400	7510	3.8
0.85	0.013	0.150	0.180	0.869	2.784	9.18	1.69	7.5	315	7700	7718	3.9
0.90	0.010	0.141	0.190	0.893	2.792	9.17	1.61	7.6	325	7700	7788	3.9
0.95	0.010	0.135	0.190	0.923	2.796	9.16	1.40	7.8	357	7800	7822	3.8
average	0.010							7.8	370	7390	7468	3.7
σ	0.010							0.2	38	234	220	0.8
average	0.010							7.8	369	7200	7288	3.6
σ	0.005							0.2	37	106	94	0.1

4.2. Physical Parameters Conclusions

One of the major contributions of the present paper is the analysis of $wby - \beta$ photoelectric photometry with an extended time basis. From the $wby - \beta$ photometry we have obtained basically the same results as Rodriguez et al. (1988) but with a time span extended thirty years. This has proven the stability of the star.

5. CONCLUSIONS

New observations in $wby - \beta$ and CCD photometry were carried out at the San Pedro Mártir and Tonantzintla observatories, respectively, on the δ Scuti star AD CMI.

With respect to the study on the period stability on the star we have corroborated what Yang et al. (1992) postulated: that a quadratic fit was much better so the period was considered increasing at a rate of $(1.3 \pm 0.07) \times 10^{-8}$ days/year although they

could not fit the curve well with the observations in 1985 and 1986. We have accomplished this fitting with our results.

These new $wby - \beta$ data, combined with the previous data from Epstein et al. (1973) and Rodriguez et al. (1988), comprising a time span of 133,388 days served to determine reddening as well as the unreddened indexes utilizing Nissen's (1988) calibrations. Metallicity values were calculated for only two points when the star passed through spectral class F and these were also inferred from $wby - \beta$ photoelectric photometry plotting the unreddened values of $(b - y)_0$ and m_0 in the grids determined from the models of LGK86 for different metallicities for values of surface gravity equal 4. These comparisons served to discriminate among the theoretical models that have been developed by LGK86 for the most adequate metallicity value. Once this was estab-

lished the proper model of LGK86 provided the physical characteristics of the star $\log T_e$ and the surface gravity $\log g$. The effective temperature was also calculated through the theoretical relation (P&J72). The numerical values obtained by both methods gave similar results within the error bars, and give a good idea of the behavior of the star

In the present study we have demonstrated that AD CMi is pulsating with one stable varying period whose O-C residuals show a sinusoidal pattern compatible with a light-travel time effect. It is interesting to mention that in the excellent discussion of Templeton (2005), he states that: “In all cases except SZ Lyn, the period of the purported binarity is close to that of the duration of the (O-C) measurements, making it difficult to prove that the signal is truly sinusoidal. A sinusoidal interpretation is only reliable when multiple cycles are recorded, as in SZ Lyn. While the binary hypothesis is certainly possible in most of these cases, conclusive proof will not be available for years or even decades to come.”

Acknowledgements. We would like to thank the staff of the OAN at SPM and Tonantzintla for their assistance in securing the observations. To J. P. Ñauñay, of the Yachay Tech. University, Ecuador for the obtention of some times of maximum light. This work was partially supported by the OAD of the IAU (ESAABEL), PAPIIT IN106615, IG100620 and PAPIME PE113016. Proofreading was done by J. Miller. C. Guzmán, and F. Ruiz assisted us in the computing and B. Juárez and G. Pérez for the bibliographic help. All the students thank the IA for allotting the telescope time. Special thanks to A. Pani for the observations and discussions. We acknowledge the comments and suggestions of an anonymous referee that improved this paper. We have made use of the Simbad databases operated at CDS, Strasbourg, France; NASA ADS Astronomy Query Form.

