

Universidad Nacional de Córdoba
Facultad de Matemática, Astronomía y Física
Trabajo Especial de la Licenciatura en Astronomía

Búsqueda de estrellas variables en campos de cúmulos abiertos
en base al relevamiento VVV

Autora: Carla Gabriela Oviedo

Directoras: Dra. Carolina Chavero & Dra. Tali Palma

Diciembre 2018



Búsqueda de estrellas variables en campos de cúmulos abiertos en base al relevamiento VVV por Carla Gabriela Oviedo, se distribuye bajo una Licencia Creative Commons Atribución-NoComercial-CompartirIgual 4.0 Internacional.

A Yatel
A mis abus
A mi madre, mi cielo, mi todo.

Hakuna Matata

Resumen

El estudio de las estrellas variables en el rango óptico ha ayudado de manera significativa al entendimiento de la astrofísica galáctica y extragaláctica. Con la llegada de las observaciones en el infrarrojo (IR) nuevas regiones se han inspeccionado ya que en estas longitudes de onda es posible atravesar el polvo, y aquí es donde, una vez más, las estrellas variables hacen un gran aporte como trazadoras de poblaciones, tanto de estructura de la galaxia como componentes de cúmulos en regiones antes prohibidas.

Bajo este contexto, este Trabajo Final de Licenciatura tiene como motivación contribuir a las bases de datos “*templates*” de variables en el IR. Con este objetivo, este trabajo presenta una búsqueda y caracterización de estrellas variables en campos de cúmulos abiertos de nuestra Galaxia, usando el relevamiento en el IR “Vista Variables in the Vía Láctea”. Para esto se eligieron dos campos específicos de estudio: el campo donde se proyecta el cúmulo abierto NGC 6250 en la región del disco interno de la Galaxia, y otro campo en la región periférica del disco donde se proyecta el cúmulo abierto NGC 4349.

La elección de los campos se debe a que en el caso en que las variables descubiertas se les confirmara su membresía al cúmulo, esto aportaría mas herramientas para su clasificación unívoca para sumar a las bases *templates*. La detección de variables de cada campo fue realizada mediante el uso de una *pipeline* proporcionada por un miembro del consorcio VVV, que arrojó miles de candidatas variables por campo, proporcionando sus curvas de luz, períodos y magnitudes en distintos filtros. Luego se seleccionaron aquellas estrellas que quedaban dentro del radio angular del cúmulo de interés, resultando 193 candidatas entre ambos cúmulos. Seguidamente se procedió a la identificación de dichas variables utilizando las curvas de luz, lo cual se hizo primeramente mediante inspección visual, observando y analizando detenidamente las características que presentaron. Esta inspección fue complementada mediante el uso del diagrama de Bailey, el cual confronta periodos y amplitudes. De este análisis se obtuvieron; 75 candidatas a variables para NGC 4349 y 118 para NGC 6250.

Adicionalmente, teniendo en cuenta que las variables tipo Cefeidas y *RR Lyrae* son trazadoras de distancias y obedecen una estrecha relación Periodo-Luminosidad (PL), se calculó la distancia de las candidatas a este tipos de objetos, lo cual permitió analizar mejor la pertenencia a estas categorías de variables. Finalmente, se discute la ubicación de las variables, según sus estados evolutivos, en los diagramas color-magnitud (IR) de cada campo, en donde se ubicaron las candidatas a variables encontradas.

Parte de los resultados incluidos en este trabajo ya han sido presentados en las Reuniones Anuales No. 59 y 60 de la Asociación Argentina de Astronomía (Oviedo et al. 2017; 2018 BAAA59, BAAA60).

Resumen

The study of variable stars in the optical range has significantly aided the understanding of galactic and extragalactic astrophysics. With the arrival of observations in the infrared (IR) new regions have already been inspected since in these wavelengths it is possible to traverse the dust, and this is where, once again, the variable stars do a great job as tracers of populations, both of the structure of the galaxy and of components of clusters in regions before prohibited.

In this context, this Especial Work of the Bachelor Degree aims to contribute to the database templates of variables in the IR. With this objective, this work presents a search and characterization of variable stars in fields of open clusters of our Galaxy, using the survey in the IR Vista Variables in the Via Lactea. For this, two specific fields of study were selected: the field where the open cluster NGC 6250 is projected in the region of the inner disk of the Galaxy, and another field in the peripheral region of the disk where the open cluster NGC 4349 is projected.

The selection of fields is due to the fact that in the case of the discovered variables they would get their membership to the cluster, this would contribute to more tools for their univocal classification to add to the database templates. The detection of variables of each field was made by using a pipeline provided by a member of the VVV consortium, which threw thousands of variable candidates per field, providing its light curves, periods and magnitudes in different filters. Then, those stars that were within the angular radius of the cluster of interest were selected, resulting in 193 candidates between both clusters. The identification of those variables was then carried out using light curves, which was done first through visual inspection, observing and analyzing carefully the characteristics they presented. This inspection was complemented by the use of Bailey's diagram, which confronts periods and amplitudes. From this analysis; 75 candidates variables for NGC 4349 and 118 for NGC 6250 were obtained.

Additionally, taking into account that the Cepheid and RR Lyrae type variables are tracers of distances and obey a close relationship Period-Luminosity (PL), the distance of the candidates to these types of objects was calculated, which allowed to better analyze the membership of these categories of variables. Finally, it is discussed the location of the variables, according to their evolutionary states, in the

color-magnitude diagrams (IR) of each field, where the found candidate variables were located.

Part of the results included in this work have already been presented in the Annual Meetings No. 59 and 60 of the Argentine Astronomical Association (Oviedo et al. 2017; 2018 BAAA59, BAAA60).

Índice general

1. Introducción: Estrellas variables	5
1.1. Breve reseña histórica	5
1.2. Variabilidad estelar	7
1.3. Clasificación de las estrellas variables	8
1.3.1. Variables extrínsecas: Binarias eclipsantes	9
1.3.2. Variables intrínsecas: Pulsantes	14
1.4. Catálogos de cúmulos estelares	23
1.5. Motivaciones del estudio	24
2. Relevamiento VVV (<i>Vista Variables in the Vía Láctea</i>)	26
2.1. Características del relevamiento VVV	26
2.1.1. Telescopio <i>VISTA</i>	29
2.1.2. Áreas de mapeo	32
2.2. Campos de estudio	33
3. Estrellas variables en campos de cúmulos abiertos	34
3.1. Proyecto	34
3.2. Metodología	35
3.2.1. Detección y análisis de estrellas variables	35
3.3. Análisis de Cefeidas y <i>RR Lyrae</i>	41
3.3.1. Cefeidas clásicas (de tipo I)	42
3.3.2. Cefeidas de tipo II	43
3.3.3. <i>RR Lyrae</i>	44
3.4. El cúmulo abierto NGC 6250	45
3.5. El cúmulo abierto NGC 4349	46
4. Estudio de la variabilidad estelar en NGC 6250 y NGC 4349	48
4.1. Caracterización de las estrellas variables	48

4.2. Nuevas variables detectadas	51
4.3. Relaciones Período-Luminosidad	68
4.4. Análisis del estado evolutivo de las nuevas estrellas variables	71
5. Resultados y comentarios finales	75
6. Apéndice I: Otros objetos variables	78
Agradecimientos	92

Capítulo 1

Introducción: Estrellas variables

1.1. Breve reseña histórica

Los primeros objetos celestes reconocidos como estrellas variables fueron novae y supernovas. Estos fenómenos forman parte del proceso evolutivo de las estrellas. Su efecto es que exploten y expulsen sus capas más externas y, a causa de ello, aumenten su brillo de forma repentina. Luego su luminosidad va disminuyendo de forma lenta y gradual, lo cual puede tardar algunas semanas o meses. Observaciones de este tipo de estrellas se remontan a varios siglos antes de Cristo, no obstante, los primeros registros realizados fueron en Medio Oriente en el año 1006 d. C. (después de Cristo), luego en Japón y Corea en el año 1054, la supernova de 1572 observada por Tycho Brahe y la de 1604 estudiada por Kepler, estas últimas observadas desde Europa (Percy 2007).

Excepto por eventos relacionados con las etapas evolutivas de las estrellas (como los eventos de novae y supernovas), se creía que las estrellas permanecían constantes en brillo. La primera estrella conocida por la civilización occidental a la cual se le registró variaciones en su brillo fue *O Ceti* o Mira, una estrella gigante roja pulsante, cuya variabilidad fue descubierta en 1596 por Fabricius. Esta estrella fue considerada una nova hasta 1660 cuando se concluyó que era una estrella pulsante con un período de ~ 11 meses por Holwarda en 1638. Actualmente Mira es el prototipo de una clase de estrellas pulsantes con el mismo nombre (Percy 2007).

Cronológicamente, la siguiente estrella variable detectada fue β *Persei*, con un período de ~ 3 días. Dicha variable es el prototipo de las variables eclipsantes llamadas Algol y su variabilidad fue descubierta en 1669 por Montanari. Algunos años después

se detectaron tres variables más, a saber: η *Carinae* (por Halley en 1677), χ *Cygni* (por Kirch en 1687) y *R Hydrae* (por Maraldi en 1704). Después de un largo intervalo temporal, Koch en 1782 descubrió la estrella variable *R Leonis*. Con la excepción de β *Persei*, todas las otras estrellas son variables semi-regulares de largos periodos (Percy 2007).

Alrededor del año 1700, algunas notas casuales fueron reemplazadas por registros sistemáticos, dando lugar a más descubrimientos. Así, como ejemplo Ed Pigott demostró que la estrella θ *Serpentis* era una variable confirmando las sospechas de Montanari un siglo antes (Pigott 1785) y Goodricke descubrió un sistema tipo Algol, denominado β *Lyrae* y propuso que los mínimos desiguales de este sistema, tipo Algol, se debían al tránsito de un planeta (Goodricke 1785). Además detectó variaciones periódicas en la estrella δ *Cepheid* (prototipo de las pulsantes Cefeidas) determinando un período muy preciso de 5 días, 8 horas y 37 minutos (Goodricke 1786). A diferencia de β *Persei* y β *Lyrae*, la curva de luz de δ *Cepheid* no exhibió mínimos profundos y estrechos, sino más bien un aumento brusco seguido de una cadencia lenta con un mínimo pronunciado (ver el gráfico superior de la Figura 1.1 de una versión de la curva de luz de δ *Cephei* de Moffet & Barnes 1984).

En 1795 Herschel detectó variabilidad en α *Herculis*, una estrella rojiza con cambios irregulares en el brillo de pequeña amplitud, la cual resultó ser el prototipo de la clase de variables irregulares y en ese mismo año, Pigott descubrió la estrella *R Scuti*, con periodicidad semirregular (Percy 2007). Así, antes de fines del siglo XVIII solo un número muy reducido de estrellas variables había sido descubierto. Esta situación cambió luego de la realización del catálogo de Argelander en 1844, que contenía unas 18 estrellas variables (Argelander 1844).

En las décadas posteriores a 1850, aparecieron los grandes catálogos estelares con posiciones y magnitudes mas precisas: *Bonner Durchmusterung* (BD, Argelander 1859-62, Kuestner 1903, Becker 1951, Schmidt 1968), *Córdoba Durchmusterung* (CoD, Thome, 1892; 1894 y 1900) y *Cope Photographie Durchmusterung* (CPD, Gill, D. et al. 1896; 1897 y 1900). Como resultado de estos trabajos nuevas estrellas variables han sido descubiertas. Sin embargo, la mayoría han sido encontradas por la fotografía de grandes áreas del cielo. Así la fotografía permitió la búsqueda sistemática de variables, en contraste con los descubrimientos anteriores que fueron prácticamente fortuitos (Percy 2007).

En 1890 comenzaron dichos proyectos sistemáticos, se fundó la sección de Estrellas Variables de la Asociación Británica y en América el estudio de estrellas variables en *Harvard College Observatory* (HCO) fue apoyado especialmente por Pickering (1903). Desde 1910 el descubrimiento fue progresando rápidamente. En 1911, fue fundada la asociación *The American Association of Variable Star Observers* (AAVSO) en Cambridge, actualmente es una asociación internacional independiente que recibe cientos de miles de observaciones cada año de miembros y asociaciones de todo el mundo. En 1920 ya se habían detectado y registrado unas 4000 estrellas variables y al año siguiente se fundó la *Association Française des Observateurs d'Étoiles Variables* (Percy 2007). Hasta el 2016, en el Catálogo General de estrellas variables (*GCVS*, en sus siglas en inglés) se registraron alrededor de 52 000 variables.

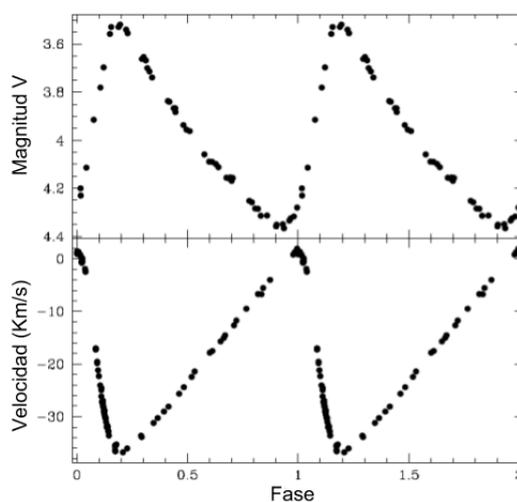


Figura 1.1 Curvas de luz y de velocidad radial de δ Cephei. En el panel superior la curva fue adaptada de Moffet & Barnes (1984), mientras que en el panel inferior la curva fue adaptada de Bersier et al. (1994).

1.2. Variabilidad estelar

A simple vista, las estrellas parecerían ser objetos estáticos. Sin embargo, como se detalló en la sección anterior (sección 1.1) el conocimiento de que algunas estrellas muestran cambios en su brillo puede remontarse al lejano pasado de la humanidad.

Una estrella se denomina variable cuando su brillo o luminosidad varía en escalas de tiempo mucho menores que las escalas evolutivas. Todas las estrellas en ciertas etapas de su vida pasan por fases de variabilidad. Cuando son jóvenes y recién formadas atraviesan por la etapa de estrellas *T Tauri*. En etapas evolutivas más avanzadas pasan por fases de estrellas pulsantes, cuya duración depende del tipo de estrella. Dicha fase es la que abordaremos en el estudio del presente trabajo.

Las variaciones de brillo van desde milésimas de magnitudes hasta un par de decenas, dependiendo del tipo de variable y las longitudes de onda en las cuales son observadas. A su vez, dichas variaciones pueden ser periódicas, semi-periódicas o irregulares, con escalas de tiempo que varían desde fracciones de segundos a años. En la siguiente sección se darán detalles y ejemplos de diferentes tipos de estrellas variables.

1.3. Clasificación de las estrellas variables

Las diferencias en la naturaleza de las variaciones de brillo han llevado a clasificar las estrellas variables en dos grandes grupos: variables extrínsecas en las cuales la variabilidad es causada por un eclipse de una estrella por su compañera, el tránsito de un planeta extrasolar, o por efectos de rotación estelar, y variables intrínsecas, donde la variabilidad es causada por cambios físicos tales como pulsación o erupción en la estrella o el sistema estelar.

Dentro de las variables extrínsecas se encuentran las binarias eclipsantes (ver sección 1.3.1) y las variables rotantes, mientras que entre las variables intrínsecas se pueden distinguir entre las variables pulsantes (ver sección 1.3.2), cataclísmicas y eruptivas. En el presente trabajo adoptamos la clasificación de Eyer & Mowlavi (2008), quienes realizaron un árbol de variabilidad (ver Figura 1.2) según nomenclatura del *GCVS* (Kholopov et al. 1985). En particular, se abordará el estudio de las binarias eclipsantes y las estrellas pulsantes, las cuales poseen una variabilidad periódica. En las siguientes subsecciones y apartados damos una breve introducción a estas.

1.3.1. Variables extrínsecas: Binarias eclipsantes

Los sistemas binarios fotométricos presentan variaciones de brillo cuando una de las componentes del sistema oculta total o parcialmente a la otra componente durante su movimiento orbital, causando una atenuación del brillo o eclipse en forma periódica. Estas binarias se denominan eclipsantes y la inclinación del sistema estelar es generalmente apreciable para poder detectarlos.

Las binarias eclipsantes han mostrado ser muy útiles para determinar parámetros estelares fundamentales (Popper 1980), distancias (Pietrzyński et al. 2013) y proporcionar pruebas rigurosas para los modelos de evolución estelares (Torres et al. 2010).

La variación de la magnitud de las estrellas variables y en particular en las binarias eclipsantes como función del tiempo se llama “curva de luz”. Las curvas de luz, pueden representarse también utilizando como variable temporal la fase orbital ϕ , que se obtiene mediante la siguiente expresión:

$$\phi = \frac{(t_{obs} - T_0)}{P} - \left[\frac{(t_{obs} - T_0)}{P} \right]$$

donde P es el período expresado en días, t_{obs} es el instante de cada observación expresado en días Julianos (DJ) y T_0 es una época de referencia. Para el caso de las binarias eclipsantes, se elige a T_0 como el instante en que comienza el mínimo del eclipse primario o mínimo principal. La fase ϕ está definida con valores entre 0 y 1.

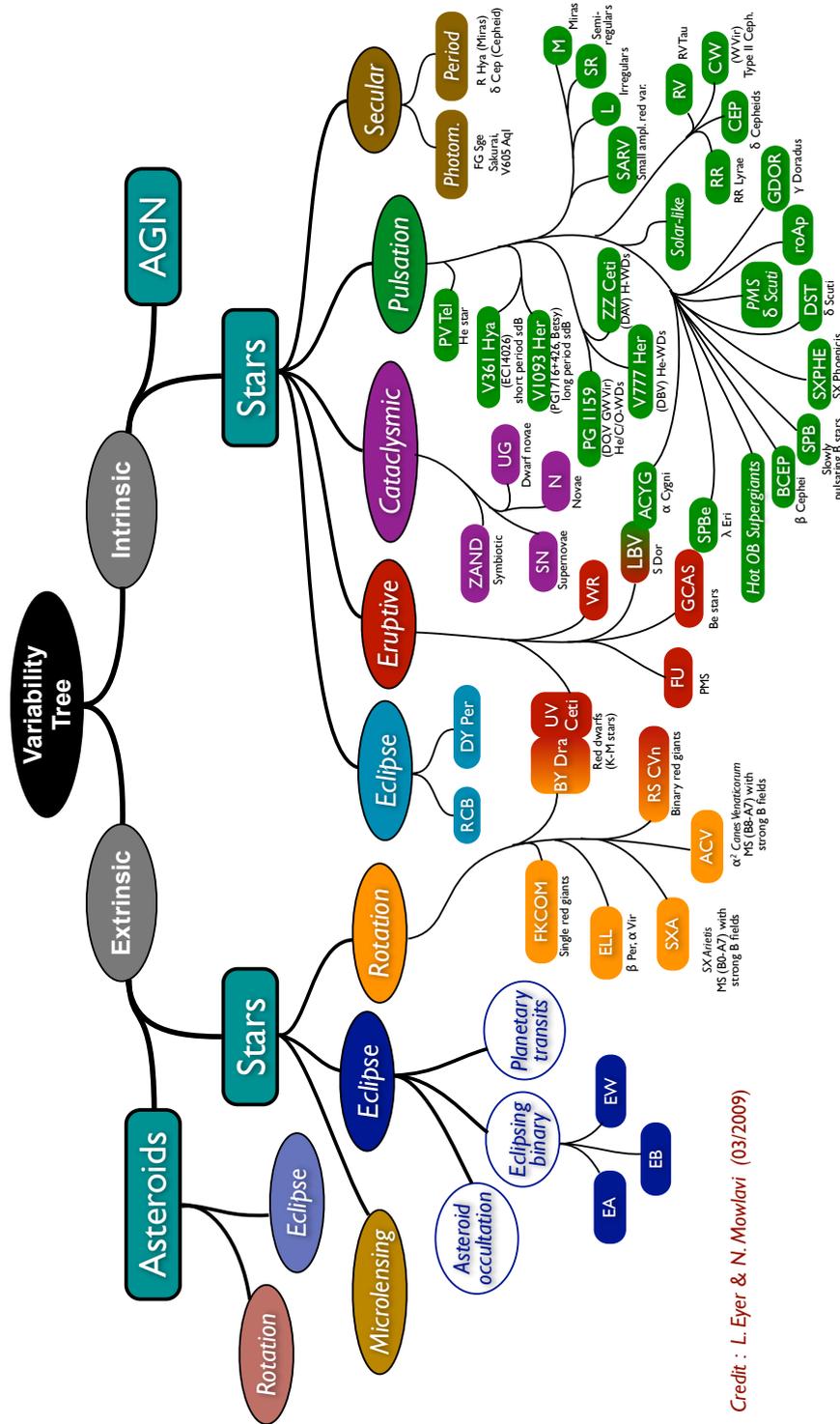


Figura 1.2 Árbol de variabilidad propuesto por Eyer & Mowlavi (2008) según nomenclatura del *GCVS*. Contiene cuatro niveles de división. El primer nivel: División “clásica” entre variables extrínsecas e intrínsecas. El segundo nivel: Tipo de objeto variable. El tercer nivel: tipo de fenómeno en el origen de la variabilidad. El cuarto nivel: Objetos de naturaleza física o comportamiento fotométrico similar. Extraído de Eyer et al. (2018)

En general, las curvas de luz de las binarias eclipsantes presentan dos mínimos diferentes, uno de los cuales, el mínimo primario, es usualmente mucho más profundo que el otro. Esto se debe a la diferencia de brillo intrínseco de sus componentes. Cuando la estrella más caliente eclipsa a su compañera, hay un mínimo menos profundo en la curva de luz. Fuera de los eclipses, si las componentes están lo suficientemente separadas, la magnitud total permanece constante.

La forma de los mínimos depende de si el eclipse es parcial o total. Cuando la inclinación es $\sim 90^\circ$, y las órbitas son circulares, los eclipses serán de tipo total y anular alternadamente. En un eclipse total, la componente más pequeña es completamente ocultada. El brillo total es entonces constante y la curva de luz tiene un mínimo chato (ver Figura 1.3). Luego, el tránsito de la componente pequeña por el disco de la más grande producirá un eclipse anular. Cuando las inclinaciones son menores, los eclipses se vuelven parciales, y se sucederán tránsitos y ocultaciones parciales. En un eclipse parcial la curva de luz se suaviza, ya que el brillo cambia gradualmente a lo largo del eclipse. Si consideramos estrellas esféricas de radios R_1 y R_2 , la condición para que se produzca un eclipse, para una dada inclinación orbital, es:

$$\text{sen}(90^\circ - i) \leq \frac{(R_1 + R_2)}{a}$$

donde i es la inclinación del sistema binario, R_1 y R_2 los radios de las componentes binarias y a el semieje mayor del sistema binario.

Un fenómeno que se puede estudiar en detalle en sistemas binarios eclipsantes es el del oscurecimiento hacia el limbo. Este efecto actúa de manera que los cambios de luminosidad observados en la curva de luz sean más lentos y suavizan los mínimos. Utilizando modelos de atmósferas estelares es posible obtener los valores teóricos de los coeficientes de este efecto y consecuentemente, compararlo con las observaciones. Otro de los efectos que pueden aparecer debido a la proximidad de las componentes es el efecto de reflexión o de irradiación mutua, en el cual las caras enfrentadas de las estrellas se calientan mutuamente, haciendo que estas regiones se encuentren más brillantes. En los sistemas con transferencia de masa, el material que cae sobre una de las componentes también cambiará la temperatura de la superficie, produciendo regiones más brillantes, modificando la curva de luz.

Las binarias eclipsantes se clasifican en tres clases, de acuerdo a la variabilidad de sus curvas de luz: Binarias separadas tipo *Algol* (EA), binarias semiseparadas tipo β *Lyrae* (EB) y binarias de contacto tipo *W Ursa Majoris* (EW). En la Figura 1.3 se pueden ver ejemplos de curvas de luz para cada tipo de binarias en el infrarrojo (IR) cercano con datos del relevamiento *VVV*.

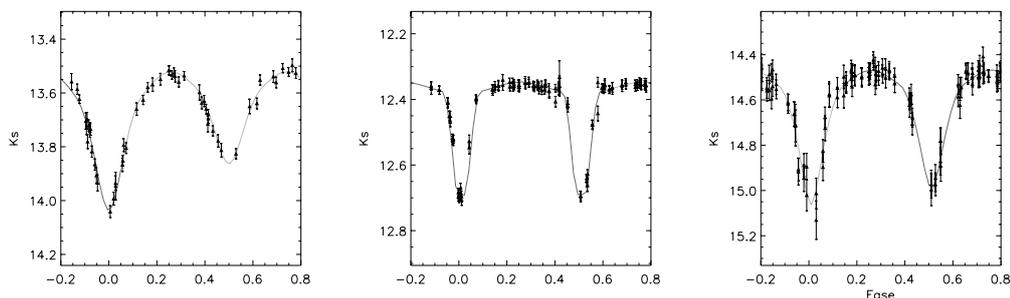


Figura 1.3 Ajustes teóricos a las curvas de luz de tres sistemas binarios eclipsantes observados con el relevamiento *VVV* en la banda K_s . En el panel izquierdo, un sistema binario de contacto con $P = 3,74330 \pm 10^{-5}$ días, panel medio sistema binario separado con $P = 1,85416 \pm 10^{-5}$ días y panel derecho sistema binario semiseparado con $P = 3,18683 \pm 10^{-5}$ días. Figura extraída de Gramajo et al. (2018).

Eclipsantes tipo *Algol* (EA)

Como bien se comentó en la sección 1.1, β *Persei* es el prototipo de las variables eclipsantes tipo *Algol*. Sus componentes son esféricas o levemente elipsoidales y generalmente bien separadas (*detached*). Es posible determinar, de sus curvas de luz, el momento en que comienzan o finalizan los eclipses. Entre los eclipses, la luz permanece constante o varía de manera insignificante debido a efectos de reflexión, a componentes levemente elipsoidales, o variaciones físicas.

Los eclipses pueden ser de igual profundidad ó bien diferentes, incluso el mínimo secundario puede estar ausente. Se observa un rango extremadamente amplio de períodos, desde 0,2 días hasta más de 1000 días (Mathieu 1994). Las amplitudes de las curvas de luz son también bastante diferentes, desde centésimas de magnitud hasta varias magnitudes.

Entre las binarias eclipsantes EA se pueden encontrar sistemas de estado evolutivo muy diferentes, por ejemplo:

- binarias que contienen dos estrellas de secuencia principal de cualquier tipo espectral de O a M.
- binarias en las cuales una o ambas componentes han evolucionado pero no han sobrepasado sus lóbulos de Roche.
- binarias con una estrella no evolucionada y la otra sobrepasando su lóbulo de Roche y transfiriendo masa; por ejemplo: Algol. Por ello este tipo de binarias aunque no sean eclipsantes, se denominan “binarias tipo *Algol*”.
- binarias con una estrella muy evolucionada (una subenana caliente o una enana blanca) y la otra menos evolucionada.
- binarias de pre-secuencia principal.

Eclipsantes tipo β *Lyrae* (EB)

Deben su nombre a su estrella prototipo β *Lyrae*. Estos sistemas binarios tienen componentes elipsoidales, debido a que se encuentran lo suficientemente cerca, es decir, una de las componentes ha llenado su Lóbulo de Roche (Kopal 1968) tal que las estrellas entre ellas generan distorsión gravitacional denominados sistemas binarios semi-separados o *semi-detached* en inglés (Kopal 1968). Es imposible especificar los momentos de comienzo y fin de los eclipses, debido a los cambios continuos de la magnitud total observada entre los eclipses y fuera de ellos.

En sus curvas de luz el mínimo principal es muy notorio, el mínimo secundario se observa en todos los casos y su profundidad es habitualmente bastante menor que el mínimo primario. Entre las EB pueden encontrarse sistemas con distintos estadios evolutivos, desde sistemas no evolucionados de secuencia principal hasta binarias con estrellas muy evolucionadas. Los periodos son generalmente mayores que un día y las amplitudes de las curvas de luz son usualmente menores que 2 magnitudes en *V*. En la mayoría de los casos, las componentes pertenecen a tipos espectrales tempranos (B-A).

En la binaria β *Lyrae*, una de las estrellas ha llenado su lóbulo de Roche y está permanentemente transfiriendo masa hacia su compañera. Esta transferencia de masa causa características adicionales en la curva de luz. Curiosamente, β *Lyrae*, prototipo de las eclipsantes que llevan su nombre, es entonces una binaria tipo *Algol*. Esto demuestra que una clasificación basada sólo en el aspecto de la curva de luz no es unívoca con respecto a las características físicas de los sistemas.

Eclipsantes tipo *W Ursae Majoris* (EW)

Finalmente las variables eclipsantes de contacto ó *W Ursae Majoris* (*W UMa*) tienen períodos más cortos que un día, y consisten de componentes elipsoidales en contacto, es decir ambas componentes han llenado su lóbulo de Roche. En sus curvas de luz es imposible especificar el instante exacto de comienzo o finalización de los eclipses, lo cuales son muy redondeados y anchos. Las profundidades de los mínimos primarios y secundarios son casi iguales o difieren de forma insignificante. Las amplitudes en las curvas de luz son típicamente menores que 0,8 magnitudes en el visual. Las componentes generalmente pertenecen a los tipos espectrales F-G y más tardíos.

1.3.2. Variables intrínsecas: Pulsantes

Las variables pulsantes son estrellas intrínsecamente oscilantes, que cambian periódicamente su brillo principalmente a través de modos radiales. Existen algunas excepciones en donde prevalecen los modos no radiales. Esto se debe a la expansión y contracción periódicas de las capas superficiales, es decir, que estas estrellas aumentan y disminuyen de tamaño periódicamente intentando alcanzar el equilibrio entre la fuerza de gravedad que tiende a contraerlas y la presión de radiación que tiende a expandirlas. El sistema de este tipo de variables actúa, por lo tanto, como un oscilador; sucede como parte de un proceso evolutivo natural.

Las pulsaciones pueden encontrarse en muchas etapas durante la evolución estelar. Diferentes tipos de variables pulsantes se distinguen por sus periodos de pulsación y las formas de sus curvas de luz. La estrella va a ser más brillante cuando se contraiga a mayor velocidad y por el contrario será menos brillante cuando se expanda de forma rápida. Dado que la dependencia de la luminosidad con la temperatura es: $L \propto T^4$, esto implica que pequeñas variaciones de la temperatura producen grandes

variaciones en luminosidad. En la Figura 1.4 se muestra cómo las estrellas pulsantes ocupan amplias regiones en el diagrama *Hertzsprung-Russell* (H-R), con un amplio rango de masas. A lo largo de la secuencia principal, encontramos varios tipos de variables, desde estrellas oscilantes tipo solar, hasta estrellas tipo β *Cephei*. Entre las dos líneas diagonales (en color negro) se encuentra la región de inestabilidad, área dónde las estrellas presentan inestabilidades y exhiben pulsación debido al “mecanismo κ ” como se explicará a continuación.

Los tipos de variabilidad en la región de inestabilidad como las Cefeidas, son estrellas *SX Phoenicis* de la secuencia principal, las *RR Lyrae* en la rama horizontal (en adelante *RRL*), *BL Bootis* (ó *Cefeidas Anómalas*), *BL Herculis*, *W Virginis* (post-rama horizontal) y *RV Tauri* (estrellas post-rama asintótica gigante). Las variables Mira, que poseen grandes amplitudes están en la región más fría del diagrama H-R junto con las variables semi regulares (SR), las cuales muestran una variabilidad ligeramente caótica en el brillo.

