



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

CENTRO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

FACULTAD DE CIENCIAS

INSTITUTO DE CIENCIAS NUCLEARES

DIVISIÓN DE ESTUDIOS DE POSGRADO

**“PARÁMETROS FÍSICOS DE ESTRELLAS RR
LYRAE EN EL CÚMULO GLOBULAR NGC 5466”**

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADÉMICO DE

MAESTRA EN CIENCIAS (ASTRONOMÍA)

P R E S E N T A

VICTORIA ROJAS LÓPEZ



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.



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

CENTRO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

FACULTAD DE CIENCIAS

INSTITUTO DE CIENCIAS NUCLEARES

DIVISIÓN DE ESTUDIOS DE POSGRADO

**“PARÁMETROS FÍSICOS DE ESTRELLAS RR
LYRAE EN EL CÚMULO GLOBULAR NGC 5466”**

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADÉMICO DE

MAESTRA EN CIENCIAS (ASTRONOMÍA)

P R E S E N T A

VICTORIA ROJAS LÓPEZ

DIRECTOR DE TESIS :

ARMANDO ARELLANO FERRO

... DEDICADO A MIS PADRES

Agradecimientos:

Agradezco a mis padres y hermanos que me han proporcionado todo para levantarme cada día, seguir y teminar mis propósitos.

Al Dr. Armando Arellano Ferro, por dirigir mi trabajo de tesis y enseñarme gran parte de lo que sé hasta ahora de astronomía observacional.

A la Dra. Sunetra Giridhar, por poner a nuestra disposición las observaciones del Himalayan Chandra Telescope (HCT) del Indian Astronomical Observatory (IAO), y en el Observatorio Vainu Bappu (VBO) en Kavalur, ambos en la India.

Al Dr. Daniel Martyn Bramich, por poner a nuestra disposición el paquete de reducción DANDIA, el cual nos ha sido de gran utilidad para procesar muchas imágenes simultáneamente.

Agradezco a los sinodales asignados a leer y hacer sugerencias a este trabajo: al Dr. Alejandro Ruelas Mayorga, al M. en C. José Peña Saint Martin, al Dr. Armando Arellano Ferro, al Dr. Arcadio Poveda Ricalde y al Dr. Klaus Peter Shroeder.

Al M. en C. Juan Antonio Juárez Jiménez por la ayuda que nos brindó asesorando algunas instalaciones del paquete de reducción DANDIA y en los problemas presentados en cómputo.

A mi amiga, la Dra. Bárbara Pichardo Silva, por haberme apoyado de manera económica y moral durante los cursos y durante esta importante etapa de mi preparación.

Agradezco además al Dr. Salvador Curiel porque todo lo que fui aprendiendo bajo su tutoría, desde la tesis de licenciatura y los cursos de maestría.

Gracias a mi comité Tutorial, el M. en C. José H. Peña Saint Martin, el Dr. Armando Arellano Ferro y el Dr. José A. de Diego Onsurbe, que me han sabido sugerir y ayudado a tomar decisiones para finalizar este trabajo e iniciar nuevos planes.

También agradezco a todos los profesores que me tuvieron la paciencia en la etapa de atender a sus materias.

Agradezco al Lic. Fernando G. Dueñas Anaya, por haberme ayudado a realizar algunas imágenes que permiten que esta tesis tenga mejor claridad. También le agradezco el haber estado ahí durante estos últimos meses, auxiliándome incondicionalmente. Sus sabios consejos y su gran amistad.

Además agradezco al departamento de cómputo por auxiliarme en los momentos que he necesitado.

Agradezco enormemente a la UNAM por haberme apoyado por medio del proyecto de investigación de DGAPA-UNAM: IN110102.

Agradezco al CONACyT por haberme apoyado con beca durante dos años de mis cursos de maestría en el Instituto de Astronomía (UNAM).

Un sincero agradecimiento al Instituto de Astronomía, a sus secretarios, técnicos y administrativos que me han permitido permanecer como estudiante asociado.

RESUMEN

Se presenta la fotometría CCD de estrellas RR Lyrae del cúmulo globular NGC 5466. Esta fotometría se efectuó de manera diferencial por el método de sustracción de imágenes (Bramich et al. 2005). Las estrellas RR Lyrae del cúmulo NGC 5466 han sido poco estudiadas. La calidad de las curvas de luz obtenidas con este método permite la descomposición de Fourier y su uso para la determinación de parámetros físicos, la identificación de nuevas variables y la detección del efecto Blazhko en algunos casos. En este trabajo presentamos los parámetros de relevancia evolutiva para las estrellas RR Lyrae tipos ab y c, calculados a través de calibraciones semiempíricas de los parámetros de Fourier. La distancia y metalicidad medias encontradas para NGC 5466 son: $D = 14.63 \pm 0.45$ kpc y $[Fe/H] = -1.72 \pm 0.19$. La comparación de los parámetros físicos de las estrellas RR Lyrae de éste cúmulo con las de otros cúmulos estudiados por la misma técnica, conduce a calibraciones empíricas de la masa, la temperatura, la luminosidad y la magnitud absoluta de las estrellas RR Lyrae como función de la metalicidad media del cúmulo y apunta hacia el origen de la dicotomía entre los cúmulos del tipo Oosterhoff I y II como una consecuencia de la edad del cúmulo.

Índice general

1. INTRODUCCIÓN	1
1.1. PERSPECTIVA GENERAL DE LOS CÚMULOS GLOBULARES	1
1.2. CONTENIDO DE METALES DEL MATERIAL GALÁCTICO	4
1.3. GRADIENTE GALÁCTICO DE METALICIDAD SEGÚN LOS CÚMULOS GLOBULARES	5
1.4. ESTRELLAS RR LYRAE COMO INDICADORES DE PROPIEDADES DE CÚMULO.	8
1.4.1. Grupos de Oosterhoff	12
1.4.2. Dicotomía entre la masa y la metalicidad de estrellas RR Lyrae en la Rama Horizontal	13
1.5. EL CÚMULO NGC 5466	14
2. OBSERVACIONES Y REDUCCIÓN DE DATOS	17
2.1. OBSERVACIONES DEL HCT	17
2.2. OBSERVACIONES DEL VBO (KAVALUR)	18
2.3. OBSERVACIONES DE SAN PEDRO MÁRTIR	18
2.4. DANDIA: UN PAQUETE DE REDUCCIÓN DE DATOS CON FOTOMETRÍA DIFERENCIAL	20
2.5. TRANSFORMACIÓN AL SISTEMA ESTÁNDAR	24
2.5.1. Evaluación de las transformaciones al sistema estándar	27
3. LAS ESTRELLAS RR LYRAE Y OTRAS VARIABLES EN NGC 5466	33
3.1. INTRODUCCIÓN	33
3.2. OBTENCIÓN DE CURVAS DE LUZ	34
3.2.1. Redeterminación del período	35
3.3. NOTAS SOBRE ESTRELLAS INDIVIDUALES	36
3.4. BÚSQUEDA DE NUEVAS VARIABLES	51
3.5. VARIABLES NUEVAS	56

3.5.1. Estrellas SX Phoenicis	60
3.6. CANDIDATAS A VARIABLES	61
3.7. Cociente de variables RR Lyrae	64
4. DESCOMPOSICIÓN DE FOURIER Y PARÁMETROS FÍSICOS	67
4.1. CALIBRACIONES EMPÍRICAS DE PARÁMETROS FÍSICOS	67
4.2. DESCOMPOSICIÓN DE FOURIER DE LAS CURVAS DE LUZ	71
4.3. PARÁMETROS FÍSICOS	72
4.4. LA METALICIDAD Y LA DISTANCIA DE NGC 5466	75
4.5. CORRELACIONES ENTRE LOS PARÁMETROS FÍSICOS DE CÚMULOS GLOBULARES	76
5. CONCLUSIONES	81
A. BITACORA DE FOTOMETRÍA DIFERENCIAL, USANDO EL PAQUETE DE REDUCCIÓN DANDIA	91

1 INTRODUCCIÓN

1.1. PERSPECTIVA GENERAL DE LOS CÚMULOS GLOBULARES

Los cúmulos globulares son sistemas ricos en estrellas, su distribución tiene simetría esférica en torno al centro galáctico y hasta regiones remotas en el halo. Estos sistemas contienen típicamente cientos de miles de estrellas dentro de un volumen entre treinta mil y quinientos mil parsecs cúbicos. Los cúmulos globulares tienen densidades de estrellas de entre 10^2 y 10^4 estrellas/pc³ cerca del centro. Son dinámicamente estables y de larga vida. Un cúmulo globular contiene estrellas de población II, o estrellas pobres en metales en su mayoría. Los perfiles radiales de densidad de estrellas de los cúmulos globulares muestran grados que difieren en la concentración central, que Shapley & Sawyer (1927) clasificaron en “Clases de Concentración”, designadas con números romanos I,II,...,XII. En esta clasificación, los cúmulos de clase I tienen el grado más alto de concentración, y la clase XII la más baja. Los cúmulos se encuentran con una frecuencia similar en las doce clases.

La magnitud aparente total de un cúmulo se obtiene de las mediciones de brillo superficial. Si podemos estimar la absorción interestelar y el módulo de distancia del cúmulo, entonces, de la magnitud aparente integrada podemos derivar una magnitud absoluta integrada $(M_V)_o$. Típicamente, $-10 < (M_V)_o < -5$. La distribución de las magnitudes absolutas de cúmulos globulares muestran un pico a $(M_V)_o \simeq -8.5$, con un ancho medio de cerca de ± 1 mag. El cociente de masa-luminosidad (en unidades solares) de cúmulos globulares es del orden de 1 (Illingworth 1976). De aquí se encontró que la masa típica de un cúmulo globular es del orden de $2 \times 10^5 M_\odot$.

La edad de los cúmulos globulares puede ser inferida gracias a que estrellas de distintas masas, tienen distintos colores, distintas luminosidades y distintos tiempos de vida. Las estrellas pasan la mayor parte de su vida produciendo energía al transformar hidrógeno en helio. El núcleo de una estrella amarilla como el Sol vive aproximadamente diez mil millones de años, de esta manera, estrellas azules, con masas diez veces superiores, viven “tan solo”

entre diez y cincuenta millones de años, mientras que las estrellas menos masivas, de color rojo, tienen un tiempo de vida superior al del Sol. En prácticamente todos los cúmulos globulares, donde las estrellas se formaron aproximadamente al mismo tiempo, podemos apreciar la carencia de estrellas azules: el cúmulo ha vivido por un tiempo suficientemente largo para que las estrellas más masivas, más azules y de vida más corta, hayan agotado su hidrógeno. De hecho, de las estrellas que todavía siguen empleando hidrógeno, son las que nos indican la edad del cúmulo, es decir aquellas en el "punto de salida" de la secuencia principal. En muchos casos, ya no hay siquiera estrellas quemando hidrógeno y que sean tanto o más azules que el Sol, lo cual nos dice que estos cúmulos tienen al menos unos diez mil millones de años de edad. De hecho los cúmulos globulares, los cuasares y muchas galaxias resultan ser los objetos más viejos del Universo.

Los cúmulos globulares y galaxias enanas son los sistemas estelares más simples y numerosos que existen, de allí su importancia para reconstruir la evolución dinámica y química que han experimentado las galaxias a lo largo de la historia del Universo. Tanto los cúmulos globulares como las galaxias enanas han sido considerados los componentes básicos en la formación de galaxias de mayor tamaño, y, a la vez, como posibles subproductos de colisiones o "mergers" (mezclas) de éstas. La conexión de estos dos tipos de objetos se extiende a sus poblaciones estelares: ambos tipos de sistemas están compuestos de estrellas viejas y moderadamente pobres en elementos pesados. Los cúmulos globulares más viejos tienen edades de por lo menos unos 12 (tal vez 15) Giga años (Ga), valores que están en aparente conflicto con la edad estimada para el Universo, de entre 9 y 12 Ga (Chaboyer et al. 1996; Sarajedini et al. 1997).

Sin embargo, al comparar la edad del Universo con la de las estrellas en cúmulos globulares debemos recordar la incertidumbre en la edad de estas estrellas. Chaboyer (1995), ha demostrado que el cálculo de las edades de las estrellas en cúmulos globulares puede alcanzar errores hasta del 25%. Los factores que dominan este error son la imprecisión con la que se conoce el mecanismo de transporte de energía por convección en la estrella y los errores en la determinación de la distancia a estas estrellas.

Usando cúmulos globulares, Chaboyer et al. (1996) han encontrado que la edad del Universo es mayor que 12 Ga con un 95% de confianza y afirman que la edad es proporcional al inverso de la luminosidad de las estrellas RR Lyrae (L^{-1}) que son usadas para determinar la distancia al cúmulo globular. Sarajedini et al. (1997) da una estimación de 14.6 ± 1.3 Ga para la edad de los cúmulos globulares. Pero recientemente los resultados de Hipparcos muestran que los cúmulos globulares están más lejos de lo que previamente se pensaba, por lo que sus estrellas son más luminosas. Gratton et al. (1997) calculan edades entre 11 y 13 Ga, y Sarajedini et al. (1997) deducen 11.5 ± 1.7 Ga para la edad media de los cúmulos

TABLA 1.1: Resultados del Key Project de H_0 .

Método	H_0
Virgo	80 ± 17
Coma via Virgo	77 ± 16
Fornax	72 ± 18
Local	70 ± 8
JT clusters	72 ± 8
SN Ia	67 ± 8
Tully-Fisher	73 ± 7
SN II	73 ± 7
promedio	73 ± 6
Errores sistemáticos	$\pm 4 \pm 4 \pm 5 \pm 2$
	(LMC) ([Fe/H]) (global) (fotométrico)

globulares más viejos. Es evidente sin embargo que la edad del Universo depende del valor de la constante de Hubble H_0 . Los valores de esta constante que se han medido usando distintos métodos y los resultados se agrupan en valores altos entre 70 y 80 (km/s)/Mpc (por ejemplo Liu & Graham, 2001 usando fluctuaciones de brillo superficial, es decir, en galaxias muy lejanas estiman la distancia a éstas usando fluctuaciones estadísticas en el número de estrellas por pixel en un CCD; Harris et al. (1998) usando las estrellas gigantes rojas más brillantes en galaxias y grupos de galaxias; Madore et al. (1998) usando cefeidas en galaxias y grupos de galaxias cercanos; Schmidt et al. (1994) usando supernovas de tipo II).

Freedman et al. (1994a, b); Kennicutt, Freedman & Mould (1995) usaron el Hubble Space Telescope Key Project, el cual ha sido diseñado para usar variables cefeidas para determinar distancias principales a una muestra representativa de galaxias en el campo, en pequeños grupos y en cúmulos mayores. En Freedman, Kennicutt & Madore (1997), Mould et al. (1997), y Madore et al. (1997), reportaron el resultado de $H_0 = 73 \pm 10$ km/sec/Mpc. En la **Tabla 1.1** se muestra un resumen de los resultados del Key Project de H_0 .

Los valores bajos entre 50 y menos de 70 (km/s)/Mpc (por ejemplo Sandage & Tammann 1996 y Riest et al. 1996 usando supernovas tipo Ia; Falco et al. 1997, Kochanck 2002 y Fassnacht et al. 2002, usando Lentes gravitacionales). Las edades del Universo resultantes de estos dos grupos serían de 11 a 13 Ga para el primero y de 14 a 18 Ga para el segundo grupo.

Por lo tanto, el conflicto entre las edades de los cúmulos globulares y del Universo es sólo aparente y se debe posiblemente a las grandes incertidumbres en las determinaciones de esas edades.

1.2. CONTENIDO DE METALES DEL MATERIAL GALÁCTICO

Los estudios de los movimientos de estrellas en la Vía Láctea han revelado que las órbitas de estrellas que se mueven en el plano galáctico son casi circulares. Estas estrellas son en su mayoría jóvenes, de edades por mucho de algunos cientos de millones de años. Estas estrellas contienen una gran cantidad de elementos pesados, cerca del 2 a 4%. El material interestelar similarmente se mueve en el plano galáctico en órbitas casi circulares. En base a sus movimientos y su composición química, al medio interestelar y a las estrellas más jóvenes se le conoce como Población I. Por otro lado, fuera del plano de la Galaxia el halo se extiende casi esféricamente simétrico 50 kpc hacia afuera y más allá. La densidad de estrellas es la más grande cerca del centro galáctico y va disminuyendo hacia afuera. El halo contiene muy poca materia interestelar, y sus estrellas son viejas, quizá de más de 15 Ga, esas estrellas son además muy pobres en metales. Sus órbitas pueden ser muy excéntricas y no muestran preferencia para el plano galáctico. En base a estos criterios uno define las estrellas de Población II. Una población II típica es el conjunto formado por los cúmulos globulares, las estrellas RR Lyrae y las W Virgins.

En el intervalo entre el colapso del halo inicial y el asentamiento de material en el disco podría haber tiempo para un aumento sustancial de material enriquecido por la nucleosíntesis en el interior de las estrellas y la eventual contaminación en el medio interestelar a través de vientos estelares, explosiones de supernovas y pérdida de masa de estrellas evolucionadas. El material enriquecido se concentra gradualmente en el disco, donde se forman estrellas ricas en metales, o Población I.

La metalicidad aumentó cerca de un factor de 3 durante los 10^{10} años de vida del disco. También el helio (Y) muestra un enriquecimiento temporal. A pesar de las incertidumbres en las estimaciones del contenido de Helio (Y), para la componente esferoidal es $Y \sim 0.22-0.25$, mientras en la componente del disco $Y \sim 0.28$. Por lo tanto, el gradiente galactocéntrico de metales podría ser un indicador, en principio, de la edad de los sistemas estelares o gaseosos de la Galaxia. Algo de enriquecimiento del helio del material interestelar en el disco ha resultado de la nucleosíntesis estelar. Sin embargo el modelo de formación del halo galáctico de Eggen, Lynden-Bell & Sandage (1962); Sandage (1990, de aquí en adelante ELS) plantea que la formación de los cúmulos globulares ocurrió en poco tiempo y por lo tanto la dispersión de edades de los cúmulos es pequeña, 4 Ga y no se espera una correlación entre la edad y la metalicidad con la distancia galactocéntrica (Richer et al. 1996). Un modelo alternativo es el de Searle & Zinn (1978, de aquí en adelante SZ) en el que el halo se habría formado en fragmentos de historias de formación estelar y nucleosíntesis

muy diversas. Esto, mas la evidencia de acreción de cúmulos jóvenes de la galaxia enana Sagitario sobre la Vía Láctea (Lin & Richer 1992; Ibata et al. 1994; Da costa & Armandroff 1995), produciría un mayor rango de edades en los cúmulos globulares, principalmente en las regiones más externas y tampoco predice un gradiente galactocéntrico de valores y metalicidades. La ausencia de estos gradientes ha sido demostrada recientemente por Richer et al. (1996) para 36 cúmulos globulares. En la siguiente sección discutiremos este punto usando la muestra de Harris (1999) para 148 cúmulos globulares. También es posible que la dinámica de sistemas estelares, haya borrado trazas de un posible gradiente.

1.3. GRADIENTE GALÁCTICO DE METALICIDAD SEGÚN LOS CÚMULOS GLOBULARES

En principio, el método fundamental para determinar el módulo de distancia de un cúmulo globular, y por tanto, la calibración de la magnitud absoluta de estrellas del cúmulo, está basado en el ajuste de la *secuencia principal*. Debido a que los cúmulos globulares se localizan a grandes distancias, sus estrellas de la secuencia principal son de magnitudes aparentes extremadamente débiles.

En la década de los 90, las estrellas RR Lyrae, también conocidas como variables de cúmulo, empezaron a ser objeto de especial atención debido a su papel en la determinación de la escala de distancias cósmicas. Saha et al. (1992) discute y resume en su trabajo el uso de las RR Lyrae para encontrar el módulo de distancia a galaxias externas, y da valores distintos a los obtenidos empleando cefeidas clásicas. Por ejemplo la distancia encontrada a la Gran Nube de Magallanes empleando RR Lyraes es 0.3 veces más pequeña que la encontrada empleando cefeidas, y la distancia a M31 es un factor de 0.1 más pequeña.

Simon & Clement (1993) proponen un nueva forma de determinar el módulo de distancia, basada en los parámetros de Fourier obtenidos de la descomposición en armónicos de la curva de luz de estrellas RR Lyrae. Este método ha sido empleado en numerosos estudios posteriores para varios cúmulos (Kaluzny et al. 2000 para M5; Clement & Shelton 1997, para NGC 6171; Arellano Ferro et al. 2004 para NGC 4147, Walker 1998 para NGC 1851). Una lista más completa se puede ver en las notas de las **Tablas 4.5** y **4.6** de este trabajo. El indicador tradicional de distancia para sistemas estelares de Población II, es la magnitud de variables RR Lyrae; por esta razón, varias investigaciones teóricas y observacionales han sido dedicadas a la determinación de la magnitud absoluta de la rama horizontal, donde residen las estrellas RR Lyraes (Bono, Castellani & Marconi 2000; Clement et al. 2001).

Varias determinaciones de la relación $M_V(RR) - [Fe/H]$ las podemos encontrar en los trabajos de Caputo (1997); Gratton (1998); Cassisi, De Santis & Piersimoni (2001); Benedict et al. (2002), donde se discuten los problemas específicos para la determinación de la pendiente y el punto cero de dicha correlación.

Un problema difícil de resolver es la determinación de la metalicidad de cúmulos globulares porque al ser lejanos sus estrellas son débiles y una determinación precisa por medios espectrocópicos es difícil, incluso ahora con telescopios más grandes, espectrógrafos más eficientes y detectores más sensibles.

Entre los trabajos donde se han determinado espectroscópicamente composiciones químicas de estrellas gigantes en cúmulos globulares están por ejemplo, Armandroff & Da Costa (1991); Armandroff et al. (1992); Armosky et al. (1994); Beers et al. (1990); Brown & Wallerstein (1992); Caldwell & Dickens (1988); Clementini et al. (1994) (y muchos otros listados en la compilación de Harris 1999).

VandenBerg (1985) y Janes (1988) encontraron que los cúmulos abiertos (en el disco galáctico) más viejos pueden ser sólo unos pocos Ga más jóvenes que algunos cúmulos globulares. Como algunos de los cúmulos abiertos más viejos son relativamente pobres en metales ($[Fe/H] \sim -0.5$), esto hace una conexión entre estos y los cúmulos globulares más ricos en metales (también llamados globulares del disco); esto debería dar información sobre la estructura y la evolución de la Galaxia (Bergbusch et al. 1991).

Zinn (1985) dividió a los cúmulos globulares en dos grupos: *Los cúmulos globulares del halo y los cúmulos globulares del disco*. Los cúmulos globulares del disco tienen propiedades muy similares a los cúmulos galácticos del disco delgado y por lo tanto el estudio de estos cúmulos nos permite obtener información sobre la cronología de la formación del disco galáctico y aclarar la relación entre los diferentes componentes de la Galaxia.

La **Tabla 1.2** resume algunas características físicas de las componentes estelares y de los cúmulos globulares en el halo y disco galácticos (Zinn 1990). Los globulares del disco se encuentran a distancias perpendiculares al plano galáctico $Z \leq 3.5$ kpc; su máxima distancia desde el centro galáctico es de 6 kpc. El valor de la metalicidad que parece dividir a los cúmulos del disco de los del halo es aproximadamente de $[Fe/H] \sim -0.8$ (ver **Figura 1.1**). A diferencia de los globulares del disco, los cúmulos del halo se distribuyen en todo volumen de la Galaxia y se encuentran tanto en el disco y cerca del centro galáctico como alejados del centro galáctico a más de 100 kpc (Grundahl 1996).

Debido a su localización cercana al disco, los globulares del disco son objetos muy difíciles de estudiar, puesto que un alto grado de estrellas de campo contaminan su campo de observación y la mayoría de ellos están también muy enrojecidos.

TABLA 1.2: Metalicidades y velocidades de rotación típicas para los sistemas del halo y del disco. Datos tomados de Zinn (1990).

	halo Estrellas	halo Cúmulos	disco delgado Estrellas	disco delgado Cúmulos
$\langle [Fe/H] \rangle \sim$	-1.7	-1.6	-0.5	-0.5
V_{rot} (km/s)	30 ± 10	43 ± 29	180 ± 10	193 ± 29

El esquema de formación de la Galaxia como resultado del colapso gravitacional de una gran nube intergaláctica implica la existencia de un gradiente químico donde los objetos más jóvenes y más cercanos al disco presentan un mayor contenido de metales por haber sido formados a partir de material enriquecido. Como discutimos en la sección anterior los modelos de ELS y SZ no favorecen la existencia de un gradiente galactocéntrico. Sin embargo, evidencias de un gradiente químico en el disco galáctico han sido buscadas con distintos indicadores, siendo quizá los más notables las cefeidas clásicas, cuyas distancias pueden medirse con gran precisión y las nebulosas planetarias.

Giridhar (1985) estudió el gradiente químico por medio del análisis atmosférico en una muestra de cefeidas clásicas y concluye que existe un gradiente de abundancia radial para el hierro de $\frac{d[Fe/H]}{dr_{gc}} = -0.056 \pm 0.08$, para la región del disco galáctico entre 6.7 y 10.9 kpc del centro galáctico (suponiendo $r_{gc} = 8.5$ kpc para el Sol), este resultado se debe a que este tipo de estrellas son de población I y están en el disco y sus órbitas son circulares, y tendría que haber poca variación con los resultados, además de que a lo largo de su vida, tal vez no han completado muchas vueltas alrededor del centro de la Galaxia. Tomemos en cuenta que las cefeidas son mucho más jóvenes que el Sol y la posición en la que se encuentran es prácticamente la misma en la que se formaron, por lo que las cefeidas sí son todavía un posible indicador de gradiente.

Por otra parte, Peimbert & Serrano (1980) calcularon los cocientes de abundancias de He/H y O/H de nebulosas planetarias (NP) de tipo II, y resulta que son similares a las de regiones HII a distancias galactocéntricas comparables. Este resultado implica que las envolturas de las NP no se han enriquecido y que los cocientes pueden ser usados para conocer la abundancia de elementos primigenios. Las envolturas de las NP de tipo II sirven como traza de gradientes de composición química a lo largo del disco de la Galaxia, puesto que muestran el cociente de He/H con el que se formaron.

Intuitivamente, uno pensaría que los cúmulos globulares, al tener una gran distribución espacial en la Galaxia podrían dar una evidencia de dicho gradiente químico en el halo galáctico. Los modelos de formación ELS y SZ no favorecen dicho gradiente.

Para ver como están distribuidos los cúmulos globulares en términos de la metalicidad contra la distancia al centro de la Galaxia, hemos usado los datos de Harris (1999). En la **Figura 1.1** se muestra la gráfica de metalicidad vs. distancia al centro de la Galaxia de 148 cúmulos globulares.

La **Figura 1.2** es similar a la **Figura 1.1** pero para los cúmulos globulares que se encuentran a menos de 32 kpc del centro de la Galaxia. Los cúmulos más ricos en metales que $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.8$ constituyen el sistema del disco que rota y que es plano, con propiedades similares a las del disco delgado estelar (Zinn 1990), estos se muestran en la **Figura 1.1** como triángulos para distinguirlos de los cúmulos más pobres en metales (puntos). En esta muestra tenemos 111 cúmulos del halo y 37 cúmulos del disco. Es evidente que no hay una indicación de un gradiente químico. La razón para esto, además de lo que explican los modelos de formación ELS y SZ, es sin duda que la dinámica del sistema de cúmulos globulares ha borrado la evidencia del gradiente. Mientras que la edad típica de un cúmulo globular es del orden de 10 Ga los períodos de sus órbitas galactocéntricas son del orden de 10^8 a 10^9 años por lo que a lo largo de su vida los cúmulos pueden completar varias órbitas (por ejemplo, Dinescu et al. 1999). Durante la vida media de un cúmulo, éste alcanzará a darle algunas decenas de vueltas si estuviera más lejos del centro de la Galaxia y centenas de vueltas cuando esté más cercano al centro de la Galaxia (Allen et al. 2006). Este constante cambio en la distancia galactocéntrica ha borrado a lo largo de la historia galáctica cualquier evidencia de un gradiente químico que pudiera inferirse a partir de los cúmulos globulares.

En la **Figura 1.3** hemos graficado exclusivamente aquellos cúmulos globulares que han sido estudiados con la técnica de descomposición de Fourier. En este caso las distancias y las metalicidades fueron tomadas del catálogo de Harris (1999). Los valores empleados están enlistados en la **Tabla 1.3**. Tampoco hay evidencia de gradiente químico, y lo único notable en esta figura es la separación en metalicidades entre los dos tipos de Oosterhoff de los cúmulos globulares. Los Oosterhoff II que son más viejos muestran, como era de esperarse el menor contenido de metales.

1.4. ESTRELLAS RR LYRAE COMO INDICADORES DE PROPIEDADES DE CÚMULO.

Existen varios tipos de estrellas variables en cúmulos globulares; las “blue stragler”, SX Phoenicis, Miras (en cúmulos ricos en metales) y variables RV Tau, más las variables RR

TABLA 1.3: Lista de los cúmulos que han sido estudiados con la técnica de descomposición de Fourier, donde la distancia galactocéntrica y metalicidad son reportados en el catálogo de Harris (1999).

Cúmulo	Tipo Oo	Distancia (kpc)	[Fe/H]
NGC 6171	I	3.3	-0.80
NGC 4147	I	21.3	-1.22
NGC 1851	I	16.7	-1.22
M5	I	6.2	-1.24
M3	I	12.2	-1.44
NGC 6934	I	12.8	-1.53
NGC 6229	I	29.7	-1.40
M55	II	3.9	-1.81
M2	II	10.4	-1.54
M92	II	9.6	-1.87
M15	II	10.4	-1.99
M9	II	1.7	-1.72
NGC 2298	II	15.7	-1.85
M68	II	10.1	-2.06
NGC 5466	II	16.2	-1.75

Lyrae, en la rama horizontal y variables Cefeidas Tipo II. Entre las estrellas más notables de los cúmulos globulares están las RR Lyrae por su gran importancia en la estimación de las distancias a los cúmulos, al Centro Galáctico, y a otras galaxias en el Grupo Local. Las magnitudes absolutas de las RR Lyrae son también de importancia fundamental en la estimación de las edades absolutas y relativas de cúmulos globulares.

Las estrellas RR Lyrae se encuentran en la rama horizontal. En esta etapa evolutiva las estrellas están quemando helio en el núcleo e hidrógeno en un cascarón y desde ahí se preparan para el segundo ascenso importante en la evolución de una estrella a lo largo del diagrama H-R, hacia la rama asintótica. La rama horizontal atraviesa la franja de inestabilidad y es ahí donde las estrellas pulsan. Las RR Lyrae se encuentran pues, tanto en la rama horizontal como en la franja de inestabilidad. Por estar en la rama horizontal, su luminosidad varía poco con la temperatura efectiva, es decir es independiente del período de pulsación. Esto permite usarlas como indicadores de distancia. Existen RR Lyraes de campo que también tienen esas propiedades, pero aquellas contenidas en un cúmulo indican pues la distancia a ese sistema estelar.