REFERENCES

- Abhyankar, K. D., 1959 ApJ 130,834
 Anderson, L. R. and McNamara, D. H., 1960 PASP 72, 506
 Antoci, V., Cunha, M. S. et al. 2019 MNRAS 490, 4040
 Balona, L. A. & Stobie, R. S., 1983 South Afr. Astron. Obs. Circ., Vol. 7, p. 19
 Barcelo Forteza, S. Moya, A., Barrado, D., Solano, E., Martin-Ruiz, S., Suarez, J.C., & Garcia-Hernandez, A: 2020 AA 638, DOI: 10.1051/0004-6361/201937262
 Bowman, D. M. & Kurtz, D.W. 2018 MNRAS 476,3169
 Collins, K. & Kielkopf, 2012 AstroImageJ
 Le Contel, J. M.; Valtier, J. C.; Sareyan, J. P.; Baglin, A.; & Zribi, G. 1974 AAS 1, 115
 Dean, J. F., Cousins, W. J. et al. 1977 MmRAS 83, 69D
 Eggen, O. J., Astrom. J. 62,14,1957.
 Epstein, I., de Epstein, A. E. Abraham, 1973 AJ 78, 83
 Garrido, R. & Poretti E. 2004 ASP Conference Series 310, 470. D.W. Kurtz K. & Pollard eds.
 Guzik, J.A., Garcia, J.A. & Jackiewicz, J. 2019 ASPSc DOI: 10.3389/fspas.2019.00040
 Handler, G. Kurta, D.W., Rappaport, S. A. et al. 2020 Nature Astronomy 4, 684
 Hoffmeister, C. 1934, A.N., 253, 195.
 Houk, N. & Swift, C. 1999, MSS, Vol 5.
 Jayasinghe, T., Stanek, K. Z. et al. 2020 MNRAS DOI:10.1093/mnras/staa499
 Kilambi, G. C. & Rahman, A. 1993 Bull. Astron. Soc. India 21,47
 Khokhuntod, Pongsak, Fu, Jiang-Ning, Boonyatar, Chayan, 2007 ChJAA 7, 421
 Lenz, P. & Breger, M., 2005 Comm. in Asteroseismology 146, 53
 Lester, J.B., Gray, R.O. & Kurucz, R.I. 1986, ApJ, 61, 509 (LGK86)
 McNamara, D. 1997, PASP, 109, 1221
 Meakes, M., Wallerstein, G. & Opalko, J.F. 1991, AJ 101, 1795
 Millis, R. L. 1966 IBVS 137
 Millis, R. L. 1968 An Investigation of the Delta Scuti Stars. Thesis (PH.D.)—THE UNIVERSITY OF WISCONSIN - MADISON, 1968.
 Murphy, S. J., Hey, D., Van Reeth, T. and Bedding, T. R. 2019 MNRAS 485, 2380
 Nissen, P. 1988, A&A, 199, 146
 Olsen. E. H., 1983, A&A, 54, 55
 Peña, J. H., & Sareyan, J. P. 2006 RMexAA 42, 179
 Peña, J. H., Sareyan, P., Cervantes-Sodi, B. et al., 2007 RMexAA 43, 217
 Peña, J. H., & Martinez, A. 2014 RMexAA 50, 119
 Peña, J. H., Piña D. S., Rentería, A., et al., 2018 RMxAA54, 85
 Peña, J. H., J. Calderón & Piña D. S, 2019 RMxAA 55, 203-209.
 Petersen, J. O. & Jorgensen, H. E. 1972 A&A 17, 367
 Pojmanski, G., Pilecki, B., & Szczygiel, D., 2005, Acta Astronomica 55, 275.
 Pongsak
 Rodriguez, E., Rolland, & A., López de Coca, P. 1988 RMxAA 16, 7-12, 1988RMxAA...16...7R.
 Rodríguez, E., Rolland, A., López de Coca, P. 1990 IBVS 3427, 1990 IBVS 3427
 Rodríguez, E., López-Gonzalez, M. J., & López de Coca, P. 2000 ASPConference Series 210, 2000 Greger, M. & Montgomery, M. H., Eds
 Shobbrook., R.R. 1984, MNRAS, 211 659
 Templeton, M. R., 2005, JAAVSO, 34
 Zessewitsch, B. P. 1950, Astro. Circ. USSR, 100, 18
 Ziaali, E., Bedding, T. R., Murphy, S. J. Van Reeth, T. Hey, D. R. 2019; MNRAS 486, 4348