Fenómeno de pulsación: “mecanismo κ ”

El mecanismo responsable de las pulsaciones en las estrellas variables que se encuentran en la región de inestabilidad, denominado “mecanismo κ ”, actúa en zonas de ionización parcial del H y He, donde la opacidad (κ) aumenta a medida que la estrella se contrae, según la Ley de Kramer: $\kappa \propto \rho T^{-3.5}$, donde ρ es la densidad media y T es la temperatura. Esta última se utiliza principalmente en la ionización del H y/o el He en lugar de elevar la temperatura del gas. A medida que las capas de ionización aumentan su opacidad, se vuelven ópticamente gruesas y hay un exceso de radiación mayor hacia adentro que hacia afuera. Entonces, la presión de radiación aumenta hasta que amortigua la contracción, lo que lleva a la expansión de la estrella. La temperatura comienza a aumentar y la densidad disminuye hasta que la opacidad cambia de nuevo, disminuyendo hasta que la capa se vuelve ópticamente delgada y la radiación de presión disminuye. Luego, la gravedad excede la presión externa y la estrella se contrae nuevamente. Dependiendo de la temperatura efectiva de la estrella, la zona de ionización parcial podría estar demasiado cerca de la superficie de la estrella tal que su masa no es suficiente para generar la pulsación ($T_{eff} \sim 7500 K$), o es demasiado profunda tal que la convección en las capas externas impide el aumento de la presión de radiación ($T_{eff} \sim 5500 K$). Estos valores de temperatura son aproximadamente el ancho de la región de inestabilidad, como se puede observar en la Figura 1.4.

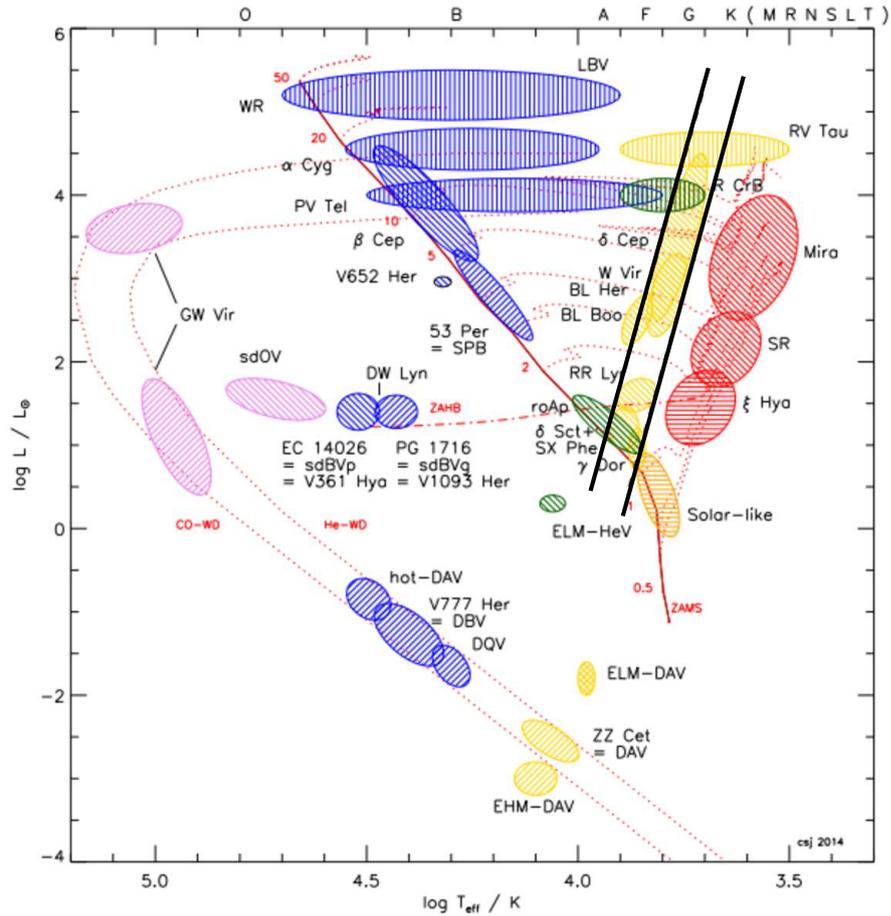


Figura 1.4 Distribución esquemática que ilustra la ubicación de diferentes tipos de estrellas pulsantes a través del Diagrama H-R. En color rojo se detalla la secuencia principal de edad 0 (*ZAMS*, por sus siglas en inglés) y en color negro la “región de inestabilidad”. Los tipos espectrales se indican en el eje superior. Figura extraída del trabajo de Jeffery & Saio (2016).

Las características principales de las estrellas variables ubicadas dentro de la región de inestabilidad (por ejemplo, Cefeidas y *RRL*) serán abordadas en los siguientes apartados. Para una revisión completa sobre las diferentes estrellas variables en todo el diagrama H-R se recomienda ver Gautschy & Saio (1996).

Cefeidas

Las estrellas variables conocidas como Cefeidas son estrellas con masas en el rango de $4-10M_{\odot}$ que atraviesan una etapa evolutiva donde el helio se fusiona en carbono en sus núcleos y el hidrógeno se fusiona en helio en una cáscara circundante al núcleo. Durante esta fase, su envoltura estelar externa se vuelve inestable y comienza a pulsar, es decir, dichas estrellas evolucionan siguiendo *loops* que las llevan desde la región de las gigantes rojas al azul atravesando la banda de inestabilidad (ver Figura 1.5). Anderson et al. (2016) investigaron el efecto de la rotación y mostraron que la luminosidad en las Cefeidas aumenta entre los cruces (*blue loops*) en la región de inestabilidad. El período de pulsación está relacionado con la densidad media de la estrella, la cual está relacionada, a su vez, con su masa. Esta última determina la luminosidad de la estrella, siendo más luminosas las estrellas más masivas (Caputo et al. 2005). De ello resulta en una relación entre el período y la luminosidad, la cual demostró ser muy robusta y precisa para las estrellas Cefeidas (Leavitt & Pickering 1912).

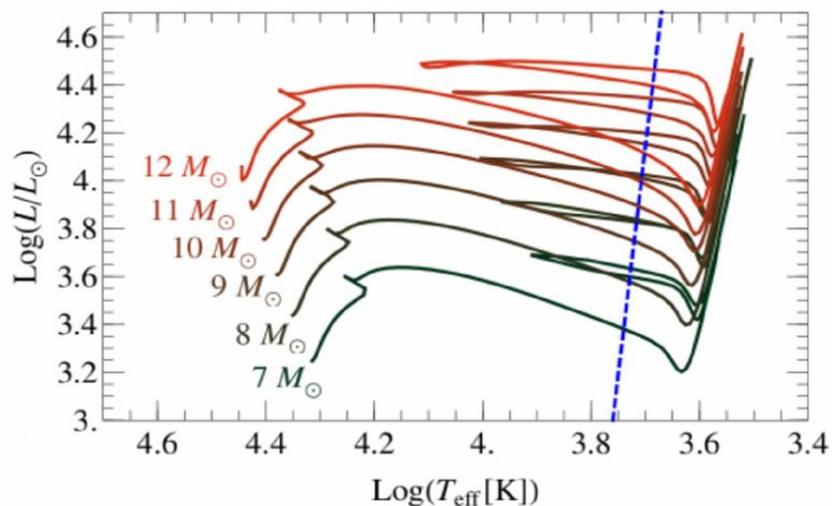


Figura 1.5 Evolución en el diagrama H-R para estrellas con masas entre $4-10M_{\odot}$. La línea azul de a trazos representa la banda de inestabilidad de las Cefeidas. Figura extraída de Friedland et al. (2013).

Las estrellas variables Cefeidas clásicas son trazadoras fundamentales de poblaciones estelares jóvenes ($10 < t < 200 \text{ Myr}$) en sus galaxias anfitrionas. Estas estrellas

muestran una estricta relación P-L que se ha utilizado ampliamente para la determinación de distancias extragalácticas y para estimar un valor preciso de la constante de Hubble (Freedman et al. 2001, Riess et al. 2016). Estas estrellas pulsantes son también sondas muy sensibles para la teoría de pulsaciones y de la evolución estelar (Cox 1980).

Estudios teóricos basados en modelos de pulsaciones en regiones convectivas no lineales desarrollados por Bono et al. (1999, 2000) y Marconi et al. (2005) han sido capaces de predecir las propiedades de las pulsaciones observadas y la morfología de las curvas de luz de las variables Cefeidas. Es necesario destacar la dificultad en la clasificación de las variables Cefeidas en el IR cercano ya que las amplitudes disminuyen considerablemente como puede notarse en la Figura 1.6.

Las estrellas Cefeidas Tipo II (T2C) son estrellas post rama horizontal de baja masa y pobres en metales, con masas entre $0,54 M_{\odot}$ y $0,74 M_{\odot}$ (Bono et al. 1997). Estos objetos se encuentran en regiones de cúmulos globulares y en el disco interno galáctico (Wallerstein 2002; Sandage & Tammann 2006). Este tipo de Cefeidas que pulsan radialmente, su luminosidad es un orden de magnitud menor que las Cefeidas clásicas y pertenecen a una población considerablemente mas vieja, con edades mayores a 10 giga-años.

Las variables Cefeidas de población II y las *RRL*, en particular en el IR cercano, siguen relaciones PL similares y trazan la misma población en el bulbo galáctico (Solima et al. 2006; Matsunaga et al. 2006; Ripepi et al. 2015; Bhardwaj et al. 2017). Si bien la densidad numérica de las Cefeidas tipo II es menor en comparación con la población conocida de estrellas *RR Lyrae*, las estrellas Cefeidas son más brillantes (1-3 mag.), con amplitudes que pueden ser hasta dos veces mayores y períodos más largos (1-80 días). Esto proporciona una relación PL suficiente para una estimación precisa de la distancia al centro galáctico (Bhardwaj et al 2017, Braga et al. 2018).

Las T2C yacen en la banda de inestabilidad justo por encima (más brillante) de las variables *RRL* y se subdividen en tres subclases (que representan diferentes estados evolutivos): *BL Herculis* (BLH), *W Virginis* (WVR) y *RV Tauris* (RVT) (Wallerstein et al. 2002).

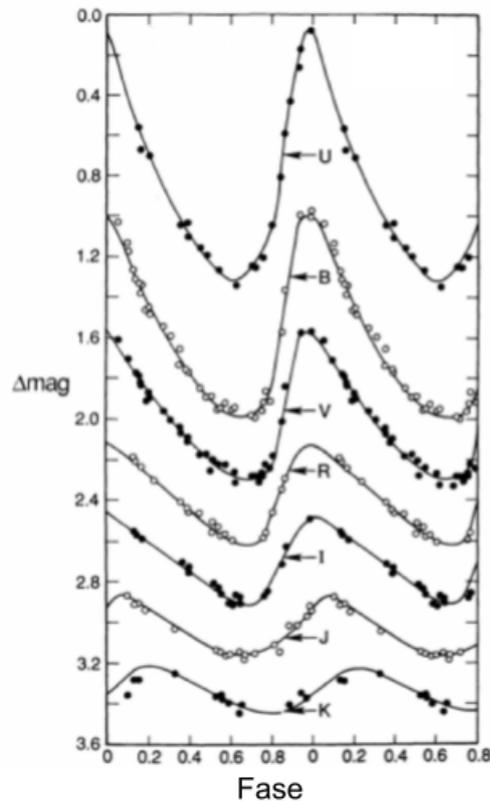


Figura 1.6 Curvas de luz de una Cefeida clásica para distintas longitudes de onda. Las variaciones en amplitud decaen a medida que aumenta la longitud de onda como así también se observa el aumento de simetría ante el aumento en la longitud de onda. Las letras *UBVRIJK* representan los filtros, desde el ultravioleta (U), azul (B), visual (V) al IR cercano (*IJK*). Figura adaptada de Madore & Freedman (1991).

Baade (1944) en su trabajo pionero, que condujo a la separación de las estrellas de Población I y Población II, mostró que las T2C son indicadores de distancia que obedecen a una relación PL diferente a la de las Cefeidas Clásicas. Las T2C han sido ampliamente utilizadas en la literatura como indicadores de distancia, tanto en el óptico (Harris 1985, Nemeč et al. 1994) como en las bandas del IR cercano (Matsunaga et al. 2006, 2011; Bhardwaj et al. 2017a-b), aunque no con tanta frecuencia como las *RRL* y Cefeidas Clásicas. Una característica clave de las relaciones PL, que se puede ver en la Figura 1.7, es que su dispersión intrínseca se vuelve más pequeña desde el óptico al IR cercano (Di Criscienzo et al. 2007).

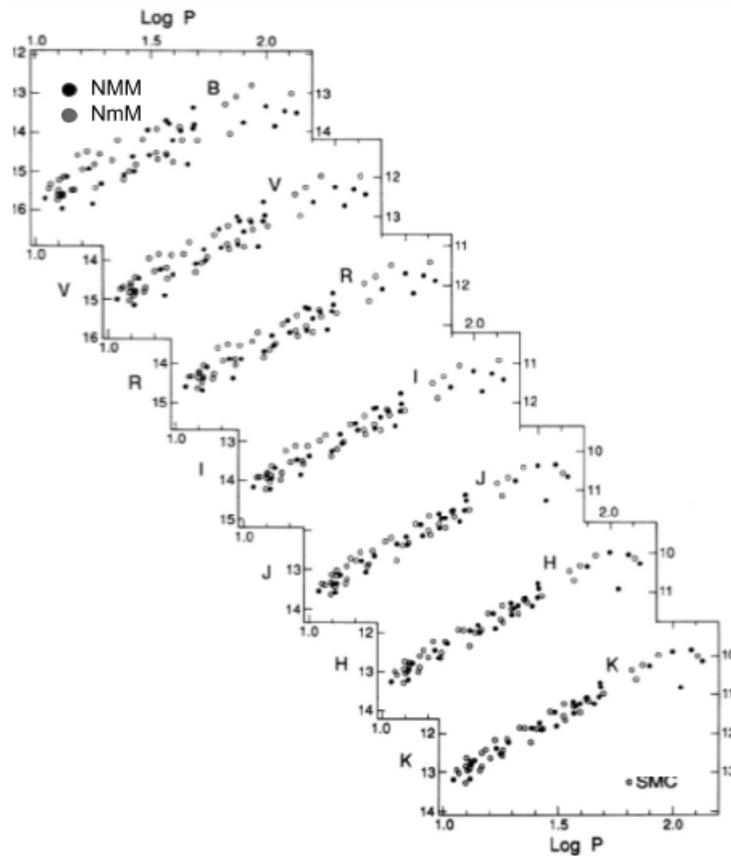


Figura 1.7 Relaciones PL de estrellas Cefeidas en las Nubes de Magallanes para siete bandas distintas, desde el azul hasta el IR cercano (Freedman & Madore 1992). Se aprecia una fuerte disminución en la dispersión en la relación PL y una mayor pendiente a medida que se consideran longitudes de onda más largas. Figura adaptada de Madore & Freedman (1991).

RR Lyrae

Las *RR Lyrae* son estrellas pulsantes brillantes, pobres en metales de poblaciones estelares viejas ($\sim 10\text{Gyr}$), que ayudan a identificar su mecanismo dominante responsable de la formación temprana de nuestra galaxia, evolución química y dinámica, como así también su estructura en detalle. Estos objetos son excelentes indicadores de distancia ya que siguen una estrecha relación PL especialmente en las bandas del IR cercano (Catelan et al. 2004, Bono et al. 2001). Estas estrellas variables a pesar de ser más débiles que las Cefeidas Clásicas, proporcionan una ruta alternativa para el cálculo de distancias (Beaton et al. 2016).

Las *RR Lyrae* son estrellas de la rama horizontal de baja masa en la etapa evolutiva de combustión del Helio (Smith 1995), dicho estadio se puede observar en la Figura 1.4. Estas estrellas variables son gigantes A2 – F6, con períodos entre 0,2 – 1 día, con amplitudes en el óptico que varían de 0,3 hasta 2 magnitudes y de 0,1 a 1 magnitud en el IR cercano (Kholopov et al. 1985), como puede verse en las Figuras 1.8 y 1.9.

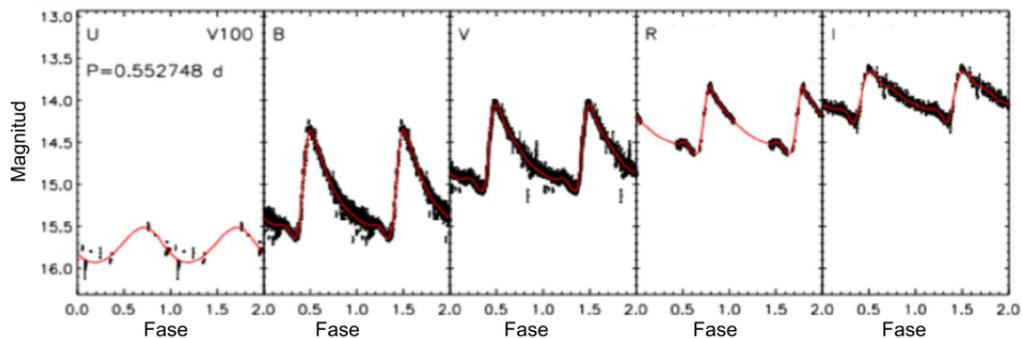


Figura 1.8 Curvas de luz para la variable *RRab* V100 del trabajo de Braga et al. (2016). De izquierda a derecha se observa el aumento en la longitud de onda y la disminución en las amplitudes.

Entre las *RRL* podemos distinguir 3 clasificaciones: *RR Lyrae* de modo fundamental o *RRab* que tienen grandes amplitudes y una curva de luz característica en forma de diente (Figura 1.8). Esta clase de *RRL* puede soportar una modulación periódica de la forma de la curva de luz, que es comúnmente conocida como el efecto Blazhko (Blazhko 1907). Las estrellas *RRc* pulsan radialmente en el primer armónico y tienen una curva de luz más sinusoidal (Figura 1.9), con amplitudes más pequeñas que las *RRab*. Finalmente las *RRd* que pulsan en ambos modos, el modo fundamental y el primer sobretono, cuyas curvas de luz tienen una forma más compleja.

Las *RRL* se pueden encontrar en grandes cantidades en la galaxia, específicamente en su bulbo (componente vieja de la Vía Láctea). Con datos del relevamiento *VVV*

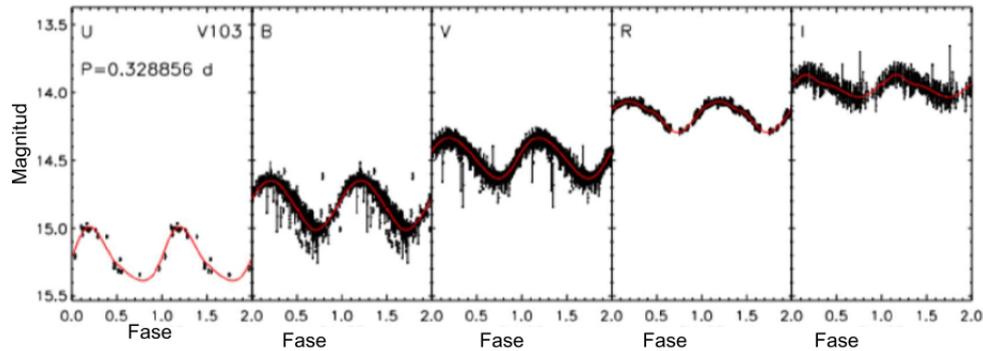


Figura 1.9 Igual que para la Figura 1.8 pero para la variable *RRc* V103.

(ver capítulo 2) y *OGLE-IV*, Dékány et al. (2013) en bandas del IR cercano estudiaron las variaciones en los parámetros de las curvas de luz de las variables *RRL* y rastrearon el bulbo galáctico. Recientemente, Minniti et al. (2016) descubrieron una docena de variables del tipo *RRab* en la vecindad del Centro Galáctico. En el trabajo de Fiorentino et al. (2015) se discute el papel que las galaxias enanas pudieron haber jugado en la formación del halo galáctico usando estrellas *RRL* como trazadoras de componente estelares de población vieja.

En este trabajo, se van a mostrar algunas características de las nuevas *RR Lyrae* detectadas, como sus períodos, amplitudes y distancias. Es necesario resaltar que las regiones que abordamos están muy oscurecidas por el polvo y gas de la galaxia (ver sección 2.3), por lo tanto, esperamos encontrar estrellas *RRL* de modo fundamental dado que tienen mayores amplitudes que las *RRc*.

Estrellas de largo período: Mira

Las estrellas Mira son de largo período ($P \geq 100$ días) y grandes amplitudes ($\Delta V > 2,5$ mag, $\Delta I > 0,8$ mag). Las Mira aparecen en la última etapa de la Rama Asintótica Gigante (*AGB*, según sus siglas en inglés) de tipo espectral M o posterior (Kholopov et al. 1985; Nicholls et al. 2009). Estas estrellas se dividen en dos grandes clases, las ricas en oxígeno y las ricas en carbono. Se ha demostrado que las Mira ricas en oxígeno presentan períodos regulares típicos de unos 300 días, y una relación PL bien definida en la banda *K* (Whitelock et al. 2008; Yuan et al. 2017a) siendo un indicador de distancias alternativo.

Las variables Mira tienen algunas ventajas como indicadores de distancia por sobre las Cefeidas. Las Mira poseen un amplio rango de masas estelares, y las amplitudes de sus curvas de luz en el IR cercano son aproximadamente dos veces mayores que las amplitudes de las Cefeidas en las mismas bandas. Los progenitores de las Mira son estrellas de masa relativamente baja, por ello se las puede encontrar en todo tipo de galaxias. Miles de candidatas del tipo Mira han sido descubiertas en la Vía Láctea y en las Nubes de Magallanes usando fotometría del Experimento de Lentes Gravitacionales en el Óptico (*OGLE*; Udalski et al. 1992) y *Massive Compact Halo Object* (*MACHO*; Alcock et al. 1993).

1.4. Catálogos de cúmulos estelares

Los cúmulos estelares son agrupaciones de estrellas que se formaron todos de la misma nube molecular original, ligadas gravitacionalmente, por lo que comparten la misma distancia, edad y composición química. En base a la forma del diagrama color-magnitud de un cúmulo estelar, es decir su secuencia principal, el punto de desvío de la secuencia principal (conocido como *turn-off*, en inglés), las ramas subgigantes y las gigantes rojas (en caso que posean), y cuando la dispersión no es apreciable, se pueden representar mediante un conjunto de isócronas que van a definir los parámetros asociados y sus errores correspondientes, para describir el estado evolutivo de estrellas con diferentes masas. Los cúmulos abiertos (CAs) van desde muy jóvenes; unos pocos millones de años a edades intermedias, unos pocos miles de millones de años, y en su mayoría se encuentran en el disco Galáctico. En contraste con los cúmulos globulares (CGs) que son poblaciones viejas y yacen principalmente en el halo y bulbo de la Galaxia.

Algunas estimaciones indican que la Vía Láctea alberga actualmente un total de mas de 2×10^4 CAs (Portegies Zwart et al. 2010). Sin embargo, en el catálogo de Kharchenko et al. (2013, en adelante K13) derivaron parámetros fundamentales, tales como distancia, edad y metalicidad, entre otros, de unos 2800 CAs Galácticos. Estos se basaron en fotometría *2MASS* (Two Micron All Sky Survey) en las bandas JHK_s y movimientos propios del catálogo *PPMXL* (catálogo de posiciones y movimientos propios). Por otro lado, Dias et al. (2002) estudiaron un total de 2167 CAs (versión actualizada en Enero de 2016) con parámetros relativamente confiables. Dicho estudio abarca una actualización de los catálogos previamente publicados de Lyngå & Palous (1987) y Mermilliod (1995).

Si se tienen en cuenta los hallazgos recientes de cúmulos y candidatos a cúmulos en nuestra Galaxia con datos en el IR cercano del *VVV* (ver, por ejemplo, Borissova et al. 2011; Borissova et al. 2014; Solin et al. 2014; Barbá et al. 2015), como así también los CAs aún no descubiertos embebidos en regiones oscuras o demasiado débiles como para ser detectados, el número estimado (2×10^4) representa claramente un límite inferior de la cantidad real posible de CAs que yacen en la Vía Láctea.

1.5. Motivaciones del estudio

Las estrellas variables representan fuentes esenciales para el estudio de la evolución estelar, siendo a su vez trazadoras de diferentes estructuras Galácticas. Algunos ejemplos a saber: (i) los sistemas binarios eclipsantes permiten determinar masas y radios estelares con mayor precisión que en estrellas individuales, en particular las binarias separadas permiten derivar un conjunto completo de los parámetros físicos de las estrellas, incluidas sus magnitudes absolutas. Mediante dichos parámetros, puede calcularse la distancia, o al menos el módulo de distancia, comparando las magnitudes absolutas derivadas del modelo teórico con los datos observados (Helminiak et al. 2013). (ii) el análisis de variabilidad en términos de pulsación estelar y modelos de evolución proporcionan información importante sobre el interior estelar (Bono et al. 2010). Existe una limitación común en la comparación entre los modelos de pulsación hidrodinámica y las observaciones, que se debe a la falta de un muestreo adecuado en las curvas de luz disponibles. Esto fue mejorando con el relevamiento *VVV* en el IR cercano donde se obtuvo un buen muestreo en la banda K_s . (iii) el reconocimiento

de nuevas variables *RR Lyrae* ubicadas en la misma región del espacio y a la misma distancia del Sol ha permitido el descubrimiento de nuevos cúmulos globulares Galácticos (Minniti et al. 2017) como así también, el cálculo de enrojecimiento y extinción en zonas internas de la galaxia (Gran et al. 2015); (iv) las estrellas *RR Lyrae* han permitido mapear la estructura tridimensional del bulbo Galáctico (Pietrukowicz et al. 2015). En particular Dékány et al. (2013) encuentran que la distribución de las *RRab* trazan estructura esferoidal en el centro galáctico; (v) las variables Cefeidas han facilitado el trazado del brazo espiral más distante de nuestra Galaxia (Dékány et al. 2014, 2015).

La elevada densidad de polvo, gas y objetos estelares en diferentes regiones de la Galaxia – particularmente en las porciones centrales de la misma y zonas internas del disco Galáctico – impide o como mínimo dificulta la observación de esas áreas en la región visual del espectro. Por esta razón, para examinar en detalle la estructura, contenido y distribución estelar de la Galaxia en dichas regiones es necesario recurrir a las bandas del IR cercano para las cuales la Vía Láctea presenta mayor transparencia. El relevamiento *VVV* (Variables in the Vía Láctea, Minniti et al. 2010; Saito et al. 2012), recientemente concluido, ha podido observar las regiones más oscurecidas en nuestra Galaxia y detectar una enorme cantidad de fuentes variables desconocidas hasta el momento. Es por ello que se decidió utilizar los datos de dicho relevamiento para estudiar las estrellas variables en regiones oscurecidas y desconocidas en detalle con el propósito de caracterizar dichas poblaciones y obtener curvas de luz *template* en el IR cercano, las cuales son escasas en dichas bandas. *VVV* constituye el primer relevamiento público en gran escala, el cual proporciona una base de datos homogénea para estudiar la variabilidad estelar en la banda K_s , tanto en la región central de la Galaxia como en la porción sur del disco Galáctico (Minniti et al. 2010).

Para facilitar y obtener una herramienta adicional en la caracterización de nuevas estrellas variables, la búsqueda se enfocó en campos de CAs bien estudiados, donde se conocen con precisión sus parámetros fundamentales como la distancia, enrojecimiento interestelar, edad y metalicidad. En el caso que algunas variables descubiertas resulten ser miembros de los CAs correspondientes, se pueden inferir dichos parámetros sobre las variables y tener mayor información sobre sus estados evolutivos y naturaleza física.

Capítulo 2

Relevamiento *VVV* (*Vista Variables in the Vía Láctea*)

2.1. Características del relevamiento *VVV*

El relevamiento *Variables Vista in the Vía Láctea* (*VVV*) fue uno de los seis relevamientos públicos de la *ESO* (*European Southern Observatory*) en el infrarrojo IR cercano (Minniti et al. 2010). Éste cubrió la región del bulbo galáctico y una región adyacente del plano medio de la galaxia como detalla la Figura 2.1.

El relevamiento se llevó a cabo mediante el telescopio *VISTA* (ver sección 2.1.2.). Se le asignó al proyecto 1929 horas de observación distribuidas durante los años 2010 a 2016. Dicho relevamiento mapeo unas $\sim 10^9$ fuentes puntuales en un área de 520 grados cuadrados, incluyendo 36 cúmulos globulares conocidos y aproximadamente 350 cúmulos abiertos. Como producto final se logró un atlas en el IR cercano en cinco bandas: $Z(0,88 \mu\text{m})$, $Y(1,02 \mu\text{m})$, $J(1,25 \mu\text{m})$, $H(1,65 \mu\text{m})$ y $K_s(2,15 \mu\text{m})$ y un catálogo de mas de 10^6 fuentes variables puntuales en diferentes épocas (Saito et al. 2011).

Las observaciones de *VVV* fueron combinadas con datos de *MACHO* (*Massive Astrophysical Compact Halo Object*), *OGLE* (*Optical Gravitational Lensing Experiment*), *EROS* (*Expérience de Recherche d'Objects Sombres*), *VST* (*VLT Survey Telescope*), *SST* (*Spitzer Space Telescope*), *HST* (*Hubble Space Telescope*), *CXO* (*Chandra X-ray Observatory*), *INTEGRAL* (*The International Gamma-Ray Astrophysics Laboratory*), *WISE* (*Wide-Field Infrared Survey Explorer*), *Fermi LAT* (*Fermi Large*

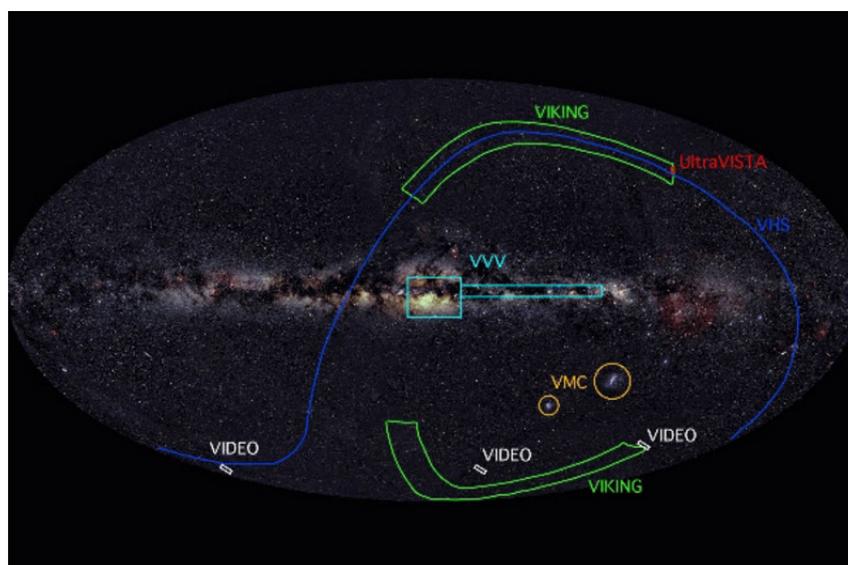


Figura 2.1 Cobertura en el cielo de los 6 relevamientos públicos de la *ESO*. En color turquesa se resalta el área de cobertura del *VVV*, en azul *VHS* (*VISTA Hemisphere Survey*), en verde *VIKING* (*VISTA Kilo-Degree infrarrojo Galaxy Survey*), en naranja *VMC* (*VISTA Magellanic Survey*) y en rojo *UltraVISTA*.

Area Telescope), *XMM-Newton* (*X-ray Multi-Mirror Mission- Newton*), *ALMA* (*Atacama Large Millimeter-submillimeter Array*) y en el futuro con los datos de *Gaia* para una comprensión completa de las fuentes variables en las regiones internas de la galaxia. A diferencia de los relevamientos de una época, que en la mayoría de los casos, sólo producen mapas 2D, la adición de información temporal para indicadores de distancia bien establecidos tales como estrellas *RR Lyrae* y Cefeidas (ver por ejemplo, Longmore et al., 1986, Carney et al. 1995, Bono et al. 2001; Catelan et al. 2004, Minniti et al. 2010), *VVV* permite la construcción 3D de la región mapeada.

El principal objetivo del relevamiento *VVV* fué proporcionar, por primera vez, una base de datos homogénea para el estudio de variabilidad de las regiones observadas en la banda K_s . Dicho relevamiento ha mejorado mucho la precisión fotométrica, en comparación, con aquel llevado a cabo para todo el cielo en el IR por el satélite *2MASS* (Skrutskie et al. 2006). A modo de ejemplo se muestra en la Figura 2.2 imágenes de una estrella binaria tomadas con el relevamiento *VVV* en comparación con *2MASS*.