Las variables de tipo RR Lyrae son estrellas gigantes de tipo espectral A-F que pulsan radialmente con períodos menores a un día y amplitudes de 0.2 a 2.0 mag. Existe una clase

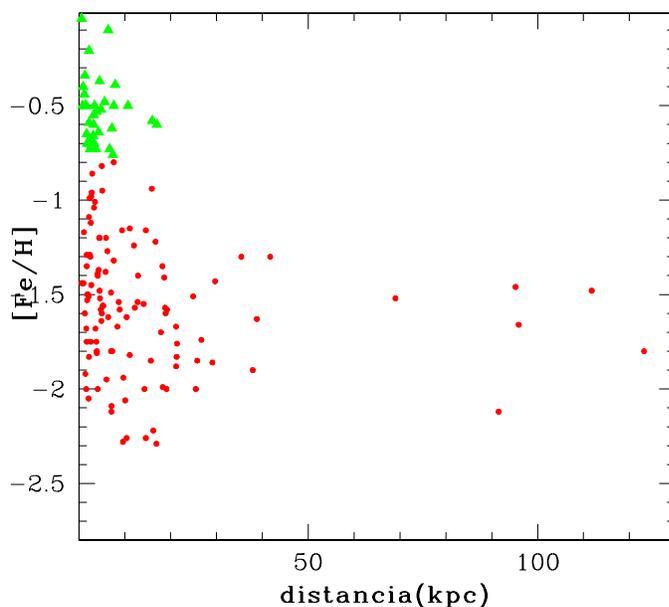


FIGURA 1.1: Metalicidad como función de la distancia desde el centro de la Galaxia hasta 130 kpc de 148 cúmulos globulares. Los datos de los cúmulos son los reportados en el catálogo de Harris 1999. Los triángulos son cúmulos globulares del disco.

de estrellas RR Lyrae que muestran efecto Blazhko, que consiste en la modulación de amplitud y fase del máximo brillo (Blazhko 1907). La curva de luz de una estrella con efecto Blazhko cambia periódicamente su forma sobre una escala de tiempo típica de decenas a cientos de días. La tasa de incidencia del efecto Blazhko entre estrellas RRab en la Galaxia es de 20-30 % (Szeidl 1988, Moskalik & Poretti 2002). Entre las estrellas RRc la incidencia es menor a 5 % (Kolenberg 2004).

Las estrellas RR Lyrae, son también llamadas variables de cúmulo, ya que éstas se encuentran en cúmulos globulares en su mayoría y son sumamente pobres en metales. Reciben su nombre de la estrella prototipo del grupo RR Lyrae, que varía su magnitud visual de 7.06 a 8.12 con un período de 0.56682326 días. Su variabilidad fue descubierta por Williamina Fleming en 1889, y en 1913 ya se habían descubierto más de 500. Actualmente se conocen unas 3000 (Clement et al. 2002).

Las estrellas RR Lyrae fueron clasificadas por Bailey en 1898 de acuerdo a las formas de sus curvas de luz en los tipos a, b y c. Las clases a y b han sido amalgamadas en una sola

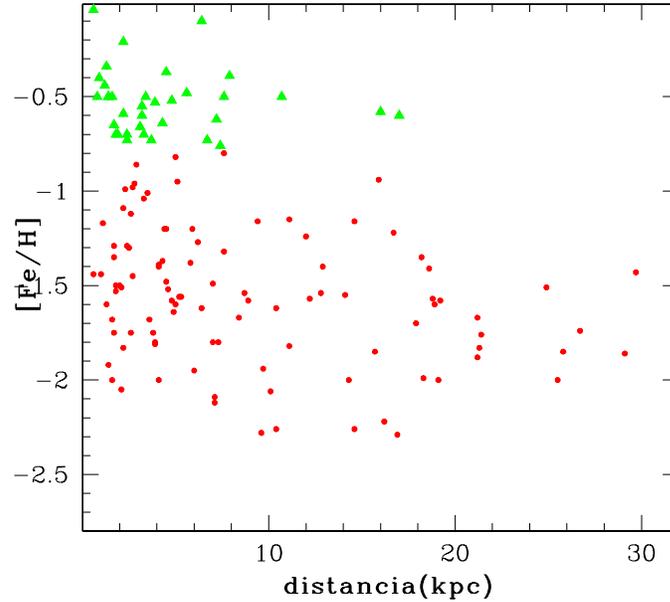


FIGURA 1.2: Similar a la Figura 1.1 para una distancia de 32 kpc.

clase RRab. Estas estrellas tienen curvas de luz asimétricas (como las cefeidas) con períodos $P_{ab} \geq 0.4$ días y un período promedio $P_{ab} \simeq 0.55$ días. En general estas estrellas tienen grandes amplitudes, $0.5 \leq \Delta m \leq 1.5$ mag, y pulsan en el modo fundamental. El bump en las curvas de luz de estrellas RRab, se cree que es una consecuencia de un fenómeno de onda de choque, aunque haya discusión entre los que argumentan que esto se debe a calentamiento por gas “infalling” y la reflexión de una onda de compresión en la frontera del núcleo (Gillet & Crowe 1988; Carney et al. 1992; Fokin & Gillet 1997). El bump es más prominente en las curvas de luz de las estrellas RRab con grandes amplitudes. En el caso de las RR Lyrae, que tienen una curva de luz modulada en un ciclo de Blazhko de 40 días, el bump es más intenso cuando la amplitud de la curva de luz es más grande Walraven (1949); Kolenberg et al. (2006).

Las variables RRC tienen curvas de luz simétricas (prácticamente sinusoidales) con amplitudes más pequeñas, $\Delta m \leq 0.5$ mag, y períodos más cortos, $P_c \leq 0.4$ días y un período promedio $P_c \simeq 0.3$ días. Estas estrellas pulsan en el primer sobretono.

Para las RR Lyrae que pulsan simultáneamente con dos períodos distintos, probablemente

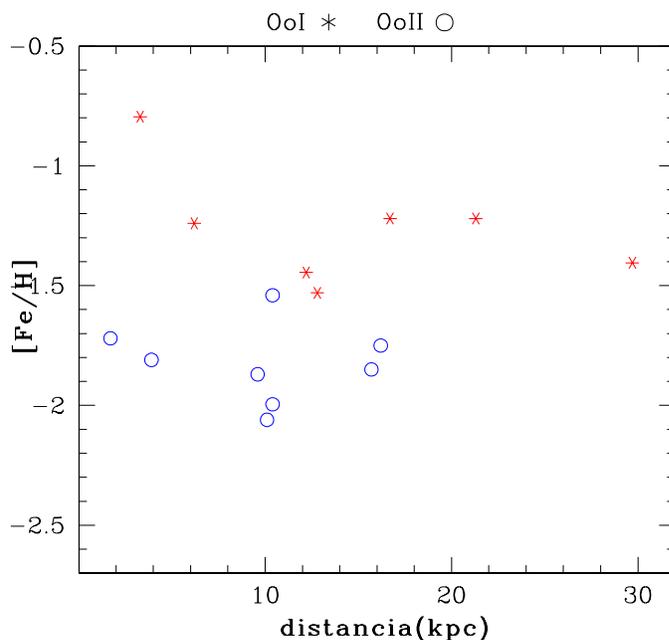


FIGURA 1.3: Metalicidad como función de la distancia al centro de la Galaxia de cúmulos globulares estudiados por la técnica de descomposición de Fourier. Los asteriscos simbolizan a los cúmulos del tipo Oosterhoff I y los círculos a los del tipo II.

en el modo fundamental y en el primer armónico se utiliza la denominación RRd, o RR Lyrae de doble modo, este tipo de estrellas es muy escaso.

La noción de que la forma de las curvas de luz producida por la pulsación de las estrellas está determinada por algunos parámetros físicos específicos data del trabajo de Walraven (1953) y por tanto es de esperarse que los parámetros físicos de relevancia estructural y evolutiva puedan determinarse con un análisis adecuado de la forma de las curvas de luz.

1.4.1. Grupos de Oosterhoff

En 1939, Oosterhoff mostró que según los períodos de sus RR Lyrae, existen dos grupos de cúmulos globulares distinguibles, hoy conocidos como grupos I y II de Oosterhoff. En el grupo I de Oosterhoff las RRab muestran períodos promedio de 0.55 días y las RRc de 0.32 días, mientras que el grupo II se muestran períodos más altos, alrededor de 0.64 y 0.36

días para las RRab y RRc respectivamente. Además, los cúmulos del grupo II presentan una tasa más alta de estrellas del tipo RRc respecto al total que los del grupo I.

Una primera explicación para esta separación entre los grupos I y II de Oosterhoff puede ser encontrada en la metalicidad del cúmulo. Los cúmulos globulares más pobres en metales son del grupo II de Oosterhoff, mientras que los cúmulos que presentan metalicidades intermedias son del tipo I de Oosterhoff. Van Albada y Baker (1973) proponen una teoría en este sentido: la mayoría de las estrellas de la rama horizontal pertenecientes a cúmulos de metalicidad intermedia comienzan su vida cerca de la banda de inestabilidad, lo que conlleva una evolución hacia mayores temperaturas, y cuando esta temperatura llega a ser suficientemente alta se podría accionar el modo fundamental de pulsación de las RRab, este podría ser el origen de los cúmulos del grupo I de Oosterhoff. Las estrellas de la rama horizontal de los cúmulos globulares pobres en metales comienzan su vida a altas temperaturas, y evolucionan a temperaturas menores, estas estrellas cruzan la banda de inestabilidad en diferente dirección que las anteriores, los cúmulos más pobres en metales tienen su rama horizontal más azul, y podrían formar un cúmulo del grupo II. Este efecto puede explicar la gran fracción de estrellas RRc en los cúmulos de grupo II.

El estudio homogéneo de estrellas RR Lyrae en algunos cúmulos globulares ha permitido inferir algunas tendencias generales para estos sistemas estelares como su distancia, su metalicidad y su relación con el tipo de Oosterhoff de cada cúmulo, la masa de sus estrellas RR Lyrae y la estructura de la rama horizontal. En el Capítulo 4 hablaremos con más detalle de estas tendencias.

1.4.2. Dicotomía entre la masa y la metalicidad de estrellas RR Lyrae en la Rama Horizontal

Cuando termina el quemado de helio en un cascarón en las últimas fases de la Rama de las Gigantes, las estrellas evolucionan hacia la Rama Horizontal, donde el núcleo se ha compactado y la temperatura ascendido hasta hacer posible el quemado de helio en el núcleo y el hidrógeno en un cascarón mas externo. En la RH y a medida que el cascarón activo de hidrógeno alimenta al núcleo de helio, agota la envolvente de hidrógeno, haciéndola menos masiva. La masa de la envolvente es por lo tanto una función de la edad de la estrella. Teóricamente se han hecho esfuerzos por entender el lugar donde una estrella inicia su evolución en la RH, es decir su color o temperatura efectiva.

Hay parámetros que evidentemente definen ese lugar, como son la masa de la estrella y su composición química. Los modelos evolutivos para estrellas de la rama horizontal muestran, sin embargo, una dicotomía entre la edad (es decir, la masa del manto estelar)

y la metalicidad: una estrella puede ser más azul tanto si tiene poca masa en su manto o si tiene una metalicidad menor. Es posible que esta dicotomía puede ser resuelta con el uso del período de las estrellas RR Lyrae de un cúmulo.

Por una parte, como sabemos, la densidad de masa media de una estrella es calculada haciendo el cociente entre su masa y su volumen. A su vez la masa de esta es la suma de la masa del núcleo (para estrellas RR Lyrae estaría compuesta de helio) y la masa de la envoltura (disminuyendo con la edad). Para calcular el volumen de la estrella el parámetro principal es el radio de ésta, y se calculará usando el valor de su luminosidad y temperatura efectiva a través de relaciones semiempíricas, como se verá más adelante en esta tesis.

Ahora, si queremos hallar el valor de la masa de la envoltura de la estrella de la relación anterior, esta quedaría en términos de la densidad promedio, de la masa del núcleo y de el radio de la estrella. Pero para una estrella que pulsa radialmente, como es el caso de las estrellas RR Lyrae, la densidad está asociada con el período a través de una constante de proporcionalidad más o menos bien determinada ($Q \sim 0.04$), Cox, 1980.

$$Q = P\sqrt{\bar{\rho}/\bar{\rho}_{\odot}} \quad (1.1)$$

De esta manera la masa de la envoltura de una estrella RR Lyrae se relaciona con su período y podemos ubicarla en la rama horizontal. Es decir, el análisis detallado de las curvas de luz de las estrellas RR Lyrae de cúmulos globulares puede ofrecer información fundamental para el desarrollo teórico de la evolución en esta etapa evolutiva.

1.5. EL CÚMULO NGC 5466

El cúmulo NGC 5466 (R.A.(2000)= $14^h05^m27^s.3$, DEC(2000)= $+28^{\circ}32'04''$). Fue descubierto por Shapley en 1930. Es un cúmulo globular de alta latitud galáctica ($l=42.15$ y $b=+73.59$), una distancia al disco $Z = 15.9$ kpc, tiene una estructura extremadamente abierta, y bien resuelta. La baja concentración de estrellas nos facilita hacer fotometría en el centro del cúmulo que es de clase de concentración XII y tipo espectral F5 (Buonanno et al. 1984). Es un cúmulo del tipo de Oosterhoff II. Harris (1999) da un valor de metalicidad del cúmulo $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.22$. Este cúmulo tiene una magnitud visual absoluta $M_V = -6.96$ mag y un radio del núcleo $r_c = 1.64$ minutos de arco, un radio (half-mass) $r_h = 2.25$ minutos de arco. Sin embargo este ha sido objeto de pocos estudios fotométricos en el pasado. Por ejemplo, Cuffey (1961) realizó fotometría PV en el campo del cúmulo que podemos ver en la **Figura 1.4**, obteniendo datos de 395 estrellas en el campo del cúmulo, de las cuales registró 18 estrellas RR Lyrae y la cefeida anómala V19 (una estrella más masiva que las cefeidas de población II por factores de 2-3), obteniendo el Diagrama Color Magnitud

de este cúmulo; Buonanno et al. (1984) realizaron fotometría BV, midiendo magnitudes y posiciones de todas las estrellas más brillantes a $B=19$ a una distancia de 5.5 minutos de arco desde el centro del cúmulo. Estos dos trabajos tienen datos de estrellas en el sistema estandar en el campo del cúmulo. Se utilizaron los resultados del segundo trabajo para hacer nuestra transformación al sistema estandar en el filtro V. Por otro lado, Corwin et al. (1999) presentaron fotometría CCD BV, curvas de luz y efemérides de 20 variables RR Lyrae y de una cefeida anómala en este cúmulo.

Se conocen varios tipos de estrellas variables en este cúmulo: nueve estrellas SX Phoenicis

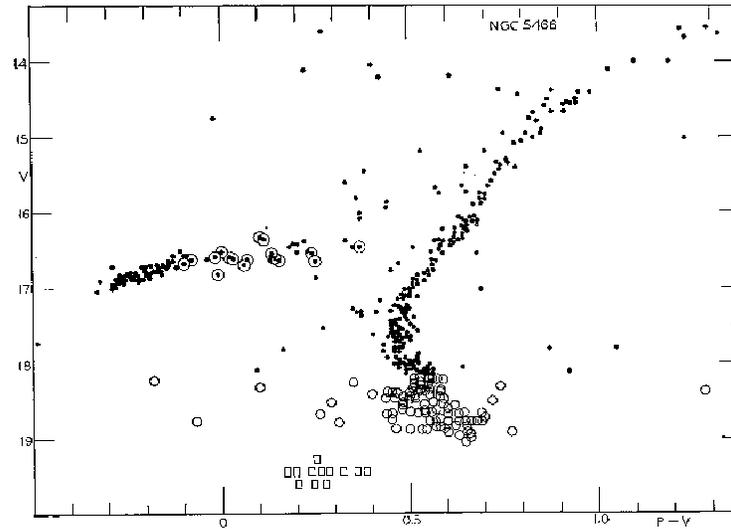


FIGURA 1.4: Diagrama color magnitud del cúmulo globular NGC 5466.

(Nemec & Mateo 1990; Chen & Corwin 1999, Buonanno, 1984), tres binarias eclipsantes (Mateo et al. 1990; Kallrath et al. 1992; McKinley & Corwin 1998), la cefeida anómala y 20 estrellas RR Lyraes (Clement et al. 2001).

Este cúmulo fue elegido para este trabajo, ya que en la época del CCD no había sido estudiado ni se le había realizado la descomposición en sus parámetros de Fourier de las curvas de luz de estrellas RR Lyrae con lo que es posible obtener parámetros físicos de relevancia astrofísica. Otra razón para estudiar este cúmulo es que se le han encontrado muy pocas estrellas RR Lyrae. La estadística de estrellas RR Lyrae en los cúmulos indica que deberían existir más y pretendemos con este estudio hacer una búsqueda de nuevas variables. Gracias a la nueva técnica de fotometría diferencial de imágenes, descrita con detalle en la sección 2.4 ha sido posible descubrir un gran número de variables en otros cúmulos, esto nos impulsa a utilizarla también para la determinación de curvas de luz de

estrellas RR Lyrae, incluso de aquellas estrellas más cercanas a la región central de cúmulo típicamente muy densamente poblada. Queremos además aumentar la muestra de cúmulos globulares estudiados por esta técnica (poderosa y homogénea) y reforzar las secuencias Tipo de Oosterhoff-Metalicidad y Metalicidad- T_{eff} que sin duda nos proveen de ideas sobre el origen estructural y evolutivo de la dicotomía de los tipos de Oosterhoff.

2 OBSERVACIONES Y REDUCCIÓN DE DATOS

Las observaciones presentadas en este trabajo fueron obtenidas en el Himalayan Chandra Telescope (HCT) del Indian Astronomical Observatory (IAO), en el Observatorio Vainu Bappu (VBO) en Kavalur, ambos en la India y en el Observatorio de San Pedro Mártir (SPM), en México. Estas observaciones fueron obtenidas por la Dra. Sunetra Giridhar en tres temporadas, dos en el primer telescopio y una en el segundo. El cúmulo NGC 5466 fue observado en los filtros V y R del sistema de Johnson.

2.1. OBSERVACIONES DEL HCT

El Indian Astronomical Observatory (IAO) se encuentra situado en la planicie de Nirkamkhul al norte de Dipga-Ratsa Ri en el Himalaya en la región conocida como Hanle, a unos 4500 m de altura, a una latitud de $32^{\circ}46^m46^s$ norte y una longitud de $78^{\circ}57^m$ y 51^s este.

El HCT (que en algunas ocasiones lo llamaremos “Hanle”) tiene un diseño Ritchey-Chretien, con un espejo primario de 2.01 m. y una configuración óptica de tipo Cassegrain $f/9$. El CCD utilizado mide 2048×2048 pixeles de $15 \mu\text{m}$ cada uno. La escala de imagen del telescopio es de $11.5''/\text{mm}$, lo que equivale a tener una resolución de $0.17''/\text{pixel}$, con un campo de visión de 5.9×5.9 minutos de arco.

Con el HCT se observó NGC 5466 en dos temporadas de dos noches cada una, la primera del 8 y 9 de abril de 2004 (que llamaremos: **H04**), y la segunda del 14 y 15 mayo de 2005 (que llamaremos: **H05**) según la bitácora de la **Tabla 2.1**.

TABLA 2.1: Lista de imágenes del cúmulo NGC 5466 obtenidas con el HCT de 2.01 m. en la que se muestran las fechas, el número de imágenes (n) tomadas en los filtros V y R para cada noche y los correspondientes tiempos de exposición (t) de cada imagen.

Noches	Filtro	n	t(seg.)
8-9 de abril 04	V	24	150.0
8-9 de abril 04	R	26	120.0
9-10 de abril 04	V	29	180.0
9-10 de abril 04	R	28	150.0
14-15 de mayo 05	V	24	180.0
14-15 de mayo 05	R	28	150.0
15-16 de mayo 05	V	30	180.0
15-16 de mayo 05	R	31	150.0

2.2. OBSERVACIONES DEL VBO (KAVALUR)

El Observatorio de Vainu Bappu (VBO), es un observatorio óptico del Indian Institute of Astrophysics (IIA), y está localizado en el estado de Tamil Nadu. Tiene una latitud de $12^{\circ} 34'$, una longitud de $+78^{\circ} 50'$ y una Altitud de ~ 700 m

El telescopio empleado en el VBO fue un Telescopio Zeiss con un espejo primario de 1.02 m. de diámetro, una configuración óptica de tipo Cassegrain, $f/13$ con una escala de imagen de $15''.6/\text{mm}$, lo que equivale a una escala de $0.37''/\text{pixel}$. Se utilizó un detector CCD de 1024×1024 pixeles, con un tamaño de pixel de $24 \mu\text{m}$ y un campo de visión de imagen de 6.37×6.37 minutos de arco.

Se usaron las observaciones obtenidas con este telescopio en una temporada de 3 noches: 6, 7 y 8 de febrero de 2005 (que llamaremos: **K05**), según la bitácora de la **Tabla 2.2**.

2.3. OBSERVACIONES DE SAN PEDRO MÁRTIR

El Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir (SPM) está situado a unos 150 km de Ensenada, en Baja California Norte. Se encuentra a unos 2790 m de altitud, en una latitud de $31^{\circ}02^m42^s$ norte y longitud de $115^{\circ}27^m58^s$ oeste.

Las observaciones se obtuvieron con el telescopio de 0.84 m (que llamaremos: **SPM05**). Este telescopio tiene un diseño de tipo Ritchey-Chrétien, con un espejo primario a 0.84 m, y una configuración óptica de tipo Cassegrain con un espejo secundario de $f/15$ y una resolución de $16.43''/\text{mm}$, lo cual equivale a tener $0.39''/\text{pixel}$. El telescopio tiene una

TABLA 2.2: Lista de imágenes del cúmulo NGC 5466 obtenidas con el telescopio de 1.02 m. del VBO en la que se muestran las fechas, el número de imágenes (n) tomadas en los filtros V y R para cada noche y los correspondientes tiempos de exposición (t) de cada imagen.

Noches	Filtro	n	t(seg.)
6-7 de febrero 05	V	8	600.0
6-7 de febrero 05	R	8	360.0
7-8 de febrero 05	V	1	600.0
7-8 de febrero 05	R	2	360.0
8-9 de febrero 05	V	1	600.0
8-9 de febrero 05	R	2	360.0

TABLA 2.3: Lista de imágenes del cúmulo NGC 5466 obtenidas con el telescopio de 0.84 m. de SPM en la que se muestran las fechas, el número de imágenes (n) tomadas en los filtros V y R para cada noche y los correspondientes tiempos de exposición (t) de cada imagen.

Noches	Filtro	n	t(seg.)
28-29 de enero 05	V	6	660.0
28-29 de enero 05	R	6	600.0
29-30 de enero 05	V	2	660.0
29-30 de enero 05	R	2	600.0

montura ecuatorial y su límite de declinaciones es de $+80^\circ$ y -45° y su límite de ángulos horarios está entre $+5$ y -5 horas. La calidad típica del seeing durante nuestra temporada fue entre 1.0 y 1.5 segundos de arco.

El CCD utilizado en estas observaciones es de 2048×2048 pixeles, con un tamaño de pixel de $24 \times 24 \mu\text{m}$. El tamaño de la imagen es de 6.7×6.7 minutos de arco. Los filtros utilizados fueron V y R del sistema Johnson. Las observaciones del cúmulo globular NGC 5466 se realizaron durante 2 noches, 28-29 y 29-30 de enero de 2005. Los detalles de las observaciones se reportan en la **Tabla 2.3**.

2.4. DANDIA: UN PAQUETE DE REDUCCIÓN DE DATOS CON FOTOMETRÍA DIFERENCIAL

La reducción de las imágenes se realizó utilizando la paquetería de análisis de datos astronómicos IRAF, y los programas de fotometría diferencial por el método de sustracción de imágenes DANDIA descrita en detalle por Bond et al. (2001) y Bramich et al. (2005) y amablemente puesta a nuestra disposición por el Dr. Daniel Bramich. DANDIA consiste de scripts en cshell que utilizan en gran parte la paquetería de IRAF y algunos programas escritos en los lenguajes PEARL e IDL. DANDIA mide la diferencia en flujo de estrellas de cada imagen de la colección respecto a los flujos en una imagen de referencia. Esta imagen de referencia es obtenida usando un subconjunto selecto de imágenes de buena calidad, y después se hace un promedio de las imágenes con un *kernel* para obtener las variaciones y distorsiones geométricas de las imágenes individualmente. Esta técnica nos permite obtener una imagen de referencia de muy alta calidad usando una o varias imágenes de la colección, por ejemplo aquellas con los mejores anchos a potencia media (FWHM) de los perfiles estelares. Se utilizó sólo una imagen como la de referencia, por cada temporada y por cada filtro V y R. Esto último se decidió así, debido a que en el proceso de aprendizaje del paquete DANDIA era más sencillo probar utilizando la mejor de nuestras imágenes.

Los requerimientos para “comenzar” a usar el DANDIA son los siguientes:

1. Crear subdirectorios que contienen los scripts o programas que se van a utilizar para la obtención de la fotometría: `createlog.csh`, `framestats.csh`, `preprocess.csh`, `reference.csh`.
2. Los programas de DANDIA requieren que las imágenes estén alineadas entre si, o casi, con unos cuantos pixeles de corrimiento respecto a la imagen de referencia, de otro modo, las imágenes no son tomadas en cuenta para la obtención de la fotometría y se perderían datos buenos seguramente.
3. Colocar las imágenes del cúmulo, bias y flats por noche en un directorio para cada filtro, en donde se estarán corriendo la mayoría de los programas mencionados anteriormente, por ejemplo el `preprocess.csh`, `reference.csh`, que son de los más importantes.

4. Los encabezados de las imágenes deben contener la siguiente información: EPOCH (Época), RA (Ascensión Recta), DEC (Declinación), OBSERVAT (Observatorio), INSFILTE (Filtro), IMAGETYP (objeto, bias o flat), EXPTIME (Tiempo de exposición), COMMENTS (Comentarios) y DATE-OBS (Fecha de observación).
5. Debido a posibles defectos del CCD, las imágenes podrían contener zonas de pixeles muertos. Aunque estos pixeles no estén sobre el objeto de interés, afectan a los resultados de las reducciones, por tanto, es necesario escribir un archivo con las coordenadas de los extremos de las zonas afectadas para que éstas no se tomen en cuenta en el análisis. El archivo se llamará bpm.txt y consiste de un renglón por cada región afectada con datos x_1 , x_2 , y_1 , y_2 , siendo (x_1, y_1) y (x_2, y_2) los vértices inferior izquierdo y superior derecho respectivamente de la zona con defecto. En caso de que nuestras imágenes no tengan pixeles malos la entrada de este archivo será: 0 0 0 0 en un sólo renglón.

Corriendo los programas:

1. El programa *createlog.csh* crea un archivo de texto llamado **masterlog** con información de los encabezados de todos los archivos *.fits, incluidos bias y flats y sirve para revisar que los encabezados estén completos y sean correctos.
2. El programa *framestats.csh* crea archivos con estadística útil de cada imagen y los almacena en los archivos: **biasstats**, **flatstats**, **obsstats** y **allstats**. Una inspección de estos archivos permite aislar imágenes anómalas.
3. El programa *preprocess.csh* corrige las imágenes por bias y por flats, un ejemplo de un bias y de un flat obtenidos con el HCT se muestra en la **Figuras 2.1** y **2.2**.
4. El programa *reference.csh* construye una imagen de referencia a partir de las imágenes que elegimos (**Figura 2.3**). De la imagen de referencia, se restarán cada una de las imágenes de la colección. La diferenciación se hace restando todo el flujo observado dentro de un radio específico a partir del centro de cada estrella en la imagen. La PSF (acrónimo de “Point Spread Function”) es una función tridimensional de intensidad que representa la forma del perfil de una estrella, o una fuente puntual no resuelta. La morfología de esta función es la misma para todas las estrellas de una imagen, escalada según el brillo de la estrella. En nuestros CCD’s la forma de la PSF no

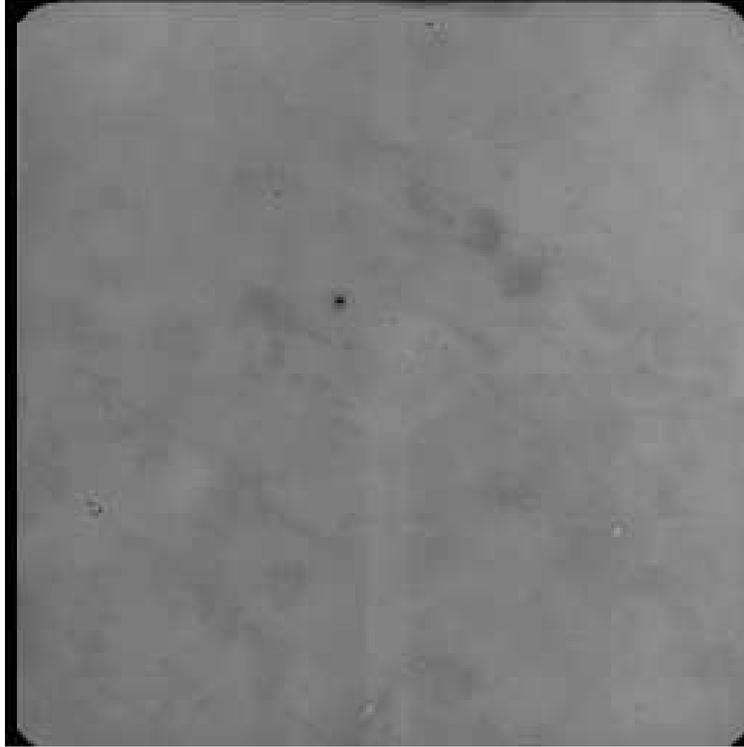


FIGURA 2.1: La imagen de un *flat field* o *campo plano* en el filtro V del CCD del telescopio de 2.01 m. del HCT obtenido del cielo al atardecer.

varía ni con la posición en la imagen ni con el brillo de la estrella, es decir, todas las estrellas de una misma imagen pueden representarse por una PSF de la misma forma. Una vez calculada la PSF los flujos de cada estrella se sustraen de la imagen original dando lugar a una imagen sin estrellas como se muestra en la **Figura 2.4**.

5. Para probar que nuestras reducciones están siendo bien realizadas, tenemos que revisar si las estrellas de la imagen `stackref.fits` tienen las mismas coordenadas que las de las estrellas enlistadas en el archivo `starlist_stackref.txt`, que se encuentra en el directorio `./reference`. Este archivo será de gran utilidad más adelante para localizar las estrellas estándares que necesitaremos para transformar al sistema estándar, las estrellas variables conocidas y también para buscar nuevas variables.

6. Se usan ahora los programas en lenguaje PEARL: `subtract.pl`, `mkphot.pl` y `transact.pl`. Estos programas alinean imágenes (subdirectorio `./geo`) y permiten obtener los flujos de las estrellas de cada imagen (subdirectorio `./diphot`) y los almacenan en archivos

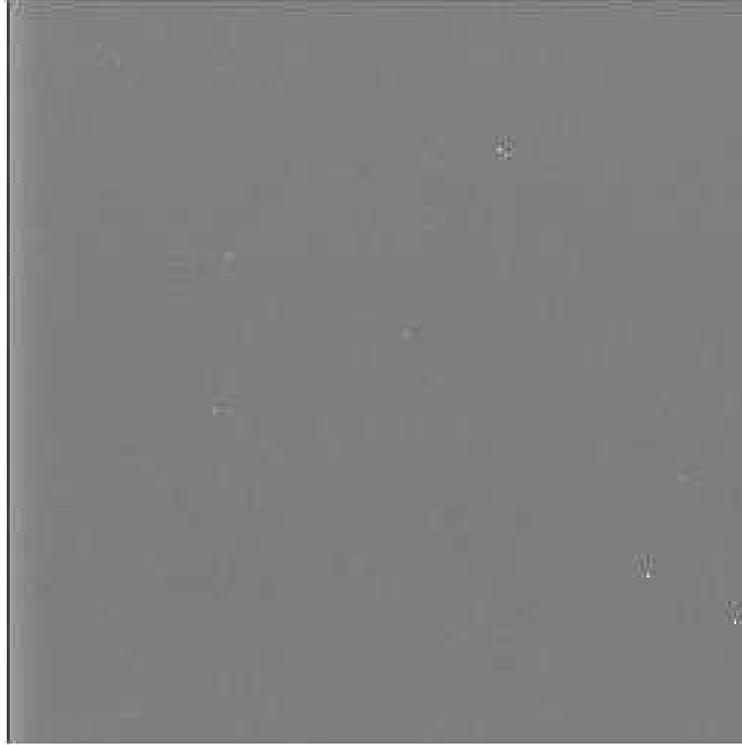


FIGURA 2.2: La imagen de un bias del CCD del telescopio de 2.01 m. del HCT obtenido del cielo al atardecer.

*.dip.dat.

7. Por último, para transformar flujos a magnitudes de las estrellas, se utiliza un programa en lenguaje IDL que toma los datos de los archivos *.dip.dat y calcula las magnitudes correspondientes a cada estrella en todas las imágenes (subdirectorio ./output). La nomenclatura de los archivos resultantes es: imagen_i.out, con i de 1 hasta el número total de imágenes de todas las noches en un mismo filtro. Las tablas imagen_i.out contienen 13 columnas, de las cuales nos interesan: 1. El día juliano heliocéntrico; 2. el número de estrella (ID); 3. y 4. las coordenadas X,Y; 5. y 6. la magnitud y su incertidumbre, respectivamente.

En el apéndice está descrito, de manera más explícita, el uso de los programas de DANDIA, que podría ser de utilidad para quien estuviera haciendo fotometría CCD de objetos puntuales de muchas imágenes.

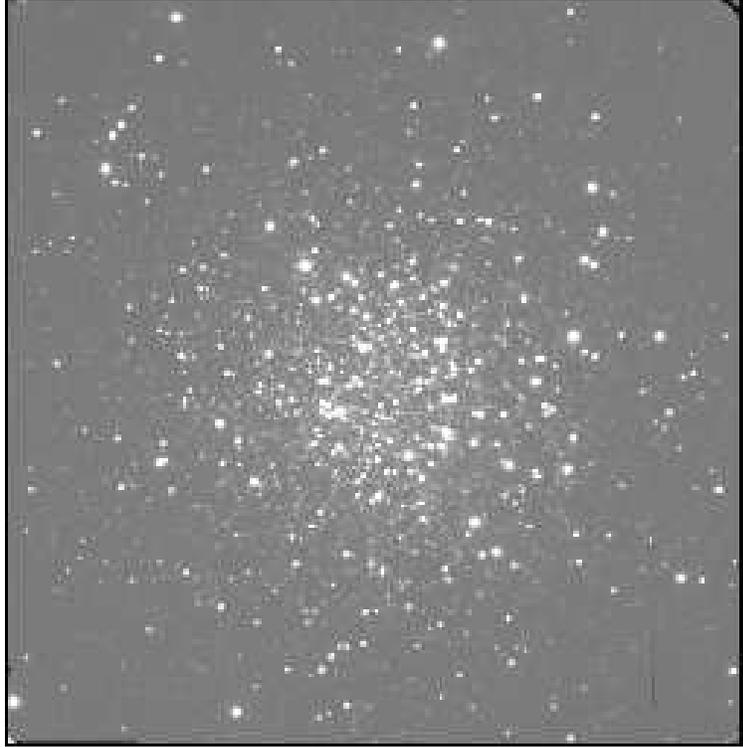


FIGURA 2.3: Imagen de referencia del Cúmulo Globular NGC 5466 de las observaciones realizadas con el telescopio de 2.01 m. del HCT.

2.5. TRANSFORMACIÓN AL SISTEMA ESTÁNDAR

Con el fin de hacer las transformaciones del sistema instrumental al estándar de Johnson se buscaron en la literatura estrellas estándares en los filtros V y R en el campo del cúmulo. Sólo se encontraron estrellas estándares en el filtro V (Buonanno et al. 1984), por tanto, sólo se transformó al sistema estándar nuestra fotometría en V.

Las magnitudes instrumentales de cada una de las estrellas estándares se encuentran en los archivos *.out correspondientes a cada imagen de cada noche junto con las de las otras ~ 5000 estrellas en el campo. El problema es pues, identificar cada estándar y construir la ley de transformación del sistema instrumental al estándar. Para lograr esto se usa uno de los programas de IRAF llamado rimcursor, el cual da las coordenadas de las posiciones en las que uno coloca manualmente el cursor donde se sabe que se encuentran las estrellas. Así identificamos cada una de las estrellas estándar de manera manual en la imagen de referencia. A continuación se utiliza un programa en lenguaje fortran, buscar.for, que usa las coordenadas para buscar las estrellas marcadas con rimcursor en

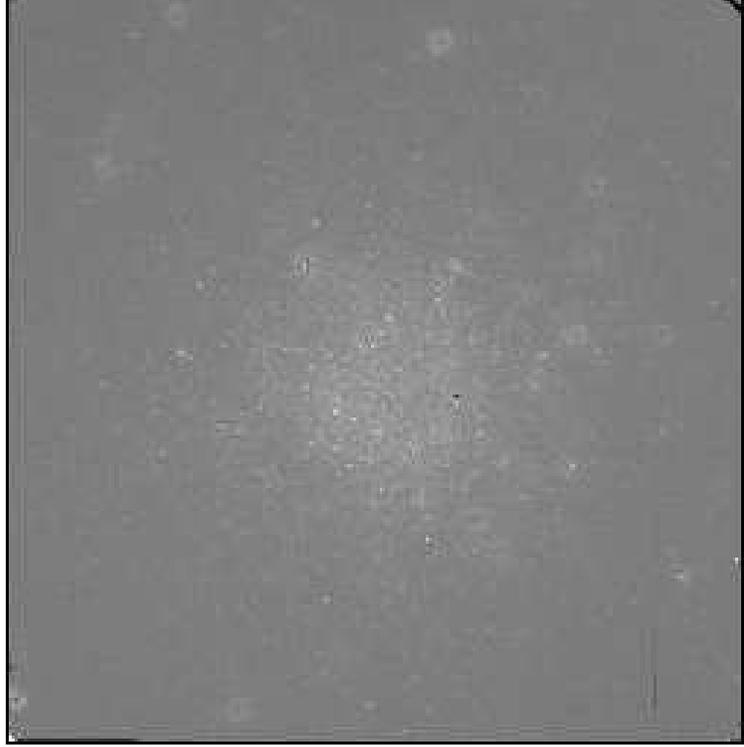


FIGURA 2.4: Imagen de referencia, a la cual se le restó la PSF en cada estrella.

la lista `starlist_stackref.txt`, correspondientes a la imagen de referencia `stackref.fits`. La salida de `buscador.for` es una lista con las magnitudes instrumentales de todas las estándares identificadas. Las estándares utilizadas para esta transformación se muestran en la **Figura 2.5**.

Después de haber identificado las estrellas estándares se usa un programa, `sacalist.for`, que lee los nombres (o números ID) de las estrellas que se buscan y saca el renglón correspondiente a ese número ID de cada uno de los archivos `*.out` y genera un archivo para cada estrella de interés. El archivo tendrá tantos renglones como imágenes de buena calidad se hallan utilizado. Los archivos correspondientes a cada estrella tendrán como entradas, ID, coordenadas X, Y, magnitud instrumental y la incertidumbre en la magnitud.

En principio notemos que las magnitudes de las estrellas estándares no varían pero podemos comprobarlo graficando la magnitud instrumental como función del día juliano heliocéntrico como se ejemplifica en la **Figura 2.6** para tres estándares, en dos noches consecutivas.

Ahora calculamos el promedio de las magnitudes instrumentales que las estándares tie-

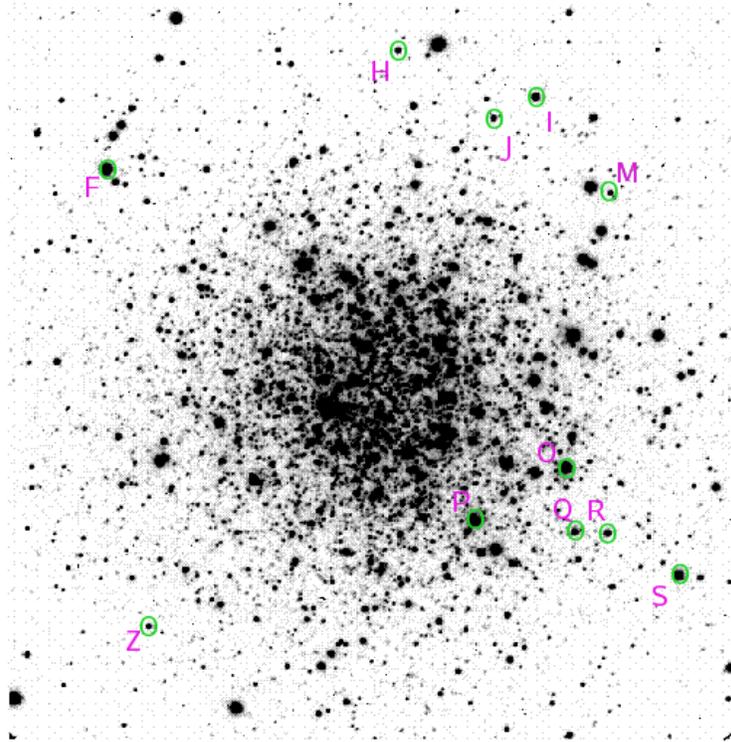


FIGURA 2.5: Imagen de NGC 5466 en Filtro V donde se indican las estrellas estándares utilizadas para la transformación al sistema estándar.

nen en todas las imágenes de la colección, para cada temporada. Estos promedios se dan en la **Tabla 2.4**. Si se grafican estos promedios de cada temporada contra las magnitudes estándares de Buonanno et al. (1984) en el filtro V, como en las **Figuras 2.7 y 2.8**, obtendremos la ley de transformación del sistema instrumental al estándar para cada temporada de observación.

La recta de calibración está representada por:

$$M_{est} = A * M_{instr} + B \quad (2.1)$$

donde A y B son los coeficientes del ajuste lineal, M_{est} es la magnitud estándar y M_{instr} es la magnitud instrumental obtenida a la salida de la fotometría PSF. Los coeficientes de correlación lineal, R , del ajuste son de 0.99 para los 4 casos por lo que la transformación es satisfactoria. En la **Tabla 2.5** se listan los valores A , B y R de estas transformaciones.

Estas transformaciones se aplicaron a todas las imágenes de cada temporada, es decir, se transformaron las magnitudes de los archivos *.out a las del sistema estándar y se

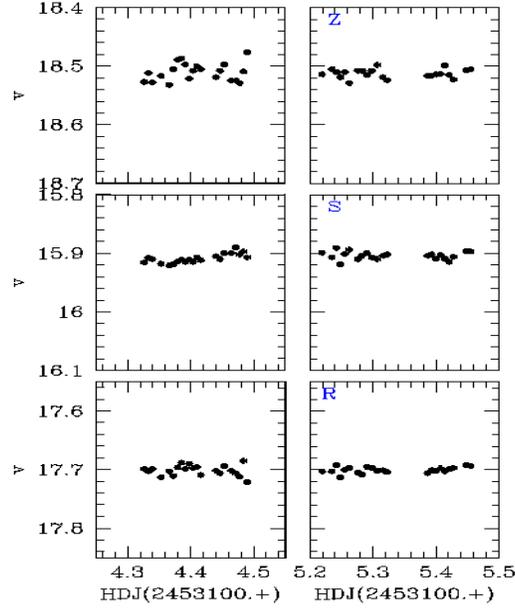


FIGURA 2.6: Días julianos contra magnitudes instrumentales de 3 estrellas estándares Z, S y R del cúmulo globular NGC 5466, en dos noches de la temporada H04.

almacenaron en archivos *.sal.

2.5.1. Evaluación de las transformaciones al sistema estándar

Una forma de evaluar la precisión de nuestra fotometría es obteniendo los promedios de las desviaciones estándar de las estándares dadas. Estos valores son para H04, H05, K05 y SPM05 son 0.008, 0.015, 0.021, 0.021 respectivamente y son también mostrados en la **tabla 2.4**.

La transformación indicada en la ecuación (2.1) arroja valores que nos permite obtener las diferencias entre las magnitudes de las estrellas estándar transformadas con nuestras calibraciones al sistema estándar M_s , y el valor estándar nominal (Buonanno et al. 1984), V . Designaremos a estas diferencias como $\Delta M = M_s - V$. Los valores medios son: $\langle \Delta M_{H04} \rangle = 0.033$, $\langle \Delta M_{H05} \rangle = 0.035$, $\langle \Delta M_{K05} \rangle = 0.048$, y $\langle \Delta M_{SPM05} \rangle = 0.039$.

En el campo de observación del CCD del HCT tenemos 11 estrellas estándares con 53 imágenes de la temporada H04 y 54 imágenes de la temporada H05. En el campo de observación del CCD del VBO tenemos sólo 5 estrellas estándares, con 10 imágenes de K05. En el campo de observación del CCD de SPM tenemos 9 estrellas estándares, con 8 imágenes de SPM05.

TABLA 2.4: Magnitudes estándares e instrumentales promedio de las 4 temporadas de observación, H04, H05, K05 y SPM05, σ es la desviación estándar del promedio de las magnitudes instrumentales. Los valores estándares están tomados de Buonanno et al. (1984), n es el número de estrellas estándares que sí se encontraron en el conjunto de imágenes.

ID	Mag.	Mag.I			Mag.I			Mag.I			Mag.I		
	Est.	H04	σ_{H04}	n	H05	σ_{H05}	n	K05	σ_{K05}	n	SPM05	σ_{SPM05}	n
F	14.11	15.012	0.003	24	15.104	0.007	36				16.618	0.001	4
H	16.66	17.677	0.008	41	17.731	0.016	50						
I	15.78	16.806	0.007	42	16.895	0.007	48				18.457	0.010	5
J	16.87	17.879	0.011	44	17.974	0.022	52				19.414	0.014	5
M	17.64	18.641	0.038	41	18.767	0.027	53	19.742	0.015	3	20.278	0.008	5
O	14.28	15.255	0.004	44	15.385	0.006	51	16.617	0.008	2	16.866	0.004	5
P	14.13	15.039	0.005	43	15.152	0.010	51	16.585	0.010	3	16.719	0.005	5
Q	16.37	17.375	0.008	44	17.480	0.017	53	18.667	0.007	3	19.028	0.004	5
R	16.67	17.702	0.039	43	17.836	0.019	53	18.905	0.031	3	19.271	0.007	5
S	14.88	15.904	0.013	43	15.999	0.011	53						
Z	17.57	18.506	0.013	43	18.635	0.022	51				20.128	0.010	5
promedio			0.008			0.015			0.021			0.021	

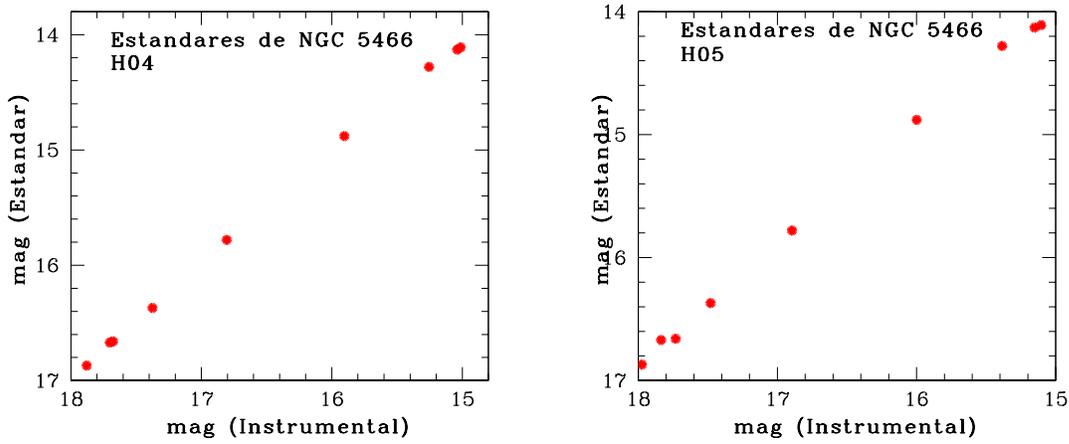


FIGURA 2.7: La gráfica de la izquierda es la correspondencia del promedio de las magnitudes instrumentales y los valores estándar de la temporada (H04). La gráfica de la derecha es lo mismo que la anterior pero con la temporada (H05). Ver **Tabla 2.4**

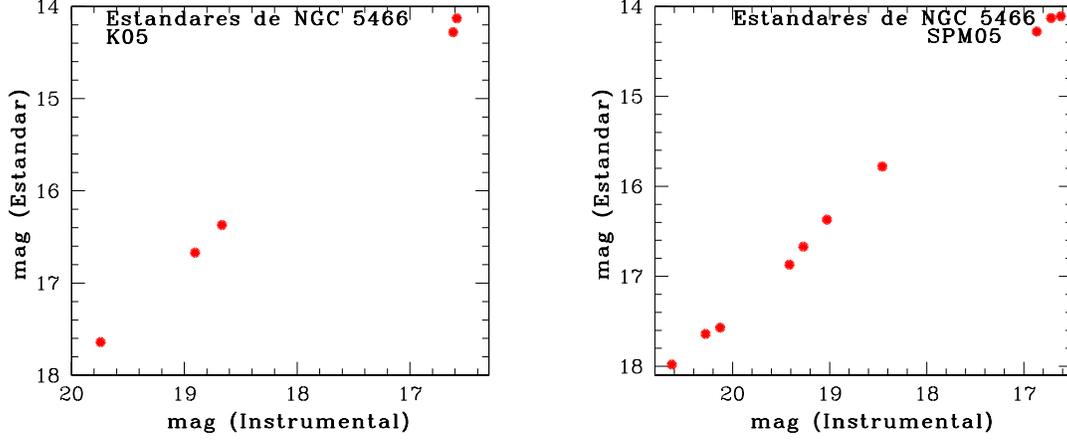


FIGURA 2.8: Similar a la **Figura 2.7** pero con las temporadas de K05 (izquierda) y SPM05 (derecha).

TABLA 2.5: Valores de las transformaciones al sistema estándar en cada temporada.

Temporada	A	B	R
H04	-0.7003	0.9831	0.9995
H05	-0.7757	0.9815	0.9995
K05	-3.7685	1.0819	0.9993
SPM05	-2.3429	0.9863	0.9994

De lo anterior, se espera que la temporada H05 tenga las curvas de luz más completas, por tener mayor número de imágenes, es decir, mayor número de puntos que promediar de las magnitudes de las estrellas estándares. Otro argumento a favor de la temporada H05 sería que las imágenes son de mejor calidad que las de H04, K05 y SPM05 ya que los anchos a potencia media (FWHM) en la imagen de referencia de cada temporada están dados así:

$$\text{FWHM}_{\text{H04}} = 6.2$$

$$\text{FWHM}_{\text{H05}} = 5.4$$

$$\text{FWHM}_{\text{K05}} = 7.6$$

$$\text{FWHM}_{\text{SPM05}} = 10.1$$

Este punto también indica que la temporada H05 es la de mejor calidad y sus transformaciones al sistema estándar son las mejores. Para hacer una comparación de los campos de observación, en la **Figura 2.9** se muestran imágenes del HCT, del VBO y de SPM en

el filtro V. Nótese que el campo de observación del HCT es mayor que el de SPM y a su vez, ambos son mayores al campo del VBO. Además tiene una mejor calidad la imagen del HCT.

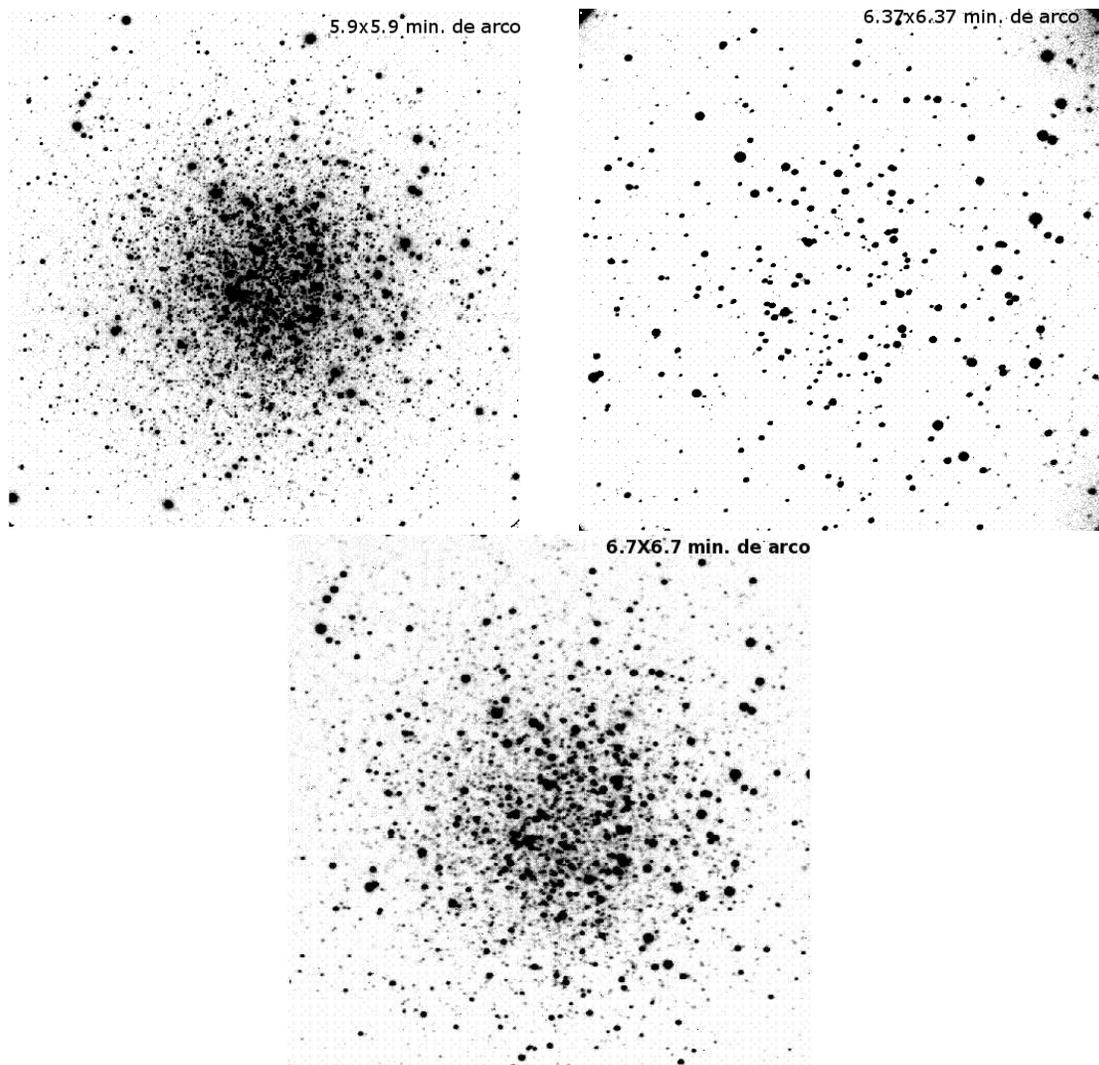


FIGURA 2.9: Imágenes de NGC 5466 en Filtro V. La imagen de arriba-izquierda fue tomada con el telescopio de 2.01 m. del HCT. La imagen de arriba-derecha fue tomada con el telescopio de 1.02 m. del VBO. La imagen de abajo fue tomada con el telescopio de 0.84 m. de SPM.

De lo anterior concluimos que los mejores datos son los de H05, resultado que usaremos más adelante para definir el punto cero de las curvas de luz de las estrellas RR Lyrae.

Con la recta de calibración obtenida para las magnitudes promediadas ya se puede pasar la magnitud instrumental dada en el proceso de fotometría diferencial al sistema estándar. Con lo cual se dispone de un conjunto de magnitudes estándar para las estrellas variables identificadas en cada imagen y la construcción de las curvas de luz.

3 LAS ESTRELLAS RR LYRAE Y OTRAS VARIABLES EN NGC 5466

3.1. INTRODUCCIÓN

El número de estrellas variables conocidas en cúmulos globulares galácticos es aproximadamente de 3000. De éstos, más de 2200 tienen períodos conocidos y la mayoría (~ 1800) son del tipo RR Lyrae. Además, de la población de estrellas RR Lyrae existen aproximadamente 100 binarias eclipsantes, 120 variables tipo SX Phoenicis, 60 cefeidas (incluyendo las cefeidas de población II, cefeidas anómalas y RV Tauri), y 120 variables Semi Regulares Rojas (Clement, 2002).

Según Clement (2002), el período promedio de las RR Lyrae que pulsan en el modo fundamental es 0.585 días, de 0.349 días es para las que pulsan en el primer sobretono y de 0.296 días para las que pulsan en el segundo sobretono. Aproximadamente cerca del 69 % de las estrellas RR Lyrae son RRab, 24 % son RRc, 4 % pulsan en el segundo sobretono (RR2), y 3 % son RR Lyraes de doble modo (RRd).

Las variables conocidas en cúmulos globulares están listadas en el catálogo de Clement (<http://www.astro.utoronto.ca/~cclement/cat/C1403p287>), que es una actualización del antiguo catálogo de Cúmulos Globulares de Sawyer-Hogg de 1973.

Las 19 variables RR Lyrae conocidas en NGC 5466 que se encuentran en el campo de observación del CCD del telescopio HCT, que es mayor que el de VBO y que el de SPM, se indican en la **Figura 3.1**. También en el mismo campo se localiza V19, una cefeida anómala, estudiada por Zinn & King (1982) y por otros autores. Sólo la estrella RR Lyrae V23 listada en el catálogo de Clement no entra en el campo del CCD del HCT.

Otras variables conocidas del cúmulo NGC 5466 que no estudiaremos en este trabajo son 9 SX Phoenicis (Jeon et al. 2004), que se encuentran distribuidas cerca del centro del cúmulo. Por otra parte, se conocen 3 binarias eclipsantes (Mateo et al. 1990). También se conocen de este cúmulo 48 estrellas Blue Straggler (Nemec & Harris 1987).

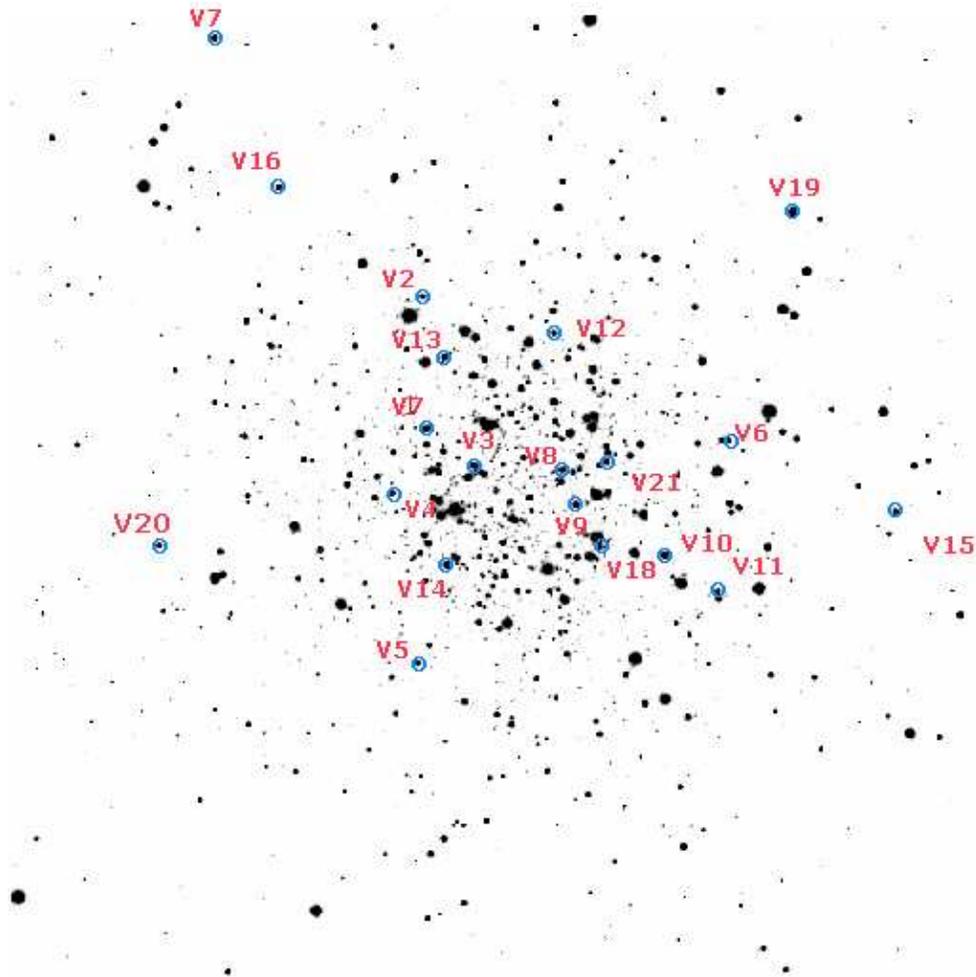


FIGURA 3.1: Imagen de NGC 5466, con las estrellas variables RR Lyrae encerradas en un círculo.

3.2. OBTENCIÓN DE CURVAS DE LUZ

Al final del proceso de reducción de datos por DANDIA (ver sección 2.4) en el directorio `./output` se tienen archivos con las magnitudes instrumentales V y R como función del día juliano por cada estrella en el campo del CCD, en particular, para cada variable conocida. Para este cúmulo se obtuvo fotometría de alrededor de 5000 estrellas en cada imagen. Para recolectar los datos de cada estrella variable RR Lyrae se realizaron los mismos pasos que se hicieron para las estándares descrito en la sección 2.5.

Cuando ya se tienen las magnitudes de las estrellas de cada imagen transformadas al sistema estándar como se describió en la sección 2.5, el paso siguiente es obtener las curvas de luz

de la estrellas RR Lyrae. Como ya se mencionó, en las imágenes de Hanle se localizaron 20 estrellas variables conocidas del catálogo de Clement (2002), las imágenes de Kavalur incluyen sólo 17 de esas variables y las imágenes de SPM incluyen 19 variables conocidas. La fase ϕ en las curvas de luz que se muestran en este trabajo, es la parte fraccionaria (pf) del cociente:

$$pf[\phi] = \frac{DJH - E}{P} \quad (3.1)$$

donde, para cada estrella se tiene un período P y la época E , que es el momento del máximo de luz y DJH es el día juliano heliocéntrico de cada observación. Los períodos empleados fueron adoptados de la literatura según se reporta en la tabla 3.1, o calculados en este trabajo como se describe en la sección 3.2.1. Con la ecuación 3.1 uno puede representar en un mismo cielo observaciones obtenidas en cielos diversos, incluso muy separados uno de otro. La parte entera de la ec. 3.1 es el número de ciclos transcurridos.

3.2.1. Redeterminación del período

En este trabajo se redeterminaron los períodos de algunas de las estrellas variables, debido a que con los nuevos valores se obtuvieron mejores ajustes de las curvas de luz. Para la determinación del período se utilizó un programa basado en el *método de la cadena o de recorrido en fase*. En dicho método se ponen los datos en fase con distintos períodos de prueba, P_j .

$$\phi_j(t_i) = \frac{DJH(t_i) - DJH1}{P_j} \quad (3.2)$$

donde DJH1 es el día juliano heliocéntrico de referencia (por ejemplo el del primer dato), $DJH(t_i)$ es el día juliano de cada punto de la curva y $\phi_j(t_i)$ es la fase obtenida para cada punto con el período de prueba. A continuación es necesario ordenar los datos en fase. Al graficar la magnitud contra esa fase, si el período de prueba es incorrecto la representación resulta una nube de puntos, con variaciones aleatorias entre datos adyacentes, mientras que si el período es correcto los puntos se distribuirán de una forma más o menos sinusoidal mostrando la curva de luz coherente de una forma parecida a la ilustrada en la **Figura 3.2**. Para buscar el período correcto puede utilizarse un algoritmo en el que se define una función SQ para cada período de prueba P_j :

$$SQ(P_j) = \sum_{i=1}^{n-1} |M_{i+1} - M_i| + |M_n - M_1| \quad (3.3)$$

Esta función suma las diferencias de magnitud entre cada dos puntos consecutivos en fase, $M_{i+1} - M_i$, y el resultado es una medida del recorrido total en el eje vertical al moverse

desde el primer dato al último. Para una variación puramente sinusoidal de amplitud total de mínimo a máximo A , se cumplirá la relación: $SQ(P_{correcto}) = 2(M_{max} - M_{min}) = 2A$. Aún con variaciones no sinusoidales, para el período correcto la función SQ da siempre un valor más pequeño que para un valor incorrecto. Con lo cual, para saber cual es el período correcto se busca el valor mínimo de $SQ(P)$, siendo P el período de prueba, que se hace variar en un rango adecuado con un incremento pequeño entre un valor y el siguiente. Como las variables RR Lyrae tienen períodos cortos, el rango de períodos probados ha sido desde 0.2 hasta 1.8 días, con un paso muy pequeño (del orden de 0.00001 días) entre valores sucesivos.