Hay que destacar que el *2MASS* (1997-2001) fué el primer relevamiento de todo el cielo en el IR cercano, a partir de ahí se vió un cielo completamente nuevo, que era invisible en el óptico. Éste abarcó en su estudio un 93% del cielo, observando principalmente la vecindad solar, y que si bien *VVV* se superpone con regiones del *2MASS*, el alcance del *VVV* es apreciablemente mayor en cuanto a magnitudes más débiles y por lo tanto en distancias.

La figura 2.3 muestra un ejemplo de la comparación entre la fotometría *VVV* y *2MASS* para un campo ubicado en el bulbo de la galaxia en una de las regiones con mayor densidad estelar y un campo del disco galáctico. Las observaciones del *VVV* son aproximadamente 4 magnitudes más profundas que las de *2MASS*, razón por la cual con los diagramas color–magnitud obtenidos con *VVV* se pueden estudiar poblaciones estelares de forma precisa.

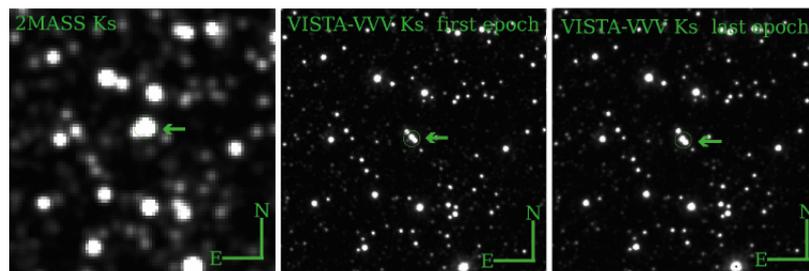


Figura 2.2 La imagen muestra un campo centrado en un sistema binario. El gráfico de la izquierda muestra la imagen tomada por el relevamiento *2MASS*, mientras que el gráfico del medio y de la derecha muestran la misma imagen tomada por el relevamiento *VVV* en el primer año y en el último año, respectivamente. Estas imágenes son utilizadas para calcular los movimientos propios (Gromadzki, M. et al. 2013).

Una vez realizadas las observaciones, los datos del *VVV* fueron procesados a través del sistema de flujo de datos del *VISTA* (*VISTA Data Flow System, VDFS*; Emerson et al. 2004) por el *Cambridge Astronomical Survey Unit (CASU, Irwin et al. 2004)* en colaboración con *UK Wide-Field Astronomy Unit (WFAU)* en Edimburgo. Además de las imágenes reducidas y calibradas, *CASU* también ofrece fotometría de apertura de los campos observados. Por último, las calibraciones astrométricas y fotométricas se aplican utilizando las fuentes del *2MASS* en las imágenes y se producen los catálogos en una sola banda fotométrica (Lewis et al., 2010).

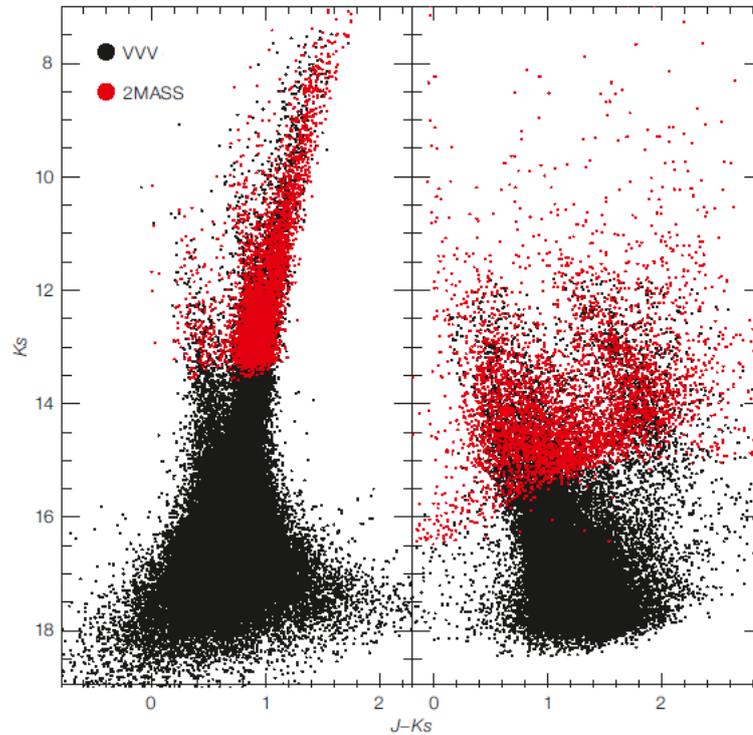


Figura 2.3 Diagramas color–magnitud para dos ejemplos extremos en densidad estelar, la figura izquierda muestra un campo del bulbo galáctico con alta densidad estelar mientras que la figura derecha muestra uno de los campos del disco galáctico. Se comparan los datos del *VVV* (en negro) con los datos del *2MASS* (en rojo). González, O. 2014.

2.1.1. Telescopio *VISTA*

El telescopio *VISTA* (*Visible and Infrared telescope for Astronomy*) ubicado en el Cerro Paranal (Chile) fue seleccionado por el relevamiento *VVV* para llevar a cabo las observaciones. Posee un espejo primario de 4,1 mts y un espejo secundario de 1,2 mts. Ambos son hiperbólicos, con una elevada curvatura que reduce la distancia focal, por lo que la estructura del telescopio es extremadamente compacta. Posee una razón focal de $f/3,25$, diseñado para realizar estudios a gran escala del cielo del sur en longitudes de onda del IR cercano ($0,9$ a $2,5 \mu\text{m}$) (Minniti et al. 2010). Tiene una montura azimutal y su único instrumento, la cámara *VIRCAM* (*VISTA InfraRed CAMera*; Dalton et al. 2006) se monta en el foco Cassegrain, equipada con un arreglo de 4×4 detectores de Raytheon VIRGO de $2048 \times 2048 \text{ pixeles}^2$. Esto tiene una escala media de pixel de 0,34 segundos de arco por pixel, y cada detector cubre $\sim 696 \times 696$

segundos de arco cuadrados en el cielo.

Cada exposición individual, llamada *pawprint* cubre un área de 0,59 grados cuadrados brindando una cobertura parcial del campo de visión. Debido a los espacios vacíos que hay entre los 16 detectores de *VIRCAM* las coberturas en el cielo no son contiguas. Para llenar dichos vacíos con una cobertura de cielo óptima, y producir un único campo uniformemente cubierto también llamado *tile*, se requieren realizar un mínimo de 6 exposiciones (tres desplazamientos en el eje X y tres desplazamientos en el eje Y), dicho proceso se detalla en la Figura 2.4. Así genera una imagen con un área total uniformemente cubierta en el cielo de 1,65 grados cuadrados.

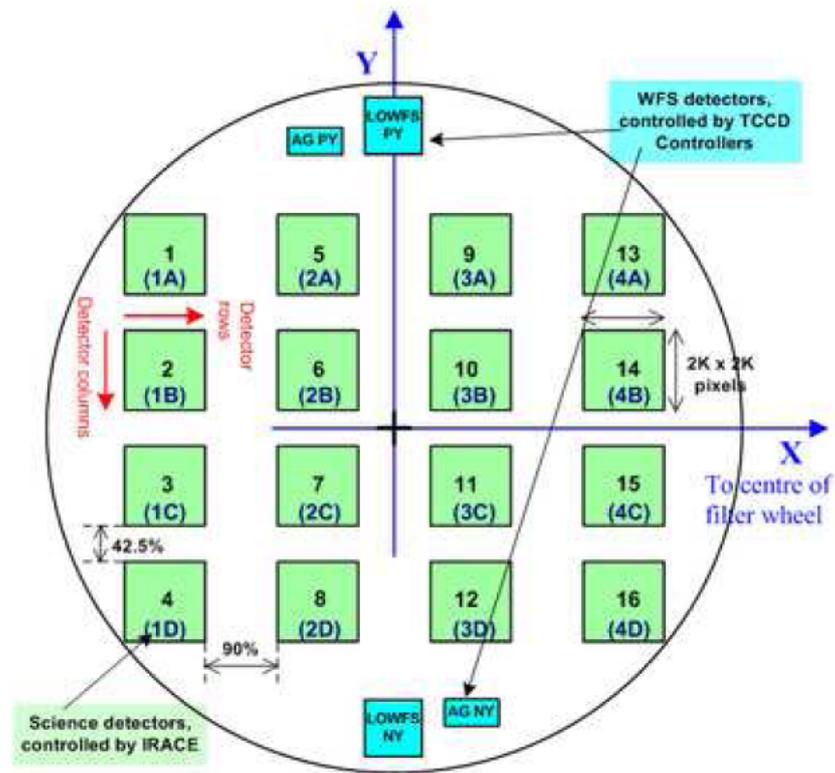


Figura 2.4 Diagrama del arreglo de los 16 detectores en la cámara *VIRCAM* y la orientación de los ejes (el eje Y apunta hacia el Norte y el eje X hacia el Este) para desplazar la cámara en cada exposición para obtener los *tiles*. Figura extraída de Minniti et al. (2010).

El relevamiento *VVV* utiliza los filtros del IR cercano, a saber: *Z*, *Y*, *J*, *H* y *K_s*, las correspondientes longitudes de onda efectivas, el ancho a mitad de altura

($FWHM$) y la magnitud límite se detallan en la Tabla 2.1. Las curvas de transmisión en comparación con un perfil típico de transmisión atmosférica para una masa de aire y 1 mm de vapor de agua se muestran en la Figura 2.5.

Tabla 2.1 Principales características del conjunto de filtros *VISTA*.

	Z	Y	J	H	K_s
Longitud de onda central (μm)	0,88	1,02	1,25	1,65	2,15
$FWHM$ (μm)	0,12	0,10	0,18	0,30	0,30
Magnitud límite	21,3	20,7	20,2	19,3	18,2

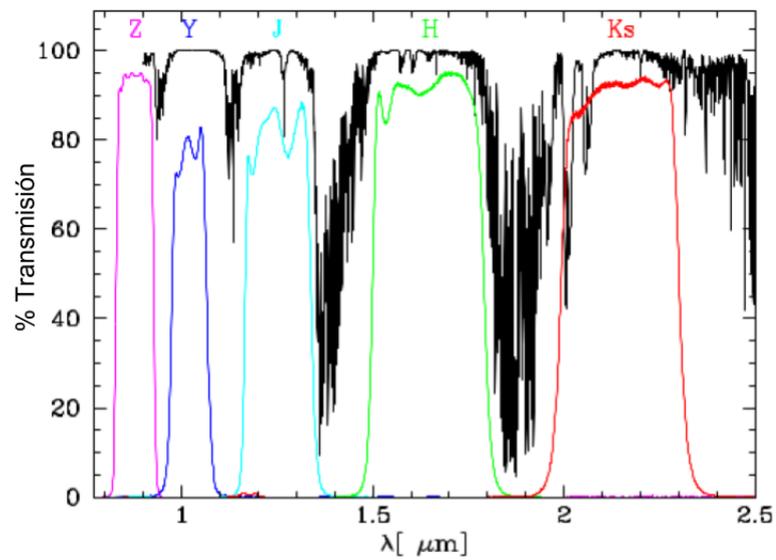


Figura 2.5 Curva de transmisión para las 5 bandas fotométricas presentes en la *VIRCAM*: Z , Y , J , H y K_s , comparadas con el típico perfil de transmisión de la atmósfera para una masa de aire y 1 mm de vapor de agua. Figura extraída de Minniti et al. (2010).

2.1.2. Áreas de mapeo

El objetivo científico del VVV fue mapear dos regiones centrales de la Vía Láctea, el bulbo galáctico y el plano galáctico, dichas regiones son de elevada densidad estelar y de considerable extinción por el polvo interestelar. Las áreas cubiertas por el relevamiento cubrieron un total de 348 *tiles*; 196 *tiles* para la región del bulbo de la galaxia, entre $-10^\circ \leq l \leq 10^\circ$ y $-10^\circ \leq b \leq 5^\circ$ y 152 para la región del disco galáctico, entre $295^\circ \leq l \leq 350^\circ$ y $-2^\circ \leq b \leq 2^\circ$. La Figura 2.6 muestra en detalle la numeración de los *tiles* para cada región (bulbo y disco), los números superiores identifican el *tile* correspondiente, mientras que los inferiores indican las veces que fueron mapeadas dichas regiones.

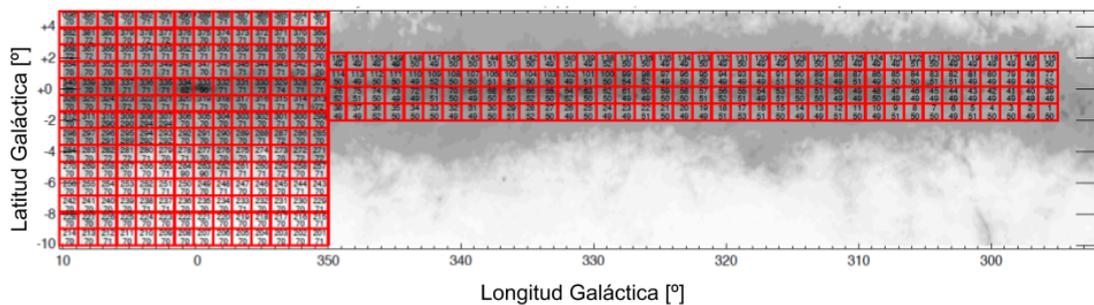


Figura 2.6 Áreas del relevamiento VVV superpuesta a imagen de región adyacente del disco galáctico y bulbo galáctico en escala de grises que representa los mapas de extinción por polvo galáctico realizada por Schlegel et al. (1998). Cada uno de los *tiles* del relevamiento está representado por un rectángulo rojo y se identifica por su número de ID en la parte superior y en la parte inferior el número de épocas que fue mapeado. En el eje de las abscisas se representa a la longitud galáctica y en el eje de las ordenadas a la latitud galáctica. Figura adaptada de Catelán et al. (2013).

Las observaciones se dividieron en tres etapas:

- 1° ETAPA: Se realizó fotometría multicolor en las 5 bandas fotométricas, con el objetivo de obtener diagramas color-magnitud y color-color y para un futuro estudio de movimientos propios.
- 2° ETAPA: Se realizó la variabilidad en el filtro K_s , es decir, se tomaron imágenes en dicho filtro en varias épocas, donde el mayor mapeo se realizó en la zona del bulbo, región con altas densidades estelares y menor mapeo en regiones

mas alejadas del centro y del plano galáctico, como son las regiones del disco externo y las regiones mas externas del bulbo.

- 3° ETAPA: Como última etapa se volvió a mapear la región completa del VVV, en los 5 filtros, se rehizo la fotometría y se asignaron las coordenadas correspondientes y luego se compararon las posiciones en una y otra época con una diferencia temporal en promedio de 5,5 años. El mapeo de la región completa fue con el propósito de poder estudiar los movimientos propios de las fuentes detectadas.

2.2. Campos de estudio

Para el presente trabajo se seleccionaron los *tiles* d032 y d080, cuyas coordenadas ecuatoriales para J2000 y coordenadas galácticas son: $\alpha = 16\text{ h } 56\text{ m } 33,72\text{ s}$, $\delta = -45^\circ 48' 11.16''$; $l = 340,6^\circ$, $b = -1,64^\circ$ y $\alpha = 12\text{ h } 24\text{ m } 40,39\text{ s}$, $\delta = -62^\circ 10' 30.00''$; $l = 299,8^\circ$, $b = 0,53^\circ$ (Saito et al., 2012) respectivamente. Estas regiones seleccionadas fueron mapeadas con un total de 49 épocas cada una, las cuales, se resaltan en color amarillo en la Figura 2.7. La elección de estos *tiles* se llevó a cabo teniendo en cuenta una región con menor densidad estelar (d080), en la periferia del disco y otra región con elevada densidad estelar, *tile* d032, y además con elevado enrojecimiento diferencial. Este criterio sirvió para poder comparar los efectos que producen dichas dificultades por los altos valores de extinción y la sobredensidad estelar.

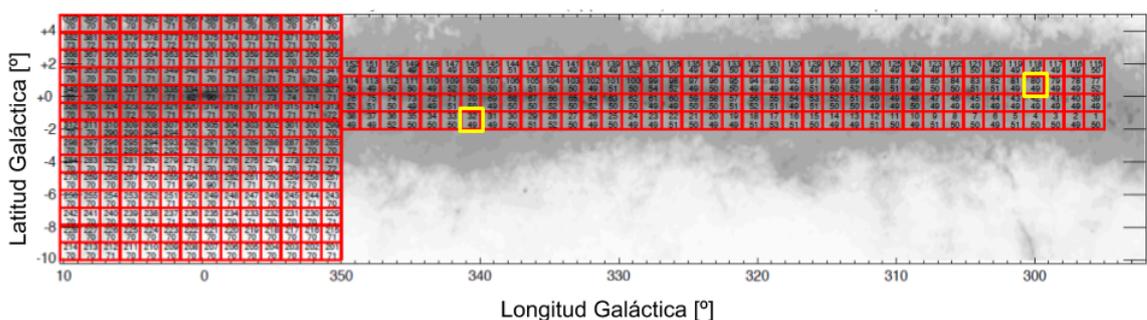


Figura 2.7 Áreas del relevamiento VVV superpuesta a una imagen en escala de grises que representa los mapas de extinción por polvo galáctico realizada por Schlegel et al. (1998). En color amarillo se recuadran los *tiles* de estudio del presente trabajo. En el eje de las abscisas se representa a la longitud galáctica y en el eje de las ordenadas a la latitud galáctica.

Capítulo 3

Estrellas variables en campos de cúmulos abiertos

3.1. Proyecto

El principal objetivo de este proyecto, motivados en la contribución de curvas de luz “*templates*” de estrellas variables en el IR, consiste en la búsqueda y caracterización de estrellas variables de diferente clase, que se encuentran proyectadas sobre los campos de los CAs NGC 6250 y NGC 4349. Ambos cúmulos yacen sobre la porción interna en el sur del disco galáctico, en los *tiles* d032 y d080 del relevamiento *VVV*. De los mapas de extinción de la Figura 3.1 se puede observar el elevado enrojecimiento y densidad estelar en toda la región del disco en general. Por tal motivo es que la fotometría IR del relevamiento *VVV*, la cual demostró ser precisa y profunda, resulta particularmente ventajosa.

Las curvas de luz en el IR cercano han resultado ser apreciablemente diferentes que las curvas de luz conocidas en el óptico. La escasez de curvas de luz *template* (en el IR cercano) representativas de diferentes clases de variabilidad, es lo que motivó apuntar al proyecto a recolectar una muestra significativa de buenas candidatas variables con el fin de generar nuevas curvas *template* representativas de las respectivas clases de variabilidad detectadas.

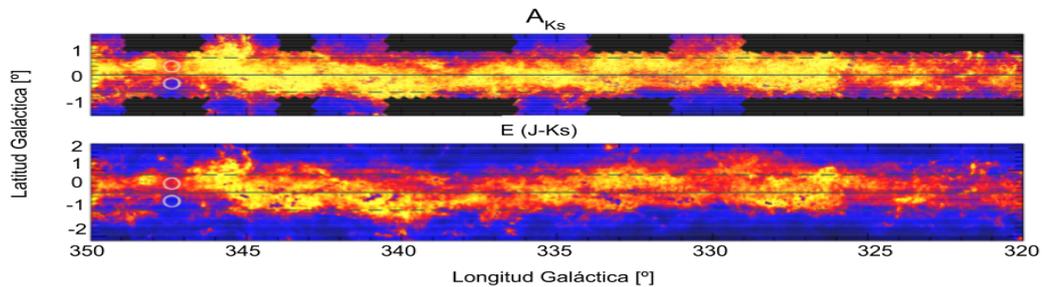


Figura 3.1 Mapas de extinción para el plano galáctico interno adaptados del trabajo de Minniti et al. (2018). Arriba: el mapa de absorción A_{K_s} . Abajo: El mapa de extinción $E(J - K_s)$.

3.2. Metodología

En primera instancia se realizó la detección de variabilidad en los campos de los cúmulos de estudio (NGC 6250 y NGC 4349) y se estimaron los períodos de las estrellas variables candidatas, para luego realizar el análisis de Fourier de refinamiento de los períodos iniciales y obtención de las curvas de luz finales. El paso siguiente consistió en superponer las nuevas candidatas variables en los diagramas color-magnitud de los respectivos campos de los CAs. Este paso final ayudó al análisis y discusión del tipo de variabilidad posible según la etapa evolutiva en los respectivos diagramas.

3.2.1. Detección y análisis de estrellas variables

La detección de variabilidad fue llevada a cabo utilizando un *software* altamente automatizado denominado “*pipeline*”, el cual consiste en ir transformando un flujo de datos en un proceso comprendido por varias fases secuenciales ó subrutinas. Dicho programa fué desarrollado y proporcionado por Istvan Dékány (Dékány et al. 2013), el cual selecciona objetos cuyas variaciones en la luminosidad obedecen la estadística de Stetson (Stetson et al. 1996). El método de Stetson identifica si una estrella es variable a través de una probabilidad numérica, construyendo un índice de variabilidad (índice L). Dicho índice se obtuvo correlacionando pares de magnitudes dependientes del tiempo con la magnitud media calculada a partir de una serie de observaciones. A continuación se describen los cálculos necesarios para la obtención del índice de variabilidad.

Se realizaron tres cálculos para determinar finalmente el índice L. El primero es el cálculo del índice J que se construyó a partir de las observaciones y sus incertezas. La función *sgn* proporcionó el signo positivo o negativo de la cantidad a la que se aplica (P_k) y w_k es el peso de los pares de observaciones.

$$J = \frac{\sum_{k=1}^n w_k \text{sgn}(P_k) \sqrt{P_k}}{\sum_{k=1}^n w_k}$$

donde

$$P_k = \delta_{ik} \delta_{jk}$$

es el producto de los residuos normalizados, o errores relativos para dos observaciones i y j . Esta notación permitió que las observaciones realizadas para distinguir variabilidad hayan sido en filtros iguales.

El segundo índice que se calculó, fue el índice K de Stetson (índice de curtosis). Este sirvió para contemplar observaciones espurias ($K = 1$) o puramente sinusoidales ($K = 0,9$) donde algunos valores pudieron tener mayor probabilidad en los extremos o cerca de la magnitud media.

$$K = \frac{\frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \delta_i}{\sqrt{\frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \delta_i^2}}$$

Finalmente, normalizando los pesos en las observaciones y considerando aquellas estrellas con pocos datos, el índice utilizado para identificar estrellas variables optimizado para pares de observaciones es el siguiente:

$$L = \left(\frac{JK}{0,798} \right)$$

El valor de 0,798 en el denominador provino de considerar una distribución Gaussiana en magnitudes en el índice K (Stetson et al. 1996). Para valores de L próximos a uno se tiene una mayor probabilidad que la estrella sea variable y por el contrario para valores de L próximos a cero determina una menor probabilidad de que la estrella sea variable.

Las variables candidatas reconocidas por su índice de Stetson se sometieron posteriormente a un análisis de frecuencias mediante el algoritmo *Generalized Lomb-Scargle* (GLS, Zechmeister & Kürster 2009). Este método genera un espectro de potencias, calcula su correspondiente periodograma (Fig. 3.2) y estima el período de oscilación mas probable en datos muestreados de manera desigual.

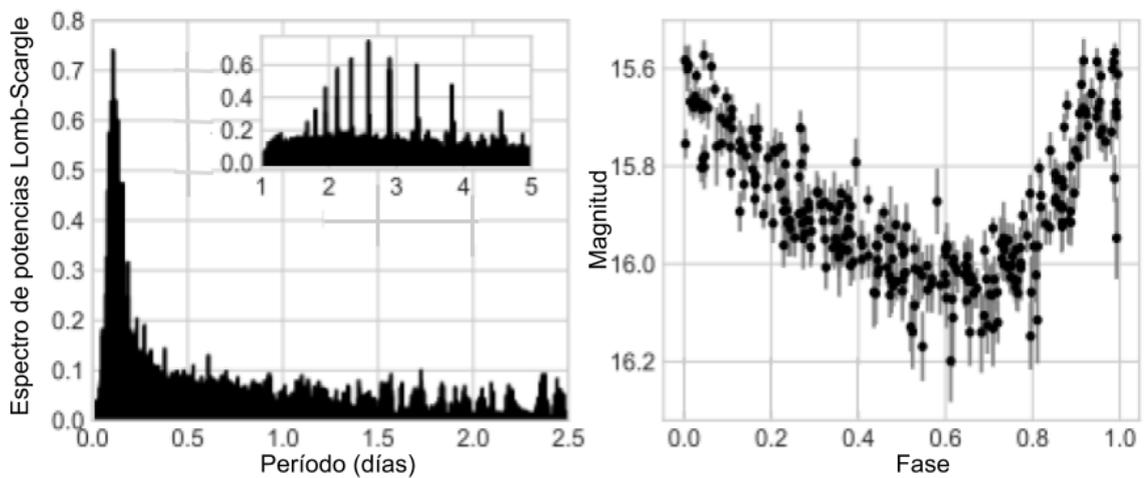


Figura 3.2 Izquierda: el periodograma Lomb- Scargle calculado a partir de datos muestreados de forma irregular, el recuadro detalla la región cerca del pico. Derecha: los datos observados plegados en el período detectado de 2,58 horas muestran una variabilidad periódica coherente o en fase (VanderPlas, 2017).

Las estrellas variables candidatas, además, fueron analizadas con el algoritmo *Phase Dispersion Minimization* (PDM, Stellingwerf 1978). Dicho algoritmo pliega las observaciones en intervalos denominados *bines* de fase, minimiza la dispersión que tiene en dicha fase para estimar el período y como resultado complementario se obtiene una curva de luz en fase. La ventaja de este algoritmo es que contempla observaciones con pocos datos.

Para finalizar con el análisis de las series temporales, se aplicó un análisis de Fourier sobre las curvas de luz iniciales, obtenidas del análisis de frecuencias con los algoritmos detallados anteriormente (*GLS/PDM*), con el fin de refinar los periodos y optimizar el ajuste en las curvas de luz de aquellas estrellas variables candidatas que se encontraron dentro de los campos de los cúmulos.

Adoptamos el radio angular más externo especificado en K13 para definir el campo de un cúmulo. Este radio es definido como la distancia desde el centro de un cúmulo hasta donde la densidad de estrellas resulta igual al nivel del fondo estelar (K13).

El programa que se utilizó para el refinamiento de los periodos y optimización en las curvas de luz recibe como datos de entrada los obtenidos de la fotometría de apertura, para todas las candidatas a variables, en las distintas bandas $ZYHK_s$. Estos archivos contienen los siguientes parámetros: ID (número de identificación para cada estrella variable), período estimado, número de *chip*, número de *pawprint*, tiempo (en días julianos), separación de confianza en la posición de la estrella (en segundos de arco), punto cero del error en el filtro K_s , valores para distintas aperturas con sus errores estadísticos, clase de PSF y elipticidad. Estos generan archivos de salida con la estadística de las curvas de luz en el filtro K_s , la información de los colores $ZYJH$ y los diagramas de las curvas de luz para cada variable detectada.

Al finalizar el proceso iterativo se obtiene: la optimización en la apertura, la determinación del orden más adecuado de la serie de Fourier, las magnitudes K_s aparentes medias de las estrellas, las amplitudes totales y, finalmente, usando el método de los mínimos cuadrados no lineales se obtuvo el período refinado con una precisión en el mejor de los casos de 0,00001 días. En la Figura 3.3 se observa un ejemplo de una curva de luz obtenida para una candidata a estrella variable.

Ciertas variables candidatas, a las cuales se les fue refinando el periodo en varias iteraciones, presentaron al final curvas de luz que no se pudieron poner en fase. Esto pudo deberse a un periodo inicial estimado incorrecto, es decir, representaban una fracción de un posible período entero, (denominado “alias”) o que el método no logró ajustar correctamente el período, ya sea por pocos datos o por variaciones no periódicas, como pueden ser eventos transitorios, por ejemplo estallidos de supernovas. Otro caso para el cual no se pudo analizar el tipo de variabilidad fueron aquellas curvas de luz que presentaban un ruido mayor al valor de la incerteza en la amplitud. Si bien no se pudo clasificar fehacientemente estas detecciones de variabilidad se tuvieron en cuenta en los resultados finales dado que son nuevas variables detectadas. Todos estos casos fueron considerados en el proceso de clasificación y presentamos sus curvas de luz en apéndice I.

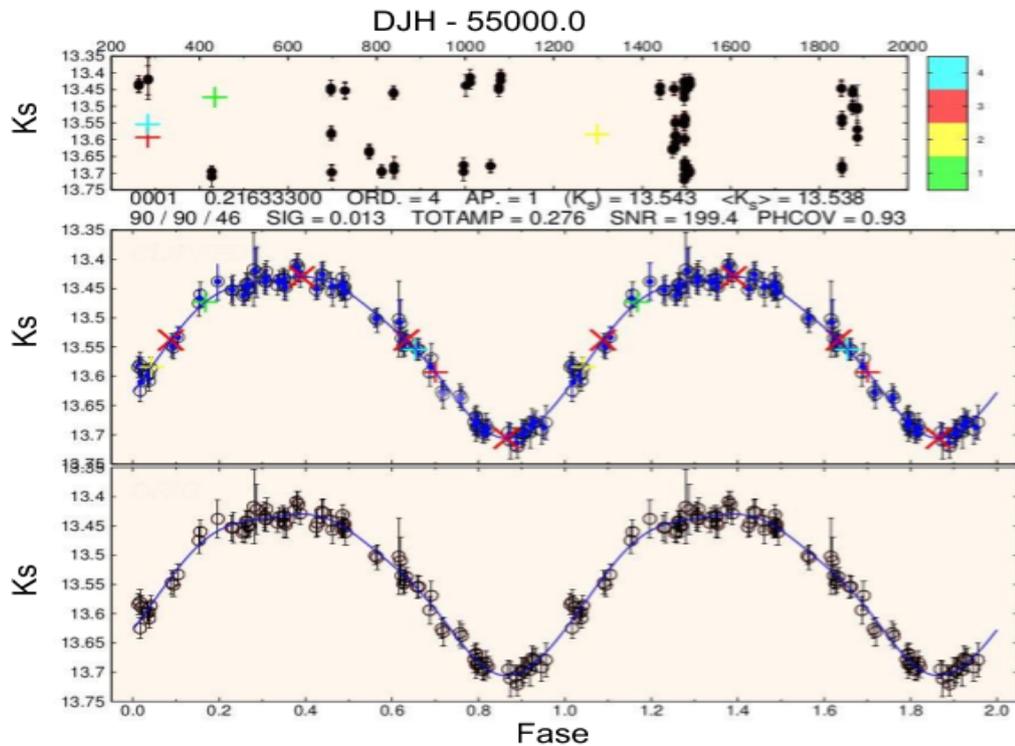


Figura 3.3 En el gráfico superior se muestra la curva de luz no “faseada”, esto es tiempo (en días Julianos Heliocéntricos, HJD por sus siglas en inglés) vs. magnitud (K_s). Los círculos negros corresponden a las mediciones para una época con su respectiva barra de error. Los símbolos ‘+’ muestran la magnitud sintética K_s en los tiempos/fases donde los datos ($ZYJH$) fueron tomados. La grilla según los colores verde, amarillo, rojo y celeste corresponden a los filtros ($ZYJH$) respectivamente. En el panel central se muestra la curva de luz final ajustada, los puntos ajustados en azul y los momentos de las curvas de luz con una ‘x’ en rojo. El gráfico inferior es la curva de luz original, con los datos medidos en fase.

El siguiente paso fundamental para nuestro análisis en la caracterización de las estrellas variables, fue examinar exhaustivamente la naturaleza de las distintas curvas de luz correspondientes a las estrellas variables candidatas. Así se logró, finalmente asignar según los efectos ópticos reflejados en las curvas de luz, ya sea por procesos físicos internos de las estrellas variables pulsantes o por eclipses en sistemas binarios, un tipo de variabilidad. Dicho procedimiento, el cual cabe aclarar que fue el que demandó el mayor tiempo en el análisis, se detalla a continuación:

- Se superpusieron/compararon los periodos y amplitudes determinadas en el diagrama período vs. amplitud, conocido como diagrama de Bailey como puede verse en la Figura 3.4 que fue extraída de Eyer & Mowlavi (2008).
- Se inspeccionaron visualmente las formas de las curvas de luz, observando y analizando detenidamente los máximos, los mínimos, las simetrías o asimetrías, entre otros efectos, comparando con la clasificación automática de las curvas de luz del VVV (Catelan et al. 2013) y el proyecto de plantillas (*templates*) del VVV (Angeloni et al. 2014).