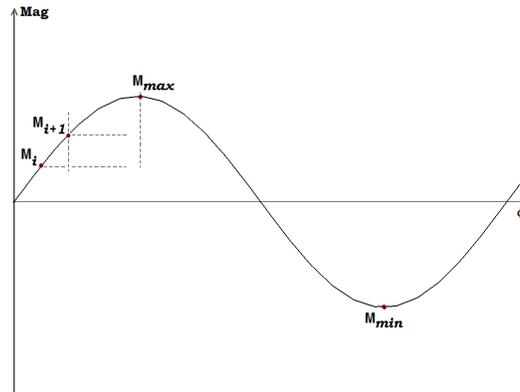


FIGURA 3.2: En la figura se indican dos magnitudes consecutivas M_i y M_{i+1} para ilustrar el recorrido en el eje vertical de la magnitud con respecto a la fase para hallar la función SQ .

En la **Figura 3.3** se da un ejemplo de los distintos valores obtenidos de SQ frente a los períodos de prueba para la estrella variable V16, donde se obtiene un período de 0.4199999 días. El período reportado por Corwin et al. 1999 es de 0.424530 días.

En la **Tabla 3.1** se enlistan los períodos y las épocas de las estrellas variables conocidas, de las cuales se obtuvieron curvas de luz en los filtros V y R.

3.3. NOTAS SOBRE ESTRELLAS INDIVIDUALES

Para cada estrella se restó una cantidad ΔV a cada conjunto de puntos de la curva de luz en el filtro V para cada una de las temporadas H04, K05 y SPM05 con respecto de H05. Esto ha sido debido a que en al transformar al sistema estándar cada una de las temporadas, existe aún cierta incertidumbre en magnitud de todos los datos y se hace

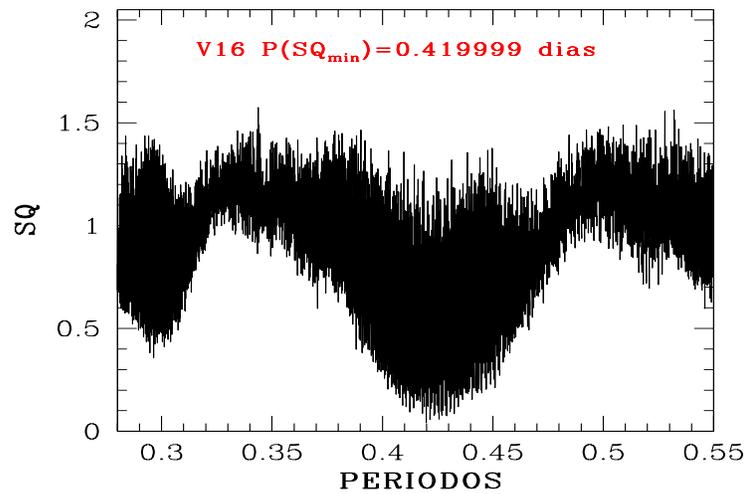


FIGURA 3.3: En la figura se muestran los distintos valores obtenidos de SQ para los diferentes períodos de prueba para la estrella variable RR Lyrae V16.

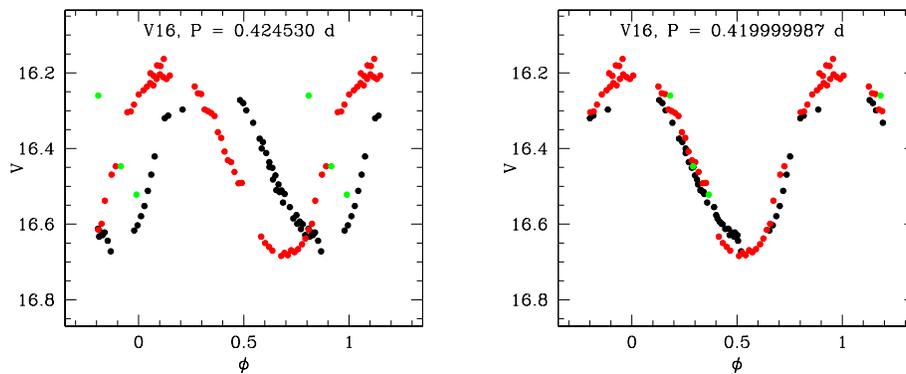


FIGURA 3.4: Curvas de luz de V16 en el filtro V, con dos períodos muy cercanos, el de Corwin et al. 1999 y el calculado en este trabajo.

con respecto de H05 porque es la temporada que tuvo mejor transformación al sistema estándar. En las Figuras siguientes (de la 3.5 a la 3.24) se muestran algunos ajustes de Fourier de las curvas de luz en el filtro V, con una línea continua. Para las variables V16, V18 y V20 se empleó el programa *Period04*, Versión 10, Copyright (c) 2004 Patrick Lenz,

TABLA 3.1: Efemérides de las RR Lyraes conocidas en el cúmulo globular NGC 5466. Algunos periodos y épocas fueron calculados en este trabajo (columnas 4 y 5). Los periodos de la columna 2 provienen de: ** Sawyer Hogg (1973), * Corwin et al. (1999), • McCarthy & Nemec (1997).

Estrella Variable	Período (días)	Época 2500000.0+ (días)	Período (días)	E_n 2500000.0+ (días)
V2	*0.588502	40684.221		40683.793
V3	*0.5780645	40704.319		40704.855
V4	**0.5113067	40704.461		40704.597
V5	*0.6152241	39945.659		39945.992
V6	*0.6209516	40705.408		40705.876
V7	**0.7034205	40702.398		40702.402
V8	**0.6291182	40705.358		40705.379
V9	*0.6850366	39947.328		39947.996
V10	*0.7092782	40705.468		40705.504
V11	*0.60771	40705.285		40705.871
V12	**0.2942387	39945.210		39945.191
V13	*0.3415568	40736.379		53087.421
V14	*0.7858557	39947.568		48382.894
V15	* 0.398625	40705.223		40705.357
V16	* 0.424530	39945.372	0.419999	39946.137
V17	* 0.3701062	40706.394		53085.994
V18	* 0.3744435	30519.697	0.37270	53085.954
V19	• 0.8213010	40705.737		40706.113
V20	* 0.229496		0.30208	49876.976
V21	* 0.791027			48382.785

Institute of Astronomy, University of Vienna, basado en Period98 (Copyright 1996-1998 por Martin Sperl) un programa especialmente dedicado al análisis estadístico de series largas de tiempo para datos astronómicos.

■ **V2**

Esta estrella es una variable RRab con efecto Blazhko, como lo notó Sawyer Hogg (1973). El período de 0.588502 días que Sawyer Hogg reportó nos permite reproducir una curva de luz, en la que los puntos de la temporada de SPM05 se encuentran desfasados de los de H04, H05 y K05 (ver **Figura 3.5**, izquierda). Con el período de 0.5874122 días (Corwin et al. 1999) los datos se encuentran más desordenados, ya que los puntos de SPM05 y de H05 muestran sus puntos desfasados con respecto a H04 y a K05 (ver **Figura 3.5**, derecha), por lo que adoptamos el período de Sawyer Hogg (1973) e ignoramos los puntos de SPM05 evidentemente fuera de fase. La diferencia de amplitudes para las temporadas H04 y K05 respecto a la de H05 es evidente.

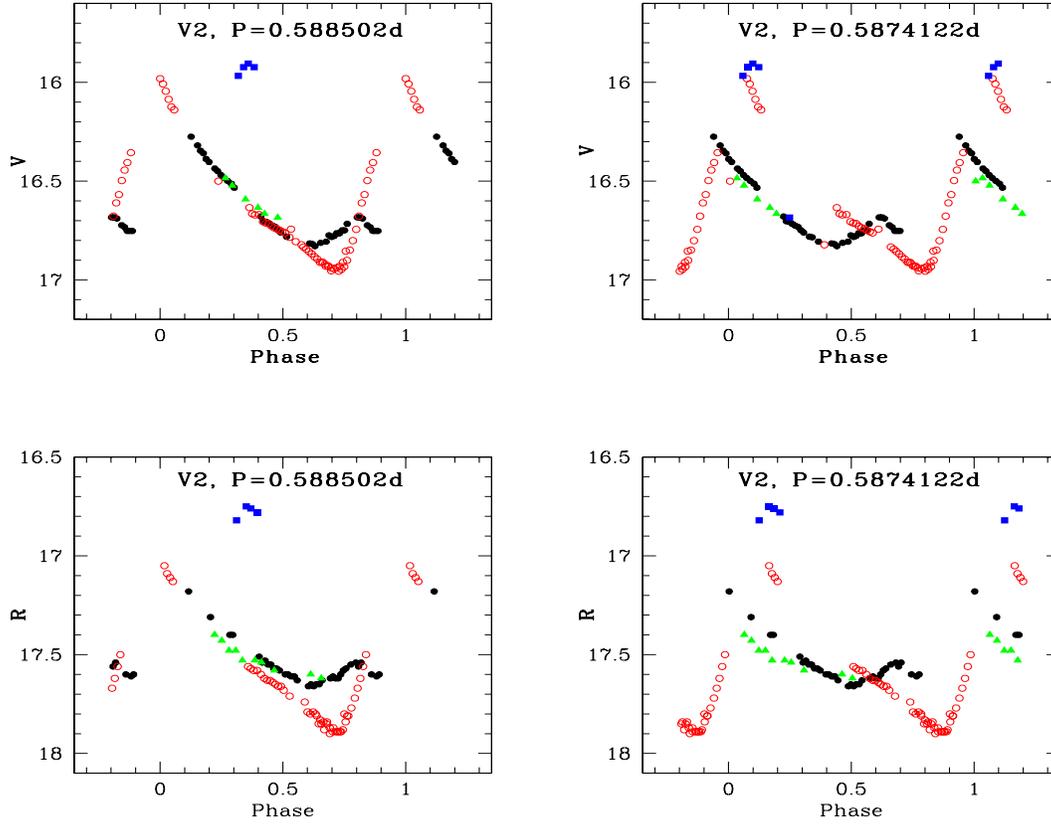


FIGURA 3.5: Curvas de luz en los filtros V y R para la variable V2. Los puntos corresponden a la temporada H04, los círculos a H05, los triángulos a K05 y los cuadrados a SPM05.

■ **V3**

Esta estrella es de tipo RRab. El período de 0.5780645 días produce una curva de luz casi completa con las 4 temporadas: H04, H05, K05, SPM05. En la **Figura 3.6** se grafican las curvas de luz de V3 en los filtros V y R.

■ **V4**

Esta estrella es de tipo RRab con efecto Blazhko (Sawyer Hogg, 1973). Los puntos de las 4 temporadas reproducen bien la curva de luz con un período de 0.5113067 días. En la **Figura 3.7** se grafican las curvas de luz de V4 en los filtros V y R. El efecto

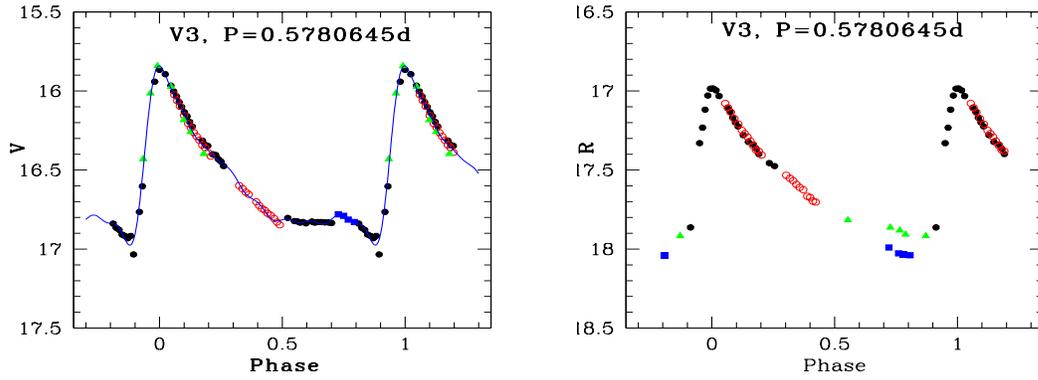


FIGURA 3.6: Igual que la Figura 3.5 para la variable V3.

Blazhko es evidente.

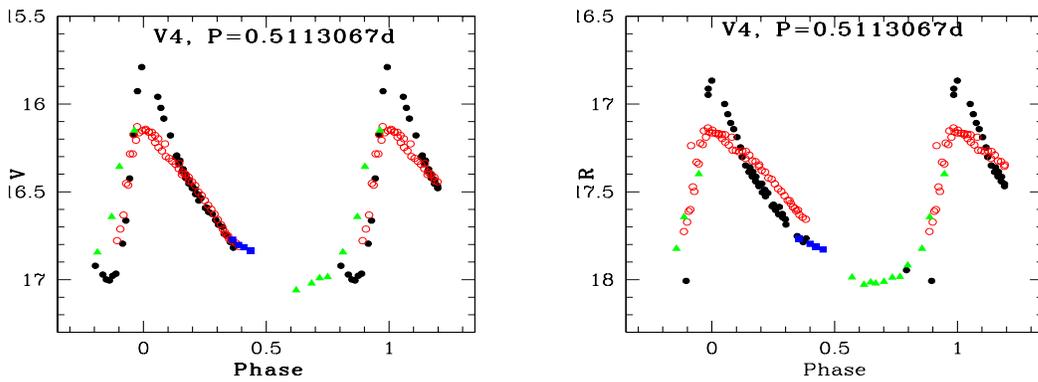


FIGURA 3.7: Igual que la Figura 3.5 para la variable V4.

■ **V5**

Esta estrella es de tipo RRab y tiene efecto Blazhko (Corwin et al. 1999). Se calculó la curva de luz con un período de 0.6152241 días. En la **Figura 3.8** se grafican las curvas de luz en los filtros V y R. Notamos que los datos de SPM05 caen desfasados un poco con respecto a los de H04, H05 y K05.

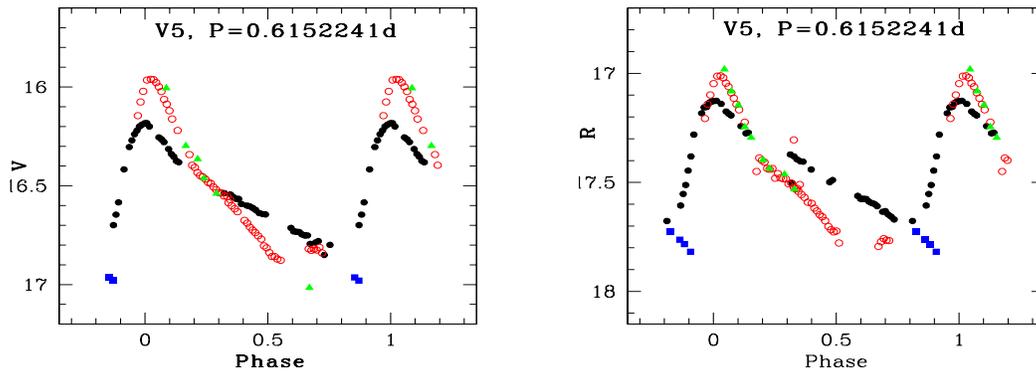


FIGURA 3.8: Igual que la Figura 3.5 para la variable V5.

■ V6

Esta es una estrella variable tipo RRab y su período es de 0.6209516 días, el cual reproduce bien la curva de luz de V6 con puntos de las 4 temporadas. En la **Figura 3.9** se grafican las curvas de luz de V6 en los filtros V y R.

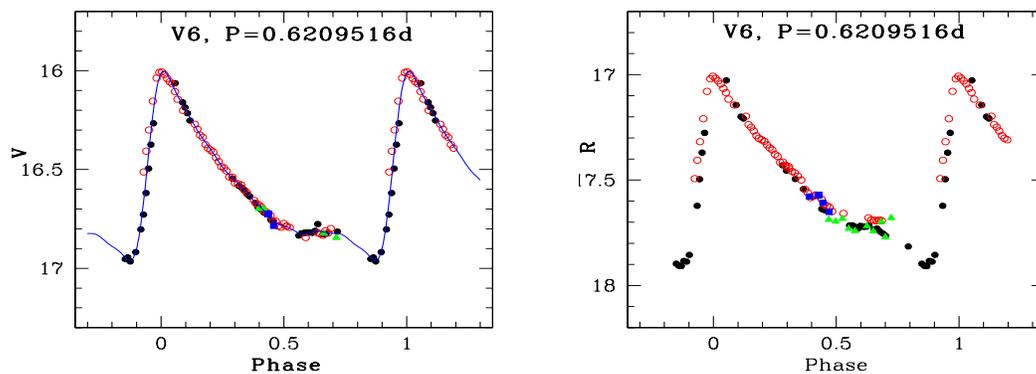


FIGURA 3.9: Igual que la Figura 3.5 para la variable V6.

■ V7

Esta es una estrella de tipo RRab. La curva de luz para V7 se calculó con un período de 0.7034205 días. Para nuestra curva de luz hubo datos de H04, H05 y SPM05, esta

estrella no está contenida en el campo de K05. En la **Figura 3.10** se grafican las curvas de luz de V7 en los filtros V y R.

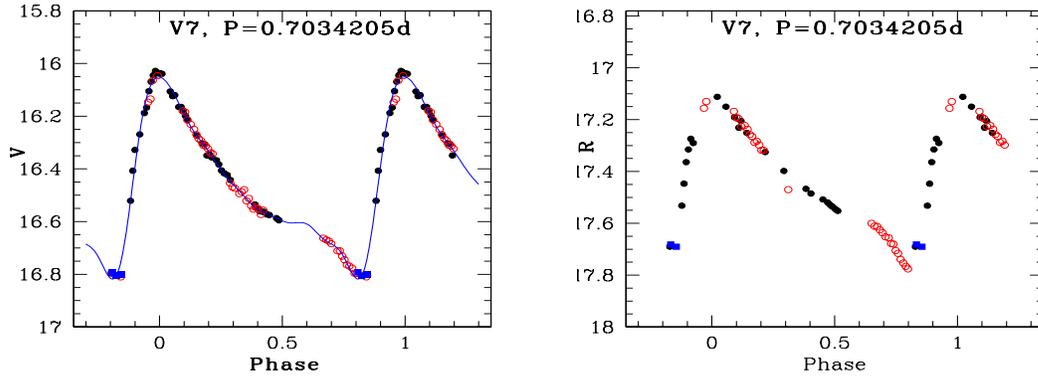


FIGURA 3.10: Igual que la Figura 3.5 para la variable V7.

■ V8

Esta estrella es de tipo RRab. La curva de luz para V8 se calculó usando un período de 0.6291182 días. Para nuestra curva de luz se utilizaron datos de las 4 temporadas. En la **Figura 3.11** se grafican las curvas de luz de V8 en los filtros V y R.

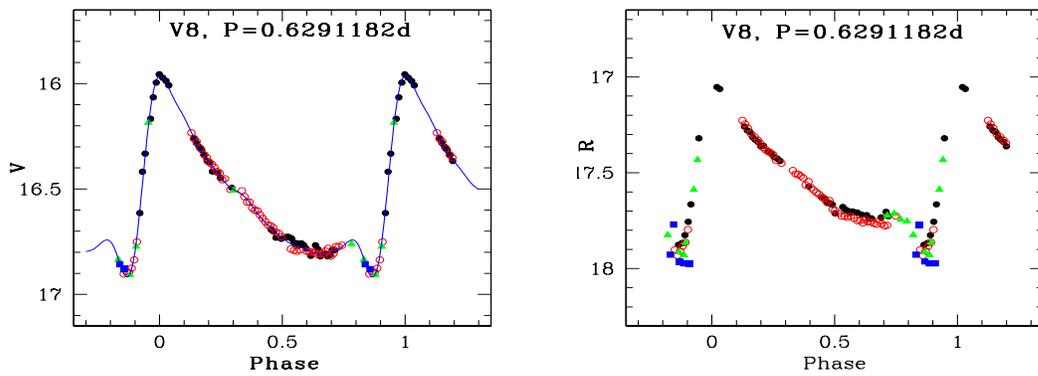


FIGURA 3.11: Igual que la Figura 3.5 para la variable V8.

- **V9**

Esta es una estrella de tipo RRab. Para calcular la curva de luz de V9 se usó el período de 0.6850366 días con datos de H04, H05 y K05. Los datos de SPM05 caen desfasados en esta curva de luz, así que no serán utilizados para el cálculo de los parámetros físicos. En la **Figura 3.12** se grafican las curvas de luz en los filtros V y R.

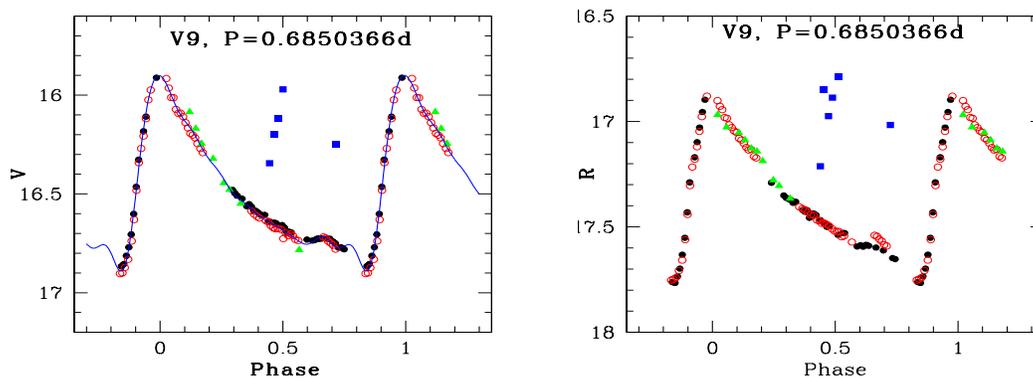


FIGURA 3.12: Igual que la Figura 3.5 para la variable V9.

- **V10**

Esta es una estrella del tipo RRab. Se usaron los puntos de las 4 temporadas para calcular la curva de luz con el período de 0.7092782 días. En la **Figura 3.13** se grafican las curvas de luz de V10 en los filtros V y R.

- **V11**

Esta estrella es una RRab y con efecto Blazhko (Corwin et al. 1999). Se calculó su curva de luz con un período de 0.607710 días. En la **Figura 3.14** se grafican las curvas de luz en los filtros V y R.

- **V12**

Esta es una estrella del tipo RRc y con un período de 0.2942387 días. Los puntos de SPM05 se muestran fuera de la curva que se forma con H04, H05 y K05. No se pudo hallar un nuevo período, así que se excluirán los datos de SPM05 para la obtención

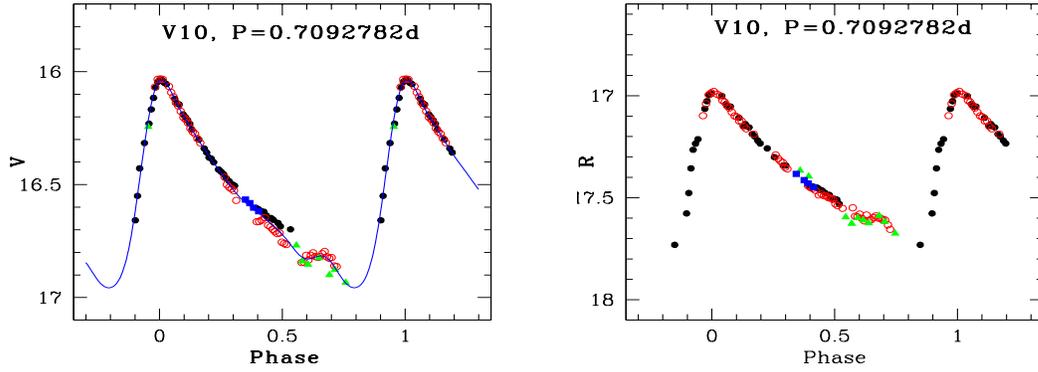


FIGURA 3.13: Igual que la Figura 3.5 para la variable V10.

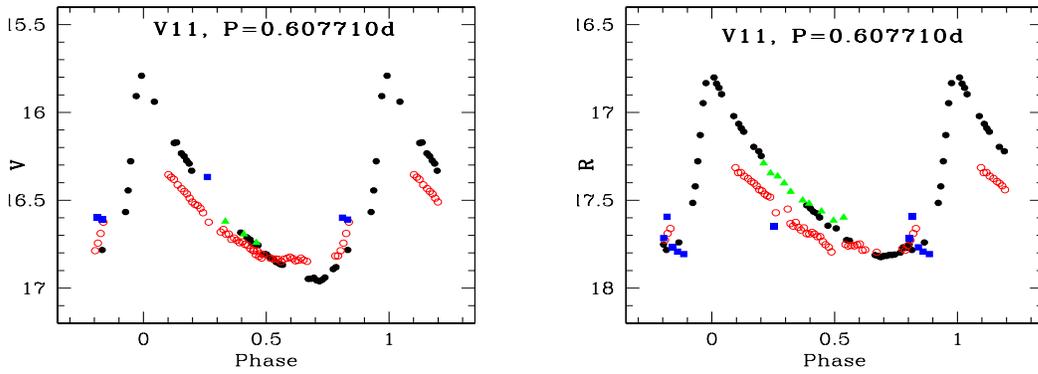


FIGURA 3.14: Igual que la Figura 3.5 para la variable V11.

de parámetros físicos. Las curvas de luz en V y R se muestran en la **Figura 3.15**.

■ **V13**

Esta es una estrella del tipo RRc y con nuestros datos se reproduce una buena curva de luz con el período de 0.3415568 días. Para nuestra curva de luz se usaron puntos de las 4 temporadas. En la **Figura 3.16** se grafican las curvas de luz en los filtros V y R.

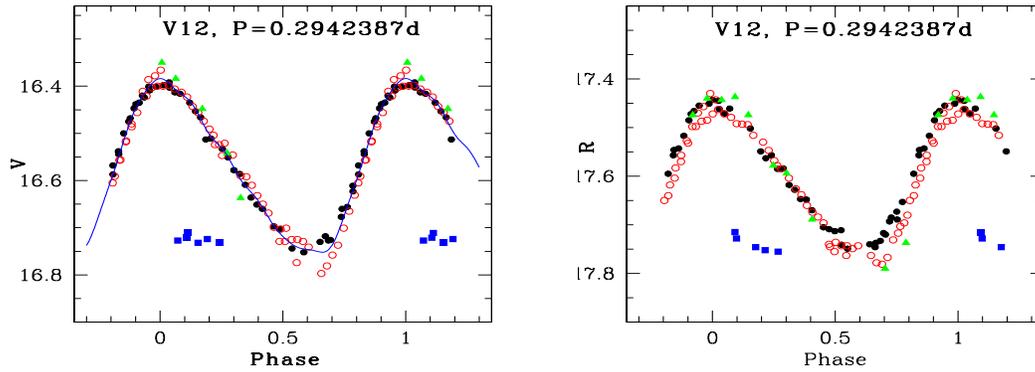


FIGURA 3.15: Igual que la Figura 3.5 para la variable V12.

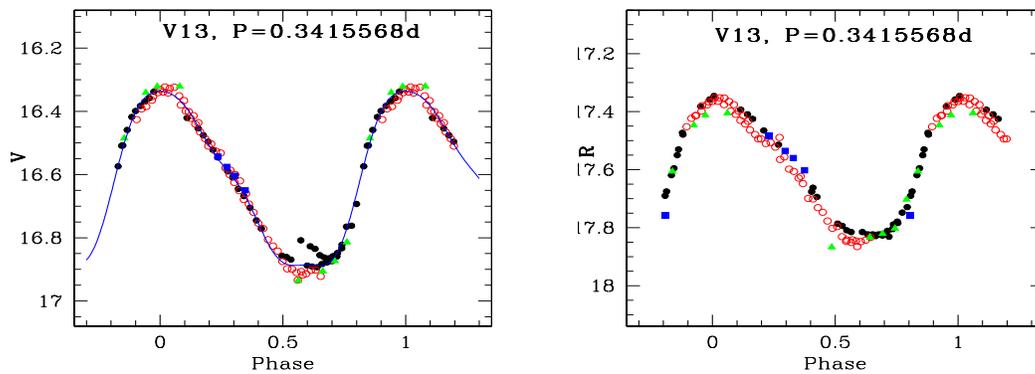


FIGURA 3.16: Igual que la Figura 3.5 para la variable V13.

■ V14

Esta estrella es del tipo RRab, se calculó su curva de luz con el período de 0.7858557 días. En la **Figura 3.17** se grafican las curvas de luz en los filtros V y R. Aunque el método de Descomposición de Fourier es una poderosa herramienta para la obtención de parámetros físicos cuando es aplicado a los datos reales con ruido intrínseco, éste puede afectar la curva de luz obtenida y el mínimo reconstruido en los datos de esta estrella. La curva de luz no está completamente cubierta, por lo que no usaremos esta estrella en el cálculo de parámetros físicos.

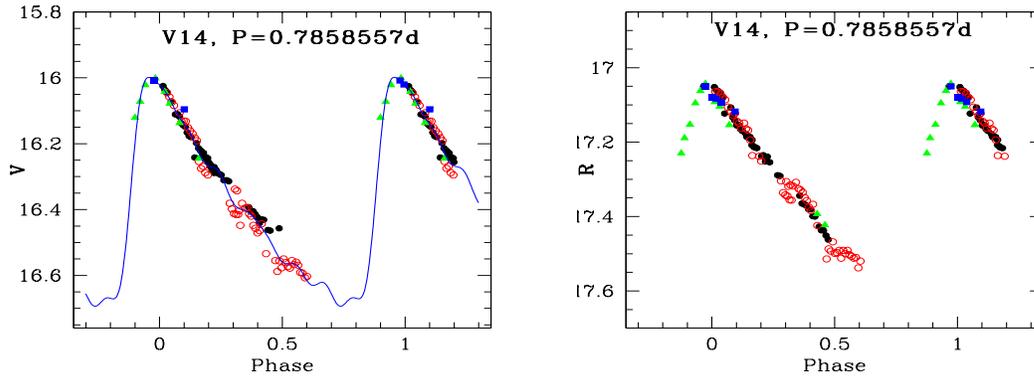


FIGURA 3.17: Igual que la Figura 3.5 para la variable V14.

■ **V15**

Esta estrella es de tipo RRc y se reprodujo una curva de luz usando el período de 0.398625 días. Para esta curva de luz se tienen datos de H04 y H05. En la **Figura 3.18** se grafican las curvas de luz en los filtros V y R. Notemos que en R las dos temporadas H04 y H05 están desfasadas 0.2, sin embargo, pudimos hallar un mejor período. Una posible explicación sería que la estrella este en un sistema binario y el desfase no es evidente en V.

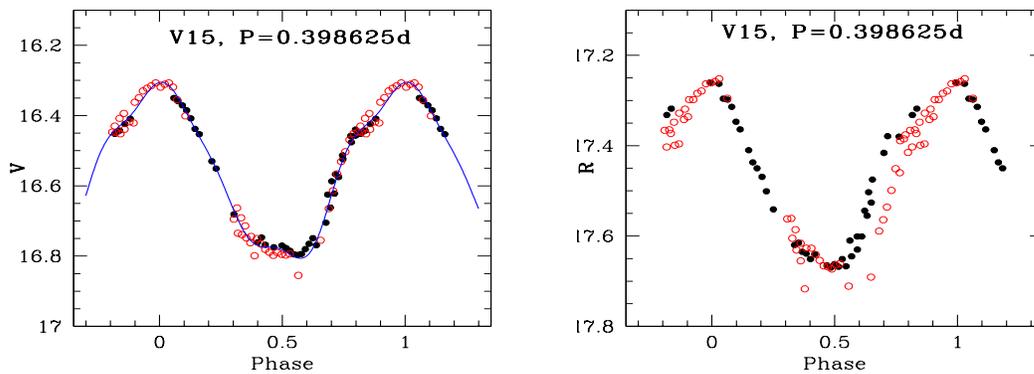


FIGURA 3.18: Igual que la Figura 3.5 para la variable V15.