El proceso descrito no resultó trivial, porque en el diagrama Periodo vs. Amplitud hay regiones que contienen estrellas variables de diferentes clases, es decir, se producen solapamientos entre periodos y/o amplitudes. La región cubierta por las estrellas β Cep., por ejemplo, se superpone con la región de estrellas B de pulsación lenta, o con estrellas δ Scuti. La región alrededor de $P = 0,2$ (días) y $A = 0,3$ (mag.), según escala logarítmica en el gráfico: $\log P = -0,7$ y $\log A = -0,5$ es otro ejemplo de una región que mezcla varios tipos de estrellas variables, reuniendo en este caso *SX Phoenicis*, *RR Lyrae* y estrellas δ Scuti.

La clasificación de estrellas variables en bandas del IR cercano es más compleja, especialmente en K_s , porque sus curvas de luz son menos prominentes que en el óptico. Esta característica se puede visualizar mejor en el ejemplo de la Figura 3.5 de una estrella *RR Lyrae* observada en diferentes bandas. Podemos ver en la figura una disminución apreciable de la amplitud y asimetría que presenta cuando nos acercamos a las bandas del IR cercano. Es necesario destacar que a las *RR Lyrae* se suma el problema intrínseco que poseen con el efecto Blazhko reflejado en la variación de la amplitud con el tiempo. Otra de las grandes dificultades que se presenta en el estudio de curvas de luz por inspección visual es la escasa cantidad de *templates* en curvas de luz en el IR en comparación con los estudios realizados en el óptico.

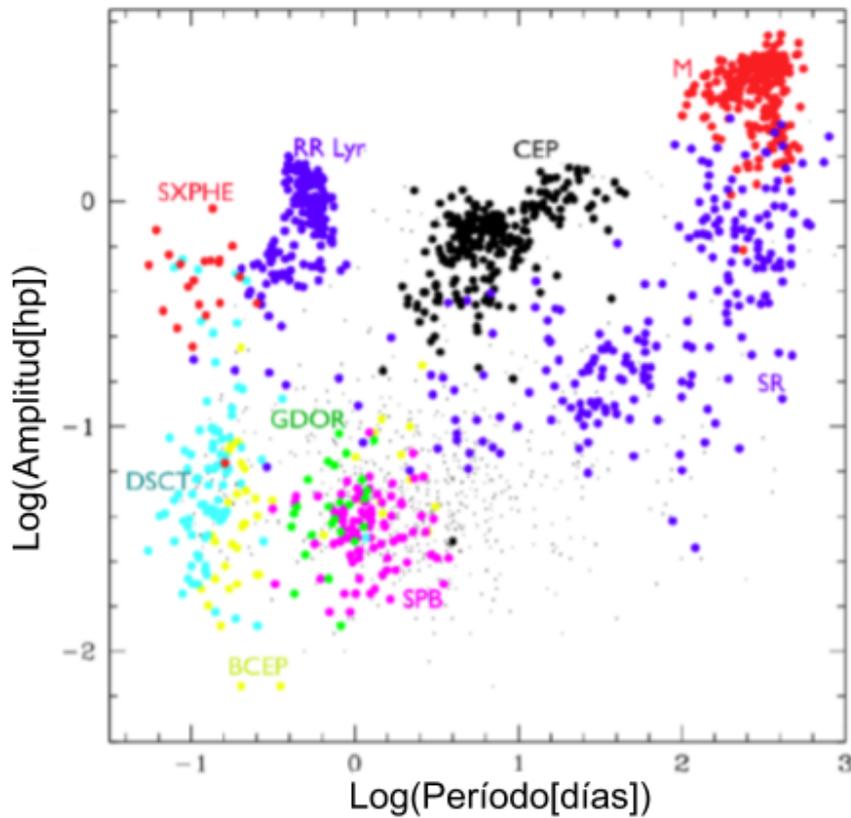


Figura 3.4 Diagrama período vs. amplitud (en escala logarítmica). En color rojo las variables del tipo Mira (M), en violeta las variables Semiregulares (SR), en negro las Cefeidas clásicas (CEP), en azul las *RR Lyrae* (RR Lyr), en color rojo *SX Phoenixis* (SXPHE), en cian δ Escuti (DSCT), en amarillo β Cefeidas (BCEP), en verde γ Doradus (*GDOR*) y en magenta las variables de pulsación lenta (*SPB* por sus siglas en inglés). Figura adaptada de Eyer & Mowlavi (2008).

3.3. Análisis de Cefeidas y *RR Lyrae*

Para la determinación de distancias a través del análisis de las variables Cefeidas clásicas y de tipo II, usamos las calibraciones empíricas de Dékány et al. (2015) y Matsunaga et al. (2009) respectivamente. Para las variables *RR Lyrae* usamos la calibración realizada por Minniti et al. (2017).

Para analizar si las estrellas variables candidatas son Cefeidas se calculan sus distancias y extinción interestelar mediante la relación PL en las bandas H y K_s .

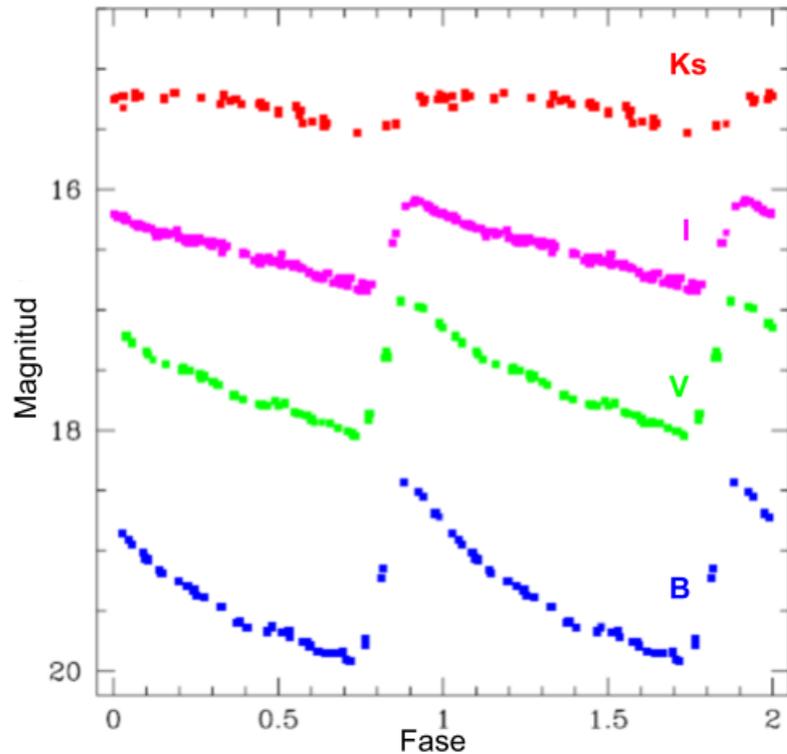


Figura 3.5 Curvas de luz en diferentes longitudes de onda para una variable del tipo *RRab*. La curva de luz de la banda K_s proviene del relevamiento *VVV*, mientras que las curvas de luz U , B , V e I son de Kunder et al. (2013). Se nota el cambio en la amplitud y la forma de la curva de luz en diferentes longitudes de onda. Figura adaptada de Catelan et al. (2013).

3.3.1. Cefeidas clásicas (de tipo I)

Usamos las relaciones PL descritas en Dékány et al. (2015) que están adaptadas a las bandas del *VVV*. Calculamos en primera instancia las magnitudes absolutas para las bandas H y K_s :

$$M_H = -3,228(\log P - 1) - 5,617 \quad (3.1)$$

$$M_{K_s} = -3,269(\log P - 1) - 5,663 \quad (3.2)$$

Los excesos de color se calcularon de :

$$E(H - K_s) = \langle H - K_s \rangle - (M_H - M_{K_s}) \quad (3.3)$$

Donde $\langle H - K_s \rangle$ es el color medio de $(H - K_s)$ obtenido del análisis de Fourier descrito anteriormente.

La absorción total en la banda K_s y las distancias individuales para ambos tipos de Cefeidas se obtienen en las siguientes ecuaciones:

$$A(K_s) = 1,634E(H - K_s) \quad (3.4)$$

obtenida del coeficiente de Nishiyama et al. (2009) y transformado a las bandas de *VISTA*.

Finalmente la distancia se obtiene de:

$$\boxed{\log R = 1 + 0,2 (K_{s_0} - M_{K_s}) = 1 + 0,2 (\langle K_s \rangle - A(K_s) - M_{K_s})} \quad (3.5)$$

Esta última ecuación fue extraída de Dékány et al. (2015), donde $\langle K_s \rangle$ se obtiene también del análisis de Fourier.

3.3.2. Cefeidas de tipo II

Usamos las relaciones PL de Matsunaga et al. (2009). Estas relaciones PL dan las magnitudes aparentes enrojecidas para Cefeidas de población vieja en la Nube Mayor de Magallanes (*LMC* por sus siglas en inglés). Para obtener las magnitudes absolutas hay que calibrar el punto cero de estas ecuaciones, es decir, corregir por ambos enrojecimientos y módulo de distancia de la *LMC*.

Adoptamos el valor medio de enrojecimiento de la *LMC* publicado por Monson et al. (2012), listado en la Tabla 11 (como valores de $A\lambda$). Estos son:

$$A(H) = 0,07$$

$$A(K) = 0,04$$

Adoptamos el módulo de distancia desenrojecido de la *LMC*, $u = 18,49 \pm 0,04$, de Pietrzynski et al. (2013). Este es el valor más preciso hasta el momento y casi igual al que obtuvo Monson et al. (2012). Seguidamente usamos los valores adoptados para ajustar el punto cero de las relaciones PL del tipo II:

$$M_H = -2,34(\log P - 1,2) + 14,760 - 0,07 - 18,493 \quad (3.6)$$

$$M_{K_s} = -2,41(\log P - 1,2) + 14,617 - 0,04 - 18,493 \quad (3.7)$$

Nuevamente, con estos valores calculamos los enrojecimientos individuales $E(H - K_s)$ con la ecuación 3.3, luego la extinción $A(K_s)$ con la ecuación 4.21 y la distancia con la ecuación 3.5.

3.3.3. *RR Lyrae*

Usamos las relaciones PL descritas en Minniti et al. (2017) que están adaptadas a la banda K_s . Calculamos la magnitud absoluta para la banda K_s usando la ecuación 14 de Muraveva et al. (2015):

$$M_{K_s} = -2,53(\log P) - 0,95 \quad (3.8)$$

El enrojecimiento se determinó según:

$$E(J - K_s) = (J - K_s) = 0,21$$

donde 0,21 es la magnitud intrínseca del color $(J - K_s)$ para las estrellas *RRab*. De Nishiyama et al. (2009) adoptamos el valor del coeficiente de extinción:

$$A_{K_s} = 0,528E(J - K_s)$$

Finalmente, de igual forma que en los casos anteriores, se calcula la distancia con la ecuación 3.5. Los resultados obtenidos y el análisis a partir de las calibraciones detalladas precedentemente para los 2 cúmulos de estudio pueden apreciarse a continuación en el siguiente capítulo, en la sección 4.3.

3.4. El cúmulo abierto NGC 6250

El cúmulo abierto NGC 6250 fue clasificado como II3r por Trumpler et al. (1930). Esta clasificación significa que es un cúmulo con una débil concentración central de las estrellas miembro y alta población estelar ($N > 100$). La Tabla 3.1 muestra parámetros físicos fundamentales y coordenadas de NGC 6250 extraídos de K13. Este cúmulo se ubica en la región interna del disco del relevamiento *VVV* denominada d032 (Saito et al. 2012), cercano a una asociación OB (de la Fuente Marcos et al. 2009).

Tabla 3.1 Coordenadas de los cúmulos abiertos estudiados

ID	α_{2000} [hms]	δ_{2000} [° '"]	l [°]	b [°]	tile
NGC 6250	16:57:57	-45:35:00	340,6	-1,9	d032
NGC 4349	12:24:14	-61:52:12	29,7	0,8	d080

Este cúmulo ha sido estudiado por diversos autores, en la mayoría de las investigaciones se realizaron estudios de polarimetría identificando un alto enrojecimiento diferencial (Feinstein et al. 2008; Medhi, J. & Tamura M. 2013, entre otros). Por otro lado de la Fuente Marcos et al. 2009, 2010 estudiaron la binaridad en el cúmulo Lynx 14, donde verificaron que se encuentran ligados gravitacionalmente a una distancia entre 200 y 500 pc, con puentes de mareas estelares. Luego Priyatikanto et al. (2016) verificaron la ligadura de dichos cúmulos con el estudio de la dinámica de cúmulos estelares manifestando que evolucionan como gemelos separados.

Otros autores como Dambis et al. (1999) y Levenhagen & Leister (2006) encontraron en el conglomerado dos estrellas químicamente peculiares. Según la definición de Preston et al. (1974), son estrellas cuya abundancia en metales es anómala mínimamente en sus capas superficiales. Dos candidatos λ Bootis, son estrellas de tipo espectral A, de población I y con líneas de metales débiles, y una estrella B (tipo espectral B) químicamente peculiar.

De toda la bibliografía consultada, no se encontró ningún trabajo de estudios sobre variabilidad en NGC 6250 en ninguna banda del espectro, por lo tanto, es un excelente objeto de estudio y de esta forma con la presente investigación aportaremos al estudio de la variabilidad en el cúmulo.

Tabla 3.2 Parámetros fundamentales de NGC 6250 y NGC 4349 extraídos de K13.

ID	Radio [']	Dist. [Kpc]	E(B-V) [mag]	Log(t) [años]
NGC 6250	15,3'	0,9	0,385	7,420
NGC 4349	12,3'	2,2	0,45	8,410

3.5. El cúmulo abierto NGC 4349

El cúmulo abierto NGC 4349, también catalogado como BH 130 (van den Bergh & Hagen, 1975) o MWSC 2024 (K13) es un cúmulo moderadamente concentrado y rico en estrellas de tipo II2r en el sistema de Trumpler (1930), con parámetros físicos fundamentales extraídos de K13 detallados en Tabla 3.2. Este cúmulo se encuentra ubicado en la región periférica del disco galáctico, según relevamiento *VVV*, d080 (Saito et al. 2012).

Si bien NGC 4349 ha sido estudiado con distintos propósitos por diferentes autores, buena parte de los estudios previos están relacionados con determinaciones de metalicidad y/o abundancia de litio de sus estrellas gigantes rojas (Delgado Mena et al. 2016; Santos et al. 2009; Netopil et al. 2016, entre otros).

En cuanto a la búsqueda de estrellas variables en esta región, sólo se han identificado y/o discutido acerca de 4 posibles variables fotométricas (van den Bergh & Hagen, 1975), 2 binarias espectroscópicas (Mermilliod et al. 2007) y 1 estrella Cefeida (*R Cru*, Majaess et al. 2012; Usenko et al. 2014).

Todos los estudios anteriores al presente se basan en observaciones fotométricas y/o espectroscópicas realizadas en la región óptica del espectro, excepto el trabajo realizado por Majaess et al. (2012) con datos del relevamiento *2MASS* y *VVV* en el IR cercano. Dada la ubicación del cúmulo, prácticamente sobre el plano Galáctico ($b = 0, 8^\circ$), su enrojecimiento comparativamente elevado limitó claramente la detección de estrellas débiles en estudios previos, en particular de estrellas variables. Por el contrario, las observaciones en las bandas J , H y K_s del infrarrojo cercano facilitan enormemente la detección de objetos débiles e imperceptibles en el óptico dado que logra atravesar el denso polvo interestelar existente en aquellas regiones internas del plano galáctico.

Capítulo 4

Estudio de la variabilidad estelar en NGC 6250 y NGC 4349

El análisis de las nuevas detecciones de estrellas variables consistió en una inspección visual detallada de las características en sus curvas de luz, sus períodos y amplitudes. A continuación se describe dicho procedimiento en detalle.

4.1. Caracterización de las estrellas variables

La muestra total de estrellas variables detectadas en los campos estudiados contiene una gran variedad tanto de tipos de variabilidad como de calidad de sus respectivas curvas de luz. La caracterización dependió de ambos factores. Las estrellas variables más conocidas, por la cantidad de trabajos dedicados a ellos, son las *RR Lyrae* y las Cefeidas. Para ambas clases existen trabajos que discuten sus características, curvas de luz *template* y calibraciones. En la Figura 4.1 se presenta una típica curva de luz de una Cefeida Clásica de este estudio. Se observa una clara asimetría, donde el brillo aumenta rápidamente y luego desciende más lentamente. Dicha diferencia se debe principalmente a la diferencia entre el radio y la temperatura, propiedad característica de los pulsadores de modo fundamental. El proceso físico interno, caracterizado en la curva de luz fue detallado en la sección 1.3.2.

Las pulsaciones de otros tonos, como en el caso de las Cefeidas tipo II y Cefeidas anómalas, en algunos casos, hacen notoria una protuberancia vista particularmente en las longitudes de onda del óptico. Tales protuberancias cambian su ubicación para

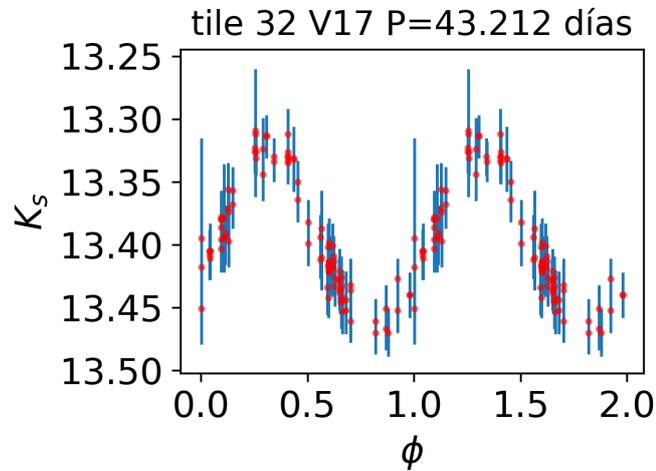


Figura 4.1 Curva de luz de una candidata a Cefeida clásica detectada en el campo de NGC 6250. Se muestra la variación de la magnitud K_s en función de la fase orbital (ϕ), la identificación (ID) y correspondiente período (P).

diferentes períodos. Cuanto más largo es el período más la protuberancia se acerca al máximo de la curva de luz y puede causar un doble máximo, o ser indistinguible del máximo primario (Soszyński et al. 2008, 2010).

Una curva de luz típica de *RR Lyrae* (tipo *RRab*) puede verse en la Figura 4.2. Se observa una notable asimetría con un rápido ascenso del brillo y un decaimiento más lento. Dicha característica es propia de las variables pulsantes en el modo fundamental, dado que para otros modos las curvas de luz presentan protuberancias y son ligeramente sinusoidales, como por ejemplo, las *RRc*.

Varios ejemplos de curvas de luz de variables pulsantes de largo período se muestran en la Figura 4.3. Las estrellas denominadas *LPV*, y en particular las variables Mira, se encuentran en la rama gigante asintótica, ubicada en la región roja de alta luminosidad del diagrama H-R (ver Figura 1.4). En esa región del diagrama, las estrellas pueden experimentar pulsaciones autosostenibles de períodos muy largos consistentes con los grandes tamaños físicos de estas estrellas.

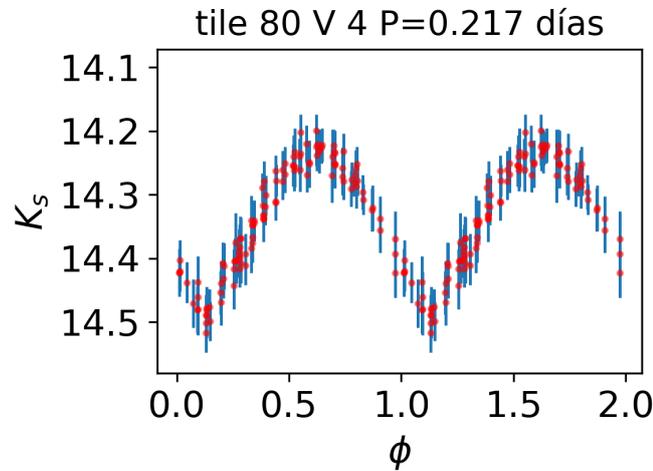


Figura 4.2 Ídem como en la Figura 4.1 para la nueva candidata a *RR Lyrae* de tipo ab en el campo de NGC 4349.

Las variables tipo Mira son principalmente pulsadores de modo fundamental, mientras que las variables semirregulares e irregulares en la rama gigante asintótica pulsán en el primer, segundo o tercer armónico. La mayoría de las *LPV* irregulares pulsán en más de un modo (Nicholls et al. 2009). A diferencia de las novae, estas pulsaciones se producen por la contracción y expansión periódica de la superficie de la estrella, junto con los cambios de temperatura. Ambos procesos cambian el brillo, pero las variaciones de temperatura en particular también modifican los procesos de expansión de las capas más externas, amplificando aún más las variaciones de brillo, particularmente, en las longitudes de onda en el rango espectral del óptico.

Las curvas de luz de las binarias eclipsantes se ven sustancialmente diferentes de las variables pulsantes. El par binario (tipo EA) pasa gran parte de su tiempo sin ocultarse, por lo que su curva de luz pasará la mayor parte del tiempo cerca del brillo máximo ($\sim 100\%$), con dos caídas en el brillo relativamente agudas. Por el contrario, una variable pulsante cambia continuamente su brillo entre el máximo y mínimo y, por lo tanto, nunca se ve estable. La mayor diferencia que presentan las binarias respecto a las pulsantes es la notable simetría en sus curvas de luz. Algunos ejemplos se pueden ver en la Figura 4.4. Todas las curvas de luz mostradas fueron obtenidas como resultado del análisis de variabilidad detallado en la sección anterior, para las distintos campos de los cúmulos de estudio.

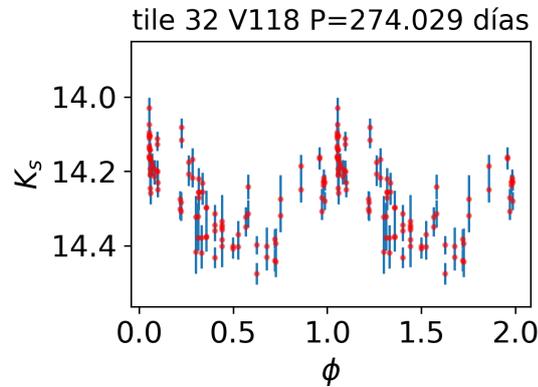


Figura 4.3 Ídem como en la Figura 4.1 para una candidata a variable de largo período ($P = 274,029d$).

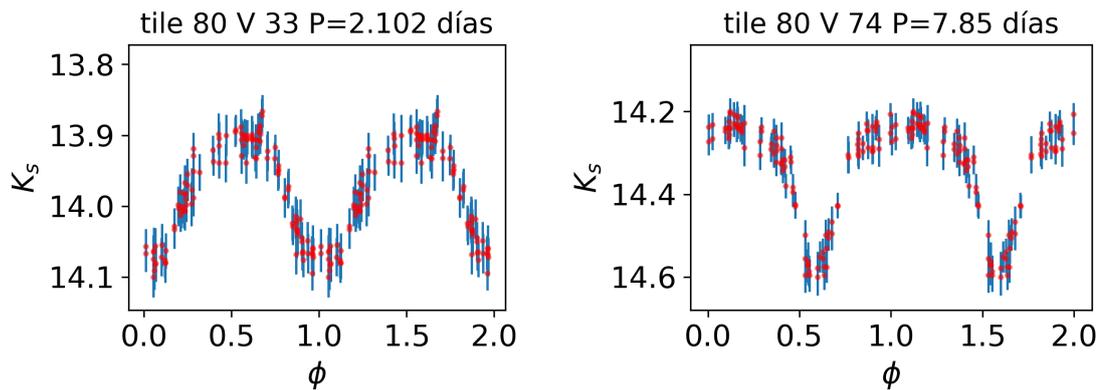


Figura 4.4 Ídem como en la Figura 4.1 para candidatas a variables binarias eclipsantes detectadas en el campo de NGC 4349. El panel izquierdo corresponde a una eclipsante de contacto y el derecho a un sistema binario tipo *Algol*.

4.2. Nuevas variables detectadas

Luego de haber realizado el proceso detallado en la sección 3.2, se descubrieron un total de 75 nuevas estrellas variables en el campo de NGC 4349 clasificadas de la siguiente manera:

- Una (1) estrella candidata a Cefeida (ver Figura 4.5)

- Una (1) estrella candidata a variable de largo período (ver Figura 4.6)

- Doce (12) estrellas serian candidatas del tipo *RRL*, cuyas curvas de luz se exhiben en las Figuras 4.7 y 4.8

- Diez (10) estrellas candidatas a sistemas binarios eclipsantes (3 binarias de contacto, una binaria semiseparada y 6 binarias separadas). Las curvas de luz de los sistemas binarios de contacto se presentan en la Figura 4.9, la curva de luz correspondiente al sistema binario semiseparado en la Figura 4.10 y las curvas pertenecientes a los sistemas binarios separados se pueden ver en la Figura 4.11.

- Cincuenta y un (51) estrellas variables detectadas o bien presentan tipos indefinidos y no han podido ser categorizadas o bien son estrellas variables cuyos períodos no pueden determinarse con una precisión razonable.

En el Apéndice I son presentadas las respectivas curvas de luz de dichas estrellas reconocidas como variables. Las principales características y coordenadas de las nuevas estrellas variables detectadas y clasificadas en el campo de NGC 4349 se pueden observar en la Tabla 4.1.

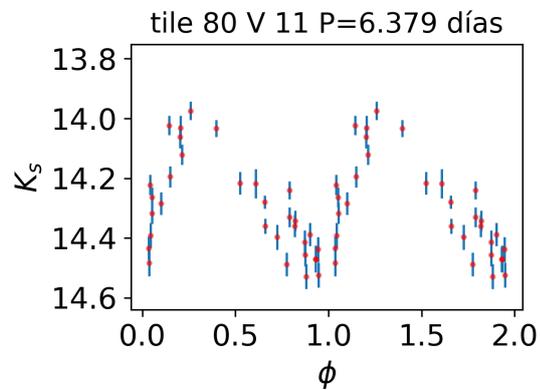


Figura 4.5 Curva de luz de la nueva estrella variable candidata a Cefeida ubicada en el campo de NGC 4349. Las características principales de esta estrella son presentadas en la (Tabla 4.1). Se muestra la variación de la magnitud K_s en función de la fase orbital (ϕ). Se presenta la identificación (ID) y período (en días) de la variable.

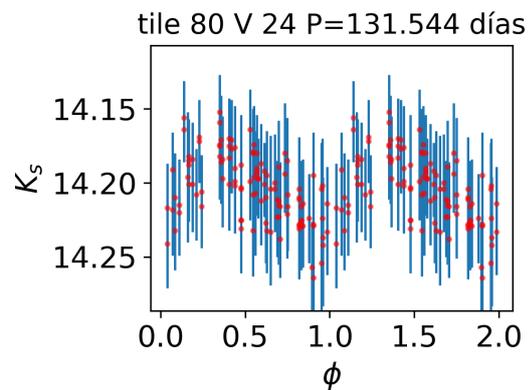


Figura 4.6 Ídem como en la Figura 4.5 para la nueva estrella variable candidata de largo período.

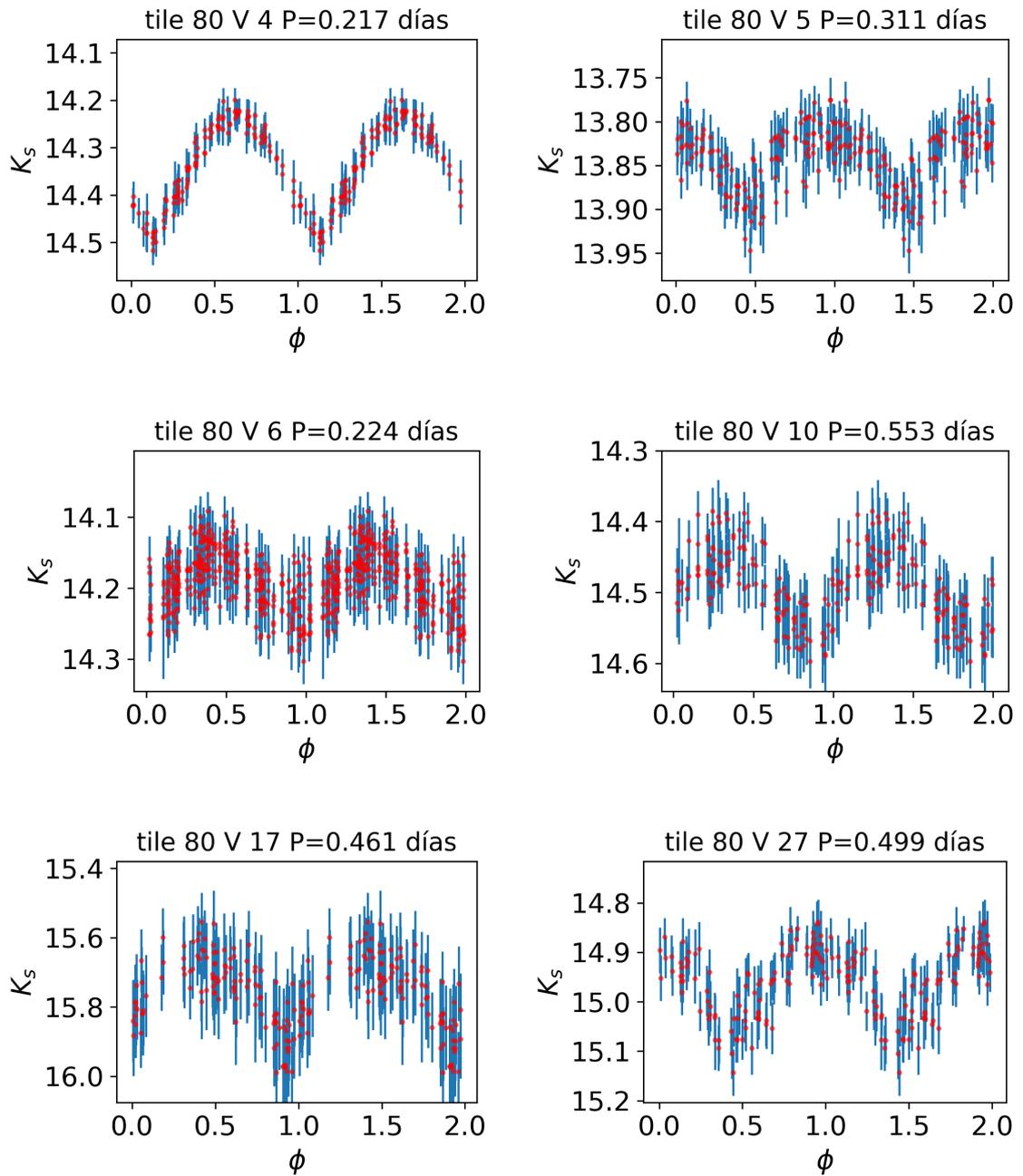


Figura 4.7 Ídem como en la Figura 4.5 para las nuevas estrellas variables candidatas de *RR Lyrae*.

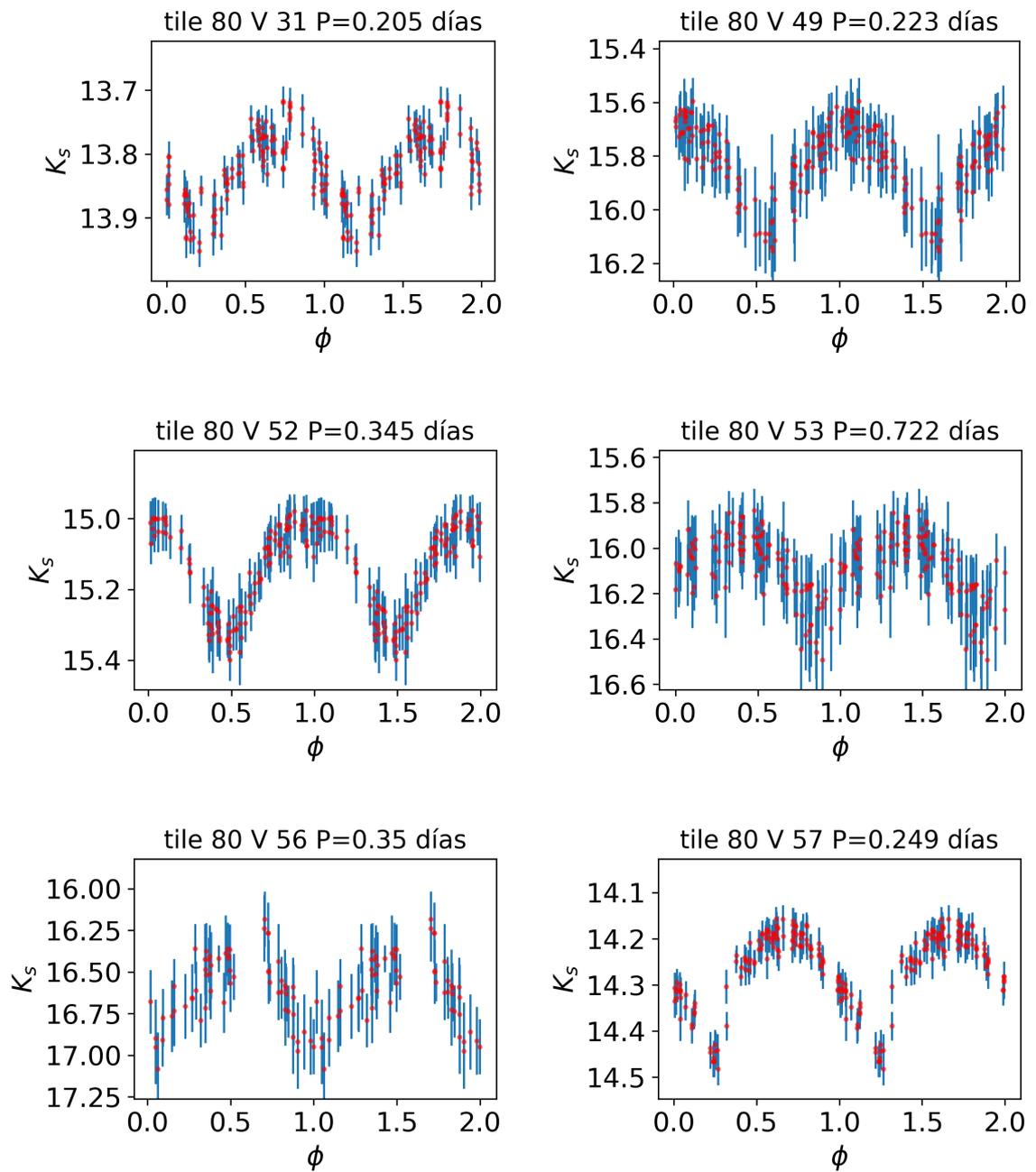


Figura 4.8 Ídem como en la Figura 4.5.

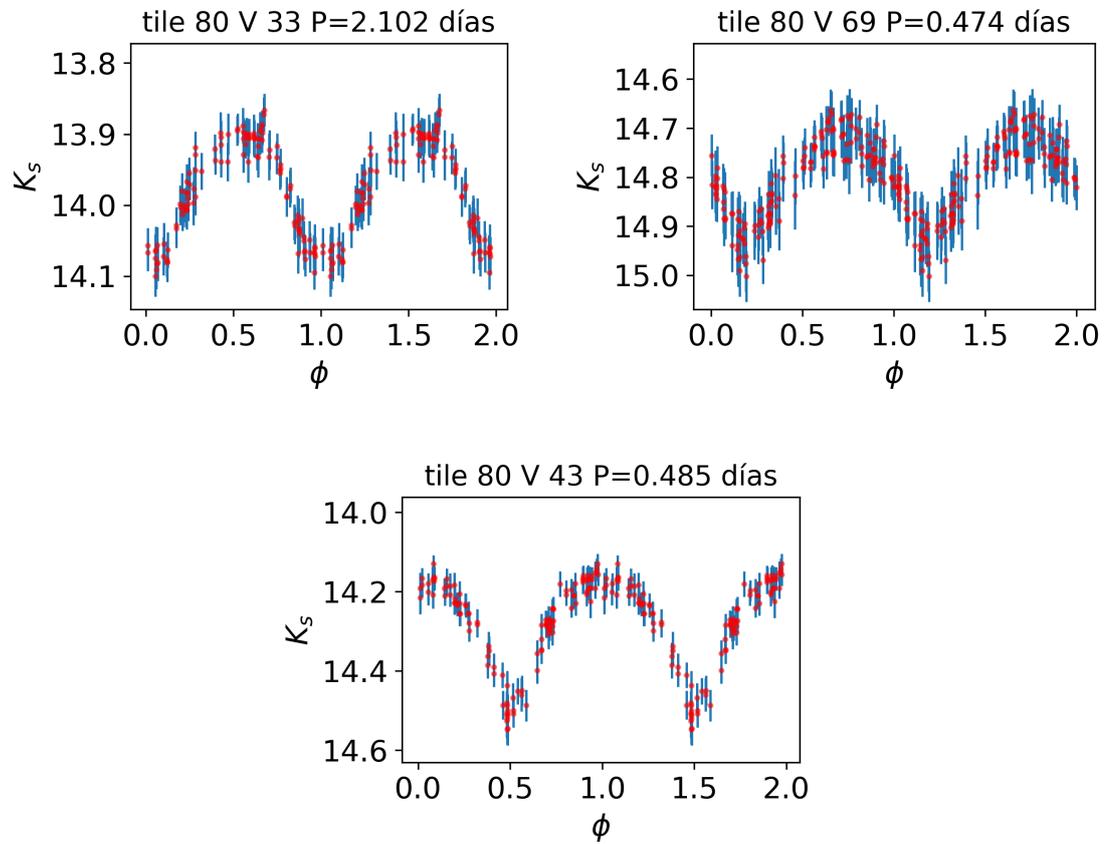


Figura 4.9 Ídem como en la Figura 4.5 para las nuevas candidatas a binarias de contacto.

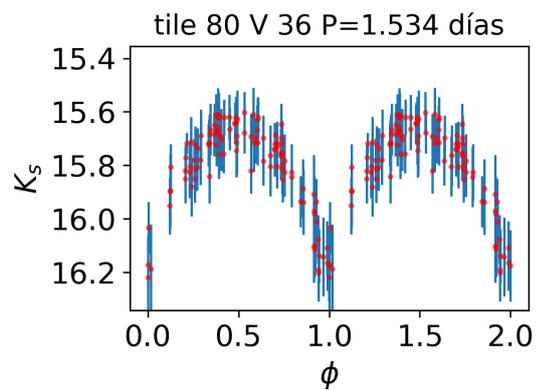


Figura 4.10 Ídem como en la Figura 4.5 para la nueva candidata a binaria semiseparada.

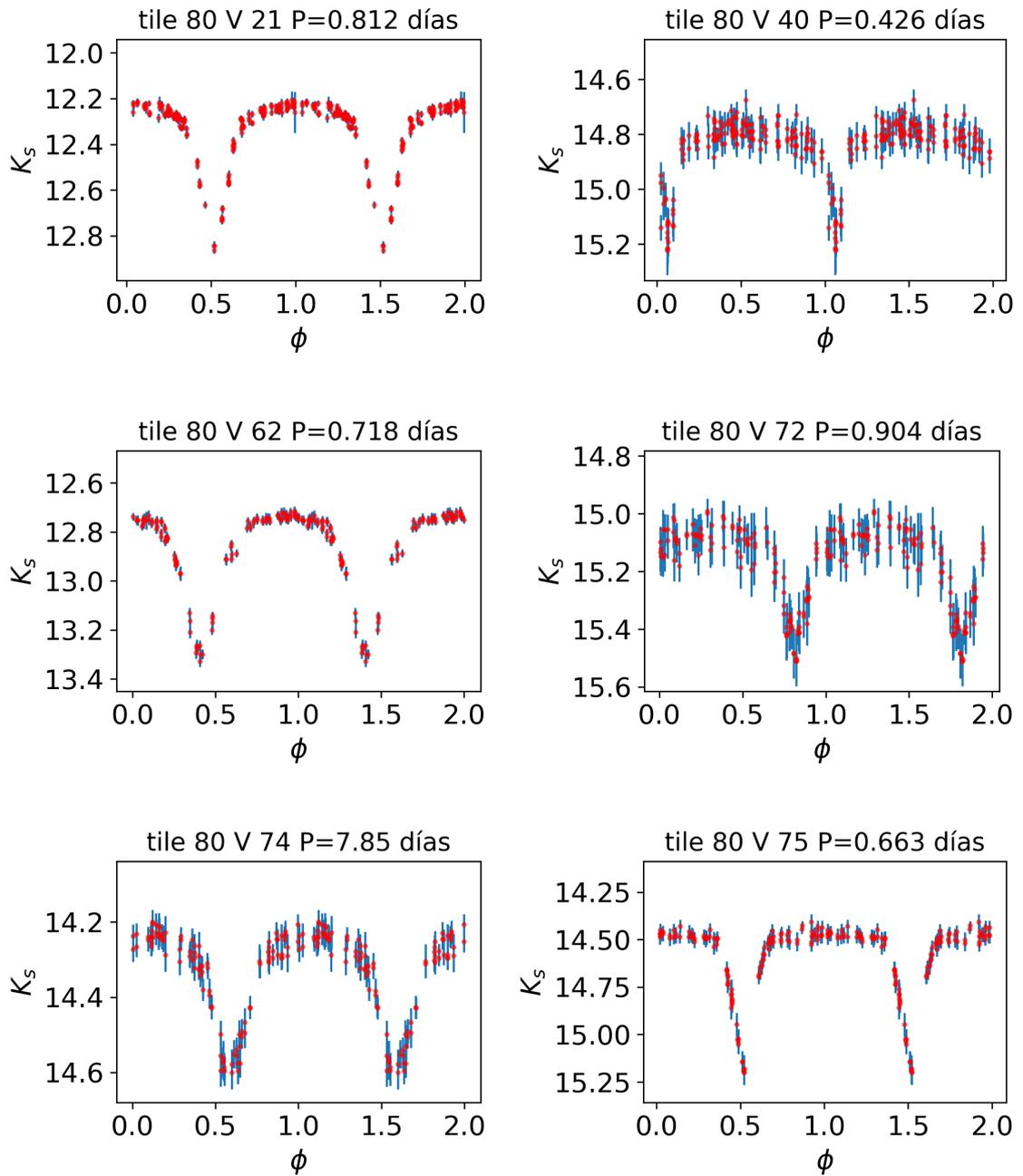


Figura 4.11 Ídem como en la Figura 4.5 para las nuevas candidatas a binarias separadas.

Tabla 4.1: Coordenadas y características principales de las nuevas variables descubiertas en el cúmulo NGC 4349. Las columnas listan lo siguiente: la identificación (ID) de cada variable estudiada, sus coordenadas ecuatoriales (α_{2000} y δ_{2000}), la distancia al centro del cúmulo, el correspondiente período obtenido en días, la amplitud, la magnitud K_s media, los colores $J - K_s$ y $H - K_s$ respectivamente, y la clasificación preliminar asignada.

ID	α_{2000} [hms]	δ_{2000} [° ' "]	Dist. (*) [']	Período [días]	Amplitud [mag]	K_s [mag]	$J - K_s$ [mag]	$H - K_s$ [mag]	Clasificación
V1	12:24:09.81	-61:40:98.98	12,13	0,222	0,860	15,048	0,862	0,190	INDEF.
V2	12:24:09.80	-61:50:11.20	02,19	0,367	0,730	14,650	0,668	0,209	INDEF.
V3	12:24:09.77	-62:01:46.84	09,38	0,221	0,508	16,125	0,258	0,037	INDEF.
V4	12:24:09.62	-61:41:17.40	10,58	0,217	0,251	14,337	0,367	0,081	RR.
V5	12:24:61.60	-61:51:56.83	11,10	0,311	0,091	13,842	0,488	0,153	RR.
V6	12:24:58.99	-61:51:19.80	10,59	0,224	0,008	14,194	1,173	0,407	RR.
V7	12:24:56.08	-61:55:41.73	11,57	0,499	0,460	14,632	0,532	0,151	INDEF.
V8	12:24:55.69	-61:58:13.88	11,55	0,876	0,166	14,087	1,996	0,688	INDEF.
V9	12:24:54.96	-61:58:28.28	11,58	1,096	0,314	14,350	0,702	0,301	INDEF.
V10	12:24:54.85	-61:53:10.73	11,56	0,553	0,126	14,492	1,116	0,299	RR.
V11	12:24:54.82	-61:58:31.76	12,07	6,379	0,504	14,221	—	0,711	Cef.
V12	12:24:54.49	-61:57:53.23	11,31	0,468	0,172	13,887	1,458	0,148	INDEF.
V13	12:24:54.49	-61:57:53.32	11,52	(**)	0,155	14,165	0,955	0,280	INDEF.
V14	12:24:54.46	-61:58:34.00	10,59	1,753	0,511	14,955	1,028	0,399	INDEF.
V15	12:24:54.26	-61:47:32.71	11,53	0,223	0,940	12,730	1,062	0,366	INDEF.
V16	12:24:51.60	-61:59:35.56	09,25	0,676	0,789	11,656	—	—	INDEF.
V17	12:24:51.20	-61:54:14.26	09,47	0,461	0,242	15,738	1,143	0,297	RR.
V18	12:24:49.74	-61:56:25.22	10,48	1,048	0,154	15,466	0,875	0,320	INDEF.
V19	12:24:49.58	-61:45:56.08	10,43	0,517	0,753	16,670	1,217	0,472	INDEF.
V20	12:24:49.10	-61:45:53.17	09,41	0,311	0,723	16,230	0,888	—	INDEF.
V21	12:24:48.81	-61:56:40.76	07,37	0,812	0,609	12,857	1,389	—	Bin.
V22	12:24:42.66	-61:55:05.26	08,22	0,223	0,586	11,080	—	—	INDEF.
V23	12:24:42.18	-61:47:30.27	06,57	1,306	0,192	15,659	1,006	0,282	INDEF.
V24	12:24:42.17	-61:52:38.94	08,25	131,544	0,052	14,203	0,712	0,161	VLP.
V25	12:24:42.08	-61:47:24.11	06,43	0,201	0,593	15,365	0,892	0,219	INDEF.
V26	12:24:41.26	-61:51:57.56	06,51	13,561	0,236	15,372	0,767	0,238	INDEF.
V27	12:24:40.79	-61:54:28.30	06,11	0,499	0,197	14,966	0,429	0,650	RR.
V28	12:24:37.07	-61:54:42.84	05,06	0,254	0,284	15,814	0,728	0,239	INDEF.
V29	12:24:35.96	-61:54:23.88	06,44	2,061	0,790	10,725	—	—	INDEF.
V30	12:24:35.83	-61:56:17.15	09,42	0,272	0,061	14,457	0,379	0,135	INDEF.
V31	12:24:34.79	-62:00:28.09	08,56	0,205	0,148	13,826	1,115	0,296	RR.
V32	12:24:34.50	-61:46:59.98	07,39	2,253	0,188	15,647	0,860	0,212	INDEF.
V33	12:24:34.36	-61:57:59.69	12,17	2,102	0,174	13,978	0,523	0,790	Bin.
V34	12:24:33.06	-61:03:34.02	05,34	0,214	0,202	16,084	1,023	0,281	INDEF.
V35	12:24:31.83	-61:54:46.35	07,53	0,240	0,852	10,966	1,061	2,037	INDEF.
V36	12:24:30.93	-61:58:55.89	07,54	1,534	0,541	15,823	1,193	0,301	Bin.
V37	12:24:30.94	-61:58:55.00	08,35	271,937	0,418	11,302	1,216	1,230	INDEF.
V38	12:24:30.91	-61:44:40.23	04,33	1,315	0,818	10,610	—	—	INDEF.
V39	12:24:30.24	-61:49:56.65	07,54	0,475	0,150	13,466	—	0,713	INDEF.
V40	12:24:29.27	-61:50:42.00	08,35	0,426	0,368	14,848	0,618	0,061	Bin.
V41	12:24:28.24	-61:45:00.23	04,34	2,914	0,547	11,019	—	—	INDEF.
V42	12:24:27.68	-61:44:52.49	10,40	2,267	0,530	11,028	—	—	INDEF.
V43	12:24:26.59	-61:48:30.95	04,00	0,485	0,335	14,285	0,579	0,215	Bin.
V44	12:24:23.58	-61:43:55.64	07,59	0,420	0,199	15,426	0,777	0,247	INDEF.
V45	12:24:22.49	-61:47:13.87	08,24	0,378	0,381	16,558	1,288	0,653	INDEF.
V46	12:24:22.11	-61:55:27.46	04,46	0,378	0,405	15,469	0,800	0,134	INDEF.

Tabla 4.1: Continuación.

ID	α_{2000} [hms]	δ_{2000} [° '"]	Dist. (*) [']	Período [días]	Amplitud [mag]	K_s [mag]	$J - K_s$ [mag]	$H - K_s$ [mag]	Clasificación
V47	12:24:21.29	-61:49:29.51	08,36	0,684	0,795	10,656	—	1,062	INDEF.
V48	12:24:20.03	-61:52:13.52	05,21	0,947	0,356	16,502	1,213	0,487	INDEF.
V49	12:24:18.93	-62:00:00.91	03,47	0,223	0,407	15,852	0,892	0,096	RR.
V50	12:24:18.47	-61:57:33.12	03,12	0,243	0,471	15,937	0,895	0,319	INDEF.
V51	12:24:18.37	-61:58:02.71	01,24	0,323	0,148	14,245	1,154	0,401	INDEF.
V52	12:24:17.37	-61:41:52.04	07,53	0,345	0,309	15,135	0,902	0,449	RR.
V53	12:24:15.05	-61:54:04.17	05,26	0,345	0,359	16,092	1,322	0,344	RR.
V54	12:24:14.94	-61:42:25.68	05,55	0,201	0,382	16,095	0,819	0,189	INDEF.
V55	12:24:12.47	-61:54:18.56	10,21	0,589	0,477	15,442	0,932	0,305	INDEF.
V56	12:24:11.47	-61:43:46.98	01,52	0,350	0,625	16,597	0,734	0,078	RR.
V57	12:24:10.22	-61:54:26.69	09,46	0,249	0,268	14,284	1,458	0,550	RR.
V58	12:24:10.08	-61:47:03.88	02,99	0,263	0,112	14,667	0,512	0,146	INDEF.
V59	12:24:01.54	-61:44:44.34	02,28	0,304	0,194	15,448	0,525	0,381	INDEF.
V60	12:24:01.03	-61:42:07.79	05,15	0,339	0,530	13,811	0,442	0,125	INDEF.
V61	12:23:59.82	-61:01:15.46	08,07	0,242	0,212	16,090	1,463	0,506	INDEF.
V62	12:23:59.50	-61:55:28.93	10,35	0,718	0,570	12,883	0,790	0,752	Bin.
V63	12:23:58.68	-61:51:32.19	09,45	8,006	0,045	12,831	1,470	0,519	INDEF.
V64	12:23:58.23	-61:49:54.57	04,57	0,227	0,108	14,030	1,045	0,279	INDEF.
V65	12:23:56.77	-61:51:57.43	03,59	0,249	0,349	15,604	0,593	0,202	INDEF.
V66	12:23:53.41	-61:59:07.11	04,38	9,282	0,191	14,830	—	0,188	INDEF.
V67	12:23:52.01	-61:54:09.24	04,24	0,248	0,750	13,330	0,428	0,175	INDEF.
V68	12:23:50.72	-61:50:50.96	08,40	0,297	0,361	16,214	0,722	0,211	INDEF.
V69	12:23:49.08	-62:01:12.11	05,55	0,474	0,230	14,801	0,765	0,243	Bin.
V70	12:23:46.75	-61:48:19.24	06,43	0,243	0,221	15,645	1,016	0,342	INDEF.
V71	12:23:43.85	-61:52:15.69	11,02	0,784	0,143	14,894	1,066	0,370	INDEF.
V72	12:23:42.38	-61:48:19.24	08,23	0,904	0,391	15,146	1,753	0,584	Bin.
V73	12:23:39.29	-61:58:11.05	07,38	0,222	0,264	15,803	0,792	0,228	INDEF.
V74	12:23:39.20	-61:00:05.69	08,53	7,850	0,364	14,333	1,250	0,334	Bin.
V75	12:23:32.62	-61:52:35.78	10,37	0,663	0,681	14,582	0,793	0,401	Bin.

(*)Distancia al centro del cúmulo.

(**)Períodos que no lograron ajustarse bien.

En el campo correspondiente a NGC 6250 se detectaron un total de 118 nuevas estrellas variables. A continuación se detalla la clasificación realizada de las nuevas estrellas variables al respectivo campo del cúmulo:

- Una (1) estrella variable candidata de largo período, donde la curva de luz de este tipo de variable se muestra en la Figura 4.12.
- Seis (6) estrellas variables presuntas Cefeidas, los resultados de sus curvas de luz se muestran en la Figura 4.13
- Siete (7) estrellas variables son posibles *RRL* (ver Figuras 4.14 y 4.15)
- Cuatro (4) variables tienen características de sistemas binarios eclipsantes (2 sistemas binarios de contacto (ver Figura 4.16), 1 sistema binario semiseparado (ver Figura 4.17) y 1 sistema binario separado (ver Figura 4.18)
- Un total de cien (100) estrellas variables fueron clasificadas como indefinidas, se pueden observar en el Apéndice I sus curvas de luz. En la Tabla 4.2 se muestran las características principales y coordenadas de las estrellas variables detectadas y clasificadas en el campo correspondiente a NGC 6250.

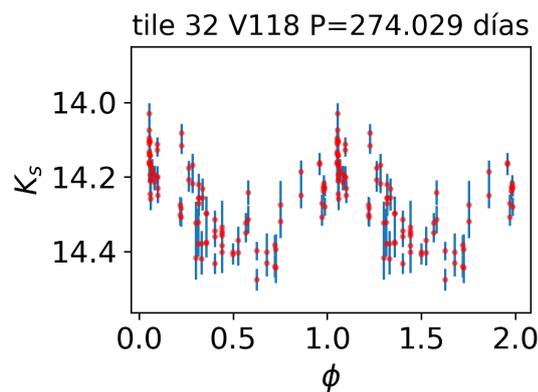


Figura 4.12 Ídem como en la Figura 4.5 para la nueva candidata a variable de largo período detectada en el campo de NGC 6250.

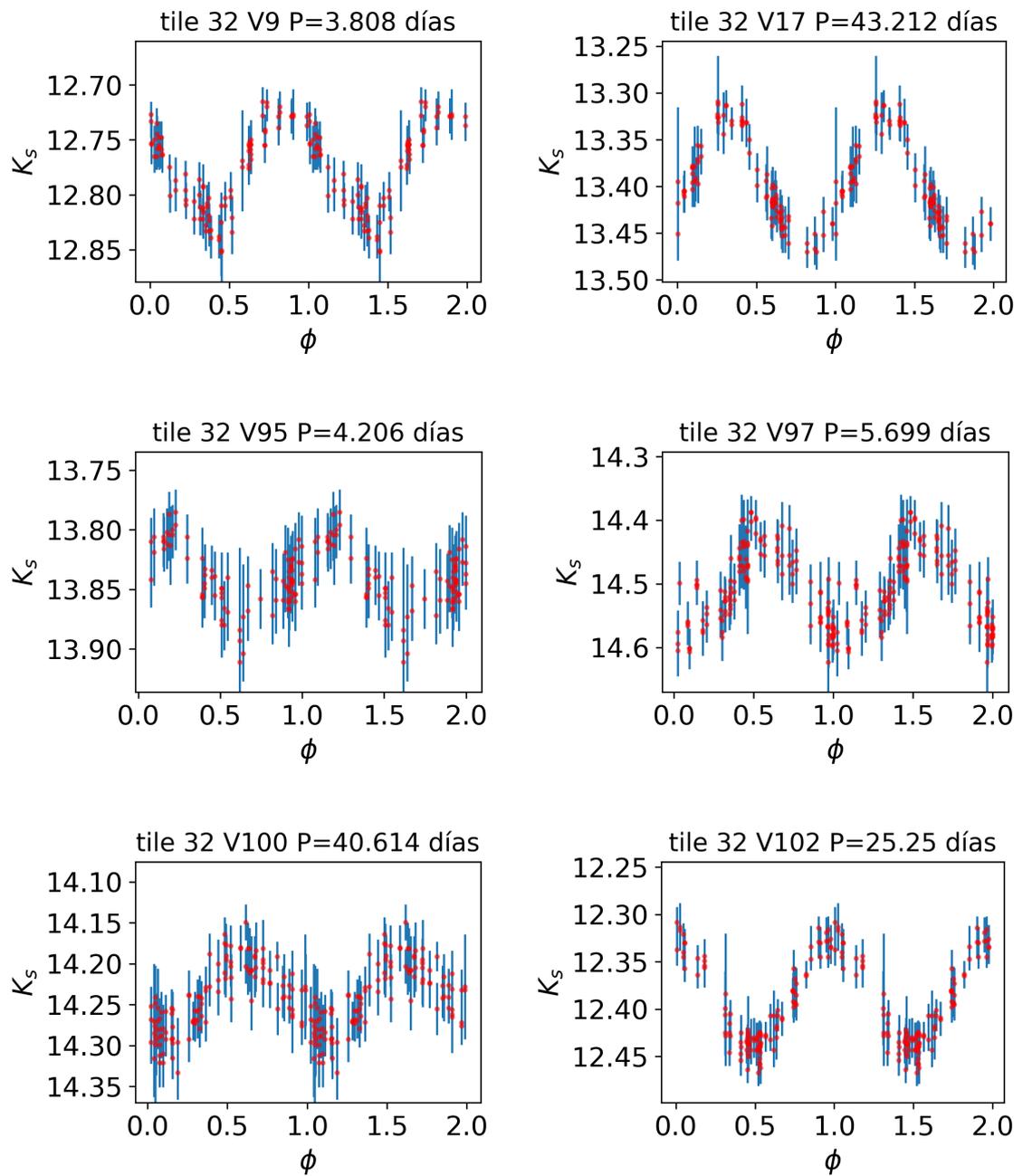


Figura 4.13 Ídem como en la Figura 4.5 para las nuevas candidatas a Cefeidas detectadas en el campo de NGC 6250.

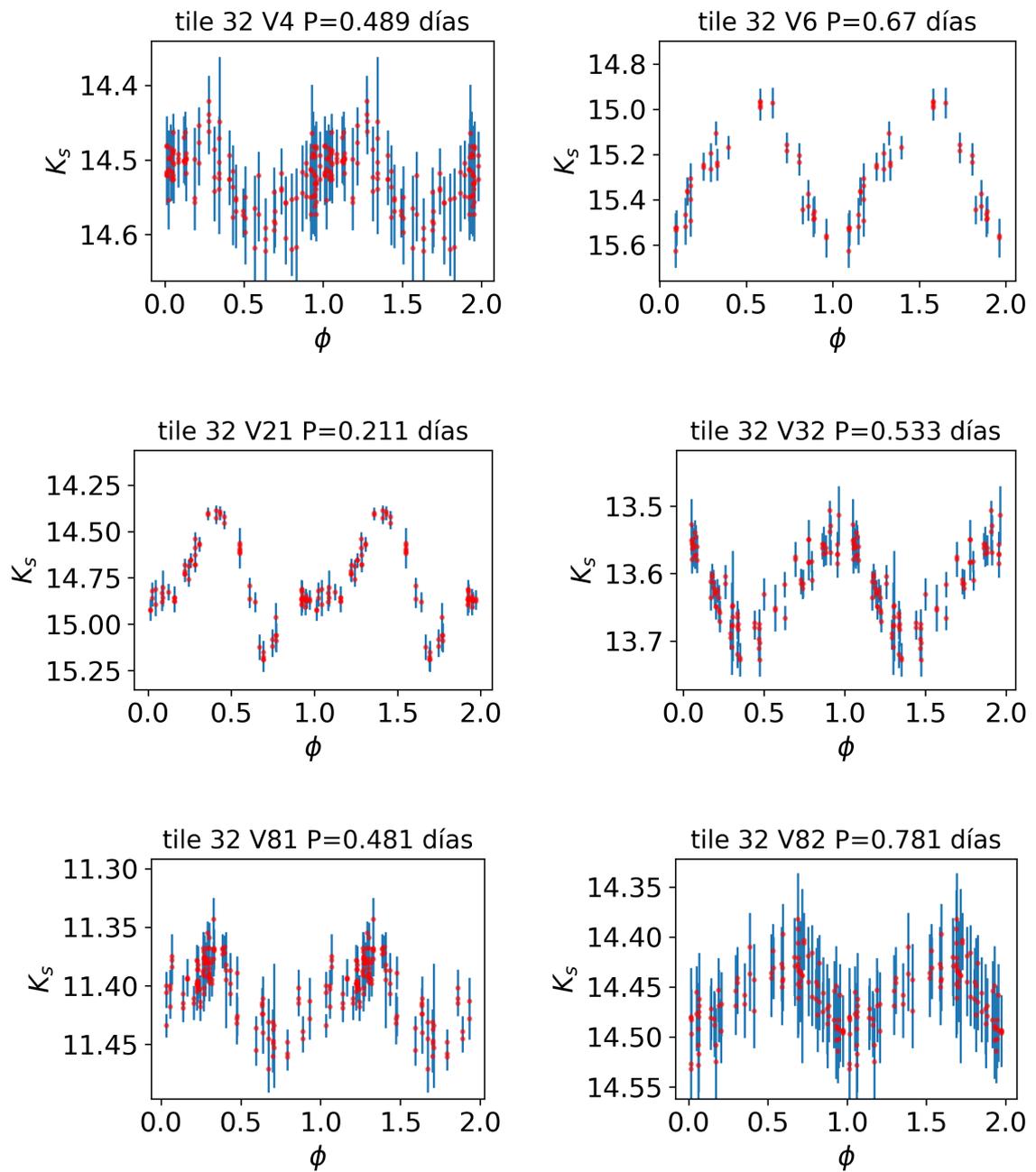


Figura 4.14 Ídem como en la Figura 4.5 para las nuevas candidatas a *RR Lyrae* detectadas en el campo de NGC 6250.

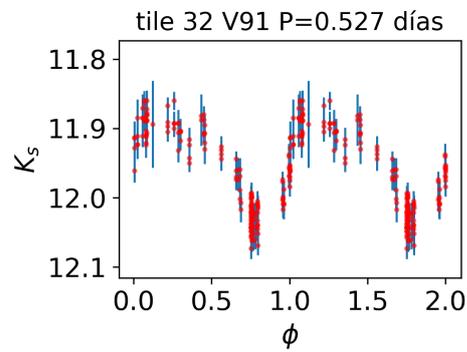


Figura 4.15 Ídem como en la Figura 4.14.

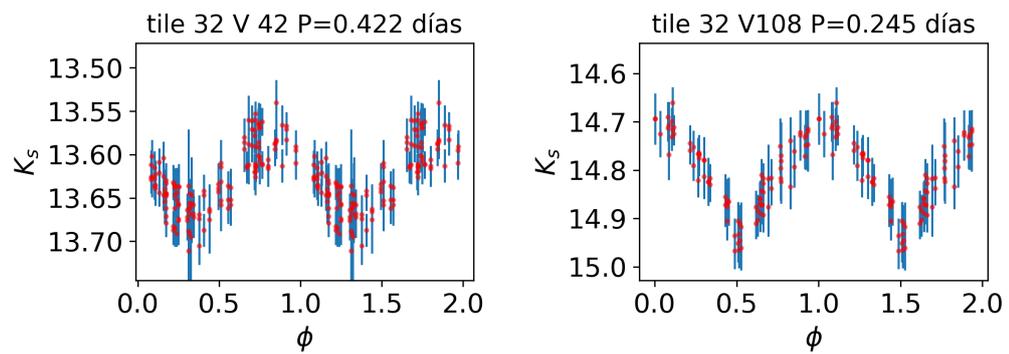


Figura 4.16 Ídem como en la Figura 4.5 para las nuevas candidatas a binarias de contacto detectadas en el campo de NGC 6250.