■ **V16**

Esta es una estrella de tipo RRc. Los puntos de H05 se encontraban desfasados con respecto a los de H04 si se usaba el período de 0.424530 días reportado por Corwin et al. (1999). A esta se le calculó un nuevo período de 0.419999 ± 10^{-6} días. En esta curva de luz entraron los puntos de H04, H05 y K05 y se muestra en la **Figura 3.19** calculadas con los dos períodos, mientras que los datos de SPM05 caen con una pendiente diferente en la curva de luz, aún con el nuevo período, y tal vez estén desfasados con respecto a las demás temporadas, esto no lo podemos asegurar debido a que son pocos datos de SPM05 y éstos suelen ser anómalos en otras estrellas, por lo que no los consideraremos.

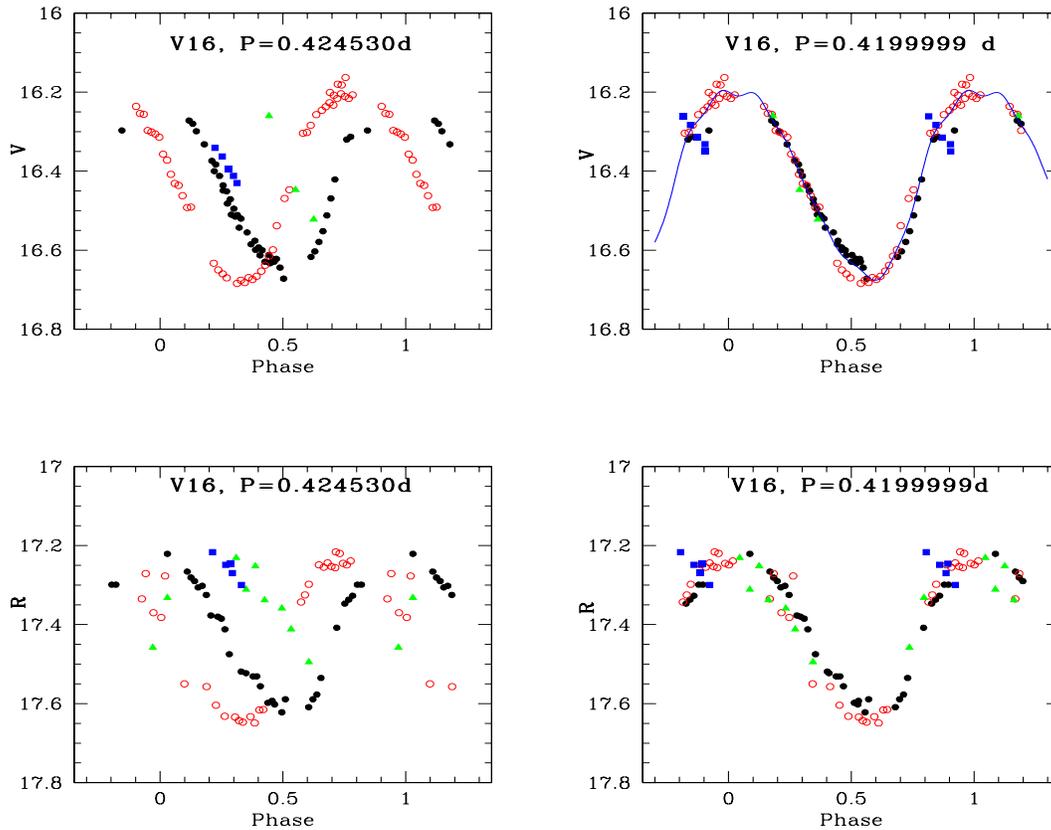


FIGURA 3.19: Igual que la Figura 3.5 para la variable V16.

■ **V17**

Esta es una estrella de tipo RRc. Se reproduce una curva de luz con el período de 0.3701062 días. En esta curva de luz entraron los puntos de H04, H05 y K05, mientras que los datos de SPM05 estas desfasados en la curva de luz, en los dos filtros V y R. No se logró hallar un nuevo período para esta estrella con el que entraran los puntos de SPM05. En la **Figura 3.20** se grafican las curvas de luz en los filtros V y R. Notemos que la temporada H05 (círculos) tiene una amplitud $2A$ de 0.405, la cual es un poco mayor a la de la de H04 de 0.366 mag. Ahora, si usamos el valor máximo de K05 la amplitud sería un poco mayor a 0.427. Quizá esto se deba a que esta es una estrella que podría tener efecto Blazhko, y no ha habido reportes en otros trabajos acerca de esta peculiaridad.

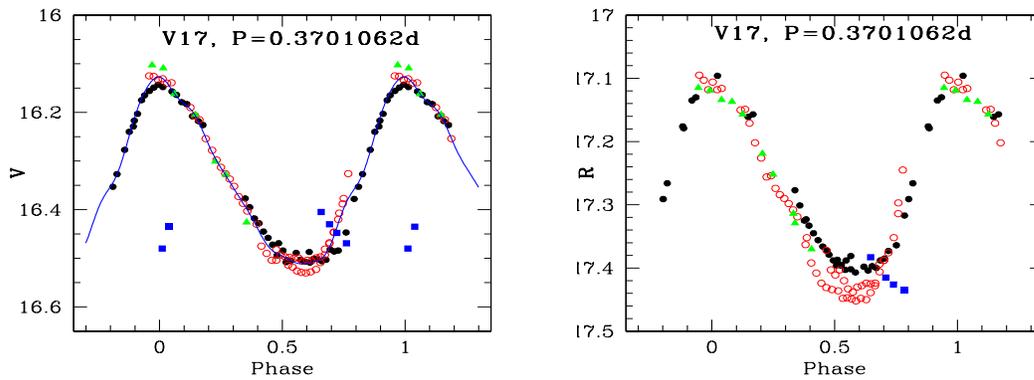


FIGURA 3.20: Igual que la Figura 3.5 para la variable V17.

■ **V18**

Esta es una estrella del tipo RRc. Se calculó un nuevo período de 0.3727 ± 10^{-5} días, con el cual la curva de luz se notará más limpia que usando el período de 0.3744435 días de Corwin et al. (1999). Esta curva de luz tiene puntos de las temporadas H04 y H05 y se muestra en la **Figura 3.21** calculada con los dos períodos. Debido a que los puntos de K05 se mostraron con algo de dispersión, no se presentan aquí y no se usarán para obtención de parámetros físicos.

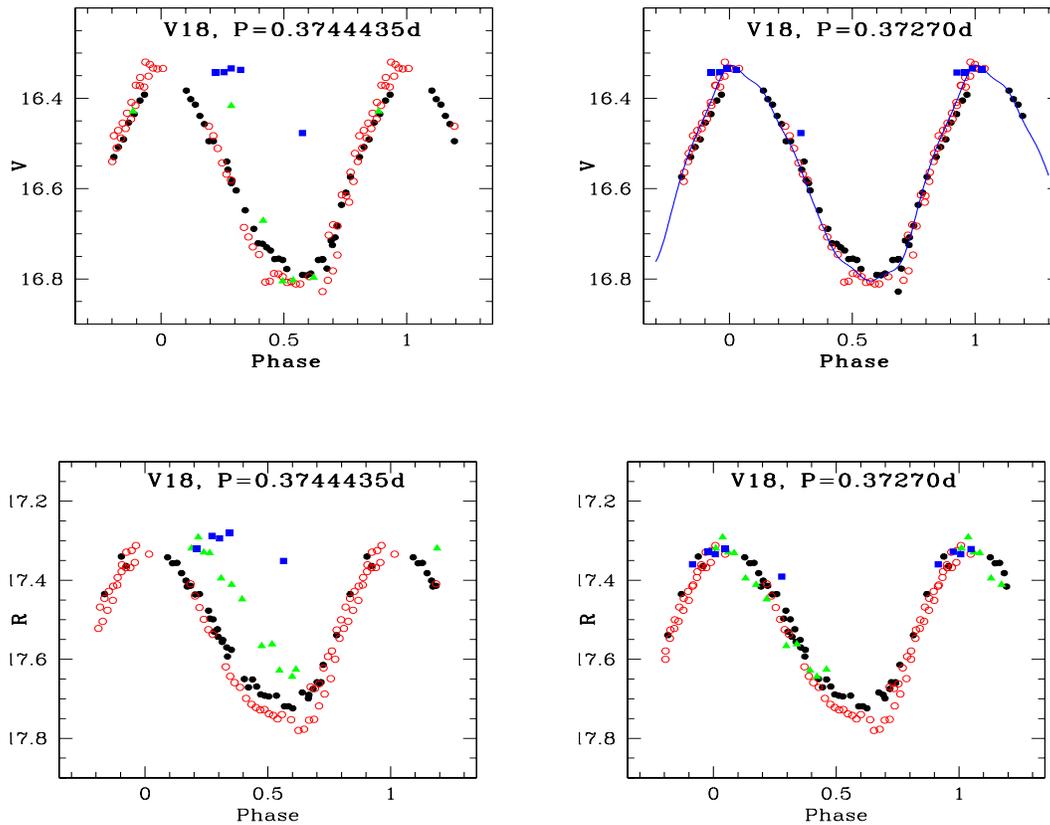


FIGURA 3.21: Igual que la Figura 3.5 para la variable V18.

■ V19

Esta es una cefeida anómala aproximadamente 2.0 magnitudes más brillante que las RR Lyrae del cúmulo. Fue estudiada ampliamente por Zinn & King (1982) y se calculó su curva de luz con el período de 0.821301 días, el cual fue reportado por McCarthy & Nemec (1997). Esta curva de luz tiene puntos de las 4 temporadas y no hemos cubierto el mínimo de la curva de luz. Los datos de esta estrella no se incluirán en la obtención de parámetros físicos del cúmulo debido a que no es RR Lyrae. En la **Figura 3.22** se grafican las curvas de luz en los filtros V y R.

■ V20

Esta estrella es una variable tipo RRc como lo confirmaron Corwin et al. (1999). El

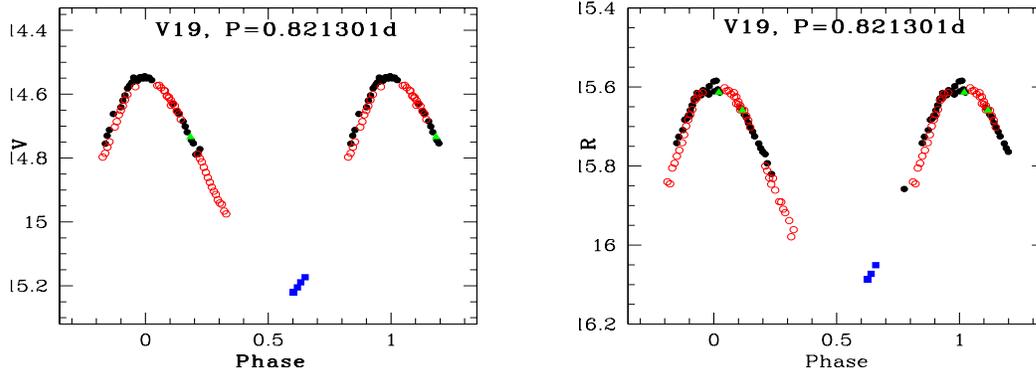


FIGURA 3.22: Igual que la Figura 3.5 para la variable V19.

período de 0.229496 días reproduce una curva de luz con los puntos correspondientes a H05 y a SPM05 desfasados con respecto a H04 (ver **Figura 3.23**). Nosotros calculamos un período de $0.30208 \pm 5 \times 10^{-5}$ días. Sin embargo aunque están en fase los datos de H04, H05 y SPM05, el ajuste sólo lo hicimos con H04, una noche de H05 y los datos de SPM por considerarlos de mejor calidad. Esta variable mostró cierta anomalía en el estudio de Corwin et al. (1999), ellos obtienen una curva de luz de varias temporadas, y reportan algunos puntos de una temporada (1977) donde la curva es casi plana.

Nosotros sugerimos que posiblemente tenga efecto Blazhko ya que ha mostrado variaciones de amplitud. Pero muchos más datos de diferentes temporadas serían necesarios para poder concluir con firmeza.

■ V21

Esta estrella es del tipo RRab y con un período de 0.791027 días se reproduce su curva de luz con puntos de las 4 temporadas. En la **Figura 3.24** se grafican las curvas de luz en los filtros V y R. La curva muestra una mayor dispersión que otras estrellas RRab y no logramos encontrar un mejor período. La dispersión puede deberse a que la estrella esta muy cercana a otras y el flujo de éstas interviene en los valores de magnitud de V21 como en otras estrellas. Esta estrella no será considerada para la obtención de parámetros físicos.

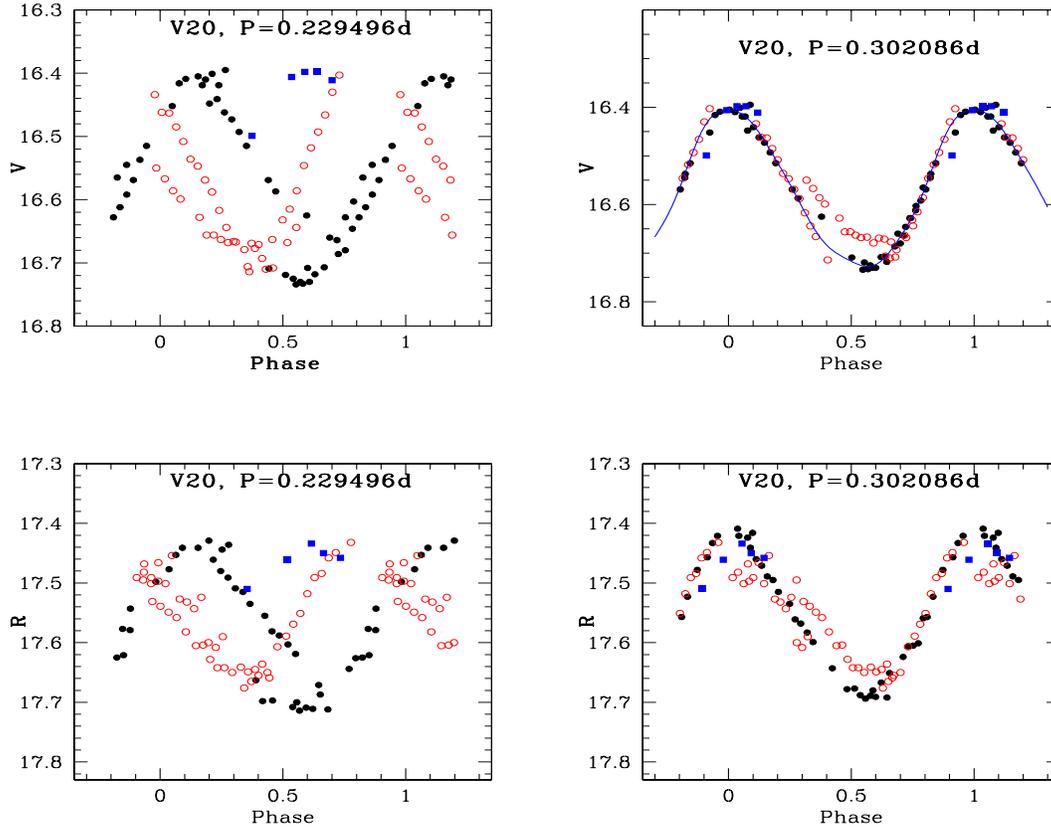


FIGURA 3.23: Igual que la Figura 3.5 para la variable V20.

3.4. BÚSQUEDA DE NUEVAS VARIABLES

Para buscar nuevas variables en el cúmulo NGC 5466 decidimos utilizar las temporadas H04 y H05, ya que el campo de observación de Hanle es el mayor de los tres telescopios empleados. Además se ha mostrado que éstas dos temporadas tuvieron una mejor precisión en la fotometría y en la transformación al sistema estándar y son las temporadas con el mayor número de observaciones.

Se aplicó el programa de períodos, que utiliza el método de la cadena descrito anteriormente, a todas las estrellas del cúmulo, que son aproximadamente 5000 detectadas en H05 por el paquete DANDIA. Para cada estrella se calculó el parámetro SQ y un período tentativo. Se seleccionaron las estrellas de menor valor SQ como los mejores candidatas a variables (ver ejemplo en la **Tabla 3.2**).

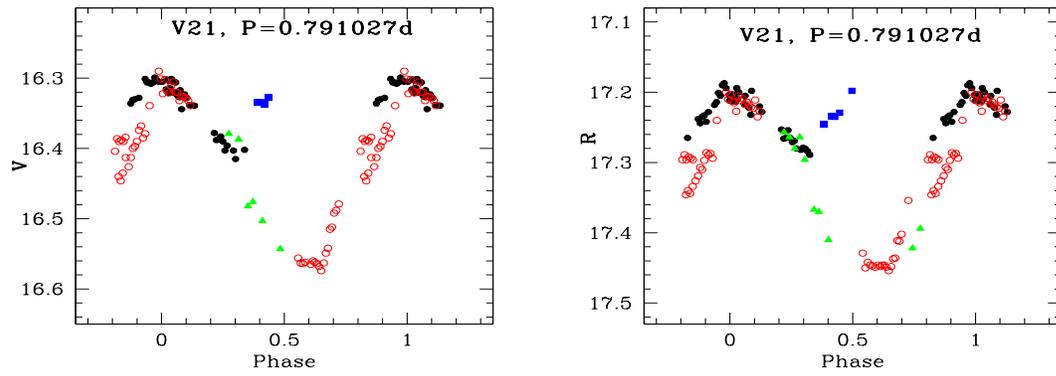


FIGURA 3.24: Igual que la Figura 3.5 para la variable V21.

TABLA 3.2: Fracción de la salida del programa que nos permite encontrar estrellas variables nuevas. Originalmente esta tabla es de 5 columnas, se le han hecho anotaciones en la última columna para denotar las estrellas variables ya conocidas y el resultado de revisar la fotometría de cada una de ellas y comprobar si tienen o no variabilidad en su magnitud.

listaV.SQ		filtro V			
$P_{min}=0.20$		$P_{max}=0.80$		$\Delta = 10^{-5}$	
No.	L	Curva	PQmin	SQmin	
1	1781	2640.dat	0.294340	0.017*	V12
2	342	1314.dat	0.375430	0.017*	V18
3	286	1263.dat	0.578740	0.020*	V10
4	1174	2086.dat	0.367680	0.022*	V17
5	1644	2517.dat	0.342400	0.024*	V13
6	609	1565.dat	0.401480	0.025*	V15
7	336	1309.dat	0.300180	0.025*	V20
8	2288	3103.dat	0.420000	0.025*	V16
9	2861	_660.dat	0.578740	0.026*	V5
10	917	1846.dat	0.578740	0.034*	V8
11	2433	3237.dat	0.578740	0.040*	V7
12	740	1684.dat	0.339830	0.042*	V4
13	1100	2018.dat	0.564260	0.055*	V6
14	53	1049.dat	0.578740	0.055*	V11
15	937	1865.dat	0.572460	0.062*	V3
16	966	1893.dat	0.410950	0.095*	V21
17	1947	2793.dat	0.571720	0.110*	V2
18	668	1618.dat	0.578740	0.146*	V9
19	200	1186.dat	0.397190	0.150*	V14
20	2102	2933.dat	0.238540	0.167	N1
21	1597	2475.dat	0.564260	0.175	N2
22	269	1248.dat	0.238360	0.192	no-var
23	178	1165.dat	0.729220	0.196	N12
24	1645	2518.dat	0.560810	0.202	no var
25	1607	2484.dat	0.370470	0.203	no var
26	93	1085.dat	0.557980	0.220	no-var
27	1787	2646.dat	0.729220	0.221	no-var
28	1169	2080.dat	0.239080	0.221	no-var
29	902	1832.dat	0.349090	0.227	no-var
30	6	1005.dat	0.729220	0.230	no var
31	1196	2106.dat	0.347420	0.252	no-var
32	1119	2035.dat	0.765340	0.267	no-var
33	1110	2027.dat	0.549300	0.268	no var
34	1347	2245.dat	0.200000	0.270	NH35
35	716	1662.dat	0.253890	0.273	no var
36	1640	2513.dat	0.343080	0.277	no-var
37	1223	2132.dat	0.342320	0.279	N4
38	771	1712.dat	0.334590	0.285	N14
39	2456	3259.dat	0.368260	0.286	no var
40	2804	_607.dat	0.200420	0.287	Cand
41	407	1376.dat	0.373880	0.287	no-var
42	295	1271.dat	0.220690	0.291	NH38
43	1732	2597.dat	0.386230	0.301	no-var
.
.
.

Si ordenamos las estrellas en orden creciente de SQ, como es de esperarse, las estrellas variables conocidas generalmente quedan en los primeros lugares de esta lista, y de ahí vamos explorando si las estrellas de la lista cercanas a las que se sabe son variables serían también variables. En la **Figura 3.25** se grafica la identificación de las estrellas vs. sus valores de SQ. Como era de esperarse las RR Lyrae conocidas (puntos grandes) quedan en la parte más baja del diagrama. Hemos inspeccionado detenidamente las curvas de luz de todas las curvas de luz de todas las estrellas con $SQ < 0.4$ debido a que la tendencia a no encontrar más variables se hacía mayor para valores más grandes. Todas las estrellas revisadas que resultaron no ser variables se graficaron con triángulos, las variables nuevas son los círculos.

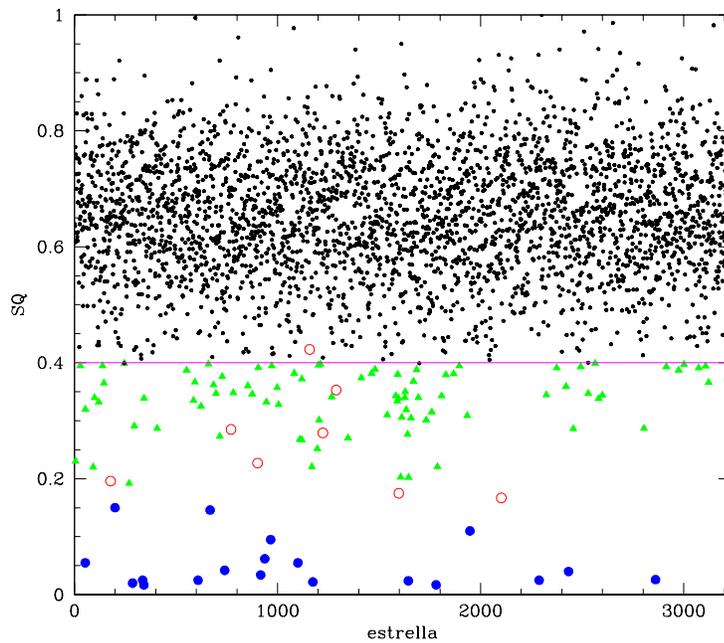


FIGURA 3.25: Valores de SQ de todas las estrellas que DANDIA encuentra en la imagen de referencia. Los puntos grandes corresponden a las variables ya conocidas, del catálogo de Clement (2002), los círculos corresponden a las candidatas a variables, los triángulos a las estrellas que se revisaron y no mostraron variabilidad de algún tipo.

TABLA 3.3: Estrellas variables nuevas.

Nombre	Período (días)	Época 2500000.0+ (días)	tipo
V37	0.3224	53000.158502	RRd
	0.2398	53000.000000	
V38	0.3777	53000.034550	RRc
V39	0.1769	53083.288100	BinEcl W Uma
V40	0.2534	53053.839000	BinEcl
V41	0.1735	53000.114606	BinEcl W Uma
	0.3433	53000.047207	
CV1	0.3333	53000.000000	?
CV2	0.5000	52999.966230	?
CV3	0.2506	53104.607100	?

Las variables nuevas se enlistan en la **Tabla 3.3**, con sus períodos y épocas correspondientes y el tipo de variable. Las curvas de luz se muestran en las **Figuras 3.29-3.33** y en la sección 3.5 ofrecemos una discusión de cada una.

Durante la selección de nuevas variables se tuvo cuidado en que la estrella que mostraba variabilidad, no estuviera muy cerca de alguna otra variable ya conocida, ya que en este caso su emisión puede ser contaminada por la de la variable conocida. Hemos incluido a manera de ejemplo el caso de la estrella que llamamos **N7**. Esta es una estrella que muestra variaciones en su curva de luz, con un período de 0.2539 días. Sin embargo, N7 se encuentra muy cerca de V4, una variable ya conocida que tiene un período de 0.5113 días, que es casi el doble del período encontrado para N7. En la **Figura 3.26** se muestra la curva de luz de N7, con los dos períodos, y notamos que su curva es similar a la de V4 (**Figura 3.7**). Por lo tanto variabilidad de N7 no es real sino producida por la contaminación de V4. En la **Figura 3.27** se indica la posición de esta estrella junto con la variable V4.

Las nuevas variables que se encontraron en el cúmulo globular NGC 5466 se localizan en la **Figura 3.28**. Hacemos notar que algunas son muy cercanas al centro del cúmulo y pudieron localizarse gracias al potencial del método de diferenciación de imágenes empleado para aislar estrellas en regiones superpobladas.

A continuación discutimos brevemente cada una de las nuevas variables.

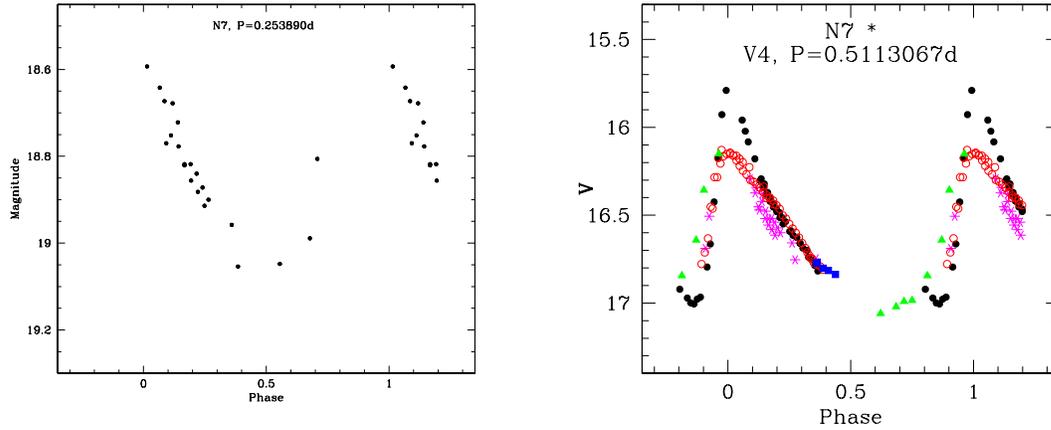


FIGURA 3.26: Esta estrella no es variable. A la izquierda se muestra la curva de luz de N7 con el período calculado por nosotros, de 0.2539 días, y a la derecha se grafica con el período de V4, 0.5113 días (asteriscos) corridos 2.3 mag junto con los puntos de V4 (puntos y círculos).

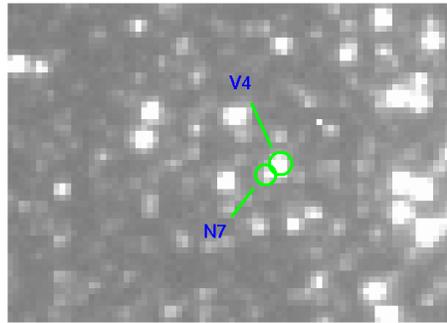


FIGURA 3.27: Imagen de una pequeña región del cúmulo globular NGC 5466 en donde se indica la posición de una estrella con variabilidad no real muy cercana a la variable conocida V4.

3.5. VARIABLES NUEVAS

■ V37

En la imagen de referencia `stackref.fits`, esta es una estrella brillante. Esta bien sustraída en la imagen `stackref.sub.fits`, es decir, no hay residuos significativos y notamos una estrella muy débil a su izquierda que no fue bien sustraída. Sin embargo, ésta probablemente no influya en su fotometría. Los residuos en las imágenes de diferencia no parecen indicar que las variaciones de amplitud puedan ser debidas a una mala sustracción. Su curva de luz es del tipo de una RRc, sin embargo un análisis deta-

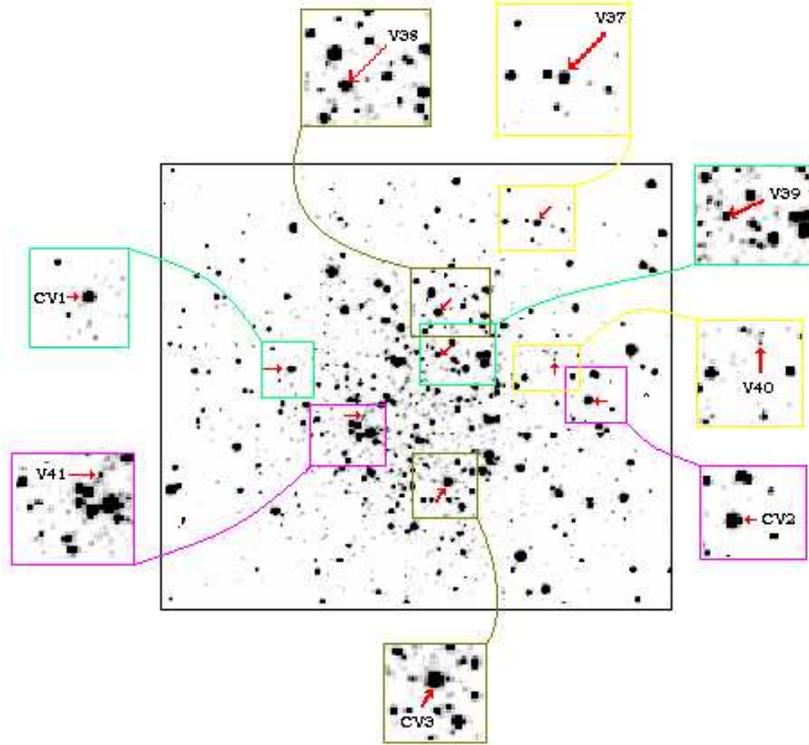


FIGURA 3.28: Imagen del cúmulo globular NGC 5466 con las 5 variables nuevas indicadas y con los candidatas a estrellas variables.

llado de sus frecuencias revela que la estrella es de doble modo o RRd con períodos calculados de $P_0 = 0.3224$ días para el modo fundamental y $P_1 = 0.2398$ días para el primer sobretono. Se confirmó aquí una de las propiedades fundamentales que las estrellas RRd poseen, el cociente entre el período del primer sobretono y del período fundamental es cercano a valores entre 0.742 y 0.748 (Petersen 1973). Para V37: $P_1/P_0 = 0.744$. La curva de luz se muestra en la **Figura 3.29** con ambos períodos.

■ V38

Esta es una estrella brillante en la imagen de referencia. Esta bien sustraída pero se encontró contaminado su flujo por otra estrella compañera más débil no sustraída, por lo que la fotometría en el sistema de referencia tendrá un pequeño error. La forma de la curva de luz parece ser la de una RRc, aunque notamos que es un poco dispersa. Esta curva se muestra en la **Figura 3.30**. Se calculó un período de 0.3777 días. Esta estrella no muestra un segundo período.

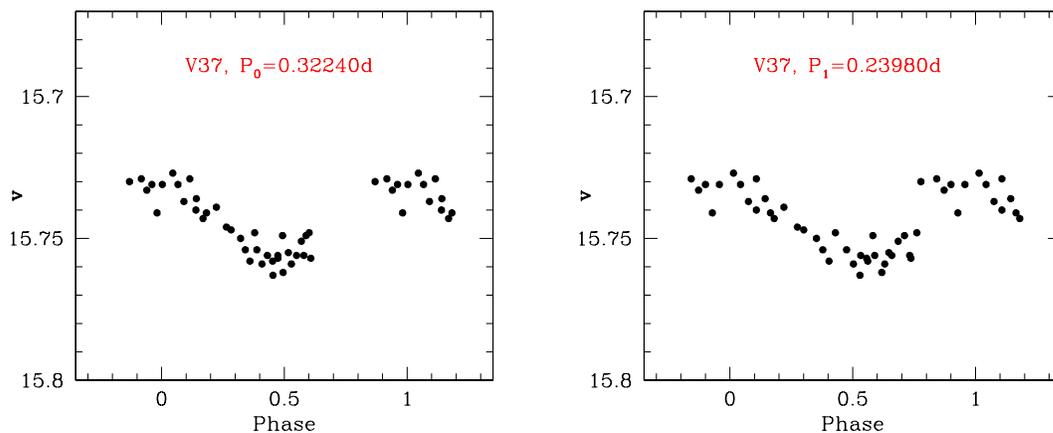


FIGURA 3.29: Curva de luz de V37, en magnitud V, una de las nuevas variables hallada con la técnica DANDIA. Se trata de una RR Lyrae de doble modo, o RRd.

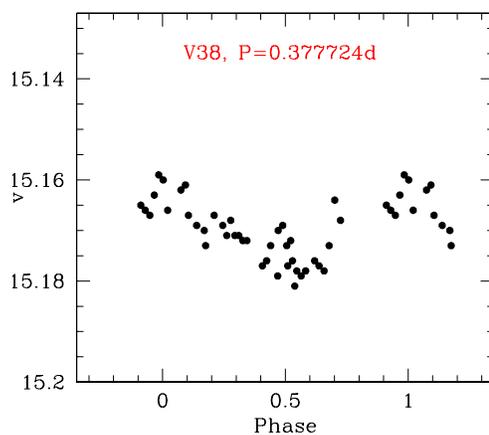


FIGURA 3.30: Similar a la Figura 3.29 para V38.

■ **V39**

Esta es una estrella débil y notamos que en la imagen de referencia se encuentra separada de las demás, además de que sí ha sido sustraída bien. Se reproduce la

curva de luz mostrada en la **Figura 3.31** la cual tiene la apariencia de una binaria eclipsante tipo W UMa, y el eclipse primario es de 0.4 mag. y el secundario no se aprecia. Se calculó un período de 0.1769 días.

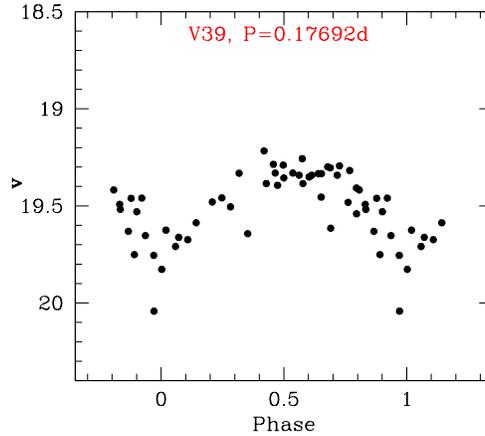


FIGURA 3.31: Similar a la Figura 3.29 para V39. Se trata de una binaria eclipsante tipo W UMa.

■ V40

Esta es una estrella débil y no se ven estrellas muy cercanas a esta en la imagen de referencia. La estrella ha sido sustraída correctamente. Reproduce una curva de luz en forma de V de una binaria eclipsante, mostrando un eclipse primario de 0.4 mag. La curva se muestra en la **Figura 3.32**. El período calculado para V40 es de 0.2534 días.

■ V41

En la imagen de referencia notamos que esta estrella es más débil y tiene algunas compañeras cercanas pero no lo suficiente como para contaminar su emisión. En la **Figura 3.33** se muestra la curva de luz en magnitudes V usando dos períodos, el de 0.1735 días, calculado en este trabajo, y el de 0.3433 días, calculado por Poretti (comunicación personal). Las variaciones parecen ser reales en ambas curvas de luz y la estrella es probablemente una binaria tipo W UMa.

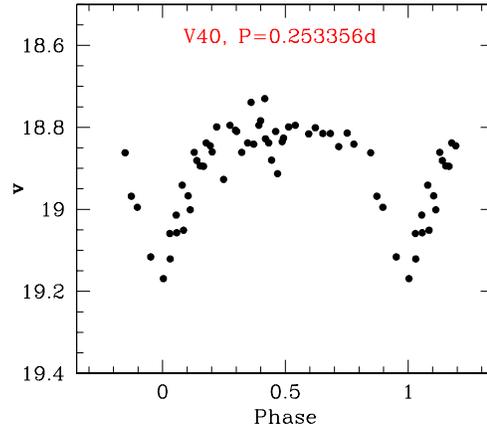


FIGURA 3.32: Similar a la Figura 3.29 para V40. Se trata de una binaria eclipsante.

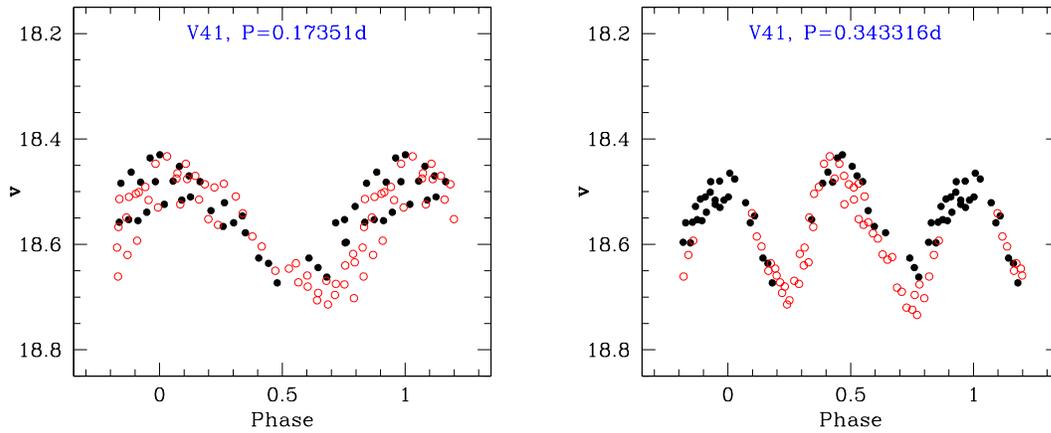


FIGURA 3.33: Curvas de luz similares a la Figura 3.29 para V41, la de la izquierda es usando un período de 0.1735 días que calculamos en este trabajo, y la de la derecha es usando el período de 0.3433 días (comunicación personal con Poretti). Es probablemente un sistema binario tipo W UMa.

3.5.1. Estrellas SX Phoenicis

Con este estudio se detectó la variabilidad de NH35, una estrella nueva para nosotros y que comprobamos que es una variable del tipo SX Phoenicis, y que ya había sido reportada

por Jeon et al. (2004). Posteriormente buscamos en la fotometría realizada por nosotros las otras ocho variables SX Phoenicis de Jeon et al. (2004), pero sólo encontramos cinco más (NH27, NH29, NH38, NH39 y NH49). En la **Figura 3.34** se muestran las curvas de luz de las seis SX Phoenicis reproducidas con los datos de la temporada H04 en el filtro V. Este tipo de estrellas tiene períodos del orden de 0.05 días y amplitudes de cerca de 0.2 mag, es decir, períodos y amplitudes mucho más cortos que los de las estrellas RR Lyrae. Las tres estrellas SX Phoenicis que no fueron localizadas por los programas DANDIA son más débiles que 19 mag. (SXP1, SXP2 y SXP3).

3.6. CANDIDATAS A VARIABLES

- **CV1**

Esta estrella tiene algunas vecinas no sustraídas pero muy débiles y es poco probable que éstas afecten su flujo medido. La evidencia de esas estrellas vecinas en la imagen `stackref.sub.fits` sugiere que existe un pequeño error en el flujo de referencia. Esta estrella muestra una curva de luz donde se nota más variabilidad en la primera noche que en la segunda (ver **Figura 3.35**). Las variaciones son de baja amplitud (0.02 mag) y pueden deberse al ruido. Probablemente la estrella no es variable.

- **CV2**

Esta es una estrella muy brillante, no tiene estrellas vecinas. La curva de luz muestra variaciones en las dos noches de observación como se ve en la parte de la izquierda de la **Figura 3.36**, en días julianos vs. flujo diferencial. El período calculado es de 0.5 días. La curva de luz en fase se muestra en la de la derecha. Esta estrella muestra variaciones de muy baja amplitud (0.02 mag), por lo que su variación no es clara y podría ser sólo ruido.

- **CV3**

Hay evidencia de que esta estrella brillante tiene vecinas más débiles en la imagen de referencia. El flujo de CV3 está contaminado por las otras. Haciendo una revisión del flujo diferencial en la imagen sustraída se encontró que hay 5 estrellas más débiles que no fueron sustraídas, por tanto esta estrella tendrá un error en su flujo de referencia (**Figura 3.37**). En la **Figura 3.38** se muestran las curvas de luz en magnitudes utilizando dos períodos, 0.7292 días y 0.2506 días. En ambos casos la curva de luz es ruidosa y de amplitud ~ 0.01 por lo que no podemos asegurar que esta estrella sea

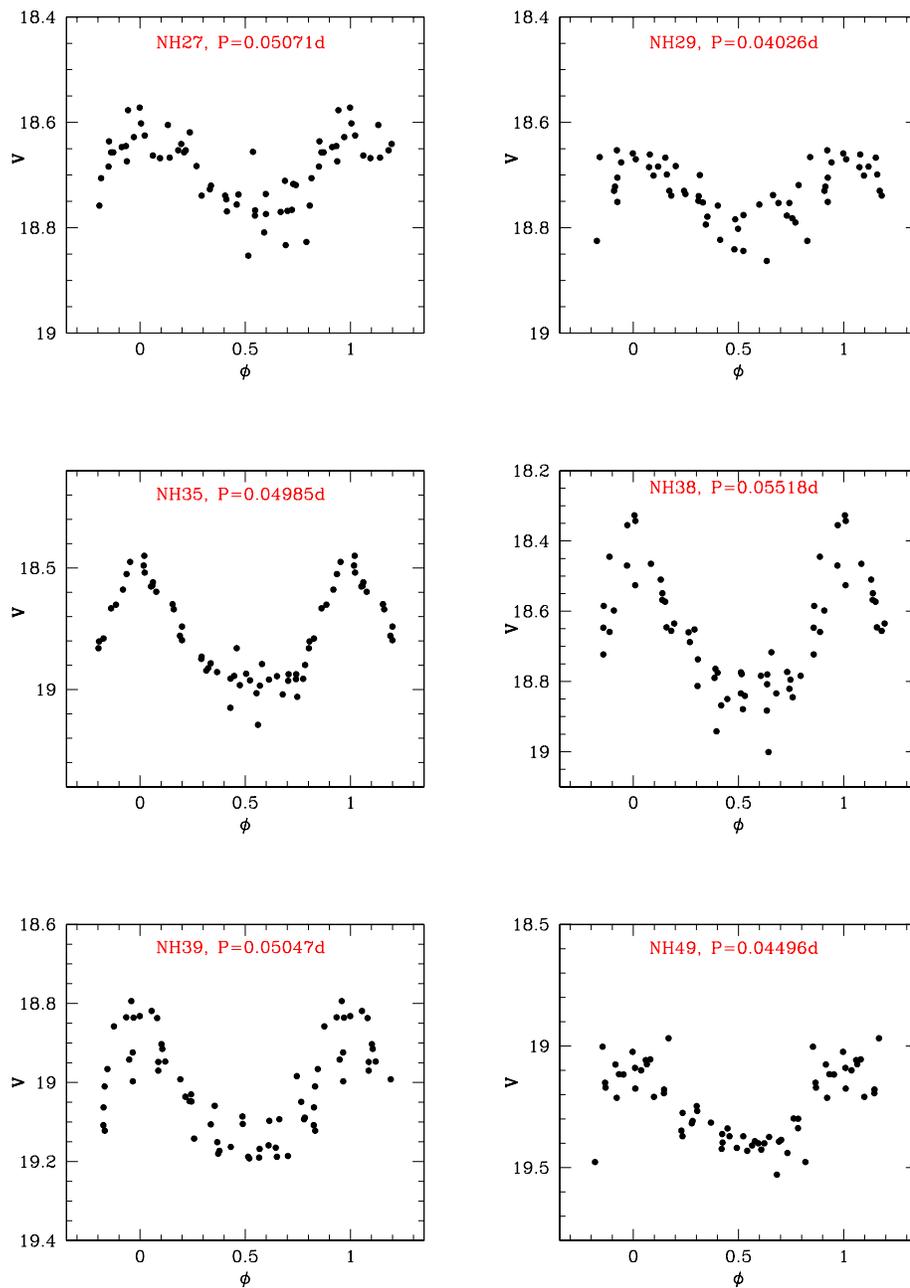


FIGURA 3.34: Estrellas variables SX Phoenicis conocidas halladas con DANDIA.

variable auténtica y mejores observaciones son requeridas.

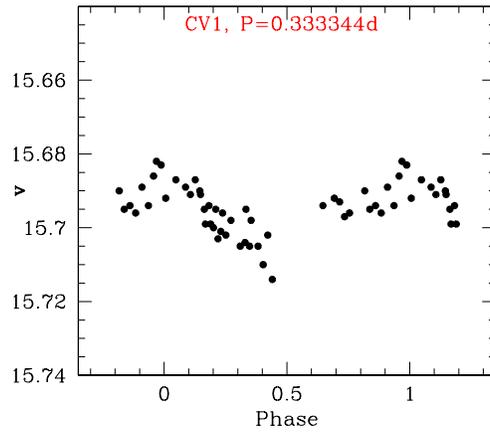


FIGURA 3.35: Similar a la Figura 3.29 para CV1.

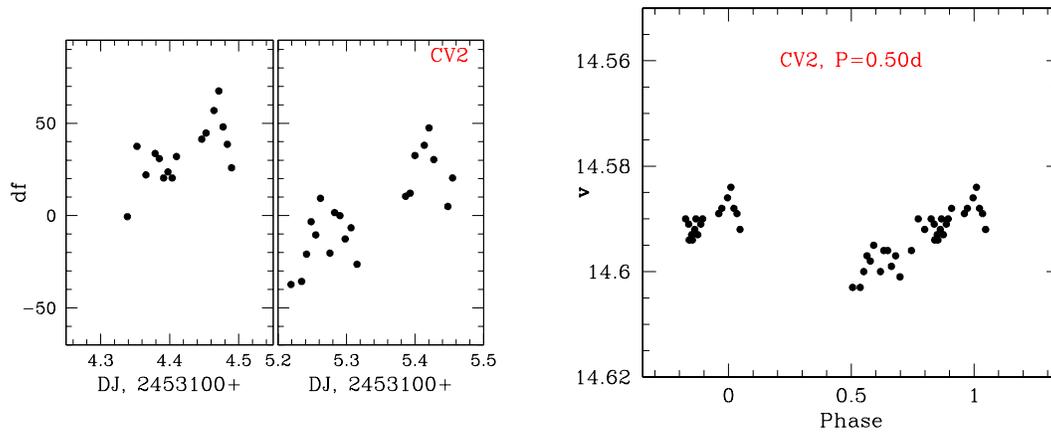


FIGURA 3.36: Similar a la Figura 3.29 para CV2.

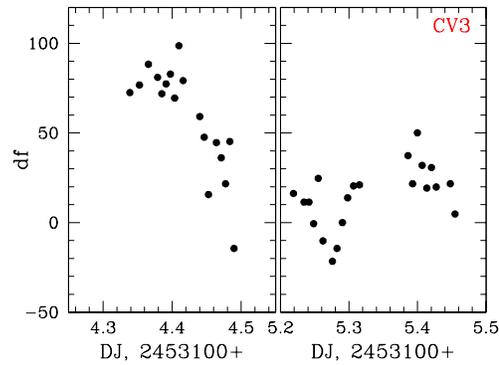


FIGURA 3.37: Día juliano vs. flujo diferencial de CV3.

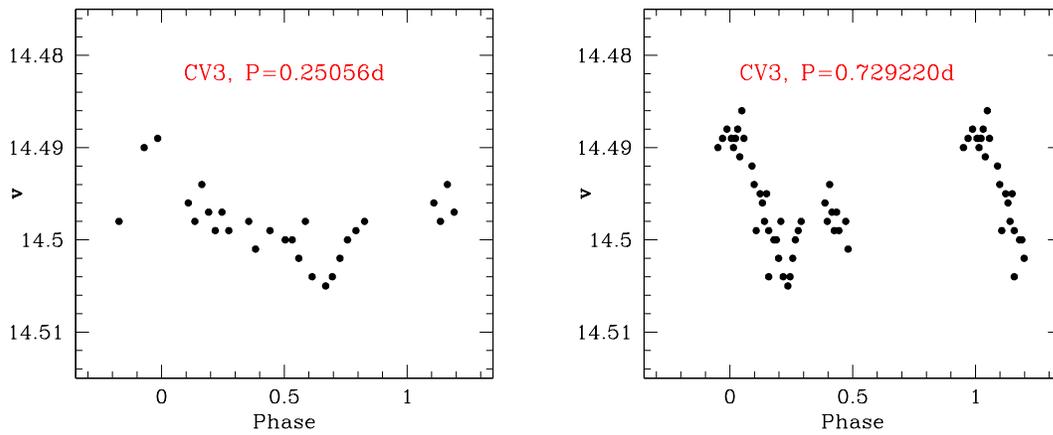


FIGURA 3.38: A la izquierda se muestra la curva de luz de V41 con un período de 0.2506 días, y a la derecha se muestra también la curva de luz pero con un período de 0.7292 días.

3.7. Cociente de variables RR Lyrae

Como ya se discutió en la sección 1.4.1, el cúmulo globular NGC 5466 es del tipo Oosterhoff II, puesto que el promedio de los períodos de sus RRC es de 0.35 días y el promedio de sus estrellas RRab es de 0.66 días, lo que lo define claramente como un cúmulo del tipo

Oosterhoff II.

De la tabla de Clement et al. (2001) se puede calcular que el cociente promedio $\langle \frac{n(c)}{n(ab+c)} \rangle$ para cúmulos globulares del tipo OoII representativos es de 0.43 ± 0.09 . Hasta antes de nuestro estudio se conocían 20 estrellas RR Lyrae de éste cúmulo, 7 del tipo RRc y 13 del tipo RRab, lo que da un cociente de 0.35. En este trabajo descubrimos, entre otras variables, una RR Lyrae del tipo RRc, por lo que el nuevo cociente es de

$$\frac{n(c)}{n(ab+c)} = \frac{8}{21} = 0.38 \quad (3.4)$$

Aunque este valor aún es un poco menor que el valor promedio para cúmulos del tipo OoII, lo que implicaría que aún quedan RR Lyraes por descubrir, nosotros consideramos que esto es poco probable puesto que hemos revisado la zona central del cúmulo, con la técnica de fotometría diferencial.

4 DESCOMPOSICIÓN DE FOURIER Y PARÁMETROS FÍSICOS

4.1. CALIBRACIONES EMPÍRICAS DE PARÁMETROS FÍSICOS

En años pasados se ha hecho un gran esfuerzo para mejorar los cálculos de pulsación estelar no lineal (por ejemplo Dorfi & Feuchtinger 1991; Cox et al. 1992; Gehmeyr 1992a, b, 1993; Fokin 1992; Feuchtinger & Dorfi 1994, 1996; Buchler et al. 1996). Estos estudios han sido motivados por varios problemas que conciernen a la antigua generación de los modelos de pulsación Lagrangianos (ver memorias editadas por Buchler 1990) que se conduce en varios aspectos de la dinámica no lineal de estrellas pulsantes.

En particular las curvas de luz de las estrellas RR Lyrae calculadas con códigos lagrangianos muestran perturbaciones numéricas conspicuas y una comparación detallada con las observaciones por descomposición de Fourier revela diferencias significativas en las fases más bajas (Simon 1985, Simon & Aikawa 1986). Éstas *discrepancias de fase de las RR Lyrae*, así llamadas, son atribuidas a la ausencia del transporte de energía convectiva y un tratamiento insuficiente de la transferencia radiativa en las capas externas (Kovács 1993), y ha sido solucionado por cálculos de pulsación adaptativa al resolver las ecuaciones de radiación hidrodinámicas dependientes del tiempo (Feuchtinger & Dorfi 1996).

En el trabajo pionero de Walraven (1955) se ha argumentado que una descomposición de Fourier de las curvas de luz puede ligar a las variaciones en magnitud observadas con los parámetros estelares. Simon & Lee (1981) mostraron que para las estrellas Cefeidas, el cambio del parámetro de Fourier promueve una descripción cuantitativa de la progresión de Hertzsprung para cefeidas de doble modo, que consiste en que las llamadas cefeidas “Bump” o cefeidas con “protuberancias” muestran una secuencia en la que la protuberancia sube a lo largo de uno de los lados de la curva de luz, alcanza el máximo cuando se tiene resonancia entre los dos modos y después baja por la otra rama de la curva de luz. Sin embargo, dicha progresión en estrellas RR Lyrae no es tan clara (Simon & Teays 1982).

Usando una teoría lineal de pulsación de Simon (1979) se ha mostrado cómo los coeficientes de Fourier se relacionan con las perturbaciones del brillo y radio de la estrella, sin embargo, un gran número de incertidumbres inherentes a este método limita la precisión de los parámetros físicos fundamentales.

Las calibraciones semiempíricas necesarias fueron determinadas durante los años 90's por Simon & Clement (1993), ellos deducen una nueva escala de distancias para estrellas RR Lyrae basada en el parámetro de fase de Fourier ϕ_{31} . Estas calibraciones requieren de una descomposición de Fourier de las curvas de luz y los parámetros de Fourier pueden correlacionarse con algunos parámetros físicos estelares, tales como la masa, la luminosidad, la temperatura efectiva y la metalicidad (representada por la abundancia de hierro o $[\text{Fe}/\text{H}]$). En los últimos años y con el uso de los detectores CCD, ha sido posible detectar y estudiar con precisión las curvas de luz de RR Lyrae débiles en algunos cúmulos globulares, muy lejanos en el Halo galáctico, y determinar de manera más eficiente los parámetros físicos relevantes que se mencionaron antes.

Las curvas de luz V obtenidas en el capítulo anterior pueden ajustarse o representarse por medio de una serie de Fourier. La representación matemática de las curvas de luz es de la forma:

$$m(t) = A_0 + \sum_{k=1}^n A_k \cos\left(\frac{2\pi}{P} k(t - E) + \phi_k\right), \quad (4.1)$$

donde $m(t)$ son las magnitudes en el tiempo t , P es el período y E la época. Se ha empleado una rutina de minimización lineal para ajustar los datos con el modelo de series de Fourier, derivando así los mejores valores ajustados de las amplitudes A_k y los corrimientos de fase ϕ_k de las componentes senoidales. El número de armónicos usados en la ecuación (4.1) fue entre cuatro y nueve y se conservaron solamente los armónicos significativos.

A partir de las amplitudes y los corrimientos de los armónicos de la serie de Fourier se definen los parámetros ϕ_{ij} y R_{ij} , que posteriormente serán utilizados para calcular los parámetros físicos estelares, por medio de las relaciones:

$$\begin{aligned} \phi_{ij} &= j\phi_i - i\phi_j, \\ R_{ij} &= \frac{A_i}{A_j}. \end{aligned}$$

Siendo los parámetros de Fourier ϕ_{ij} y R_{ij} , la diferencia de fases y la razón de amplitudes entre los armónicos correspondientes.

Las magnitudes medias A_0 , y los parámetros de Fourier relevantes al cálculo de los parámetros físicos de cada una de las estrellas RRc y RRab en el filtro V, se enlistan en las **Tablas 4.1 y 4.2**.

TABLA 4.1: Parámetros de los ajustes Fourier calculados para las curvas de luz en el filtro V de las estrellas tipo **RRc** del cúmulo globular NGC 5466. Donde n es el número de armónicos usados para el ajuste.

Estrella	A_0	A_1	A_4	ϕ_{21}	ϕ_{31}	ϕ_{41}	n	P
V12	16.577	0.176	0.003	4.559	2.766	2.083	8	0.2942
V13	16.629	0.283	0.016	4.579	2.375	1.815	4	0.3415
V15	16.568	0.246	0.020	4.115	4.134	2.936	4	0.3986
V16	16.417	0.240	0.003	5.295	3.913	2.466	8	0.4200
V17	16.340	0.185	0.004	4.106	1.290	4.665	8	0.3701
V18	16.578	0.236	0.007	4.384	2.901	3.400	8	0.3727
V20	16.576	0.162	0.002	3.937	2.362	5.452	6	0.3021

TABLA 4.2: Parámetros de los ajustes Fourier calculados para las curvas de luz en el filtro V de las estrellas tipo **RRab** del cúmulo globular NGC 5466. Donde n es el número de armónicos usados para el ajuste.

Estrella	A_0	A_1	ϕ_{21}	ϕ_{31}	ϕ_{41}	n	P
V3	16.579	0.370	3.680	1.632	5.660	9	0.5781
V6	16.606	0.327	3.879	1.907	6.211	9	0.6209
V7	16.469	0.261	4.101	2.394	0.578	7	0.70342
V8	16.547	0.327	3.975	1.757	6.026	8	0.62912
V9	16.497	0.344	3.934	1.872	0.030	9	0.6291
V10	16.573	0.344	4.275	2.330	0.711	7	0.7093
V14	16.395	0.277	4.404	2.508	0.814	9	0.7858

La relación entre la forma de la curva de luz de las variables RR Lyrae y sus parámetros físicos puede obtenerse de los modelos hidrodinámicos de pulsación calculados para parámetros físicos específicos, y estos modelos se usan para generar las curvas de luz teóricas. Esas curvas son por tanto usadas para obtener sus correspondientes parámetros de Fourier y correlacionarlos con los parámetros físicos. Simon & Clement (1993) calibraron las ecuaciones para la temperatura efectiva, T_{eff} , un parámetro de contenido de helio, Y , la masa estelar, M y la luminosidad, L en términos del período y del parámetro de Fourier ϕ_{31} para las estrellas tipo RRc. Sus calibraciones corresponden a nuestras ecuaciones de la (4.2) a la (4.5).

Recientemente Morgan et al. (2007) han hallado varias relaciones $[\text{Fe}/\text{H}] - \log P - \phi_{31}$ para las variables RRc, y nosotros hemos adoptado su ecuación (5) (ver nuestra ecuación 4.6).

Según Morgan et al. (2007) ésta calibración produce valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ con una incertidumbre de ± 0.21 .

La magnitud absoluta M_V para las estrellas RRc puede también estimarse a través de la calibración dada por Kovács (1998) (ecuación 4.7) y está dada como $M_V(K)$ en la columna 6 de la **Tabla 4.3**.

$$\log(M/M_\odot) = 0.52\log P - 0.11\phi_{31} + 0.39, \quad (4.2)$$

$$\log(L/L_\odot) = 1.04\log P - 0.058\phi_{31}^{(c)} + 2.41, \quad (4.3)$$

$$\log T_{eff} = 3.775 - 0.1452 \log P + 0.0056\phi_{31}^{(c)}, \quad (4.4)$$

$$\log Y = -20.26 + 4.935 \log T_{eff} - 0.2638 \log(M/M_\odot) + 0.3318\log(L/L_\odot), \quad (4.5)$$

$$[\text{Fe}/\text{H}] = 3.702(\log P)^2 + 0.124(\phi_{31}^{(c)})^2 - 0.845\phi_{31}^{(c)} - 1.023\phi_{31}^{(c)}\log P - 2.620, \quad (4.6)$$

$$M_V(K) = 1.261 - 0.961P - 0.044\phi_{21}^{(s)} - 4.447A_4. \quad (4.7)$$

Con este conjunto de ecuaciones podemos por lo tanto derivar los parámetros físicos de relevancia astrofísica para las estrellas RRc a partir de sus curvas de luz.

Para las estrellas RRab las calibraciones equivalentes han sido derivadas en numerosos trabajos de Kovács & Jurcsik. La aproximación al problema de estos autores ha sido empírica. Para la calibración de $[\text{Fe}/\text{H}]$, Jurcsik & Kovács (1996) emplearon una colección de curvas de luz de estrellas RR Lyrae de campo (ver su Tabla 1), obtenidas de la literatura y transformadas todas al sistema V de Johnson. Las metalicidades fueron obtenidas de las compilaciones de Suntzeff et al. (1994) y Layden (1994) y transformadas a una escala unificada de $[\text{Fe}/\text{H}]$ descrita por Jurcsik (1995); los valores adoptados se pueden ver en su Tabla 1. Después de un análisis numérico, estos autores concluyeron que la mejor calibración es la que nosotros presentamos como la ecuación (4.8).

Jurcsik & Kovács (1996) usaron una muestra grande de estrellas RRab en cúmulos globulares y en la galaxia enana Sculptor para descifrar la relación que hay entre los parámetros obtenidos de la descomposición de Fourier y la luminosidad. Sus datos les permitieron hallar su ecuación 2, que en este trabajo presentamos como la ecuación (4.9).

Por otra parte, para el caso de la calibración de T_{eff} , Jurcsik (1998) usó una base de datos consistente en descomposiciones de Fourier de 272 curvas de luz en V de estrellas RRab con los datos de $[\text{Fe}/\text{H}]$, M_V y el promedio del color intrínseco obtenidos según las fórmulas en Jurcsik & Kovács, Kovács & Jurcsik (1996) y Kovács & Jurcsik (1997), respectivamente.

Así, las calibraciones de parámetros físicos para estrellas RRab son las siguientes:

$$[\text{Fe}/\text{H}] = -5.038 - 5.394P + 1.345\phi_{31}^{(s)}, \quad (4.8)$$

$$M_V = 1.221 - 1.396P - 0.477A_1 + 0.103\phi_{31}^{(s)}, \quad (4.9)$$

$$(V - K)_o = 1.585 + 1.257P - 0.273A_1 - 0.234\phi_{31}^{(s)} + 0.062\phi_{41}^{(s)}, \quad (4.10)$$

$$\log T_{eff} = 3.9291 - 0.1112(V - K)_o - 0.0032[Fe/H]. \quad (4.11)$$

Con este conjunto de ecuaciones podemos por lo tanto derivar los parámetros físicos de relevancia astrofísica para las estrellas RRab a partir de sus curvas de luz.

Como las calibraciones anteriores no nos dan la luminosidad de la estrella específicamente, ésta se puede obtener a partir de M_V y la corrección bolométrica BC , adoptando la relación de Sandage & Cacciari (1990):

$$BC = 0.06[Fe/H] + 0.06, \quad (4.12)$$

con

$$M_{bol} = M_V + BC \quad y \quad (4.13)$$

$$\log L/L_\odot = -0.4(M_{bol} - 4.75).$$

Esta luminosidad reportada en la columna 5 de la Tabla 4.4, para las estrellas RRab podría ser comparada con la obtenida para las estrellas RRc por medio de la ecuación (4.3). Esta comparación y algunas inconsistencias serán discutidas en la sección (4.5).

En las ecuaciones anteriores $\phi_{jk}^{(c)}$ y $\phi_{jk}^{(s)}$ son los corrimientos en fase obtenidos con series de Fourier en cosenos y senos respectivamente y son así porque los autores de las calibraciones ajustaron las curvas de luz usando la ecuación (4.1) en series de cosenos o senos. Estos parámetros se relacionan de la siguiente manera:

$$\phi_{jk}^{(s)} = \phi_{jk}^{(c)} - (j - 1)\frac{\pi}{2}. \quad (4.14)$$

Las incertidumbres en los parámetros físicos obtenidos de las calibraciones anteriores para $\log L$, $\log T$, $\log M$ y $[Fe/H]$ son ± 0.009 , ± 0.003 , ± 0.026 y ± 0.14 dex respectivamente (Jurcsik 1998).