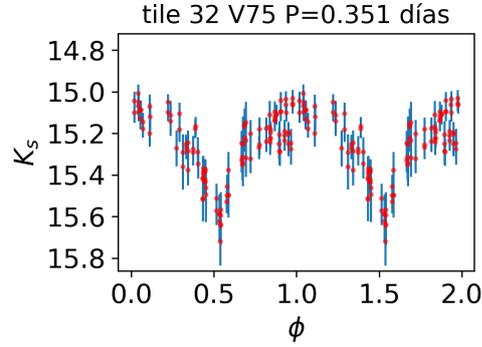


Figura 4.17 Ídem como en la Figura 4.5 para la nueva candidata a binaria semiseparada detectada en el campo de NGC 6250.

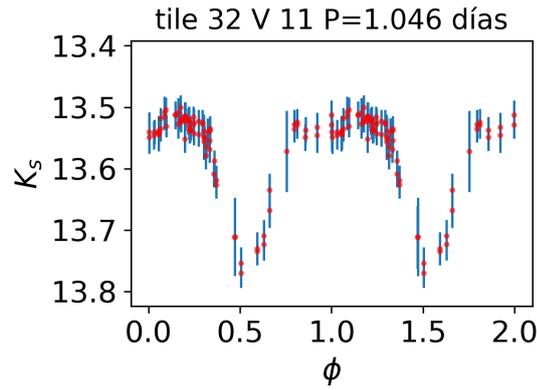


Figura 4.18 Ídem como en la Figura 4.5 para la nueva candidata a binaria separada detectada en el campo de NGC 6250.

Tabla 4.2: Ídem como en Tabla 4.1 para las nuevas variables detectadas en el campo del cúmulo NGC 6250.

ID	α_{2000} [hms]	δ_{2000} [° '"]	Dist.(*) [']	Período [días]	Amplitud [mag]	K_s [mag]	$J - K_s$ [mag]	$H - K_s$ [mag]	Clasificación
V1	16:58:07.55	-45:45:03.06	12,12	0,216	0,297	14,039	1,171	0,396	INDEF.
V2	16:58:07.44	-45:53:58.07	03,54	0,230	0,236	14,737	0,915	0,243	INDEF.
V3	16:58:06.73	-45:41:57.02	15,13	0,715	0,454	16,117	0,868	0,185	INDEF.
V4	16:58:06.33	-45:58:14.84	02,13	0,489	0,173	14,533	1,382	0,401	RR.
V5	16:58:56.11	-45:58:00.51	14,39	0,850	0,205	14,188	1,707	0,573	INDEF.
V6	16:58:53.87	-46:00:34.78	14,30	1,251	0,670	15,274	—	0,680	RR.
V7	16:58:50.17	-46:02:01.95	14,42	0,481	0,429	14,428	1,072	0,347	INDEF.
V8	16:58:05.83	-46:00:20.45	10,53	2,838	0,244	15,332	1,219	0,507	INDEF.

Tabla 4.2: Continuación.

ID	α_{2000} [hms]	δ_{2000} [° '"]	Dist.(*) [']	Período [días]	Amplitud [mag]	K_s [mag]	$J - K_s$ [mag]	$H - K_s$ [mag]	Clasificación
V9	16:58:48.20	-46:00:40.26	13,10	3,808	0,116	12,771	1,327	—	Cef.
V10	16:58:48.16	-45:55:36.92	12,42	2,838	0,355	13,292	2,358	0,791	Cef.
V11	16:58:47.64	-45:55:56.13	12,32	1,046	0,370	13,593	1,350	0,492	Bin.
V12	16:58:44.71	-45:57:10.45	11,46	0,287	0,206	14,854	1,769	0,592	INDEF.
V13	16:58:42.83	-45:51:39.91	12,30	528,924	0,186	14,891	1,789	0,505	INDEF.
V14	16:58:42.49	-46:05:28.60	14,38	18,265	0,183	14,148	1,126	0,427	INDEF.
V15	16:58:42.31	-45:56:53.53	11,10	0,208	0,191	12,664	0,470	—	INDEF.
V16	16:58:41.50	-45:56:39.79	10,58	0,316	0,297	13,295	1,269	0,468	INDEF.
V17	16:58:40.89	-46:01:14.45	11,37	43,212	0,658	13,396	1,945	0,596	Cef.
V18	16:58:04.69	-46:05:47.63	08,58	0,206	0,112	15,308	1,912	0,671	INDEF.
V19	16:58:04.33	-45:51:47.69	05,28	2,360	1,007	15,916	1,213	0,236	INDEF.
V20	16:58:04.10	-45:06:55.88	10,37	1,593	0,527	12,021	1,770	—	INDEF.
V21	16:58:39.36	-45:47:44.29	13,57	0,211	0,599	14,763	—	2,091	RR.
V22	16:58:38.31	-45:57:37.79	10,11	68,802	0,141	15,815	1,339	0,282	INDEF.
V23	16:58:37.15	-46:00:20.45	10,26	0,214	0,147	15,729	2,170	0,982	INDEF.
V24	16:58:35.88	-45:47:03.74	13,44	0,850	0,527	11,911	1,366	—	INDEF.
V25	16:58:35.89	-45:47:03.76	13,47	3,257	0,239	11,912	1,367	—	INDEF.
V26	16:58:35.35	-45:52:29.16	10,27	0,235	0,134	14,298	1,528	—	INDEF.
V27	16:58:35.27	-46:47:18.19	13,31	0,235	0,189	13,573	—	0,865	INDEF.
V28	16:58:34.42	-45:46:10.93	14,12	10,181	0,233	12,390	1,319	—	INDEF.
V29	16:58:33.15	-46:03:29.11	11,02	0,213	0,410	14,288	1,661	0,491	INDEF.
V30	16:58:31.24	-45:47:17.10	13,44	0,352	0,223	13,616	1,544	0,578	INDEF.
V31	16:58:30.48	-46:06:31.50	12,34	0,206	0,355	15,247	1,177	0,283	INDEF.
V32	16:58:30.22	-45:46:17.36	13,27	0,533	0,777	13,618	1,263	0,369	RR.
V33	16:58:03.91	-45:42:51.78	14,13	0,306	0,170	15,445	1,047	0,299	INDEF.
V34	16:58:03.43	-45:42:01.00	15,32	0,202	2,117	14,726	1,191	0,291	INDEF.
V35	16:58:29.80	-46:01:32.61	09,14	0,405	0,136	14,071	1,397	0,443	INDEF.
V36	16:58:29.18	-45:54:03.74	08,25	13,547	1,156	13,321	—	4,588	INDEF.
V37	16:58:23.70	-45:57:08.62	06,31	1,111	0,322	14,095	2,532	0,851	INDEF.
V38	16:58:22.45	-45:53:58.80	06,54	4,806	0,341	16,540	—	—	INDEF.
V39	16:58:22.25	-45:50:57.45	08,37	3,832	0,208	16,672	2,854	1,007	INDEF.
V40	16:58:21.63	-45:58:12.76	06,75	0,561	0,166	13,980	—	0,766	INDEF.
V41	16:58:20.81	-46:04:57.87	09,51	0,405	0,224	13,905	1,261	0,421	INDEF.
V42	16:58:20.59	-45:46:49.80	11,40	0,422	0,391	13,624	1,461	0,539	Bin.
V43	16:58:20.25	-45:54:26.49	06,12	0,756	0,425	14,849	2,641	0,922	INDEF.
V44	16:58:19.66	-45:44:29.33	13,40	0,222	1,290	14,095	1,470	0,586	INDEF.
V45	16:58:19.02	-45:52:17.09	07,80	0,505	1,193	15,106	4,081	1,531	INDEF.
V46	16:58:16.89	-46:07:37.63	11,40	281,748	0,940	15,243	2,947	1,549	INDEF.
V47	16:58:16.57	-45:52:10.47	06,46	0,204	0,777	15,606	—	—	INDEF.
V48	16:58:15.44	-45:42:45.96	14,54	285,472	0,470	12,770	1,390	0,461	INDEF.
V49	16:58:15.43	-45:54:36.37	05,34	0,350	0,302	16,165	1,362	0,388	INDEF.
V50	16:58:15.16	-45:43:40.81	14,13	0,991	0,436	15,760	1,916	0,515	INDEF.
V51	16:58:14.86	-45:47:07.75	10,46	0,201	0,295	13,882	—	3,260	INDEF.
V52	16:58:13.70	-45:43:14.25	14,20	50,775	0,458	15,072	1,079	0,305	INDEF.
V53	16:58:11.46	-45:52:28.10	05,42	0,286	0,540	15,485	1,987	0,801	INDEF.
V54	16:58:11.17	-45:50:07.45	07,40	0,203	0,155	15,727	1,617	0,514	INDEF.
V55	16:58:10.76	-46:01:53.99	05,54	0,229	0,446	16,432	1,862	0,430	INDEF.
V56	16:58:10.19	-46:07:56.97	11,23	0,829	0,311	14,451	2,140	0,763	INDEF.
V57	16:58:01.35	-45:42:08.01	14,53	0,896	0,558	15,718	0,642	0,600	INDEF.
V58	16:58:01.33	-45:42:46.30	14,15	0,589	0,323	12,336	1,037	—	INDEF.
V59	16:57:21.74	-45:45:15.61	14,46	0,254	0,742	12,547	0,575	—	INDEF.
V60	16:57:08.53	-45:56:34.02	12,16	0,241	0,298	15,470	—	0,329	INDEF.

Tabla 4.2: Continuación.

ID	α_{2000} [hms]	δ_{2000} [° '"]	Dist.(*) [']	Período [días]	Amplitud [mag]	K_s [mag]	$J - K_s$ [mag]	$H - K_s$ [mag]	Clasificación
V61	16:57:08.02	-45:56:51.15	12,23	0,792	0,139	15,014	0,993	0,264	INDEF.
V62	16:57:06.35	-45:52:56.45	13,23	0,301	0,239	12,449	1,303	0,406	INDEF.
V63	16:57:59.45	-45:47:05.28	09,55	0,321	0,161	13,275	1,049	0,351	INDEF.
V64	16:57:59.42	-45:46:23.60	10,36	0,202	0,128	13,768	1,712	0,536	INDEF.
V65	16:57:59.21	-45:51:22.85	05,38	34,012	0,609	14,389	1,124	0,383	INDEF.
V66	16:57:55.80	-45:58:07.00	01,12	1,796	0,297	14,357	0,920	0,211	INDEF.
V67	16:57:55.54	-46:00:24.99	03,27	0,213	0,452	13,238	—	2,729	INDEF.
V68	16:57:54.58	-45:56:20.54	00,59	1,406	0,408	16,053	0,913	0,115	INDEF.
V69	16:57:54.12	-45:58:49.94	02,16	0,286	0,527	15,282	1,242	0,484	INDEF.
V70	16:57:53.75	-45:43:34.15	13,27	76,145	0,245	15,337	1,130	0,443	INDEF.
V71	16:57:52.60	-46:07:22.27	10,26	0,282	0,288	15,253	2,528	0,762	INDEF.
V72	16:57:52.35	-45:57:25.92	01,22	0,215	0,544	15,521	1,508	0,529	INDEF.
V73	16:57:50.02	-46:07:36.81	10,46	10,349	0,204	13,561	4,270	1,608	INDEF.
V74	16:57:05.28	-46:02:18.46	14,70	0,821	0,200	13,416	—	0,411	INDEF.
V75	16:57:49.06	-45:43:31.00	13,39	0,351	0,389	15,249	1,563	0,553	Bin.
V76	16:57:47.44	-45:43:33.42	13,40	0,292	0,527	11,946	1,368	—	INDEF.
V77	16:57:47.25	-46:02:47.61	06,20	0,534	0,623	13,684	2,136	0,748	INDEF.
V78	16:57:46.40	-45:55:01.15	03,25	0,488	0,168	15,510	0,957	0,181	INDEF.
V79	16:57:44.38	-46:01:10.35	05,19	0,270	0,118	15,413	1,834	0,520	INDEF.
V80	16:57:44.34	-45:52:35.57	05,30	0,231	0,328	15,316	1,275	0,427	INDEF.
V81	16:57:43.34	-45:53:08.92	05,15	0,481	0,145	14,780	1,437	0,456	RR.
V82	16:57:43.23	-45:46:22.21	11,13	0,781	0,351	11,414	1,491	—	RR.
V83	16:57:41.27	-45:48:01.08	09,51	143,398	0,308	14,480	1,856	0,597	INDEF.
V84	16:57:41.24	-46:01:41.40	06,13	0,225	0,603	14,458	0,977	0,273	INDEF.
V85	16:57:40.61	-45:48:50.00	09,12	0,482	1,980	13,469	0,879	0,335	INDEF.
V86	16:57:40.52	-45:49:15.62	08,50	1,110	0,242	15,424	1,570	0,353	INDEF.
V87	16:57:04.56	-45:55:39.89	13,19	1,254	0,103	16,317	0,986	0,177	INDEF.
V88	16:57:39.63	-45:47:22.45	10,37	7,892	0,236	12,702	—	3,219	INDEF.
V89	16:57:37.64	-46:07:41.55	11,48	4,251	0,417	14,813	1,945	0,712	INDEF.
V90	16:57:34.48	-45:53:51.93	11,53	28,856	0,668	13,634	0,915	0,283	INDEF.
V91	16:57:32.60	-45:59:05.22	06,35	0,527	0,294	14,325	1,185	0,355	RR.
V92	16:57:32.42	-45:51:58.27	08,34	1,251	0,131	14,468	1,269	0,383	INDEF.
V93	16:57:30.83	-46:06:00.97	11,13	(**)	0,212	16,086	—	—	INDEF.
V94	16:57:30.43	-45:47:32.00	11,39	(**)	0,220	15,272	1,531	0,420	INDEF.
V95	16:57:29.27	-45:47:28.76	11,52	4,206	0,184	13,842	1,805	0,562	Cef.
V96	16:57:28.57	-45:43:53.03	14,59	26,881	0,188	14,807	0,775	0,210	INDEF.
V97	16:57:28.30	-46:07:07.43	12,29	5,699	0,130	14,507	3,458	1,099	Cef.
V98	16:57:28.28	-46:05:45.38	11,25	7,208	0,182	13,758	—	2,605	INDEF.
V99	16:57:27.73	-46:10:20.67	15,17	2,494	0,131	14,355	2,852	1,007	INDEF.
V100	16:57:25.42	-46:07:11.02	12,58	40,614	0,656	14,238	1,495	0,510	Cef.
V101	16:57:24.42	-46:05:10.37	11,38	0,245	0,229	14,744	1,387	0,451	INDEF.
V102	16:57:23.01	-45:58:50.66	08,50	25,250	0,148	12,384	1,822	—	Cef.
V103	16:57:21.56	-46:07:15.31	13,39	(**)	0,577	15,999	1,154	0,489	INDEF.
V104	16:57:20.35	-46:03:18.07	11,14	(**)	0,298	14,154	1,543	0,658	INDEF.
V105	16:57:18.52	-45:56:47.89	09,46	428,015	0,286	14,510	1,370	0,477	INDEF.
V106	16:57:15.13	-46:07:36.15	15,03	2,284	0,970	16,160	1,165	0,190	INDEF.
V107	16:57:14.04	-46:03:49.40	12,51	2,281	0,252	13,543	0,608	0,141	INDEF.
V108	16:57:12.52	-45:57:52.30	11,18	0,245	0,157	14,801	1,784	0,644	Bin.
V109	16:57:12.24	-45:57:02.29	11,20	0,505	0,514	12,709	1,190	—	INDEF.
V110	16:57:11.94	-45:54:41.79	11,38	2,095	0,324	14,965	1,135	0,298	INDEF.
V111	16:57:11.83	-46:07:00.47	15,12	0,938	0,398	14,654	1,919	0,995	INDEF.
V112	16:57:01.42	-45:54:23.18	04,49	(**)	0,970	14,918	1,103	0,399	INDEF.

Tabla 4.2: Continuación.

ID	α_{2000} [hms]	δ_{2000} [° '"]	Dist. (*) [']	Período [días]	Amplitud [mag]	K_s [mag]	$J - K_s$ [mag]	$H - K_s$ [mag]	Clasificación
V113	16:57:56.95	-45:59:56.73	04,33	(**)	0,301	15,277	1,014	0,255	INDEF.
V114	16:58:32.00	-45:46:13.23	09,10	613,172	0,235	15,033	1,114	0,267	INDEF.
V115	16:43:59.00	-46:02:29.63	14,43	(**)	0,384	11,985	—	—	INDEF.
V116	16:29:39.00	-46:08:15.15	13,32	(**)	0,429	15,123	0,913	0,294	INDEF.
V117	16:15:09.00	-45:50:08.48	14,42	(**)	0,174	14,752	0,901	0,285	INDEF.
V118	16:13:06.00	-45:49:39.97	13,47	274,029	0,260	14,292	1,529	0,670	VLP.

(*)Distancia al centro del cúmulo.

(**)Períodos que no lograron ajustarse bien.

4.3. Relaciones Período - Luminosidad

Las distancias se calcularon utilizando las relaciones PL de Minniti et al. (2017) para las variables de tipo *RRL* y para las Cefeidas clásicas y de tipo II, usamos las relaciones empíricas de Dékány et al. (2015) y Matsunaga et al. (2009) respectivamente, tal como fué explicado en la sección 3.3. Esas calibraciones nos permitieron calcular la extinción de cada estrella y con esto las distancias.

Los errores asociados a los cálculos realizados fueron determinados mediante propagación de errores. Se compararon los valores calculados con los artículos de Dékány et al. (2015) y Braga et al. (2018), ambos trabajos realizados con datos extraídos del relevamiento *VVV* en otra regiones. Se han encontrado que nuestros valores están dentro del rango de errores obtenidos por esos autores. Seguidamente se describen los resultados obtenidos para ambos cúmulos de estudio.

Campo del cúmulo NGC 4349

La Tabla 4.3 muestra los resultados de la única candidata a Cefeida, V11, en el campo del cúmulo NGC 4349 . Para la estrella variable V11 se puede ver que la distancia y el valor de enrojecimiento obtenidos del análisis realizado para ambos tipos de Cefeidas no es razonable. Si bien, estas variables son estrellas evolucionadas y muy luminosas las distancias no son las esperadas para la galaxia ya que los valores de enrojecimiento no acompañan los valores de distancia.

Las distancias obtenidas para las nuevas variables *RR Lyrae* rondan entre los 4 *kpc* y los 16 *Kpc* (ver tabla 4.4). Las variables V53 y V56 se las descarta de poder ser estrellas variables *RRL*, ya que sus distancias de 16 *Kpc* junto con los valores de enrojecimiento que se obtienen no son coherentes. En el caso que fuesen *RRL* y a esas distancias deberían tener un valor de enrojecimiento mucho mayor. Las restantes candidatas a *RRL* contienen unos valores de distancias y enrojecimientos acordes.

Tabla 4.3 Parámetros observados y derivados para la candidata a Cefeida de los dos tipos posibles para el campo del cúmulo NGC 4349.

ID	V11
$\langle K_s \rangle$	$14,94 \pm 0,03$
$\langle H - K_s \rangle$	$0,36 \pm 0,04$
$E(H - K_s)_I$	0,36
$A_{K_s I}$	0,58
Dist _I [Kpc]	$75,05 \pm 7,23$
$E(H - K_s)_{II}$	0,31
$A_{K_s II}$	0,51
Dist _{II} [Kpc]	$30,10 \pm 3,75$

 Tabla 4.4 Parámetros observados y derivados para las candidatas a *RR Lyrae* para el campo del cúmulo NGC 4349.

ID	$\langle K_s \rangle$	$\langle J - K_s \rangle$	$E(H - K_s)$	(A_{K_s})	Dist.[Kpc]
V4	$14,33 \pm 0,03$	$0,36 \pm 0,11$	0,15	0,828	$5,06 \pm 0,63$
V5	$13,84 \pm 0,02$	$0,48 \pm 0,04$	0,27	0,146	$4,70 \pm 0,53$
V6	$15,79 \pm 0,03$	$1,17 \pm 0,05$	0,96	0,508	$8,30 \pm 1,23$
V10	$14,19 \pm 0,03$	$1,79 \pm 0,04$	1,58	0,835	$5,40 \pm 0,75$
V17	$15,73 \pm 0,03$	$1,14 \pm 0,04$	0,93	0,492	$11,70 \pm 2,32$
V27	$14,96 \pm 0,02$	$0,42 \pm 0,11$	0,21	0,115	$10,15 \pm 2,28$
V31	$13,82 \pm 0,01$	$1,11 \pm 0,04$	0,90	0,477	$3,24 \pm 0,30$
V49	$15,84 \pm 0,02$	$0,89 \pm 0,10$	0,68	0,360	$9,05 \pm 2,26$
V52	$15,12 \pm 0,10$	$0,90 \pm 0,04$	0,69	0,365	$8,10 \pm 1,23$
V53	$16,08 \pm 0,20$	$1,32 \pm 0,04$	1,11	0,587	$16,50 \pm 4,45$
V56	$16,57 \pm 0,30$	$0,73 \pm 0,11$	0,52	0,276	$16,55 \pm 4,47$
V57	$14,28 \pm 0,04$	$1,45 \pm 0,03$	1,24	0,658	$4,06 \pm 0,39$

Campo del cúmulo NGC 6250

En la Tabla 4.5 se muestran las distancias, enrojecimientos entre otros parámetros obtenidos para las candidatas a Cefeidas en el campo de NGC 6250. Las distancias obtenidas no corresponden a valores razonables dentro de la galaxia junto con los valores de enrojecimiento, por lo tanto, dichas candidatas a Cefeidas se las descarta de que puedan ser dicho tipo de variable. Por otro lado, las candidatas a *RRL* en éste cúmulo (ver Tabla 4.6) presentan distancias razonables que soportan la clasificación asignada a esos objetos.

Tabla 4.5 Parámetros observados y derivados para las candidatas a Cefeidas de los dos tipos posibles para el cúmulo NGC 6250.

ID	V9	V17	V95	V97	V100	V102
$\langle K_s \rangle$	14,53±0,02	11,94±0,13	16,16±0,13	15,27±0,03	14,88±0,02	14,42±0,02
$\langle H - K_s \rangle$	0,40±0,04	1,00±0,04	0,19±0,04	0,48±0,04	0,50±0,04	0,34±0,03
$E(H - K_s)_I$	0,37	0,93	0,15	0,44	0,43	0,28
$A_{K_s I}$	0,61	1,52	0,26	0,73	0,70	0,46
Dist _I [Kpc]	43,81±10,55	42,80±10,53	116,57±31,08	76,22±20,05	232,54±61,17	154,18±31,14
$E(H - K_s)_{II}$	0,33	0,11	0,70	0,40	0,36	0,21
$A_{K_s II}$	0,54	1,41	0,19	0,65	0,59	0,35
Dist _{II} [Kpc]	19,10±4,41	12,58±3,34	50,02±7,74	31,13±6,09	69,06±7,42	49,46±6,74

Tabla 4.6 Parámetros observados y derivados para las candidatas a *RR Lyrae* para el cúmulo NGC 6250.

ID	$\langle K_s \rangle$	$\langle J - K_s \rangle$	$E(H - K_s)$	(A_{K_s})	Dist.[Kpc]
V4	15,50±0,03	1,83±0,02	1,62	0,857	9,16±1.26
V6	13,53±0,02	0,60±0,09	0,39	0,210	5,86±0.68
V21	12,59±0,01	1,94±0,10	1,73	0,915	1,53±0.40
V32	14,81±0,02	1,26±0,03	0,82	0,554	8,00±1.07
V81	12,32±0,01	1,03±0,04	0,92	0,436	2,55±0.23
V82	15,99±0,03	1,13±0,03	0,89	0,486	17,23±2.24
V91	14,90±0,02	1,10±0,04	1,05	0,471	8,64±1.23

4.4. Análisis del estado evolutivo de las nuevas estrellas variables

La examinación de los estados evolutivos de las nuevas estrellas variables detectadas y las caracterizaciones de los campos de los cúmulos estudiados se realizó superponiendo estos nuevos objetos variables en los diagramas color-magnitud (CM) en el IR en los campos de estudio. Las regiones de cada campo se determinaron según el radio externo definido en el trabajo de K13. En las Figuras 4.19 y 4.22 se presentan los diagramas CM en el IR para cada campo. A continuación se detalla el análisis que resultó para cada campo.

Campo del cúmulo de NGC 4349

El campo y la región donde se proyecta el cúmulo NGC 4349 es de población predominantemente joven, esa aseveración es soportada en lo que se observa en la Figura 4.19, donde la densidad estelar se ubica mayoritariamente en la región donde se ubicaría la secuencia principal. La rama de las gigantes y subgigantes se encuentra con poca población estelar, mientras que la zona correspondiente a la población más joven, ligada a lo que sería la secuencia principal hay mayor densidad estelar. Se observa un elevado enrojecimiento diferencial en todo el campo circundante hecho que dificulta enormemente el proceso de descontaminación por estrellas del campo.

La mayoría de las nuevas estrellas variables detectadas se ubican en regiones poco evolucionadas. Se observa una estrella muy evolucionada que se logró clasificar como binaria (V21). Además, un objeto variable (V37) que no se logró poder clasificar de forma precisa se encuentra en dicha región, donde según los valores de período ($P = 271,93$ d) y amplitud ($A = 0,41$) podría corresponderse con el tipo de las variables semirregulares.

Por lo detallado, se concluye que el campo característico de NGC 4349 es de población mayoritariamente joven y que sufre de un elevado enrojecimiento diferencial. Este efecto fue tratado en el trabajo de Majaess et al. (2012), donde lograron descontaminar mediante un proceso estadístico el campo del cúmulo NGC 4349 tomando un radio muy pequeño de $\sim 1'$ (ver Figura 4.20). En cuanto a las estrellas variables clasificadas como *RR Lyrae* (puntos en color verde) es sabido que son objetos que trazan poblaciones viejas.

Por lo expresado estas variables caracterizan regiones proyectadas distantes al fondo del cúmulo. Hay dos *RR Lyrae* (V6 y V10) que se ubican en la región considerada de la rama horizontal, en lo que podría ser la región de inestabilidad.

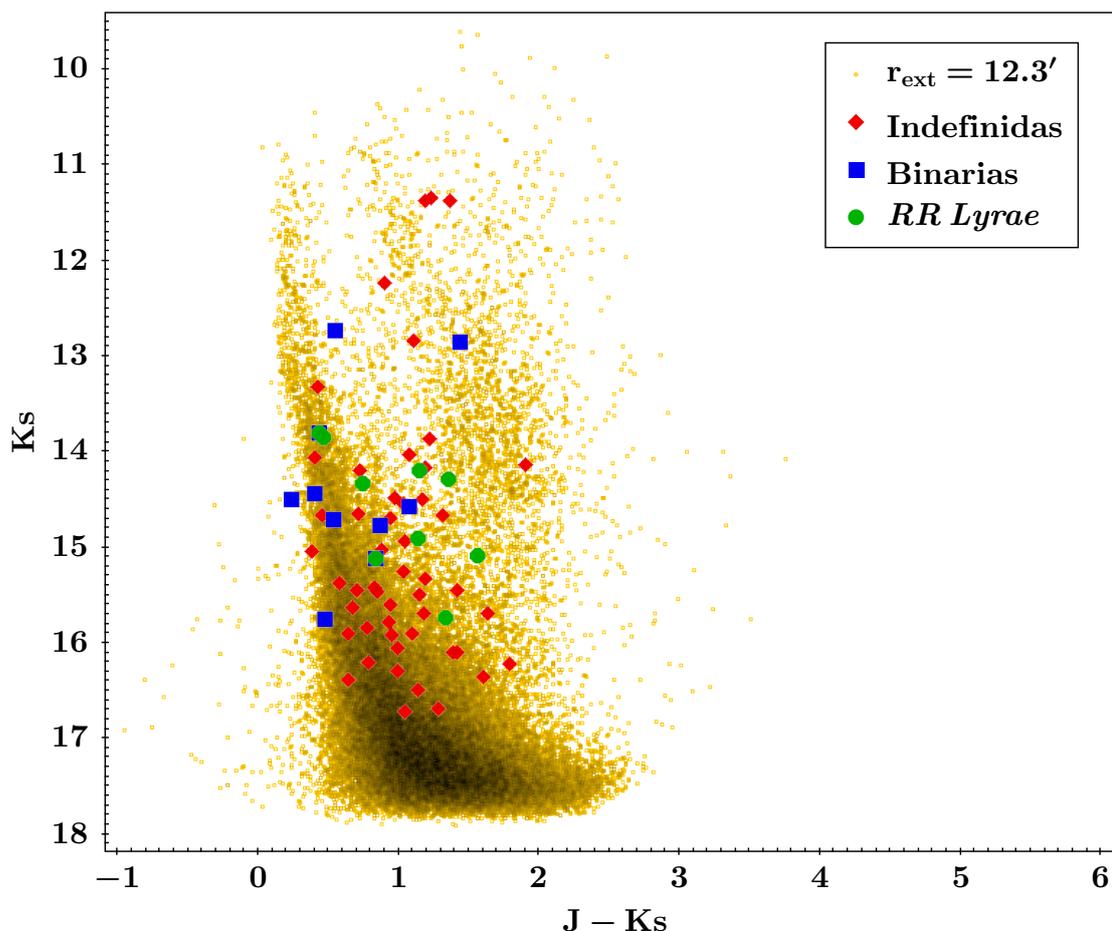


Figura 4.19 Diagrama color-magnitud ($J - K_s$, K_s) del campo de NGC 4349. Los puntos en amarillo representan las estrellas ubicadas dentro del r_{ext} definido por K13. Los diamantes rellenos de color rojo representan las nuevas variables descubiertas que no lograron clasificarse de forma precisa, los círculos rellenos en color verde son las variables clasificadas como *RRL* y los cuadrados rellenos en color azul las nuevas estrellas variables binarias.

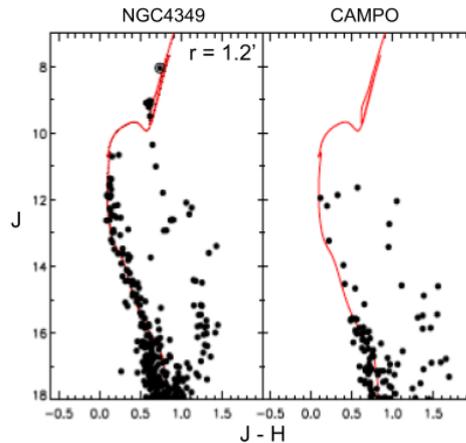


Figura 4.20 Diagrama color-magnitud descontaminado para NGC 4349 y un campo de comparación adyacente que utiliza la fotometría *VVV/2MASS* en las bandas JHK_s . Para mitigar la contaminación por estrellas del fondo el diagrama CM cuenta con estrellas dentro de $r < 1,2'$. La línea de color rojo es la isócrona teórica de Padova adaptada del trabajo de Bonatto et al. (2004). La Figura fue adaptada de Majaess et al. (2012).

Campo del cúmulo de NGC 6250

El campo de NGC 6250 se encuentra proyectado hacia el centro galáctico. Dicha región se encuentra afectada no solamente de elevada densidad estelar, sino, también por el elevado enrojecimiento diferencial. Esos efectos generan que no se pueda lograr distinguir las regiones próximas a la secuencia principal de aquellas más evolucionadas como ser: las ramas gigantes o subgigantes. De igual forma que para el campo descrito anteriormente, el proceso de descontaminación ha resultado ser de gran dificultad al encontrarse fuertemente afectado por elevada extinción diferencial. Lo expresado se evidencia en la Figura 4.21 donde se puede observar que justamente para las coordenadas del campo ($l = 340,6^\circ$, $b = -1,64^\circ$), región recuadrada en color negro es una región con elevado enrojecimiento $E(J - K_s)$.

Las nuevas variables detectadas en el campo de NGC 6250 tienden a ubicarse en la parte superior del diagrama de la Figura 4.22. Por su lado, las estrellas variables clasificadas como binarias (cuadrados rellenos azules) se ubican en diversos estados evolutivos. Una variable clasificada como *RR Lyrae* (V81) se ubica saliendo de la región de la secuencia principal, donde podría encontrarse la región de inestabilidad.