4.2. DESCOMPOSICIÓN DE FOURIER DE LAS CURVAS DE LUZ

Las curvas de luz reportadas en el capítulo 3 para las estrellas RRab y RRc fueron ajustadas por medio de la ecuación (4.1). En general preferimos ajustar los datos correspondientes a todas nuestras temporadas; H04, H05, K05, SPM05, sin embargo, en ocasiones

los datos de SPM05 resultaron anómalos y no fueron considerados. Las estrellas con efecto Blazhko; V2, V4, V5 y V11 no fueron ajustadas y no serán utilizadas para la determinación de parámetros físicos. El número de armónicos de la ecuación (4.1) que se emplearon en los ajustes varió de estrella a estrella y sólo conservamos aquellos armónicos significativos. En las **Tablas 4.1** y **4.2** reportamos los coeficientes de Fourier para las estrellas RRc y RRab respectivamente, así como el número de armónicos (n) que se emplearon para cada estrella. Las curvas continuas que se muestran en las **Figuras 3.5** a **3.24** corresponden a los ajustes que producen estos parámetros. La estrella V21 no fue incluida porque su curva de luz muestra las anomalías que se discutieron en la sección 3.3 y que no logramos corregir.

4.3. PARÁMETROS FÍSICOS

Los parámetros físicos de cada RR Lyrae fueron calculados con los parámetros de Fourier dados en las **Tablas 4.1** y **4.2** y la calibración correspondiente, y son reportados en las **Tablas 4.3** y **4.4**. En éstas Tablas reportamos también el valor medio y la desviación estándar de cada parámetro. Notamos que los valores de la estrella V17 son anómalos respecto al resto de la muestra y no los consideramos en el cálculo de los valores medios, es probable que esto sea producido por la diferencia de amplitudes detectada de una temporada a otra y sobre la que ya comentamos en la sección 3.3.

El módulo de distancia y la distancia, en el caso de las estrellas RRc, fueron calculados a partir de la magnitud absoluta $M_V(K)$.

Dadas la magnitud media A_0 y la magnitud absoluta M_V podemos calcular el módulo de distancia para cada estrella. Para la obtención del módulo verdadero es necesario conocer el enrojecimiento. Para NGC 5466 hemos adoptado el valor de $E(B-V)=0.0$ reportado por Harris (1996). En las **Tablas 4.3** y **4.4** reportamos las distancias individuales para cada estrella y los valores medios obtenidos para estrellas RRc y RRab respectivamente.

Con los valores de luminosidad y temperatura en las **Tablas 4.3** y **4.4** podemos posicionar a las estrellas RRc y RRab en el diagrama HR como se muestra en la **Figura 4.1**. Se han seleccionado dos versiones de bandas de inestabilidad; las líneas continuas delimitan la zona del modo fundamental, las líneas cortadas delimitan la zona del primer sobretono, según los modelos de Bono et al. (1995), para $M = 0.65 M_{\odot}$, $Y = 0.24$, y $Z = 0.001$. Además, las líneas inclinadas indican la banda de inestabilidad en el modo fundamental empíricamente encontrada por Jurcsik (1998) que usó 272 estrellas RRab de diferente metalicidad incluyendo las estrellas variables de campo de la Galaxia. Nótese que esta banda de ines-

TABLA 4.3: Parámetros físicos para las estrellas **RRc** en NGC 5466. σ es la desviación estándar del promedio para cada parámetro.

Estrella	M/M_{\odot}	$\log(L/L_{\odot})$	T_{eff}	$\log Y$	$M_V(K)$	módulo de dist.	distancia(pc)	[Fe/H]
V12	0.64	1.697	7366.	0.27	0.83	15.743	14078	-1.460
V13	0.77	1.787	7172.	0.25	0.73	15.900	15134	-1.988
V15	0.53	1.755	7174.	0.26	0.68	15.892	15082	-1.714
V16	0.58	1.793	7096.	0.25	0.68	15.740	14063	-2.007
V17	1.06 \diamond	1.886 \diamond	6990. \diamond	0.21 \diamond	0.77 \diamond	15.565 \diamond	12974 \diamond	-2.244 \diamond
V18	0.70	1.796	7130.	0.25	0.75	15.830	14656	-2.076
V20	0.72	1.732	7300.	0.26	0.86	15.719	13924	-1.667
promedio	0.652	1.758	7209.5	0.257	0.772	15.802	14473	-1.807
σ	± 0.088	± 0.038	± 101.8	± 0.008	± 0.066	± 0.080	± 536.87	± 0.229

\diamond : Valor no incluido en el promedio.

TABLA 4.4: Parámetros físicos para las estrellas **RRab** en NGC 5466. σ es la desviación estándar del promedio para cada parámetro.

Estrella	[Fe/H]	T_{eff}	M_V	$\log(L/L_{\odot})$	módulo	dist (pc)
V3	-1.735	6405.	0.729	1.626	15.850	14790
V6	-1.597	6340.	0.718	1.627	15.888	15051
V7	-1.387	6253.	0.685	1.635	15.784	14350
V8	-1.843	6297.	0.691	1.643	15.856	14830
V9	-1.688	6312.	0.695	1.638	15.802	14467
V10	-1.504	6246.	0.630	1.660	15.943	15436
V14	-1.678	6128.	0.574	1.687	15.821	14597
promedio	-1.633	6283.	0.675	1.645	15.849	14788
σ	± 0.152	$\pm 87.$	± 0.054	± 0.021	± 0.054	$\pm 370.$

tabilidad es mucho más angosta que la modelada por Bono et al. (1995).

Como se muestra en la **Figura 4.1**, las 7 variables RRab caen dentro de la banda del modo fundamental en medio de la región de inestabilidad teórica (modelos de Bono et al. 1995). Mientras que para las RRc, si se usa $\log(L/L_{\odot})$ calculado de la ecuación (4.3) que se indican con círculos, tres de estos puntos caen fuera de la banda de inestabilidad teórica del primer sobretono, y sus luminosidades son mayores que las de las RRab. Por otro lado, los valores de luminosidad de las RRc pueden calcularse también utilizando el valor de M_V de la ecuación (4.7) y transformándolo a luminosidad con las ecs. (4.12) y (4.13), estos valores corresponden a las cruces en la **Figura 4.1**. Éstas luminosidades de las RRc son consistentes con las de las RRab. La luminosidad que predice la ecuación (4.3) es sistemáticamente mayor. En la **Figura 4.1** los nuevos valores calculados de $\log(L/L_{\odot})$

colocan a las cruces dentro de la banda de inestabilidad teórica.

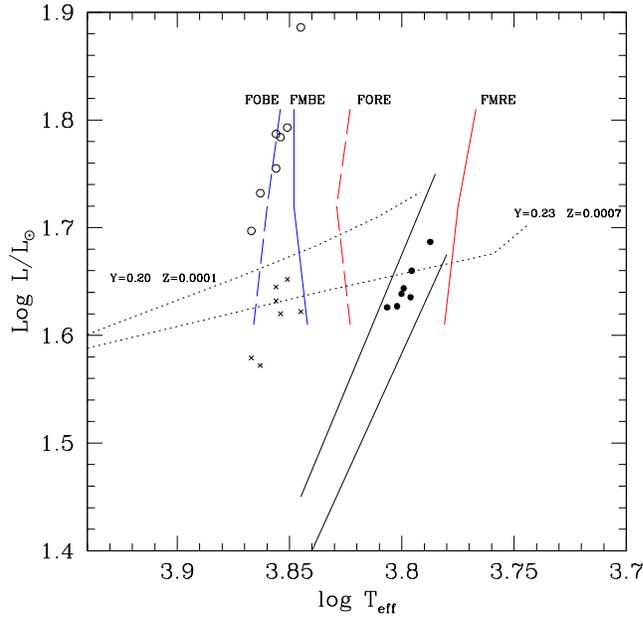


FIGURA 4.1: Los puntos representan las estrellas RRab, los círculos a las estrellas RRc, con $\log(L/L_{\odot})$ calculados con la ecuación (4.3). Las cruces representan a las estrellas RRc con su luminosidad calculada a partir de $M_V(K)$ de la ecuación (4.7). Las líneas inclinadas indican los límites empíricos de la banda de inestabilidad calculados por Jurcsik (1998) de 272 estrellas RRab. Las líneas verticales indican las bandas de inestabilidad de Bono et al. (1995) para $0.65 M_{\odot}$, de donde los límites del modo fundamental son líneas continuas y del primer sobretono son líneas cortadas. Aquí se indican dos modelos de la ZAHB (Lee & Demarque 1990) con sus metalicidades correspondientes. Podría hacerse una extrapolación de esos modelos para $Y = 0.25$ (hallado para estrellas RRc) y colocaría a las estrellas RRab cerca de la ZAHB.

La rama horizontal de edad cero (ZAHB, por sus siglas en inglés) de los modelos para las estrellas tipo RRab de Lee & Demarque (1990) para dos mezclas químicas ($Y = 0.20$; $Z = 0.0001$) y ($Y = 0.23$; $Z = 0.0007$) se localizan también en la **Figura 4.1**. Esos dos modelos se localizaron un poco arriba de la distribución de las estrellas RRab y RRc. Sin embargo, el valor estimado de la abundancia relativa de helio para nuestra muestra de RRc es $Y = 0.25$. Para este valor no tenemos un modelo disponible. Ya que la luminosidad de

la ZAHB disminuye cuando aumenta Y , propondríamos hacer una extrapolación de los modelos de Lee & Demarque (1990) para valores más grandes de Y , que produce que la ZAHB coincida mejor con la distribución de las estrellas RRab y RRc.

4.4. LA METALICIDAD Y LA DISTANCIA DE NGC 5466

Las determinaciones de la metalicidades del cúmulo globular NGC 5466 existen desde los años 80's y los valores obtenidos por los diferentes autores son: Pilachowski et al. (1983), por medio de espectroscopía de resolución intermedia de estrellas gigantes en el cúmulo, obtuvieron $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.6 \pm 0.3$. Con fotometría fotoeléctrica de luz integrada de cúmulos globulares en los filtros UBV, Zinn (1980a) calculó $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.17 \pm 0.12$ y con la misma técnica Bica & Pastoriza (1983) calcularon $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.87 \pm 0.11$. Buonanno et al. (1985) obtienen $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.22$ usando fotometría fotográfica de muestras completas de estrellas más brillantes que $B = 19$ mag y omitiendo las variables.

Podemos notar que el rango de las determinaciones de la metalicidad es de -2.22 a -1.6 . Nuestro valor promedio de $[\text{Fe}/\text{H}]$ para NGC 5466 es de -1.72 ± 0.19 , el cual se inserta bien en el rango anterior y coincide, dentro de las incertidumbres, con los valores determinados espectroscópicamente.

En cuanto a la distancia de NGC 5466 tenemos que los valores obtenidos en los últimos 50 años se encuentran en un rango de 15.8 y 20.5 kpc. Cuffey (1961) calculó una distancia de 20.5 kpc utilizando observaciones fotométricas en el sistema PV; Zinn (1980a) calculó una distancia de 16.3 kpc usando fotometría fotoeléctrica de luz integrada de cúmulos globulares en los filtros UBV. Peterson (1987) obtiene la distancia de 15.8 kpc usando un Diagrama Color Magnitud en el sistema fotométrico estándar UBVRI.

Nuestro valor obtenido en base a las calibraciones de magnitud absoluta de Kovács (1998) para RRc's y Kovács & Jurcsik (1996) para las RRab's es de 14.6 ± 0.45 kpc. Este valor está por debajo del rango de valores encontrados por otros autores.

Si empleamos la calibración de luminosidad de Simon & Clement (1993) para las estrellas RRc, para la que hemos argumentado que produce luminosidades aparentemente muy grandes (ver sección 4.3), el cúmulo quedaría colocado un poco más lejos, a 17.0 ± 0.8 kpc. Ésta determinación coincide mejor con valores de distancia anteriores pero, como también ya lo discutimos, ésta calibración coloca a las estrellas RRc muy por encima de los modelos evolutivos en la rama horizontal, por lo que no confiamos en ella y adoptamos como nuestra mejor determinación de distancia el valor de 14.6 ± 0.45 kpc.

4.5. CORRELACIONES ENTRE LOS PARÁMETROS FÍSICOS DE CÚMULOS GLOBULARES

Nuestros valores medios de los parámetros de las estrellas RRc y RRab de NGC 5466 se comparan con varios cúmulos en las **Tablas 4.5** y **4.6**. Estas tablas contienen sólo aquellos cúmulos para los cuales sus parámetros han sido calculados usando la técnica de descomposición de Fourier de las curvas de luz de las RR Lyrae, y son actualizaciones de tablas que han sido publicadas por Arellano Ferro et al. (2004; 2006) y Kaluzny et al. (2000). En las **Tablas 4.5** y **4.6** los cúmulos han sido separados en dos grupos, los OoI y OoII. Dentro de cada grupo de Oosterhoff los cúmulos se han ordenado según su metalicidad. Una vez hecho esto, se ve que la masa, la luminosidad y la temperatura obedecen a una secuencia coherente. Entonces éstas secuencias que ya se notan en éstas tablas, pueden ser vistas con mayor claridad en las **Figuras 4.2** y **4.3**. En éstas figuras se muestran las tendencias de los parámetros físicos como función de la metalicidad para estrellas RRc y RRab respectivamente. Es evidente que en los cúmulos OoII las RR Lyraes son más masivas, más luminosas y más frías que en los OoI. Por ser más masivas han evolucionado más y han abandonado la rama horizontal teniendo por lo tanto además de mayores luminosidades, períodos más largos, lo que en realidad hace la definición de un cúmulo del tipo OoII. Como indican en los modelos evolutivos en la rama horizontal (ver trazas evolutivas en la **Figura 4.1** de Lee & Demarque, 1990), las estrellas evolucionan hacia la rama asintótica, es decir, hacia temperaturas más bajas y por eso en los cúmulos más viejos; las RR Lyraes más masivas y más evolucionadas tienen también las temperaturas más bajas. Estas son las características que distinguen a los grupos OoI de los OoII, lo que apoya el esquema general de que los cúmulos OoII son más viejos que los OoI y que la dicotomía entre los grupos de Oosterhoff tiene su origen en la edad de estos sistemas estelares (Lázaro et al. 2006).

Las líneas rectas en las **Figuras 4.2** y **4.3** son los ajustes por mínimos cuadrados de la distribución de puntos (ecuaciones 4.15-4.17 para las RRc y 4.18-4.19 para las RRab).

Las relaciones que representan éstas rectas son las siguientes:

Para las RRc los ajustes son:

$$\log \frac{M}{M_{\odot}} = -(0.106 \pm 0.017)[Fe/H] - (0.384 \pm 0.029), \quad (4.15)$$

$$\log \frac{L}{L_{\odot}} = -(0.113 \pm 0.009)[Fe/H] + (1.550 \pm 0.015), \quad (4.16)$$

$$\log T_{eff} = +(0.014 \pm 0.001)[Fe/H] + (3.883 \pm 0.002). \quad (4.17)$$

4.5. CORRELACIONES ENTRE LOS PARÁMETROS FÍSICOS DE CÚMULOS
GLOBULARES

TABLA 4.5: Parámetros físicos medios obtenidos de estrellas RRc en cúmulos globulares.

Cúmulo	Tipo Oo	[Fe/H]	No. de estrellas	M/M_{\odot}	$\log(L/L_{\odot})$	T_{eff}	Y
NGC4147	I	-1.22	9	0.55	1.693	7335.	0.28
NGC6171	I	-0.68	6	0.53	1.650	7447.	0.29
M5	I	-1.25	14	0.54	1.690	7353.	0.28
M3	I	-1.47	5	0.59	1.710	7315.	0.27
NGC6934	I	-1.53	8	0.63	1.720	7300.	0.27
NGC6229	I	-1.4	9	0.57	1.700	7335.	0.27
M2	II	-1.61	2	0.54	1.740	7202.	0.27
M92	II	-1.87	3	0.64	1.766	7186.	0.26
M15	II	-2.12	8	0.75	1.81	7112.	0.24
NGC5466	II	-1.807	7	0.65	1.758	7209.	0.25
M9	II	-1.72	1	0.60	1.720	7299.	0.27
NGC2298	II	-1.90	2	0.59	1.750	7200.	0.26
M68	II	-2.03	16	0.70	1.790	7145.	0.25
M15	II	-2.28	6	0.73	1.800	7136.	0.25
M15us	II	-2.12	8	0.76	1.81	7112	0.24

Las incertidumbres en $\log(M/M_{\odot})$, $\log(L/L_{\odot})$ y $\log(T_{eff})$ en las calibraciones hechas son: 0.029, 0.017 y 0.002 respectivamente.

Para las RRab los ajustes son:

$$\log T_{eff} = +(0.032 \pm 0.005)[Fe/H] + (3.852 \pm 0.007), \quad (4.18)$$

$$M_V = +(0.204 \pm 0.040)[Fe/H] + (1.051 \pm 0.058). \quad (4.19)$$

Las incertidumbres en $\log(T_{eff})$ y M_V son 0.004 y 0.032 respectivamente.

Cabe señalar que las magnitudes absolutas de las estrellas RRab que han intervenido para el cálculo de la ecuación (4.19) son aquellas calculadas con la calibración de Kovács & Jurcsik (ecuación 4.9), y hemos señalado en la sección 4.1 la inconsistencia con las magnitudes absolutas a partir de las luminosidades calculadas por la calibración de Simon & Clement (1993) (ecuación 4.16). Para poner en evidencia ésta inconsistencia la relación entre $\log(L/L_{\odot})$ y [Fe/H] para las estrellas RRc (ecuación 4.3) puede transformarse en una relación entre M_V y [Fe/H] con la corrección bolométrica, adoptando la relación de Sandage & Cacciari (1990) y $M_{bol,\odot} = 4.75$ (ecuación 4.12) y se obtiene la relación:

$$M_V = (0.22 \pm 0.02)[Fe/H] + (0.82 \pm 0.04). \quad (4.20)$$

En la **Figura 4.3** se grafica ésta recta (línea cortada), y la ecuación (4.19) para las RRab (línea continua). Es evidente una vez más que la calibración de luminosidad de Simon

TABLA 4.6: Parámetros físicos medios de estrellas RRab en cúmulos globulares.

Cúmulo	Tipo Oo	[Fe/H]	No. de estrellas	T_{eff}	M_V
NGC4147	I	-1.22	5	6633	0.80
NGC6171	I	-0.91	3	6619	0.85
NGC1851	I	-1.22	7	6494	0.80
M5	I	-1.23	26	6465	0.81
M3	I	-1.42	17	6438	0.78
NGC6934	I	-1.53	24	6450	0.81
NGC6229	I	-1.41	9	6383	0.81
M2	II	-1.47	9	6276	0.71
NGC5466	II	-1.63	7	6283	0.675
M92	II	-1.87	5	6160	0.67
M15	II	-1.87	11	6237	0.67
M55	II	-1.48	5	6352	0.71

& Clement (1993) (ecuación 4.3) produce luminosidades mayores para las RRc que la calibración de Kovács & Jurcsik (1996) (ecuación 4.9). Nuestras calibraciones (4.19) y (4.20) pueden a su vez compararse con la calibración obtenida por Chaboyer (1999) por diversos métodos: $M_V = (0.23 \pm 0.04)[Fe/H] + (0.93 \pm 0.12)$. Ésta calibración también se ha graficado en la **Figura 4.3** con segmentos largos. Los puntos ceros de cada una de las tres calibraciones implican una diferente escala de distancia para las RR Lyrae dada una metalicidad. Por ejemplo, para $[Fe/H] = -1.5$ obtenemos valores para M_V de 0.74, 0.48 y 0.59 con las ecs. (4.19), (4.20) y la de Chaboyer (1999) respectivamente. Nosotros tendemos a favorecer la calibración (4.19), obtenida a partir de las calibraciones de M_V de Kovács & Jurcsik (1996) para estrellas RRab, pues producen el mejor acuerdo con los modelos de la ZAHB de Lee & Demarque (1990) (ver **Figura 4.1**). Si usamos la calibración (4.20) para estimar la distancia de un cúmulo obtendremos una distancia aproximadamente de un 7% más pequeña que si usamos la calibración de Chaboyer (1999). Esta es una conclusión a la que hay que llegar de los resultados de la estimación de la distancia por el método de descomposición de Fourier de las curvas de luz.

Las ecuaciones (4.15)-(4.19) representan leyes generales para la posición y la estructura de la rama horizontal como una función de la metalicidad para cúmulos globulares con un rango amplio de distancias galactocéntricas y metalicidades.

Las ecuaciones (4.16), (4.19) y (4.20) indican que las variables RR Lyrae son más luminosas (por lo tanto, más evolucionadas) en cúmulos de menor metalicidad (por lo tanto más viejos). La relación entre M_V y $[Fe/H]$ ha sido discutida de manera empírica (Caputo et

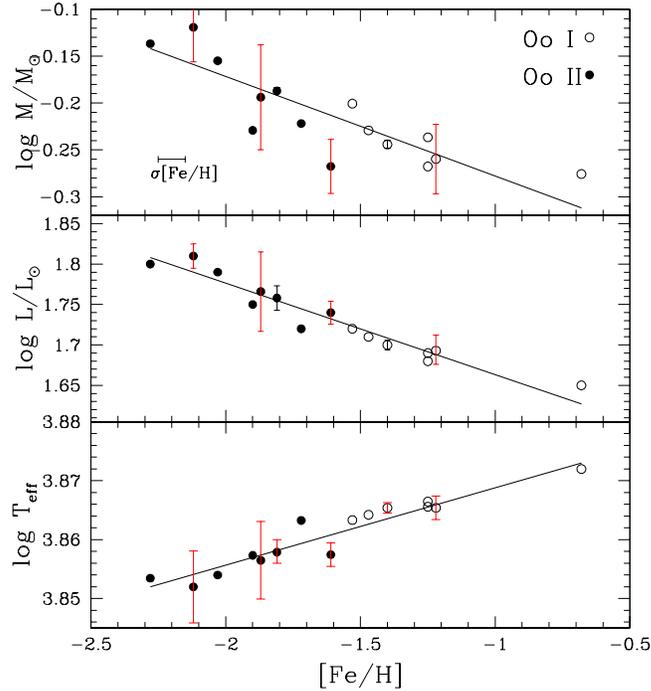


FIGURA 4.2: Tendencias generales de parámetros físicos en cúmulos globulares como función de la metalicidad. Todos estos parámetros han sido calculados usando la técnica de descomposición de Fourier de estrellas RRc. Las barras de error son las desviaciones estándar de los promedios divididos por la raíz cuadrada del número de estrellas incluidas por cada cúmulo. La barra de error horizontal en la metalicidad es una incertidumbre promedio calculada usando la expresión de Jurcsik & Kovács (1996), su ecuación 4. Las barras de error sólo han sido calculadas para aquellos cúmulos estudiados por nuestro grupo.

al. 2000; Demarque et al. 2000) y de una manera teórica (Cassisi et al. 1999; Ferraro et al. 1999; VandenBerg et al. 2000). Por un lado, Caputo et al. (2000) usan los resultados de cálculos recientes de modelos convectivos no lineales actualizados, para obtener el módulo de distancia de cúmulos globulares galácticos a través de los períodos de estrellas RRc observadas, y encuentran que la relación entre M_V y $[Fe/H]$ es no lineal. Demarque et al. (2000) concluyen que no existe una relación universal $\langle M_V(RR) \rangle - [Fe/H]$, ya que $\langle M_V(RR) \rangle$ depende de la morfología de la rama horizontal y $[Fe/H]$ varía con la población estelar. Si vemos lo que ocurre con la relación $\log M/M_\odot$ vs. $[Fe/H]$ para las estrellas variables RRc, podemos notar (**Figura 4.2**) que las estrellas RRc en cúmulos globulares del tipo OoII tienen mayores masas que en los cúmulos del tipo OoI. Sin embargo, Clement & Rowe

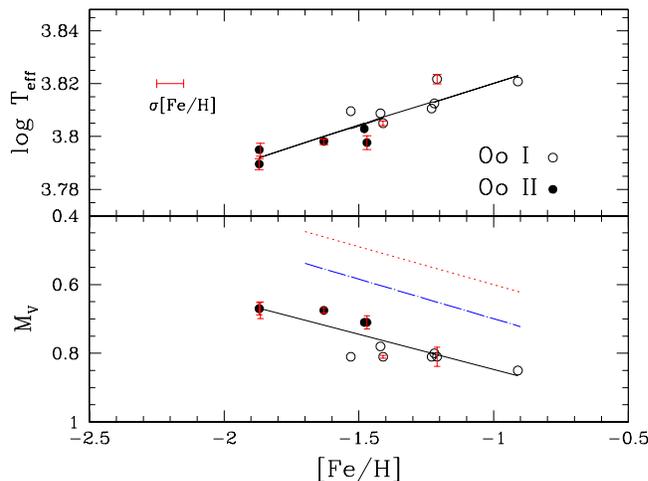


FIGURA 4.3: Igual que en la **Figura 4.2** para las estrellas RRab. En el recuadro inferior se grafica la magnitud absoluta de Chaboyer (1999) (línea cortada), también está graficada la magnitud absoluta (línea punteada), obtenida a partir de la luminosidad de Simon & Clement (1993), y como se discutió en la sección 4.5 ésta calibración podría tener una anomalía en el punto cero.

(2000), en un estudio de variables RRC en los cúmulos ω Cen, M55 y M3 concluyeron lo contrario.

Encontraron un aumento de masa con la luminosidad dentro de cada uno de los grupos de Oosterhoff, y una discontinuidad en la transición entre los cúmulos de tipo OoI y OoII. Además de que encontraron masas menores y luminosidades mayores para las variables RRC en los cúmulos del tipo OoII ω Cen y M55 que aquellas en el cúmulo tipo OoI M3 y algo similar para las estrellas RRab.

Esta conclusión podría haber estado influida por el valor bajo de $\log M/M_{\odot}$ para el cúmulo M55. Sin embargo, en nuestras **Figuras 4.2** y **4.3** (también ver **Tablas 4.5** y **4.6**) vemos que con base en un mayor número de cúmulos tenemos que existe una tendencia continua con respecto a la metalicidad y no hay ninguna discontinuidad entre los cúmulos OoI y OoII.

5 CONCLUSIONES

En este trabajo hemos conseguido hacer fotometría de alta calidad, aún en regiones densamente pobladas, del cúmulo NGC 5466 gracias a la técnica reciente de diferenciación de imágenes, que hemos aplicado usando el paquete DANDIA.

Hemos descompuesto en series de Fourier las curvas de luz de 7 RRc y 7 RRab y empleado las calibraciones semiempíricas más recientes para la determinación individual de parámetros físicos de relevancia astrofísica. Los resultados y conclusiones principales de nuestro trabajo se resumen a continuación:

- Los valores medios de estos parámetros físicos son $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.807$, $M = 0.652 M_{\odot}$, $T_{eff} = 7209$ K, $\log L/L_{\odot} = 1.758$, $M_V = 0.77$ y $D = 14.47$ kpc para las estrellas RRc y $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.633$, $T_{eff} = 6283$ K, $\log L/L_{\odot} = 1.64$, $M_V = 0.67$ y $D = 14.79$ kpc para las estrellas RRab. De estos valores concluimos que la metalicidad y distancia medias del cúmulo son $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.72 \pm 0.19$ y $D = 14.63 \pm 0.45$ kpc.
- Los valores medios de los parámetros físicos dados en el párrafo anterior obtenidos para este cúmulo, junto con los equivalentes obtenidos por la misma técnica de descomposición de Fourier para otros 12 cúmulos, definen dependencias de dichos parámetros físicos de la metalicidad representada por la abundancia de hierro $[\text{Fe}/\text{H}]$. Hemos parametrizado estas dependencias y ofrecido con esto leyes que parecen ser aplicables al sistema de cúmulos globulares de la Galaxia.
- Las leyes descritas en el párrafo anterior nos permiten concluir sobre la estructura de la Rama Horizontal y el origen de los grupos de Oosterhoff de cúmulos globulares. Las estrellas de los cúmulos del tipo OoII son menos metálicas, más masivas, más luminosas y más frías, lo que es congruente con la idea de que el sistema estelar al que pertenece es más viejo, y estas estrellas más evolucionadas. Por todo esto sus

períodos son, en consecuencia, un poco más largos, lo que da origen a la definición de los grupos de Oosterhoff. Por lo tanto es evidente que el origen de la dicotomía entre los grupos de Oosterhoff es la edad.

- La técnica DANDIA nos permitió descubrir 8 nuevas variables en NGC 5466: una RR Lyrae de doble modo o RRd; una RRc; tres binarias eclipsantes y tres estrellas cuyo tipo de variabilidad no logramos definir.

Bibliografía

- [1] Allen, C., Moreno, E., & Pichardo, B. 2006, *ApJ*, 652, 1150.
- [2] Arellano Ferro, A., Arévalo, M. J., Lázaro, C., Rey, M., Bramich, D. M., & Giridhar, S. 2004, *RevMexAA*, 40, 209.
- [3] Arellano Ferro, A., García Lugo, G., & Rosenzweig, P. 2006, *RevMexAA*, 42, 75.
- [4] Armandroff, T. E., & Da Costa, G. S. 1991. *AJ*, 101, 1329-1337.
- [5] Armandroff, T. E., Da Costa, G. S., & Zinn, R. J. 1992, *AJ*, 104, 164.
- [6] Armosky, B. J., Sneden, C., Langer, G. E., & Kraft, R. P. 1994, *AJ*, 108, 1364.
- [7] Beers, T. C., Preston, G. W., & Shectman, S. A. 1990, *BAAS*, 22R, 858.
- [8] Benedict, G. F., McArthur, B. E., Fredrick, L. W., Harrison, T. E., Lee, J., Slesnick, C. L., Rhee, J., Patterson, R. J., Nelan, E., Jefferys, W. H., van Altena, W., Shelus, P. J., Franz, O. G., Wasserman, L. H., Hemenway, P. D., Duncombe, R. L., Story, D., Whipple, A. L., & Bradley, A. J. 2002, *AJ*, 123, 473-484.
- [9] Bergbusch, P. A., VandenBerg, D. A., & Infante, L. 1991, *AJ*, 101, 2102.
- [10] Bica, E. L. D., & Pastoriza, M. G. 1983, *Ap&SS*, 91, 99.
- [11] Blazhko, H.W. 1907, *Astron. Nachr.* 175, 325.
- [12] Bond, I. A., Abe, F., & Dodd, R. J. 2001, *MNRAS*, 327, 868.
- [13] Bono, G., Caputo, F., Castellani, V., & Marconi, M. 1995, *AJ*, 110, 2365.
- [14] Bono, G., Castellani, V., & Marconi, M. 2000, *ApJ*, 532L, 129.
- [15] Bramich, D. M., Horne, K., Bond, I. A., Street, R. A., Cameron, A. C., Hood, B., Cooke, J., James, D., Lister, T. A., Mitchell, D., Pearson, K., Penny, A., Quirrenbach, A., Safizadeh, N., & Tsapras, Y. 2005, *MNRAS*, 359, 1096.