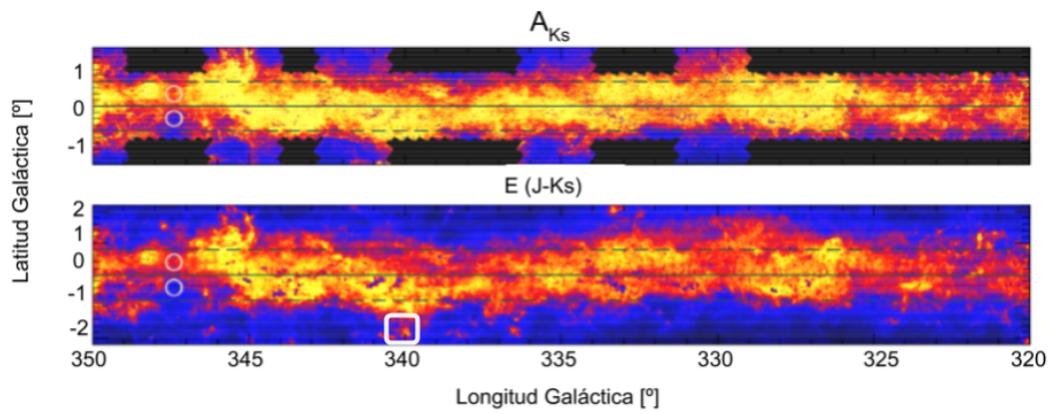


Figura 4.21 Figura similar a la 3.1 en donde se remarca en cuadrado blanco la región de interés (*tile* 32).

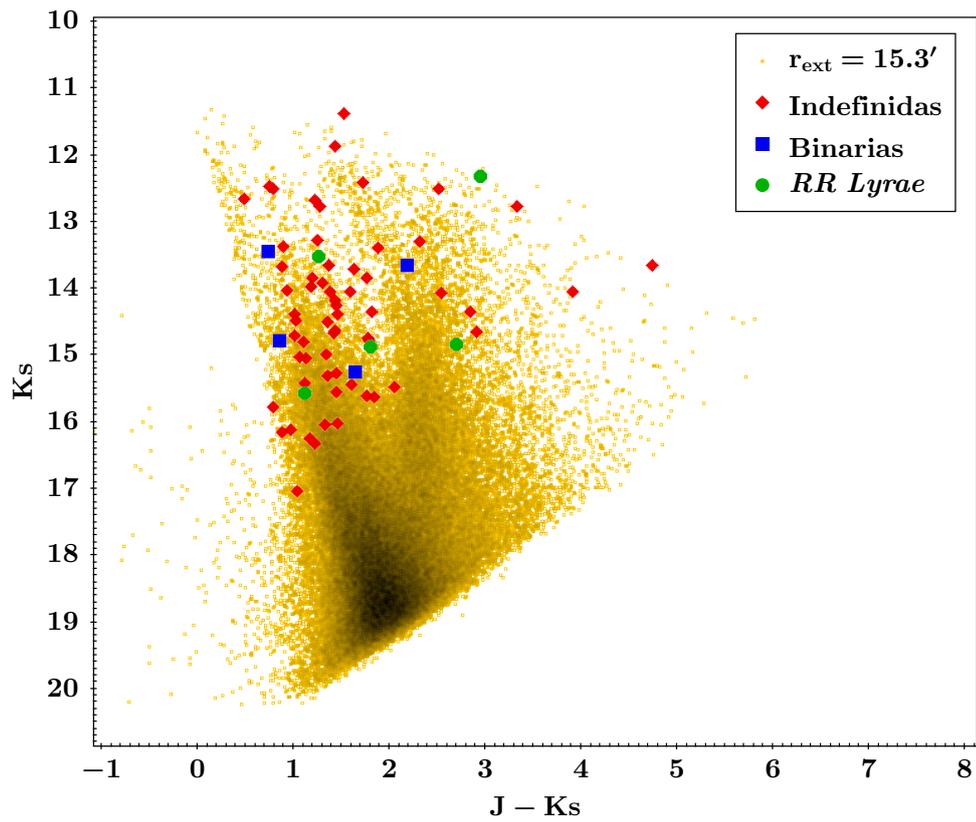


Figura 4.22 Ídem Figura 4.19 para el campo de NGC 6250.

Capítulo 5

Resultados y comentarios finales

En este Trabajo Especial de la Licenciatura de Astronomía se presentó un estudio de detección y clasificación de variabilidad estelar en los campos de los cúmulos abiertos NGC 4349 y NGC 6250 utilizando fotometría infrarroja del relevamiento *VVV*.

En los campos mencionados se realizó la búsqueda y detección de estrellas variables utilizando un *software* automatizado (Dékány et al. 2013), el cual se basa en el índice de Stetson para detectar variabilidad, y calcula un período preliminar con los estimadores *GLS* y *PDM*. Con esta base de datos de curvas de luz, el estudio consistió en refinar, para la muestra seleccionada, los periodos iniciales mediante un análisis de Fourier y obtener así las curvas de luz finales con sus respectivas amplitudes, junto con las magnitudes y colores medios en las bandas *J*, *H* y *K_s*.

Los criterios para la clasificación fueron: la inspección visual de las curvas de luz, el diagrama de Bailey, las relaciones PL (para Cefeidas y *RRL*) y como método adicional el análisis evolutivo en los diagramas de los campos de ambos cúmulos. Para dicho método, se confeccionaron los diagramas color-magnitud de los campos de los cúmulos seleccionados en diferentes radios, y se superpusieron sobre ellos las estrellas variables detectadas. Esto sirvió para comparar su estado evolutivo con la clasificación asignada y estimar las categorías para las variables que se denominaron indefinidas.

En una primera instancia, en la región NGC 4349 se detectaron 120 nuevas estrellas variables, de las cuales solo 75 han quedado luego del primer refinamiento. De estas estrellas variables, una estrella se clasificó como candidata a Cefeida (V11), 12 candidatas a estrellas *RR Lyrae*, una variable de largo periodo, 10 sistemas binarios

eclipsantes (3 sistemas binarios de contacto, 1 sistema binario semi-separado y 6 sistemas binarios separados) y 51 estrellas sin categoría definida. Mediante el cálculo de la distancia para las candidatas a Cefeida y *RR Lyrae*, con la relación PL correspondiente, se encontró que las variables V11, V53 y V56 no resultaron ser Cefeida y *RRL* respectivamente. Esto se debe a que las distancias y/o enrojecimientos obtenidos no son coherentes para objetos galácticos.

Para la región de NGC 6250, se encontraron 118 nuevas variables; clasificadas en una primera instancia como 7 *RR Lyrae*, 6 Cefeidas, 4 sistemas binarios, 1 variable de largo período y 100 de categoría indefinida. Mediante el cálculo de la distancia para las candidatas a Cefeidas y *RR Lyrae*, con la relación PL correspondiente, se encontró que ninguna de las candidatas a Cefeidas resultó ser de dicha clase. En el caso de las candidatas a *RRL* sus distancias son coherentes con las absorciones hacia las regiones internas del disco galáctico.

En resumen, detectamos un total de 193 nuevas estrellas variables en los campos proyectados de los cúmulos abiertos NGC 4349 y NGC 6250, resultado que se logró de comparar las coordenadas de cada candidata a estrella variable con el catálogo de estrellas variable OGLE. Entre esos nuevos objetos variables 28 resultaron ser no periódicos, los restantes son periódicos de diferentes tipos. De los cuales, un total de 10 objetos se han logrado seleccionar para un posterior análisis espectroscópico y/o modelización de los sistemas binarios según corresponda y de esta forma contribuir con nuevas curvas de luz *templates* en el IR.

Obtuvimos una mayor información en el análisis del estado evolutivo en los diagramas en los campos de ambos cúmulos para aquellos objetos variables de los cuales no se logró una clasificación certera. En particular, V37 ubicada en el campo de NGC 4349, según su período y amplitud se la clasifica de forma preliminar como una variable del tipo semirregular.

Los errores calculados en las distancias se compararon con los valores que se encuentran en la literatura, en particular los calculados en Braga et al. (2018) y Dékány et al. (2015), presentando un completo acuerdo en los rangos obtenidos. En nuestro análisis encontramos que 5 objetos presentan errores en las distancias entre 9-10 %, 15 entre 10-20 % y sólo 6 una incerteza ≥ 20 %.

Este nuevo abordaje de búsqueda de variables en campos de cúmulos abiertos

mediante el relevamiento VVV permite descubrir la apreciable cantidad de estrellas variables presentes en el plano de nuestra Galaxia y sus particulares características antes no conocidas en el óptico. La necesidad de inferir estas nuevas características fue la motivación de este trabajo para contribuir y aumentar la base de estrellas “*templates*” conocidas en el IR cercano, la cual es aún escasa. La búsqueda en estas regiones particulares (campos de cúmulos abiertos) posibilita una mejor caracterización para las candidatas miembros.

Capítulo 6

Apéndice I: Otros objetos variables

Entre los objetos detectados en las regiones estudiadas se distinguen algunos que poseen una variabilidad a la cual mediante el proceso y análisis descripto no se le ha podido asignar una clasificación, ya sea porque el período obtenido no representa un valor lógico o porque las curvas de luz poseen unas incertezas mayores en relación a la amplitud en la magnitud. Esos objetos se los ha designado como “indefinidos”; los valores de los parámetros se detallan en las tablas 4.1 y 4.2. Las correspondientes curvas de luz de dichos objetos para cada region estudiada se muestran en las Figuras 6.1 - 6.11.

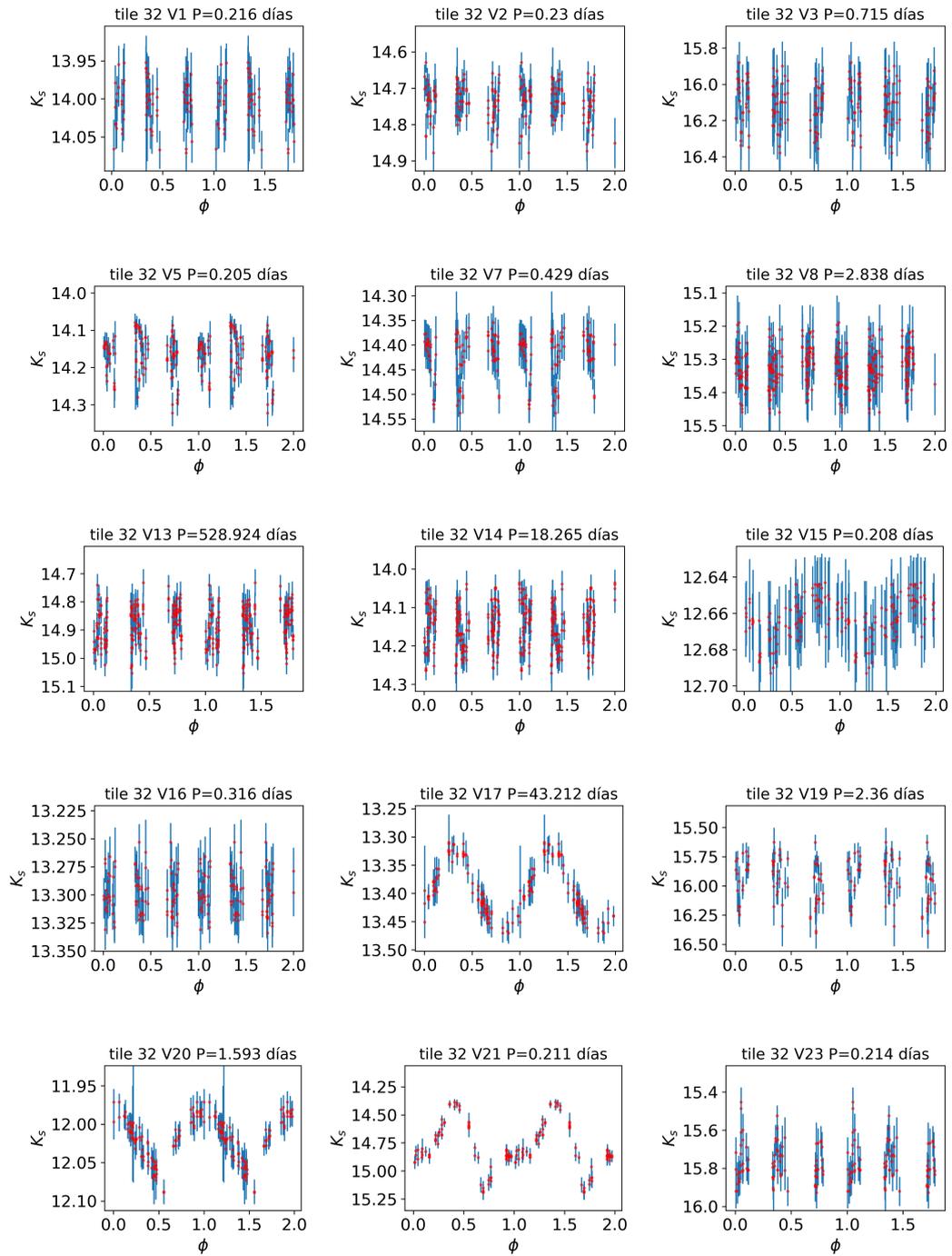


Figura 6.1 Curvas de luz de las estrellas variables del tipo indefinidas ubicadas en el campo de NGC 6250. Los parámetros de estas estrellas son presentados en la (Tabla 4.2). En todos los casos se muestra la variación de la magnitud K_s en función de la fase orbital. Se presentan las identificaciones y períodos (en días) de cada variable.

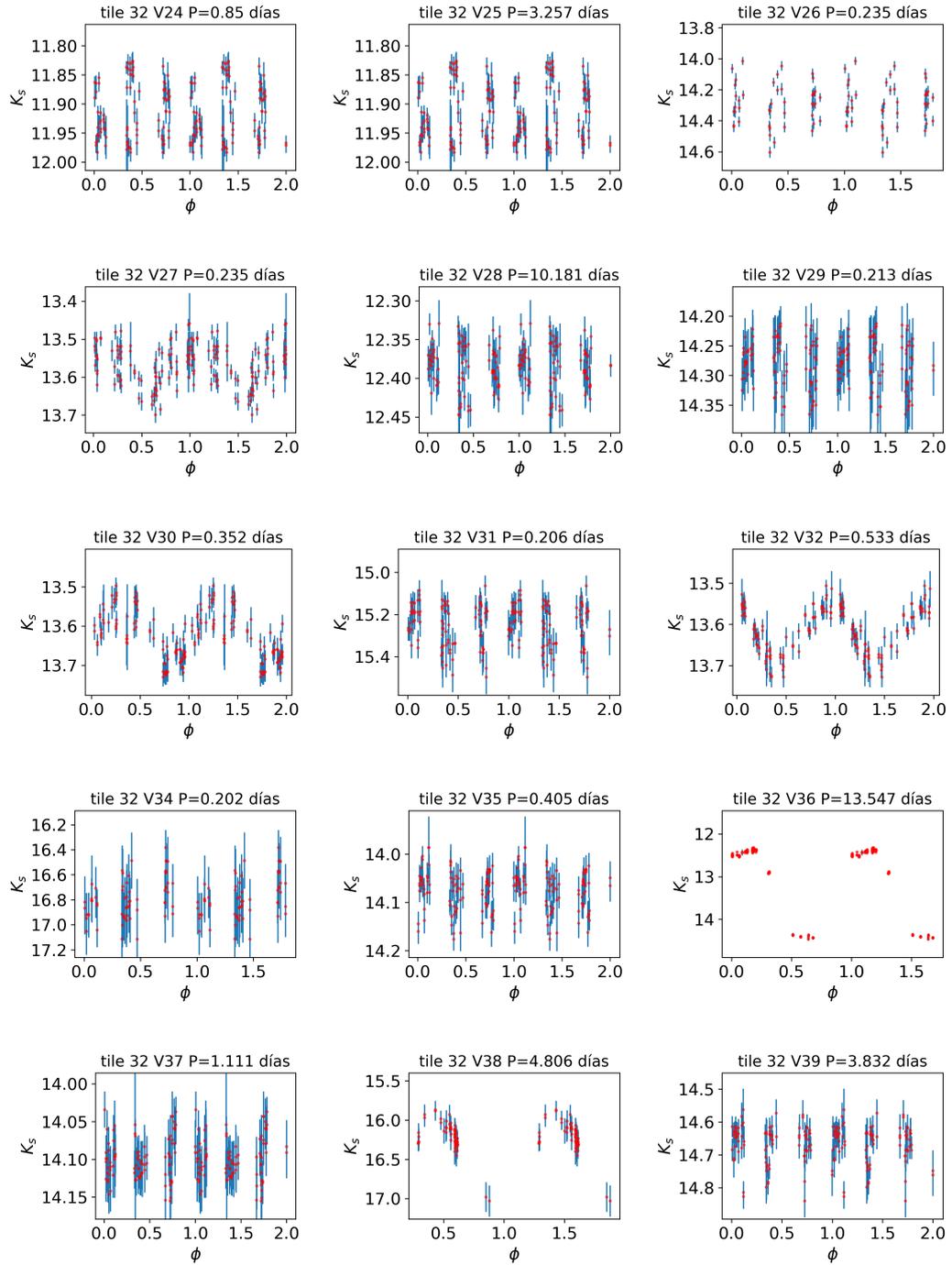


Figura 6.2 Figura 6.1 continuación.

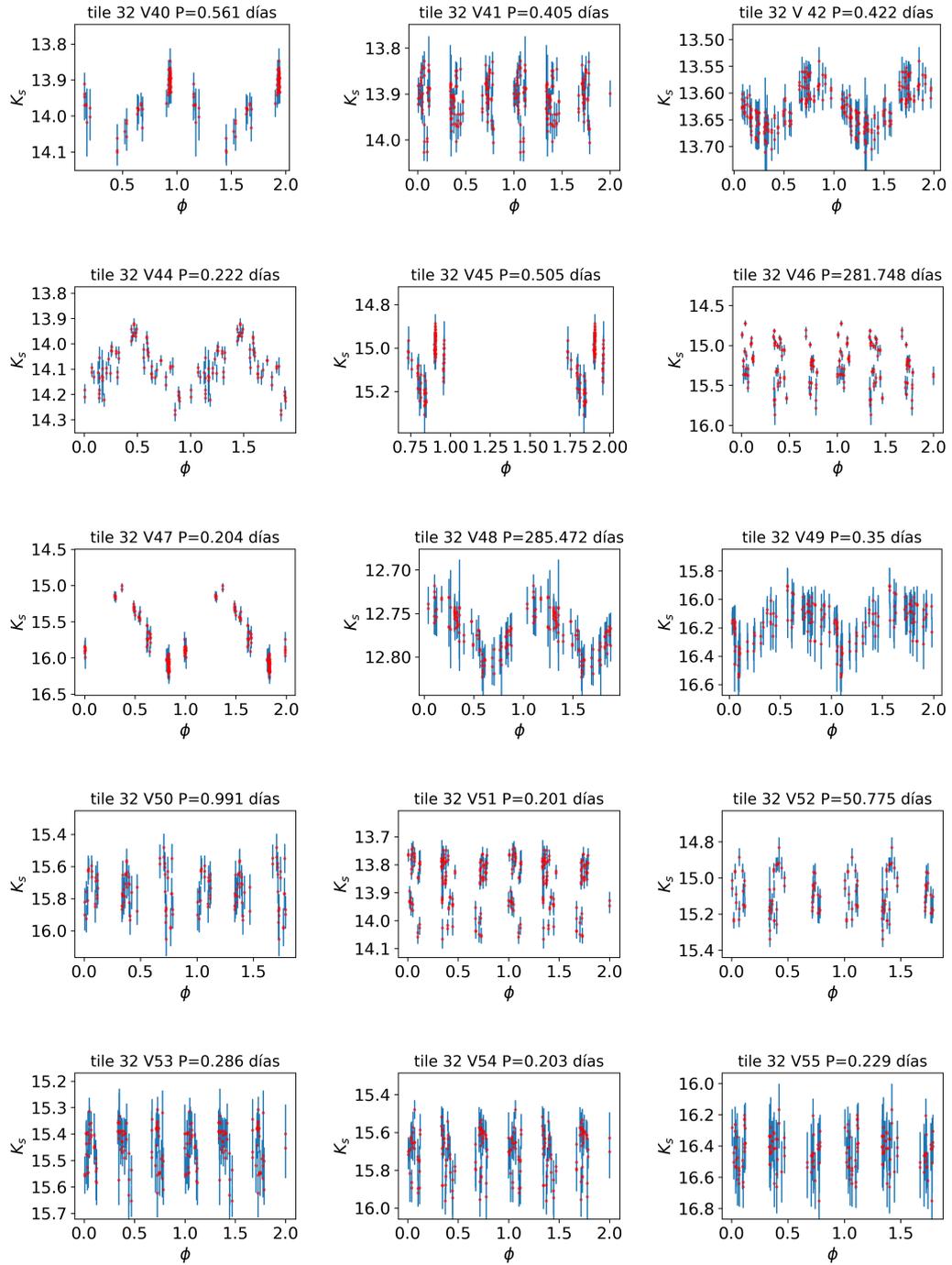


Figura 6.3 Figura 6.1 continuación.

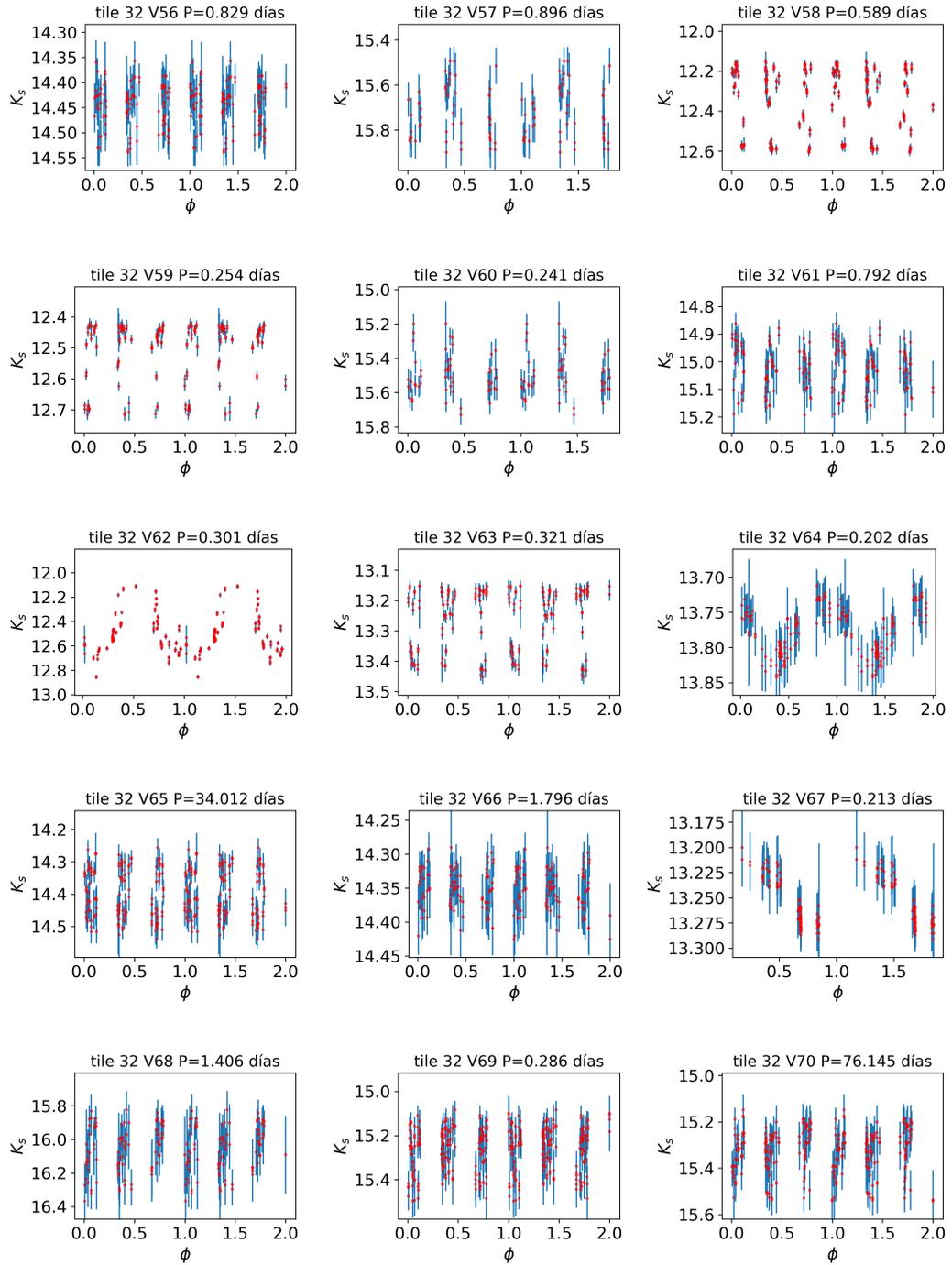


Figura 6.4 Figura 6.1 continuación.

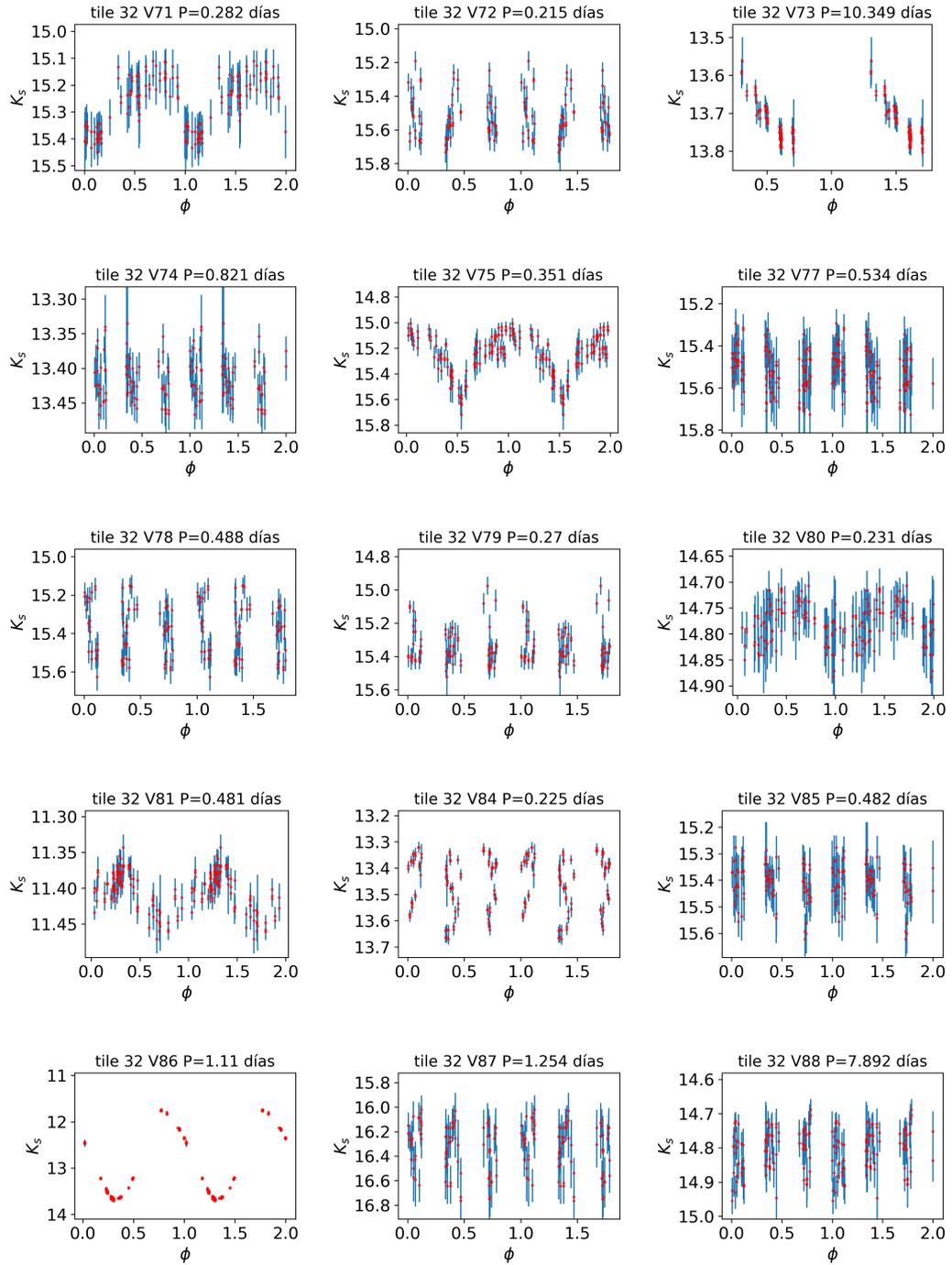


Figura 6.5 Figura 6.1 continuación.

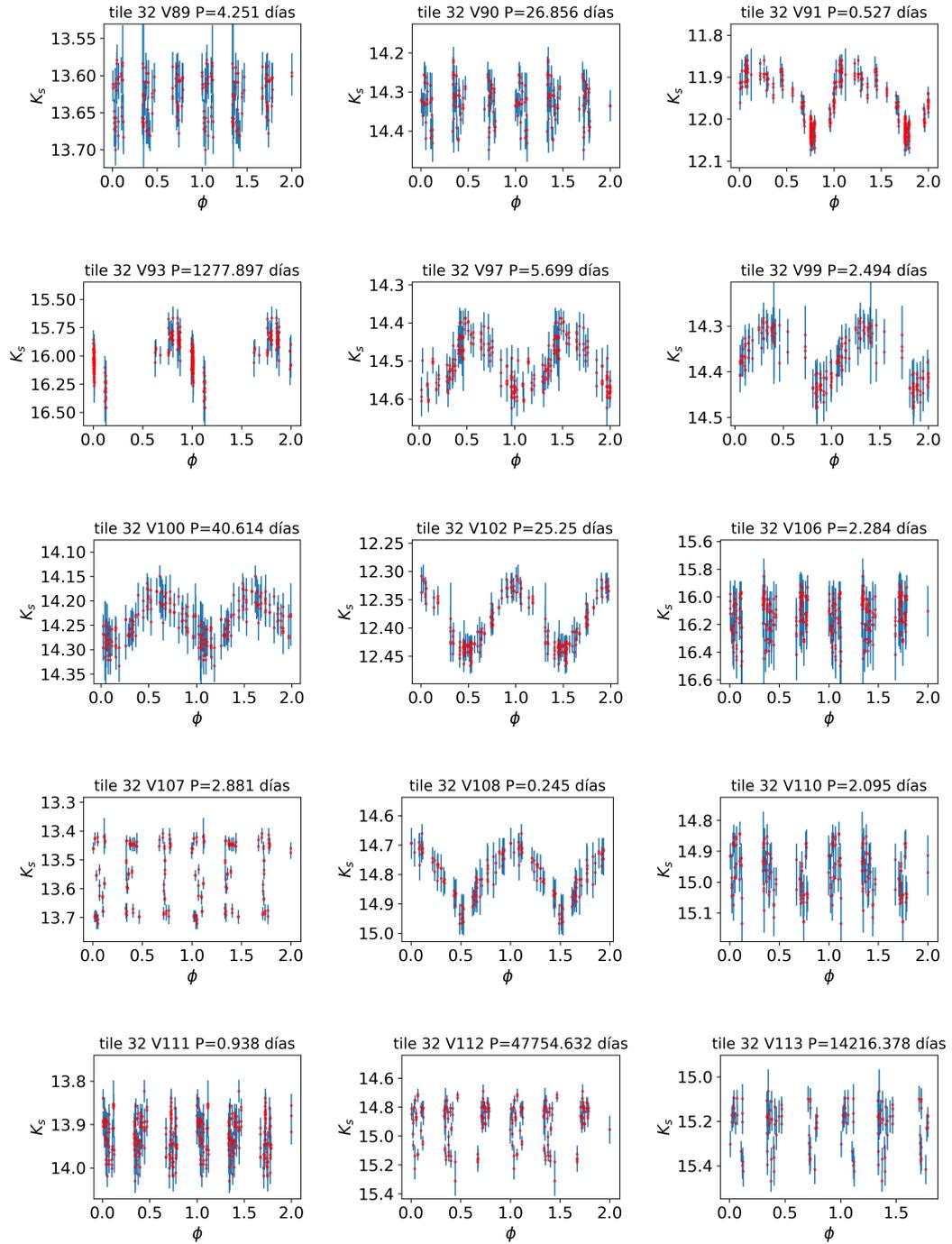


Figura 6.6 Figura 6.1 continuación.