-
- [16] Brown, J. A., & Wallerstein, G. 1992, *AJ*, 104, 1818.
- [17] Buchler, J. R. 1990, *JBAA*, 100, 150.
- [18] Buchler, J. R., Kollath, Z., Serre, T., & Mattei, J. 1996, *ApJ*, 462, 489.
- [19] Buonanno, R., Buscema, G., Corsi, C. E., Iannicola, G., & Fusi P., F. 1984, *A&AS*, 56, 79.
- [20] Buonanno, R., Corsi, C. E., & Fusi P., F. 1985, *A&A*, 145, 97.
- [21] Caldwell, S. P., & Dickens, R. J. 1988, *MNRAS*, 233, 367.
- [22] Caputo, F. 1997. *MNRAS*, 284, 994, 1000.
- [23] Caputo, F., Castellani, V., Marconi, M., & Ripepi, V. 2000, *MNRAS*, 316, 819.
- [24] Carney, B. W., Storm, J., Trammell, S. R., & Jones, R. V. 1992, *PASP*, 104, 44.
- [25] Cassisi, S., De Santis, R., & Piersimoni, A. M. 2001, *MNRAS*, 326, 342.
- [26] Cassisi, S., Castellani, V., degl'Innocenti, S., Salaris, M., & Weiss, A. 1999, *A&AS*, 134, 103.
- [27] Chaboyer, B. 1995, *ApJ*, 444, 9.
- [28] Chaboyer, B., Demarque, P., Kernan, P. J., Krauss, L. M., & Sarajedini, A. 1996, *MNRAS*, 283, 683.
- [29] Chaboyer, B. 1999, en *Ap&SS Library*, Vol. 237, *Post-Hipparcos Cosmic Candles*, eds. A. Heck & F. Caputo. (Dordrecht: Kluwer) 111.
- [30] Chen, J., & Corwin, T. M. 1999, *IBVS*, 4708, 1.
- [31] Clement, C. M., & Rowe, J. F. 2000, *A&AS*, 196, 4103.
- [32] Clement, C. M., Muzzin, A., Dufton, Q., Ponnampalam, T., Wang, J., Burford, J., Richardson, A., Rosebery, T., Rowe, J., & Hogg, H. S. 2001, *AJ*, 122, 2587.
- [33] Clement, C. M., & Shelton, I. 1997, *AJ*, 113, 1711.
- [34] Clement, C. M., Muzzin, A. V., & Rowe, J. F., *MACHO Collaboration*. 2002, *A&AS*, 200, 708.
- [35] Clementini, G., Merighi, R., Gratton, R., & Carretta, E. 1994, *MNRAS*, 267, 43.

- [36] Corwin, T. M., Carney, B. W., & Nifong, B. G. 1999, *AJ*, 118, 2875.
- [37] Cox, J. P. 1980, *Theory of Stellar Pulsation*. Princeton Series in Astrophysics.
- [38] Cox, A. N., Morgan, S. M., Rogers, F. J., & Iglesias, C. A. 1992, *ApJ*, 393, 272.
- [39] Cuffey, J. 1961, *AJ*, 66, 71.
- [40] Da Costa, G. S., & Armandroff, T. E. 1995, *AJ*, 109, 2533.
- [41] Demarque, P., Zinn, R. J., Lee, Y.-W., & Yi, S. 2000, *AJ*, 119, 1398.
- [42] Dinescu, D. I., Girard, T. M., & van Altena, W. F. 1999, *AJ*, 117, 1792.
- [43] Dorfi, E. A., & Feuchtinger, M. U. 1991, *A&A*, 249, 417.
- [44] Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R. 1962. *AJ*, 136, 748.
- [45] Falco, E. E., Lehar, J., & Shapiro, I. I. 1997, *AJ*, 113, 540.
- [46] Fassnacht, C. D., E. Xanthopoulos, E., Koopmans, L. V. E., & Rusin, D., A. J. 2002, 581, 823.
- [47] Ferraro, F. R., Messineo, M., Fusi Pecci, F., de Palo, M. A., Straniero, O., Chieffi, A., & Limongi, M. 1999, *AJ*, 118, 1738.
- [48] Feuchtinger, M. U., & Dorfi, E. A. 1994, *A&A*, 291, 209.
- [49] Feuchtinger, M. U., & Dorfi, E. A. 1996, *A&A*, 306, 837.
- [50] Fokin, A. B. 1992, *MNRAS*, 256, 26.
- [51] Fokin, A. B., & Gillet, D. 1997, *A & A*, 325, 1013.
- [52] Freedman, W. L., Madore, B. F., & Kennicutt, R. C. 1997, Conference Paper, Space Telescope Science Institute Series, *The Extragalactic Distance Scale*, edited by M. Livio (Cambridge University Press), 171-185.
- [53] Freedman, W. L., Hughes, S. M., Madore, B. F., Mould, J. R., Lee, M. G., Stetson, P., Kennicutt, R. C., Turner, A., Ferrarese, L., Ford, H., Graham, J. A., Hill, R., Hoessel, J. G., Huchra, J., & Illingworth, G. D. 1994, *ApJ*, 427, 628.
- [54] Freedman, W. L., Madore, B. F., Mould, J. R., Ferrarese, L., Hill, R., Kennicutt, R. C., Jr., Saha, A., Stetson, P. B., Graham, J. A., Ford, H., Hoessel, J. G., Huchra, J., Hughes, S. M., & Illingworth, G. D. 1994, *Nature*, 371, 757.

-
- [55] Gehmeyr, M. 1992, *ApJ*, 399, 272.
- [56] Gehmeyr, M. 1993, *ApJ*, 412, 341.
- [57] Giridhar, S. 1985, *Cepheids: Theory&Obs.:IAU COLL.82: Toronto*, 100.
- [58] Gillet, D., & Crowe, R. A. 1988, *A & A*, 199, 242.
- [59] Gratton, R. G., Fusi Pecci, F., Carretta, E., Clementini, G., Corsi, C. E., & Lattanzi, M. G. 1997, *Proceedings of the ESA Symposium 'Hipparcos - Venice '97'*, Eds. ESA SP-402, 651-656.
- [60] Gratton, R. G. 1998, *MNRAS*, 296, 739-745.
- [61] Harris, W. E. 1999, *AJ*, 112, 1487. (<http://www.physics/mcmaster.ca/Globular.html>)
- [62] Harris, W. E., Durrell, P. R., Pierce, M. J., & Secker, J. 1998, *Nature*, 395, 45.
- [63] Ibata, R. A., Gilmore, G., & Irwin, M. J. 1994, *Nature*, 370, 194.
- [64] Illingworth, G. 1976, *ApJ*, 204, 73.
- [65] Janes, K. A. 1988, *Calibration of Stellar ages. A meeting held at the Van Vleck Observatory, Wesleyan University, in Middletown, Connecticut*. Editor, A.G. Davis Philip; Publisher, L. Davis Press, Schenectady, N.Y., 59.
- [66] Grundahl, F. 1996, *PhD Theses, Institute of Physics and Astronomy, Aarhus University*.
- [67] Jeon, Y., Lee, M. G., Kim, S., & Lee, H. 2004, *AJ*, 128, 287.
- [68] Jurcsik, J. 1995, *A&A*, 45, 653.
- [69] Jurcsik, J. 1998, *A&A*, 333, 571.
- [70] Jurcsik, J., & Kovács, G. 1996, *A&A*, 312, 111.
- [71] Kallrath, J., Milone, E. F., & Stagg, C. R. 1992, *ApJ*, 389, 590.
- [72] Kaluzny, J., Olech, A., Thompson, I., Pych, W., Krzeminski, W., & Schwarzenberg-Czerny, A. 2000, *A&AS*, 143, 215.
- [73] Kennicutt, R. C., Jr., Freedman, W. L., & Mould, J. R. 1995, *AJ*, 110, 1476.

-
- [74] Kochanek, C. S. 2002, astro-ph/0204043, Did Zhao & Qin Solve the Apparant Conflict Beween Gravitational Lens Time Delays, Dark Matter and the Hubble Constant?
- [75] Kolenberg, K., Smith, H. A., Gazeas, K. D., Elmasl, A., Breger, M., Guggenberger, E., van Cauteren, P., Lampens, P., Reegen, P., Niarchos, P. G., Albayrak, B., Selam, S. O., Özavc, I., & Aksu, O. 2006, A&A, 459, 577.
- [76] Kolenberg, K. 2004, IAUS, 224, 367.
- [77] Kovács, G. 1993, Ap&SS, 210, 281.
- [78] Kovács, G., & Jurcsik, J. 1996, ApJ, 466L, 17.
- [79] Kovács, G., & Jurcsik, J. 1997, A&A, 322, 218.
- [80] Lázaro, C., Arellano Ferro, A., Arévalo, M. J., Bramich, D. M., Giridhar, S., & Poretti, E. 2006, MNRAS, 970.
- [81] Lázaro, C., Arévalo, M. J., & Antonopoulou, E. 2006, MNRAS, 368, 959.
- [82] Layden, A. C. 1994, AJ, 108, 1016.
- [83] Lee, J., & Carney, B. W. 1999a, AJ, 117, 2868.
- [84] Lee, Y.-W., Demarque, P., & Zinn, R. J. 1990, ApJ, 350, 155.
- [85] Lin, D. N. C., & Richer, H. B. 1992, ApJ, 388, 57.
- [86] Lloyd, J. P., Liu, M. C., Fischer, D., Graham, J. R., & Marcy, G. W. 2001, A&AS, 199, 305.
- [87] Madore, B. F., Freedman, W. L., Silbermann, N., Harding, P., Huchra, J., Mould, J. R., Graham, J. A., Ferrarese, L., Gibson, B. K., Han, M., Hoessel, J. G., Hughes, S. M., Illingworth, G. D., Phelps, R., Sakai, S., & Stetson, P. 1998, Natur., 395, 47.
- [88] Mateo, M., Harris, H. C., Nemec, J., & Olszewski, E. W. 1990, AJ, 100, 469.
- [89] McCarthy, J. K., & Nemec, J. M. 1997, ApJ, 482, 203.
- [90] McKinley, C., & Corwin, T. M. 1998, IBVS, No. 4619, 1.
- [91] Mihalas, D. & Binney, J. 1968. Galactic Astronomy. Eds. W. H. FREEMAN Company Nueva York.

-
- [92] Morgan, S. M., Wahl, J. N., & Wieckhorst, R. M. 2007, *MNRAS*, 374, 1421.
- [93] Mould, J., Sakai, S., Hughes, S., & Han, M. 1997, Conference Paper, Space Telescope Science Institute Series, *The Extragalactic Distance Scale*, ed. M. Livio (Cambridge University Press), 158-170.
- [94] Nemec, J. M., & Harris, H. C. 1987, *ApJ*, 316, 172.
- [95] Nemec, J., & Mateo, M. 1990, en *ASP Conf. Ser. Vol. 11, Confrontation between stellar pulsation and evolution*; Bologna, Italy, May 28-31, (San Francisco, ASP), 64.
- [96] Peimbert, M., & Serrano, A. 1980. *RevMexAA*, 5, 9.
- [97] Petersen, J. O. 1973, *A&A*, 27, 89.
- [98] Petersen, J. O. 1993, *A&A*, 272, 217.
- [99] Peterson, C. J. 1987, *PASP*, 99, 1153.
- [100] Pilachowski, C.A., Bothun, G.D., Olszewski, E.W., & Odell, A. 1983, *APJ*, 273, 187.
- [101] Richer, H. B., Harris, W. E., Fahlman, G. G., Bell, R. A., Bond, H. E., Hesser, J. E., Holland, S., Pryor, C., Stetson, P. B., Vandenberg, D. A., & van den Bergh, S. 1996. *ApJ*, 463, 602.
- [102] Riess, A., Press, W., & Kirshner, R. 1996, *ApJ*, 473, 88.
- [103] Sandage, A., & Tammann, G. A. 1997, en *Critical Dialogues in Cosmology, Memorias de conferencia realizada en Princeton, New Jersey, 24-27 junio 1996*. Singapore: World Scientific, ed. Neil Turok, p. 130.
- [104] Sawyer Hogg, H. B. 1973, *A Third Catalogue of Variable Stars in Globular Clusters*, David Dunlap Obs. Rep. 3, No. 6.
- [105] Saha, A., Hoessel, J. G., & Krist, J. 1992, *AJ*, 103, 84.
- [106] Sandage, A., & Cacciari, C. 1990, *ApJ*, 350, 645.
- [107] Sarajedini, A., Chaboyer, B., & Demarque, P. 1997, *PASP*, 109, 1321.
- [108] Schmidt, B., Kirshner, R., & Huchra, J. 1994, *IAUC*, 5974, 2.
- [109] Searle, L., & Zinn, R. J. 1978, *ApJ*, Part 1, 225, 357-379.

- [110] Shapley, H., Sawyer Hogg, H. B. 1927, Bulletin of Harvard Observatory, 852, 22-26.
- [111] Simon, N. R. 1979, A&A, 74, 30.
- [112] Simon, N. R. 1985, ApJ, 299, 723.
- [113] Simon, N. R., & Aikawa, T. 1986, ApJ, 304, 249.
- [114] Simon, N. R., & Clement, C. M. 1993, ApJ, 410, 526.
- [115] Simon, N. R., & Lee, A. S. 1981, ApJ, 248, 291.
- [116] Simon, N. R., & Teays, T. J. 1982, ApJ, 261, 586.
- [117] Suntzeff, N. B., Kraft, R. P., & Kinman, T. D. 1994, ApJS, 93, 271.
- [118] Van Albada, T. S., & Baker, N. 1973, ApJ, 185, 477.
- [119] Vandenberg D. A. 1985, ApJS, 58, 711.
- [120] Vandenberg, D. A., Swenson, F. J., Rogers, F. J., Iglesias, C. A., & Alexander, D. R. 2000, ApJ, 532, 430.
- [121] Walker, A. R. 1998, AJ, 116, 220.
- [122] Walraven, T. 1955, BAN, 12, 57.
- [123] Zinn, R. J. 1980, ApJ, 42, 19.
- [124] Zinn, R. J. 1985, ApJ, 293, 424.
- [125] Zinn, R. J., & King, C. R. 1982, ApJ, 262, 700.
- [126] Zinn, R. J. 1990, JRASC, 84, 89.

A BITACORA DE FOTOMETRÍA DIFERENCIAL, USANDO EL PAQUETE DE REDUCCIÓN DANDIA

Hemos incluido en este apéndice los pasos que nos han servido para la reducción de datos utilizados en esta tesis.

Antes de procesar nuestras imágenes se tienen que completar o revisar los encabezados que requiere el paquete DANDIA. Las entradas para completar serían las siguientes: EPOCH (época), RA (Ascensión Recta), DEC (Declinación), OBSERVAT (Observatorio), INSFILTE (filtro), IMAGETYP (objeto, bias o flat), EXPTIME (Tiempo de exposición) y COMMENTS (comentarios).

Para procesar las imágenes se deberán acomodar de la siguiente forma varios subdirectorios.

Usaremos siempre imágenes de un objeto y en un sólo filtro. En este caso los datos serán del cúmulo **NGC 5466** en el filtro R.

Primero crearemos una ruta en la que se encuentran todas nuestras imágenes, como:

```
root=/mefisto3/data/dmb7
```

Dentro de esta ruta se tienen que encontrar los siguientes subdirectorios:

```
cfitsio      dandia      cshellscripts      idlprograms      cfitsio2510.tar  
dandia.tar  NGC5466
```

El subdirectorio **cshellscripts** contiene los programas:

```
colour.csh      plot.csh      reference.csh      splitchips.csh  
createlog.csh  preprocess.csh  runrename.csh      taperead.csh  
framestats.csh  preprocess.par  tapewrite.csh
```

el directorio **dandia** contiene los subdirectorios:

```
bin      source      wrap
```

el subdirectorio **wrap** contiene archivos útiles como:

```
align.pl          mkphot.pl        mkpsf.pl         paramparser.pm
prepare.pl        subtract.pl       transact.pl      dia-chip1dr.par
dia-chip2dr.par  dia-default.par  dia-NGC5466B_R.par
```

En el subdirectorio **NGC5466** tenemos las imágenes para reducir, éstos están divididos por noche en 2 subdirectorios: **2k4apr08** y **2k4apr09**, y además tenemos en **NGC5466** un archivo de texto llamado `reflistR.txt`, en el cual se escribe el nombre de la imagen de referencia con `'_red'`, esta imagen deberá ser la de menor FWHM. En este caso va anotado el nombre de la imagen: `nd080061_red.fits`.

Cada uno de éstos deberá contener bias, flats e imágenes de una noche.

En `root/NGC5466/2k4apr08` y `2k4apr09` por separado haremos lo siguiente:

```
source root/cshellscripts/createlog.csh
```

creando un archivo de texto llamado `masterlog` con información de los encabezados de todos los archivos `*.fits`.

En `root/NGC5466/` haremos:

```
source root/cshellscripts/framestats.csh
```

Al inicio nos preguntará lo siguiente:

<i>Pregunta:</i>	<i>respuesta</i>
Enter the header keyword indicating the observation type:	IMAGETYP
Enter the value of IMAGETYP for a bias frame:	bias
Enter the value of IMAGETYP for a flat frame:	flat
Enter the value of IMAGETYP for a science frame:	object
Enter the header keyword indicating the filter used:	INSFILTE

El programa `framestats` crea archivos con estadística útil de cada imagen: `biasstats`, `flatstats`, `obsstats`, `allstats`.

A continuación, del subdirectorio `root/cshellscripts` se tiene que copiar el archivo `preprocess.par` a `root/NGC5466` y modificarlo todo con características del telescopio y de la imagen de referencia.

Tenemos que crear un archivo de pixeles malos: `bpm.txt`, con columnas: x_1 x_2 y_1 y_2 que indican las coordenadas de las esquinas de las regiones de pixeles malos (x_1, y_1 es la esquina inferior izquierda y x_2, y_2 es la esquina superior derecha), estos deberán anotarse con números enteros. Si nuestras imágenes no tuvieran pixeles malos nuestro archivo `bpm.txt` tendría como entradas: 0 0 0 0.

Usando IRAF hacemos lo siguiente en **root/NGC5466**

```
cl>noao
no>imred
im>ccdred
cc>badpiximage bpm.txt 2k4apr08/nd080061.fits general.pl
```

Después de los pasos anteriores, el subdirectorio **root/NGC5466** tendrá como listado de archivos lo siguiente:

2k4apr08	allstats	bpm.txt	flatstats	obsstats
reflistR.txt	2k4apr09	biasstats	general.pl	preprocess.par

En este momento es necesario hacer una copia de respaldo de **NGC5466** a **NGC5466B** para probar el `preprocess.csh`. En **root/NGC5466B** haremos lo siguiente:

```
source root/cshellscripts/preprocess.csh
```

Para correr el `reference.csh` se tendrá que modificar este archivo:

```
root/cshellscripts/reference.csh
```

en el renglón en donde dice:

```
set paramfile = 'NGC5466B_'
refim_filtnam=R
```

Aquí se crea el archivo `dia-NGC5466B_R.par` como una copia del archivo `dia-default.par`, en donde editaremos información de nuestros datos como las rutas de donde se tendrán que colocar nuestros datos procesados, y datos del CCD utilizado. En nuestro caso cambiaremos lo siguiente:

```
<group name="data">
bin                /mefisto3/data/dmb7/dandia/bin
images             /mefisto3/data/dmb7/NGC5466B/science_red/science_redR
reference_image    /mefisto3/data/dmb7/NGC5466B/photometry/photometryR
/reference/stackref.fits
working_place     /mefisto3/data/dmb7/NGC5466B/photometry/photometryR
source_stars      /mefisto3/data/dmb7/NGC5466B/photometry/photometryR
/reference/starlist_stackref.txt
seeing_info       /mefisto3/data/dmb7/NGC5466B/diagnostics/diagnosticsR
/frame_fwhm_sky
offsets           /mefisto3/data/dmb7/NGC5466B/diagnostics/diagnosticsR
/shiftfile
```

```

-rw-r--r- 1 armando users 67      Feb 16 12:43 psflist.txt
-rw-r--r- 1 armando users 5       Feb 16 12:29 refexp.txt
-rw-r--r- 1 armando users 53147    Feb 16 12:42 ref.objects
-rw-r--r- 1 armando users 16390080 Feb 16 12:42 shadow.fits
-rw-r--r- 1 armando users 148339   Feb 16 12:30 stackref.coo.1
-rw-r--r- 1 armando users 16390080 Feb 16 12:29 stackref.fits
-rw-r--r- 1 armando users 16390080 Feb 16 12:42 stackref.sub.fits
-rw-r--r- 1 armando users 12108     Feb 16 12:43 stamps.dat
-rw-r--r- 1 armando users 81715     Feb 16 12:43 starlist_stackref.txt
-rw-r--r- 1 armando users 15815     Feb 17 17:58 transaction.txt

```

</group>

fwhm 6.9

sky 1000

ADU_range 1 65500

gain 1.30

read_out_noise 4.0

En **root/NGC5466B** haremos lo siguiente:

```
source root/cshellscripts/reference.csh
```

Si éste corrió correctamente, deberían de aparecer en el subdirectorío:

root/NGC5466B/photometry/photometryR/reference

los siguientes archivos:

```

psflist.txt      shadow.fits      stackref.sub.fits  transaction.txt
refexp.txt       stackref.coo.1  stamps.dat         ref.objects
stackref.fits    starlist_stackref.txt

```

todos con información de la lista de estrellas (**starlist_stackref.txt**), de la imagen de referencia (**stackref.fits**), etc.

Ahora se tendrán que correr en **root/dandia/wrap** lo siguientes programas en lenguaje PEARL:

```

./subtract.pl NGC5466B_R
./mkphot.pl NGC5466B_R
./transact.pl NGC5466B_R

```

En **root/idlprograms** correremos un programa (IDL) que extrae información del directorio **root/NGC5466B/photometry/photometryR/reference/diphot**.

Primero modificaremos el archivo **dia2ppcal.pro** en donde dice:

```
print, "  
print, 'Reading in program parameters...'  
print, "  
masterdirect = '/mefisto3/data/dmb7/NGC5466B'  
filter = 'R'  
subframesx = 1  
subframesy = 1  
maxchisqrperpix = 10.0  
maxerr = 2.0  
maxfwhm = 10.0
```

y correrlo en cualquier terminal escribiendo:

```
idl  
IDL>.run dia2ppcal.pro  
IDL>dia2ppcal
```

Los resultados están colocados en

root/NGC5466B/photometry/photometryR/output.

Cada archivo *.out contiene la fotometría de cada imagen que se encuentra en el subdirectorio:

root/NGC5466B/science_red/science_redR.

Lista de Figuras

1.1.	Metalicidad como función de la distancia desde el centro de la Galaxia hasta 130 kpc de 148 cúmulos globulares. Los datos de los cúmulos son los reportados en el catálogo de Harris 1999. Los triángulos son cúmulos globulares del disco.	10
1.2.	Similar a la Figura 1.1 para una distancia de 32 kpc.	11
1.3.	Metalicidad como función de la distancia al centro de la Galaxia de cúmulos globulares estudiados por la técnica de descomposición de Fourier. Los asteriscos simbolizan a los cúmulos del tipo Oosterhoff I y los círculos a los del tipo II.	12
1.4.	Diagrama color magnitud del cúmulo globular NGC 5466.	15
2.1.	La imagen de un <i>flat field</i> o <i>campo plano</i> en el filtro V del CCD del telescopio de 2.01 m. del HCT obtenido del cielo al atardecer.	22
2.2.	La imagen de un bias del CCD del telescopio de 2.01 m. del HCT obtenido del cielo al atardecer.	23
2.3.	Imagen de referencia del Cúmulo Globular NGC 5466 de las observaciones realizadas con el telescopio de 2.01 m. del HCT.	24
2.4.	Imagen de referencia, a la cual se le restó la PSF en cada estrella.	25
2.5.	Imagen de NGC 5466 en Filtro V donde se indican las estrellas estándares utilizadas para la transformación al sistema estándar.	26
2.6.	Días julianos contra magnitudes instrumentales de 3 estrellas estándares Z, S y R del cúmulo globular NGC 5466, en dos noches de la temporada H04.	27
2.7.	La gráfica de la izquierda es la correspondencia del promedio de las magnitudes instrumentales y los valores estándar de la temporada (H04). La gráfica de la derecha es lo mismo que la anterior pero con la temporada (H05). Ver Tabla 2.4 .	28
2.8.	Similar a la Figura 2.7 pero con las temporadas de K05 (izquierda) y SPM05 (derecha).	29

2.9.	Imágenes de NGC 5466 en Filtro V. La imagen de arriba-izquierda fue tomada con el telescopio de 2.01 m. del HCT. La imagen de arriba-derecha fue tomada con el telescopio de 1.02 m. del VBO. La imagen de abajo fue tomada con el telescopio de 0.84 m. de SPM.	30
3.1.	Imagen de NGC 5466, con las estrellas variables RR Lyrae encerradas en un círculo.	34
3.2.	En la figura se indican dos magnitudes consecutivas M_i y M_{i+1} para ilustrar el recorrido en el eje vertical de la magnitud con respecto a la fase para hallar la función SQ.	36
3.3.	En la figura se muestran los distintos valores obtenidos de SQ para los diferentes períodos de prueba para la estrella variable RR Lyrae V16.	37
3.4.	Curvas de luz de V16 en el filtro V, con dos períodos muy cercanos, el de Corwin et al. 1999 y el calculado en este trabajo.	37
3.5.	Curvas de luz en los filtros V y R para la variable V2. Los puntos corresponden a la temporada H04, los círculos a H05, los triángulos a K05 y los cuadrados a SPM05.	39
3.6.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V3.	40
3.7.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V4.	40
3.8.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V5.	41
3.9.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V6.	41
3.10.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V7.	42
3.11.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V8.	42
3.12.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V9.	43
3.13.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V10.	44
3.14.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V11.	44
3.15.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V12.	45
3.16.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V13.	45
3.17.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V14.	46
3.18.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V15.	46
3.19.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V16.	47
3.20.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V17.	48
3.21.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V18.	49
3.22.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V19.	50
3.23.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V20.	51
3.24.	Igual que la Figura 3.5 para la variable V21.	52

3.25. Valores de SQ de todas las estrellas que DANDIA encuentra en la imagen de referencia. Los puntos grandes corresponden a las variables ya conocidas, del catálogo de Clement (2002), los círculos corresponden a las candidatas a variables, los triángulos a las estrellas que se revisaron y no mostraron variabilidad de algún tipo. . .	54
3.26. Esta estrella no es variable. A la izquierda se muestra la curva de luz de N7 con el período calculado por nosotros, de 0.2539 días, y a la derecha se grafica con el período de V4, 0.5113 días (asteriscos) corridos 2.3 mag junto con los puntos de V4 (puntos y círculos).	56
3.27. Imagen de una pequeña región del cúmulo globular NGC 5466 en donde se indica la posición de una estrella con variabilidad no real muy cercana a la variable conocida V4.	56
3.28. Imagen del cúmulo globular NGC 5466 con las 5 variables nuevas indicadas y con los candidatas a estrellas variables.	57
3.29. Curva de luz de V37, en magnitud V, una de las nuevas variables hallada con la técnica DANDIA. Se trata de una RR Lyrae de doble modo, o RRd.	58
3.30. Similar a la Figura 3.29 para V38.	58
3.31. Similar a la Figura 3.29 para V39. Se trata de una binaria eclipsante tipo W UMa.	59
3.32. Similar a la Figura 3.29 para V40. Se trata de una binaria eclipsante.	60
3.33. Curvas de luz similares a la Figura 3.29 para V41, la de la izquierda es usando un período de 0.1735 días que calculamos en este trabajo, y la de la derecha es usando el período de 0.3433 días (comunicación personal con Poretti). Es probablemente un sistema binario tipo W UMa.	60
3.34. Estrellas variables SX Phoenicis conocidas halladas con DANDIA.	62
3.35. Similar a la Figura 3.29 para CV1.	63
3.36. Similar a la Figura 3.29 para CV2.	63
3.37. Día juliano vs. flujo diferencial de CV3.	64
3.38. A la izquierda se muestra la curva de luz de V41 con un período de 0.2506 días, y a la derecha se muestra también la curva de luz pero con un período de 0.7292 días.	64

- 4.1. Los puntos representan las estrellas RRab, los círculos a las estrellas RRc, con $\log(L/L_{\odot})$ calculados con la ecuación (4.3). Las cruces representan a las estrellas RRc con su luminosidad calculada a partir de $M_V(K)$ de la ecuación (4.7). Las líneas inclinadas indican los límites empíricos de la banda de inestabilidad calculados por Jurcsik (1998) de 272 estrellas RRab. Las líneas verticales indican las bandas de inestabilidad de Bono et al. (1995) para $0.65 M_{\odot}$, de donde los límites del modo fundamental son líneas continuas y del primer sobretono son líneas cortadas. Aquí se indican dos modelos de la ZAHB (Lee & Demarque 1990) con sus metalicidades correspondientes. Podría hacerse una extrapolación de esos modelos para $Y = 0.25$ (hallado para estrellas RRc) y colocaría a las estrellas RRab cerca de la ZAHB. 74
- 4.2. Tendencias generales de parámetros físicos en cúmulos globulares como función de la metalicidad. Todos estos parámetros han sido calculados usando la técnica de descomposición de Fourier de estrellas RRc. Las barras de error son las desviaciones estándar de los promedios divididos por la raíz cuadrada del número de estrellas incluidas por cada cúmulo. La barra de error horizontal en la metalicidad es una incertidumbre promedio calculada usando la expresión de Jurcsik & Kovács (1996), su ecuación 4. Las barras de error sólo han sido calculadas para aquellos cúmulos estudiados por nuestro grupo. 79
- 4.3. Igual que en la **Figura 4.2** para las estrellas RRab. En el recuadro inferior se grafica la magnitud absoluta de Chaboyer (1999) (línea cortada), también está graficada la magnitud absoluta (línea punteada), obtenida a partir de la luminosidad de Simon & Clement (1993), y como se discutió en la sección 4.5 ésta calibración podría tener una anomalía en el punto cero. 80

Lista de Tablas

1.1. Resultados del Key Project de H_0	3
1.2. Metalicidades y velocidades de rotación típicas para los sistemas del halo y del disco. Datos tomados de Zinn (1990).	7
1.3. Lista de los cúmulos que han sido estudiados con la técnica de descomposición de Fourier, donde la distancia galactocéntrica y metalicidad son reportados en el catálogo de Harris (1999).	9
2.1. Lista de imágenes del cúmulo NGC 5466 obtenidas con el HCT de 2.01 m. en la que se muestran las fechas, el número de imágenes (n) tomadas en los filtros V y R para cada noche y los correspondientes tiempos de exposición (t) de cada imagen. 18	
2.2. Lista de imágenes del cúmulo NGC 5466 obtenidas con el telescopio de 1.02 m. del VBO en la que se muestran las fechas, el número de imágenes (n) tomadas en los filtros V y R para cada noche y los correspondientes tiempos de exposición (t) de cada imagen.	19
2.3. Lista de imágenes del cúmulo NGC 5466 obtenidas con el telescopio de 0.84 m. de SPM en la que se muestran las fechas, el número de imágenes (n) tomadas en los filtros V y R para cada noche y los correspondientes tiempos de exposición (t) de cada imagen.	19
2.4. Magnitudes estándares e instrumentales promedio de las 4 temporadas de observación, H04, H05, K05 y SPM05, σ es la desviación estándar del promedio de las magnitudes instrumentales. Los valores estándares están tomados de Buonanno et al. (1984), n es el número de estrellas estándares que sí se encontraron en el conjunto de imágenes.	28
2.5. Valores de las transformaciones al sistema estándar en cada temporada.	29

3.1.	Efemérides de las RR Lyraes conocidas en el cúmulo globular NGC 5466. Algunos períodos y épocas fueron calculados en este trabajo (columnas 4 y 5). Los períodos de la columna 2 provienen de: ** Sawyer Hogg (1973), * Corwin et al. (1999), • McCarthy & Nemec (1997).	38
3.2.	Fracción de la salida del programa que nos permite encontrar estrellas variables nuevas. Originalmente esta tabla es de 5 columnas, se le han hecho anotaciones en la última columna para denotar las estrellas variables ya conocidas y el resultado de revisar la fotometría de cada una de ellas y comprobar si tienen o no variabilidad en su magnitud.	53
3.3.	Estrellas variables nuevas.	55
4.1.	Parámetros de los ajustes Fourier calculados para las curvas de luz en el filtro V de las estrellas tipo RRc del cúmulo globular NGC 5466. Donde n es el número de armónicos usados para el ajuste.	69
4.2.	Parámetros de los ajustes Fourier calculados para las curvas de luz en el filtro V de las estrellas tipo RRab del cúmulo globular NGC 5466. Donde n es el número de armónicos usados para el ajuste.	69
4.3.	Parámetros físicos para las estrellas RRc en NGC 5466. σ es la desviación estándar del promedio para cada parámetro.	73
4.4.	Parámetros físicos para las estrellas RRab en NGC 5466. σ es la desviación estándar del promedio para cada parámetro.	73
4.5.	Parámetros físicos medios obtenidos de estrellas RRc en cúmulos globulares.	77
4.6.	Parámetros físicos medios de estrellas RRab en cúmulos globulares.	78