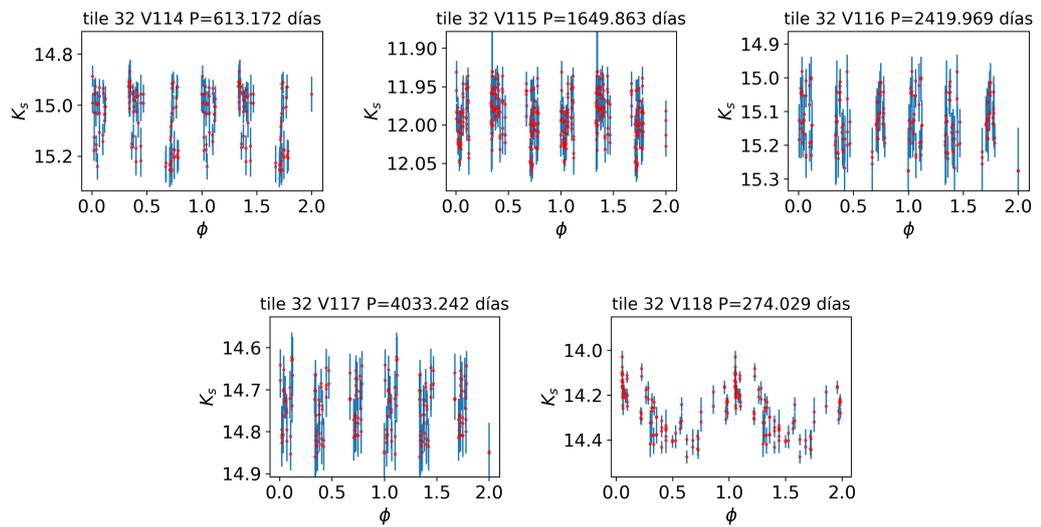


Figura 6.7 Figura 6.1 continuación.

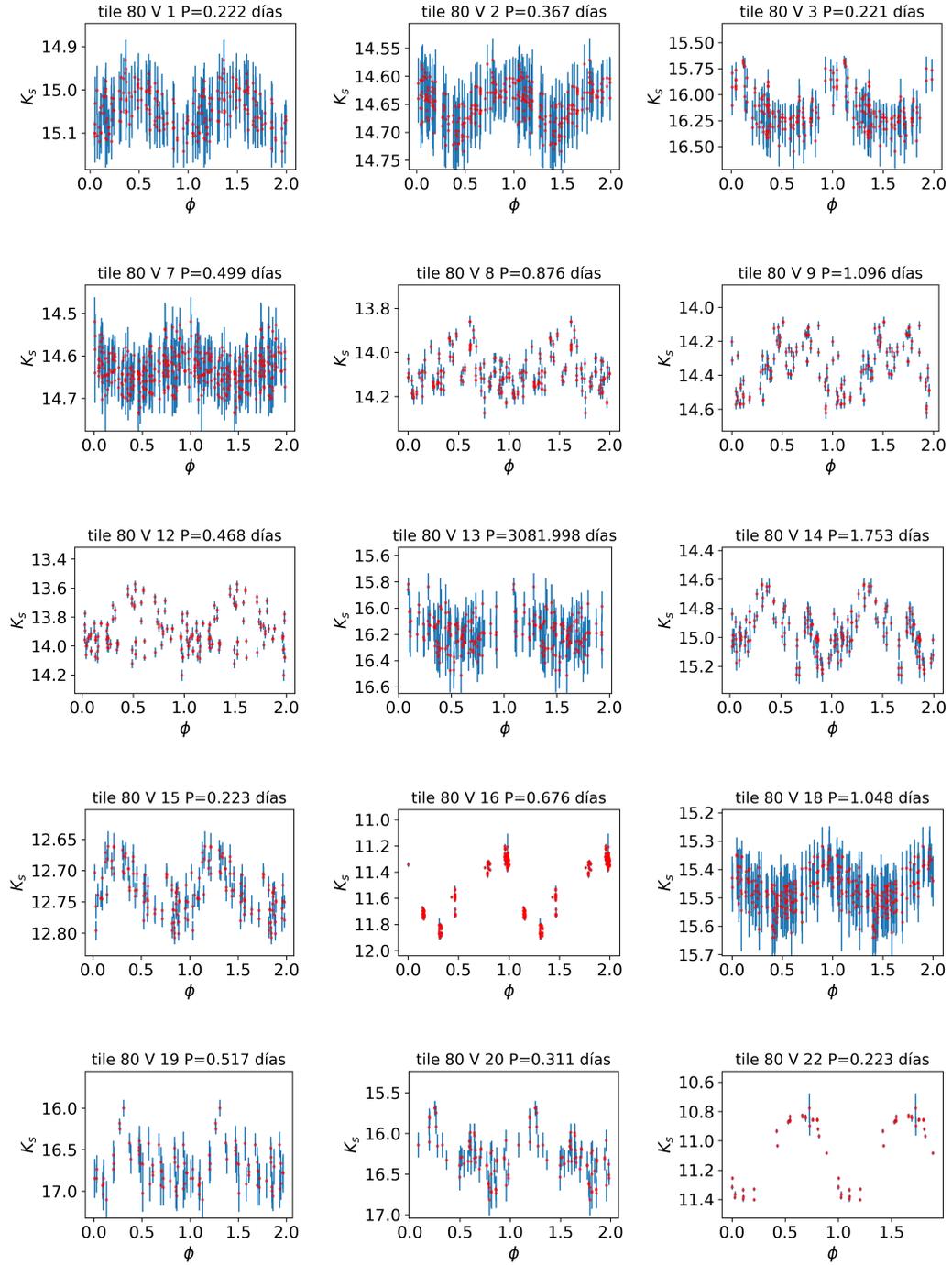


Figura 6.8 Ídem como en la Figura 6.1 en el campo de NGC 4349.

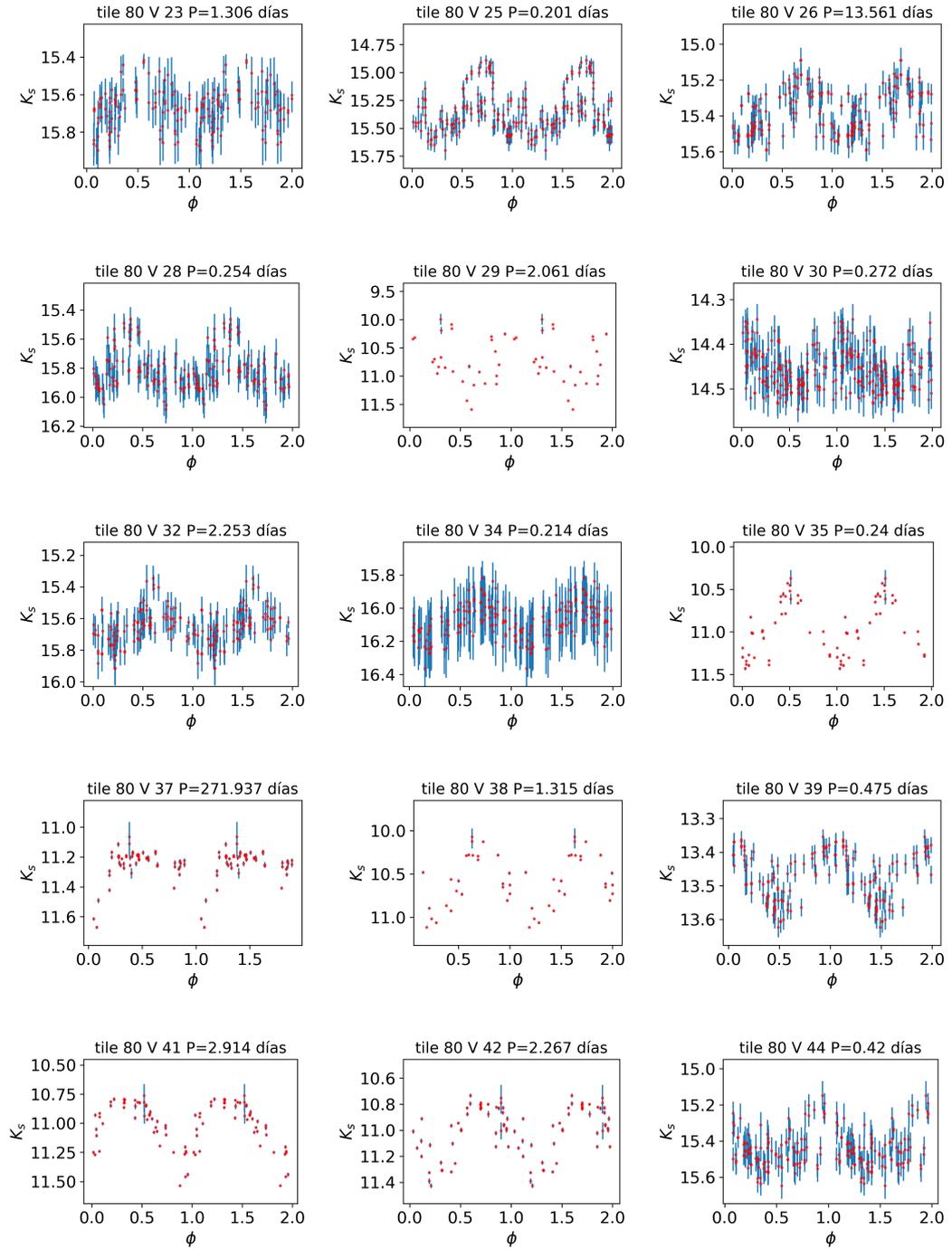


Figura 6.9 Figura 6.8 continuación.

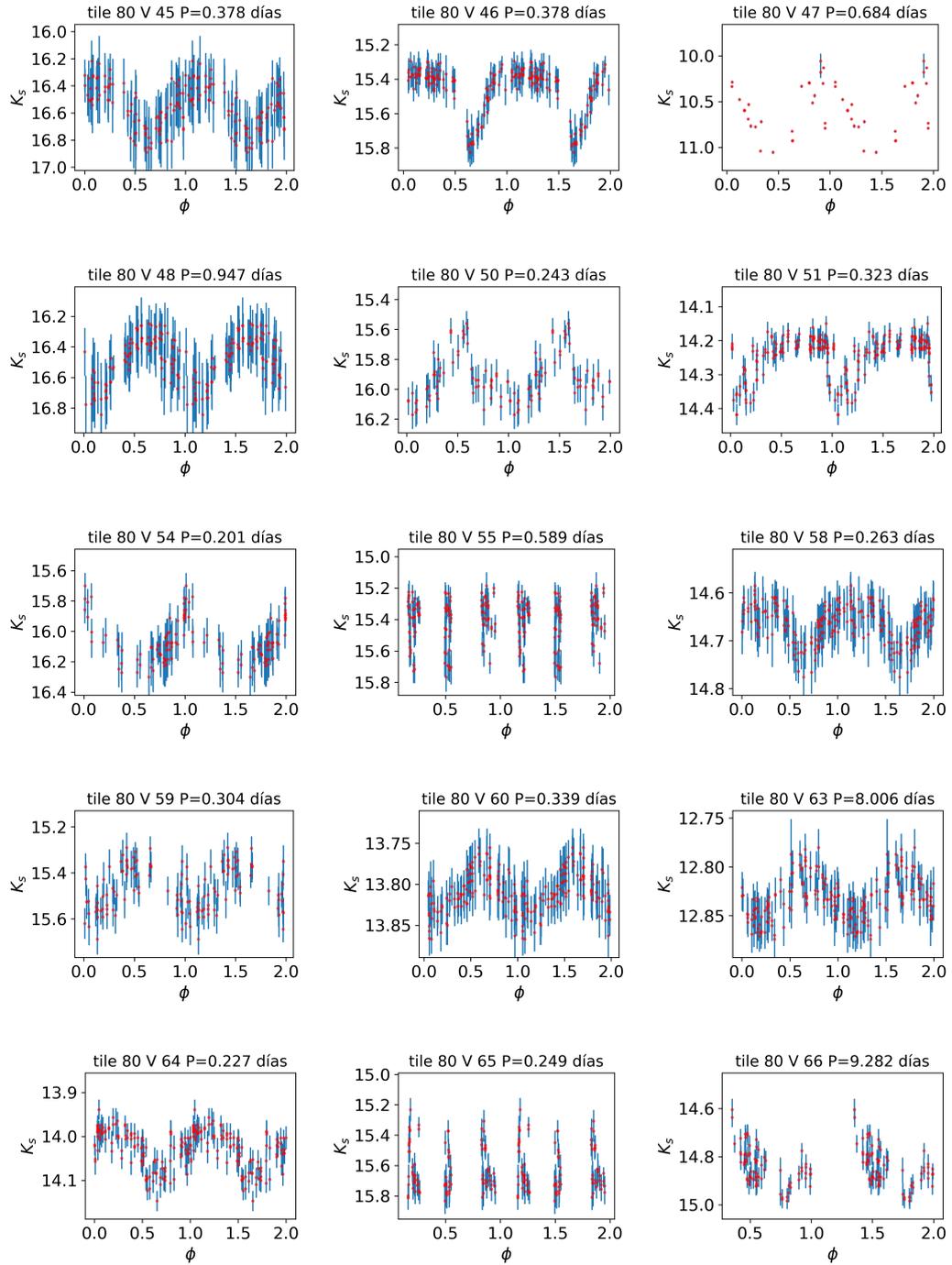


Figura 6.10 Figura 6.8 continuación.

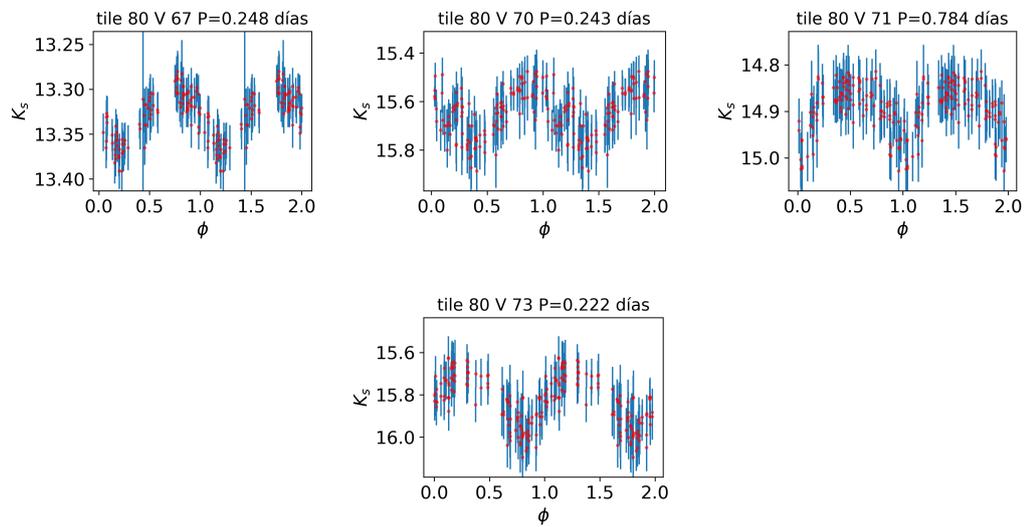


Figura 6.11 Figura 6.8 continuación.

Agradecimientos

En primer lugar agradezco profundamente al “profe” **Juan J. Clariá**, por recibirme y aceptarme en el grupo con tanto cariño. Por darme un lugar de trabajo en el OAC y por preocuparse siempre en mis avances académicos. Por atenderme, sostenerme, y alentarme en cada caída o decepción. Por acompañarme en cada etapa con valiosos consejos. Por brindarme todo lo que tenía a su alcance y mucho más. GRACIAS por la pasión que siente y trasmite por el conocimiento y la ciencia!

Al **Grupo de astrofísica estelar**: A cada uno de ellos por tratarme siempre muy bien, alentarme y estar atentos. En especial al “profe” Clariá, que me abrió las puertas del grupo. A **Celeste** por la enorme generosidad y bancarme durante el tiempo que compartimos oficina. A **Simón** por estar siempre tan atento y el buen humor que lo caracteriza. A **Andrea** y **Luciana** por aceptar ser tribunal del trabajo especial y hacer que la última etapa sea más que agradable y fructífera. Gracias por los comentarios, sugerencias y devoluciones.

A **Tali** y **Caro** quienes aceptaron ser mis directoras sin ningún requisito más que el de poner esfuerzo y tener ganas en realizar el trabajo propuesto. Gracias porque me iniciaron a la carrera de investigación. Con ustedes aprendí a pulir mis ideas hasta estar segura de poder defenderlas frente a cualquier tribunal.

Al **personal del Observatorio Astronómico de Córdoba** en general, por todo lo que de una u otra manera aportaron para que yo pueda realizar y terminar este trabajo.

A mis **padres** por la libertad que siempre me expresaron en dejarme elegir estudiar lo que a mi me gustara. En particular a mi **madre** por su incansable ternura y palabra. Gracias por darme el cielo de todos los días.

A mi hermano **Claudio** por ser seguro la inspiración para que me empiece a gustar la astronomía. Gracias por el tiempo compartido y empuje preciso ante cada estudio y rendida.

A la **Universidad Pública**, imposible haber podido estudiar sin una universidad pública y gratuita. Gracias a quienes lucharon, luchan y lucharán en defensa de la educación pública.

Gracias a quienes me acompañaron estos largos años. Por estar siempre, bancarme y ser tan generosos en cada etapa. A los de siempre y a los que se sumaron en la última etapa. Por la continua preocupación y ánimo. Por la infinidad de veces que me extendieron la mano sólo para aliviarme y verme tranquila.

A **Bruno** por ayudarme a programar en python las bellas curvas de luz. Gracias por tu valioso tiempo.

A **Adri** (“la changa”) por su dedicación y aporte para que el escrito mejore. Gracias por estar siempre y ante el aviso de último momento. Gracias por los consejos y recomendaciones. Gracias changa!

A **Fla** por bancarme fuertemente y darme el impulso todos los días en la última etapa. Gracias por el gran empuje que me brindaste y aguantarme en las pálidas.

A **Anto** por estar SIEMPRE!

A **Luisito** por ayudarme y enseñarme a realizar el video de curvas de luz para la presentación.

A **Chuti** ya que sus hechos fueron más que palabras. Gracias querido!

A **Javi, Leo, Mili, Flor** por nuestros largos años de amistad y por estar siempre cuando los necesito. Por sus consejos y cariño!!!

A “**VOSS2018**” quienes no sólo me brindaron un mes de excelente academia sino que me queda una familia de por vida.

A **Gabriela Navarro** por el gran acompañamiento, preocupación y ocupación para con el trabajo final. Gracias NEGRA querida!

Al **Relevamiento VVV (Variables en la Vía Láctea)** por suministrar los datos para que se pueda realizar el presente trabajo especial de la Licenciatura en Astronomía. Especialmente a **Dante Minniti** por su disponibilidad de tiempo en revisar la clasificación de las curvas de luz y expresar el gran entusiasmo para con la ciencia. Este trabajo especial de la Licenciatura en Astronomía fue basado en las observaciones recopiladas en el Observatorio Europeo del Sur bajo el programa 179.B-2002 de ESO (relevamiento VVV).

Sin ninguno de ellos/as no hubiese podido concluir este gran esfuerzo de tantos años.

Bibliografía

Alcock, C., Allsman, R., Axelrod, T. et al., 1993, AAS, 183, 8401

Alonso-García, J., Mateo, M., Sen, B. et al., 2012, AJ, 143, 70

Anderson, R. I. et al., 2016, MNRAS, 591, 8

Angeloni, R., Contreras Ramos, R., Catelan, M. et al., 2014, A&A, 567, 100

Argelander, F. W. A., 1844, Aufforderung an freunde der astronomie, en Schumacher, H. C. (1844) Jahrbuch für 1844, 122-254

Argelander, F. W. A., 1859-1862, Bonner Sternverzeichniss, erste bis dritte Sektion, Astronomischen Beobachtungen auf der Sternwarte des Koeniglichen Rhein., Friedrich-Wilhelms-Universitat zu Bonn, Bande 3-5.

Baade, W., 1944, ApJ, 100, 137

Barbá, R. H., Roman-Lopes, A., Nilo Castellón, J. L. et al., 2015, A&A, 581, 120

Becker, F., 1951, Bonner Durchmusterung, Noerdlicher Teil, Deklinations-Zonen -1 bis +89 grade Sternverzeichnis, dritte, berichtigte Auflage (Bonn: Ferd. Duemmlers Verlag)..

Bersier, D., Burki, G., Mayor, M. & Duquennoy, A., 1994, A&AS, 108, 25

Bhardwaj, A., Kanbur, S. M., Marconi, M. et al., 2017, ArXiv e-prints,

ArXiv: 1704.02098

Bhardwaj, A., Rejkuba, M., Minniti, D. et al., 2017, *A&A*, 605, 100

Bhardwaj, A., Macri, L. M., Rejkuba, M. et al., 2017, *AJ*, 153, 154

Bica, E., Dutra, C. M., Barbuy, B. et al., 2003, *A&A*, 397, 177

Bica, E., Bonatto, C., Blumberg, R. et al., 2006, *A&A*, 460, 83

Blazhko, S., 1907, *Astron. Nachr*, 175, 325

Bonatto, C., Bica, E., Girardi, L. 2004, *AA*, 415, 571

Bono, G., Caputo, F., Santolamazza, P. et al., 1997, *A&A*, 317, 171

Bono, G., Marconi, M., Stellingwerf, R. et al., 1999, *ApJS*, 122, 167

Bono, G., Castellani, V., Marconi, M. et al., 2000, 529, 293

Bono, G., Caputo, F., Marconi, M. et al., 2010, *ApJ*, 715, 277

Borissova, J., Kurtev, R., Peñaloza, F. et al., 2011, *Rev. Mex. AA*, 40, 267

Borissova, J., Chené, A. -N., Ramírez Alegría, S. et al., 2014, *A&A*, 569, 24

Braga, V. F., Stetson, P. B., Bono, G. et al., 2016, *AJ*, 152, 170

Braga, V. F., Bhardwaj, A., Contreras Ramos, R. et al., 2018, ArXiv e-prints, ArXiv: 1808.10838

Caputo, F. et al., 2005, *ApJ*, 629, 1021

Carney, B. W., Fullbright, J. P., et al., 1995, *AJ*, 110, 1674

Catelan, M., Pritzl, B. J. & Smith, H. A., 2004, *ApJS*, 154, 633

Catelan, M. et al., 2013, in *40 Years of Variable Stars: A Celebration of Contributions by Horace A. Smith* (ed. K. Kinemuchi et al.), 139, arXiv:1310.1996

Chen, W. P., Chew, C. W., Schu, C. G. et al., 2003, *AAS*, 35, 734

Chen, L., Hou, J. L., Wang, J. J. et al., 2003, *AJ*, 125, 1397

Clariá, J.J., Piatti, A. E. et al., 2007, *MNRAS*, 379, 159

Cox, J. P., 1980, *SS Rev.*, 27, 389

Dambis, A. K., 1999, *PAZh*, 25, 10

Dalton, G. B., Coldwell, M., Ward, A. K., 2006, *SPIE*, 6269

Dékány, I., Minniti, D., Catelan, M. et al., 2013, *ApJ*, 776, 19

Dékány, I., Minniti, D., Majaess, D. et al., 2015, *ApJ*, 812, 29

Dékány, I., Minniti, D., Hajdu, G. et al., 2015, *ApJ*, 799, 11

de la Fuente Marcos, R., & de la Fuente Marcos, C. et al., 2009, *A&A*, 500, 13

de la Fuente Marcos, R., & de la Fuente Marcos, C. et al., 2010, *AJ*, 719, 104

Delgado Mena, E., Tsautaki, M., Sousa, S. G. et al., 2016, *A&A*, 587, 66

Dias, W. S., Alessi, B. S., Moitinho, A., Lépine, J.R.D., 2002, *A&A*, 389, 871

Di Criscienzo, M., Caputo, F., Marconi, M. et al., 2007, *A&A*, 471, 893

Emerson, J. P., Irwin, M. J. et al., 2004, SPIE, 5493, 401

Eyer, L. & Mowlavi, N. et al., 2008, Journal Of Physics: Conference Series, Vol. 118

Feinstein, C., Vergne, M., Martínez, R. et al., 2008, MNRAS, 391, 447

Fiorentino, G., Bono, G., Monelli, M. et al., 2015, ApJ, 798, 12

Freedman, W. L. & Madore, B., 1992, ApJ, 396, 80

Freedman, W. L. et al., 2001, ApJ, 553, 47

Friel, E. D., 1995, A&A Rev., 33, 381

Gautschy, A. & Saio, H., 1996, A&A Rev., 34, 551

Gill, D., et al., 1896, The Cape Photographic Durchmusterung: for the Equinox 1875. Part 1: Zones -18 deg. to -37 deg., Annals of the Cape Observatory, Vol. 3, London: Darling

Gill, D., et al., 1897, The Cape Photographic Durchmusterung: for the Equinox 1875. Part 2: Zones -38 deg. to -52 deg., Annals of the Cape Observatory, Vol. 4, London: Darling

Gill, D., et al., 1900, The Cape Photographic Durchmusterung: for the Equinox 1875. Part 3: Zones -53 deg. to -89 deg., Annals of the Cape Observatory, Vol. 5, London: Darling

González, O., 2014, Comunicación privada.

Goodricke, J., 1785, Philosophical Transactions Royal Society London, 75, 153-164

Goodricke, J., 1786, Philosophical Transactions Royal Society, 16, 56

- Gramajo, L. V, Palma, T., Clariá, J. J. et al., 2018, BAAA, 60, 17-19
- Gran, F, Minniti, D., Saito, R. K. et al., 2015, A&A, 575, 114
- Groenewegen, M.A.T., 2005, A&A, 439, 559
- Gromadzki, M., Kurtev, R., Folkes, S. et al., 2013, Mm SAI, 84, 980
- Harris, H. C., 1985, AJ, 90, 756
- Helminiak, K. G., Devor, J., Minniti, D. et al., 2013, MNRAS, 432, 2895
- Hempel, M., Minniti, D., Dékány, I. et al., 2014, Msng., 155, 29
- Irwin, M. J., Lewis, J., Hodgkin, S. et al., 2004, SPIE, 5493, 411
- Jeffery, C. S. & Saio, H. et al., 2016, MNRAS, 458, 1352
- Kuestner, F., 1903, Bonner Durchmusterung des Noerdlichen Himmels, zweite berichtigte Auflage, Bonn Universitats Sternwarte (Bonn: A. Marcus und E. Weber's Verlag)
- Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Schillbach, E. et al., 2013, A&A, 558, 53
- Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S. et al., 2005, A&A, 438, 1163
- Kholopov, P. N. et al., 1985, General catalogue of variable stars, Fourth Edition, (Moscow)
- Kopal, Z. et al., 1968, Annales d'Astrophysique, 18, 379
- Kunder, A, Stetson, P. B., Csiszi, S. et al., 2013, AJ, 146, 119
- Leavitt, H.S. & Pickering, E.C. 1912, Harvard College Observatory, 173, 1

Lewis, J., Irwin, M. J., Bunclark, P. et al., 2010, ASPC, 434, 91

Levenhagen, R. S., & Leister, N. V. et al., 2006, MNRAS, 371, 252

Longmore, A. J., Fernley, J. A., Jameson, R. F. et al., 1986, MNRAS, 220, 279

Lynga, G. & Palous, J., 1987, A&A, 188, 35

Madore, B., & Freedman, W. L., 1991, PASP, 103, 933

Majaess, D., Turner, D., Moni Bidin, C. et al., 2012, A&A, 537, 4

Marcionni, N., Clariá, J.J., et al., 2014, New Atron. 33, 14

Marconi, M., Musella, I., Fiorentino, G. et al., 2005, ApJ, 632, 590

Mathieu, R. D., 1994, A&A Rev., 32, 465-530

Matsunaga, N., Fukushi, H., Nakada, Y. et al., 2006, MNRAS, 370, 1979

Matsunaga, N., Feast, M. W., Menzies, J. W. et al., 2009, MNRAS, 397, 933

Matsunaga, N., Feast, M. W., Soszyński, I. et al., 2011, MNRAS, 413, 223

Medhi, B. J., Tamura, M. et al., 2013, MNRAS, 430, 1334

Mermilliod, J. -C., 1995, ASSL, 203, 127

Mermilliod, J. -C., Anderson, J., Latham, D. W. et al., 2007, A&A, 473, 829

Minniti D., Lucas, P. W., Emerson, J. P. et al., 2010, New A., 15, 433

- Minniti, D., Contreras Ramos, R., Zoccali, M. et al., 2016, *ApJ*, 830, 14
- Minniti, D., Dékány, I., Majaess, D. et al., 2017, *AJ*, 153, 179, b
- Minniti, D., Saito, R. K., González, O. et al., 2018, ArXiv e-prints, ArXiv: 1804.07785
- Moffet, T.J. & Barnes, T.G., 1984, *ApJS*, 55, 389
- Monson, A. J., Freedman, W. L., Madore, B. F. et al., 2012, *ApJ*, 759, 146
- Muraveva, T., Palmer, M., Clementini, G. et al., 2015, *ApJ*, 807, 127
- Nemec, J. M., Nemec, A. F. L.; Lutz, T. E. et al., 1994, *AJ*, 108, 222
- Netopil, M., Paunzen, E., Heiter, U. et al., 2016, *A&A*, 585, 150
- Nicholls, C. P., Wood, P. R., Cioni, M.-R. L. et al., 2009, *MNRAS*, 399, 2063
- Nishiyama, S., Tamura, M., Hatano, H. et al., 2009, *ApJ*, 696, 1407
- Oviedo, C. G., Palma, T., Chavero, C., et al., Junio 2016, *Actas Terceras Jornadas de Astrofísica Estelar*, p. 158
- Oviedo, C. G., Palma, T., Chavero, C., et al., 2017, *BAAA*, 59, 370
- Oviedo, C. G., Palma, T., Chavero, C., et al., 2018, *BAAA*, 60, 80
- Palma, T., Minniti, D., Dékány, I. et al., 2016, *New Astron.*, 49, 50
- Percy J., 2007, *Understanding Variable Stars: First Edition*. Cambridge University Press
- Pickering, E. C., 1903, A provisional catalogue of variable stars, en *An-*

nals of the Astronomical Observatory of Harvard College, Vol. XLVIII. N° 3, 91-123. Cambridge, Mass.: The Observatory.

Pigott, E., 1785, Philosophical Transactions Royal Society London, 75, 127-136

Popper, D., 1980, A&A Rev., 18, 115-164

Pietrukowicz, P., Kozłowski, S., Skowron, J. et al., 2015, ApJ, 811, 113

Pietrzyński, G. et al., 2013, Nature, 495, 76

Pietrzyński, G., Graczyk, D., Gieren, W. et al., 2013, Nature, 495, 146

Portegies Zwart, S. F., Mc Millan, S. L. W., Gieles, M. et al., 2010, A&A Rev., 48, 431

Preston, G. W., 1974, A&A Rev., 12, 257

Priyatikanto, R., Kouwenhoven, M. B. N., Arifyanto, M. I. et al., 2016, MNRAS, 457, 1339

Riess, A. G. et al., 2016, ApJ, 826, 56

Ripepi, V., Moretti, M. I., Marconi, M. et al., 2015, MNRAS, 446, 3034

Saito, R. K., Minniti, D., Dékány, I. et al., 2011, RMxAC, 40, 221

Saito R. K., Minniti, D., Dias, B. et al., 2012, A&A, 544, A147

Sandage, A. & Tammann, G. A., 2006, ARAyA, 44, 93

Santos, N. C., Lovis, C., Pace, G. et al., 2009, A&A, 493, 309

Schlegel, D. J., Kinkbeiner, D. P. & Davis, M., 1998, ApJ, 500, 525

Schmidt, H., 1968, Bonner Durchmusterung, Noerdlicher Teil, Deklinations-

Zonen -1 bis +89 grade Sternverzeichnis, vierte Auflage (Bonn: Ferd. Duemmlers Verlag)

Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R. et al., 2006, *AJ*, 131, 1163

Smith, H. A., 1995, *RR Lyrae Stars*, Cambridge Astrophysics, Ser. 27, Cambridge University Press., Cambridge

Solin, O., Haikala, L., Ukkonen, E. et al., 2014, *A&A*, 562, 115

Sollima, A., Cacciari, C., Valenti, E. et al., 2006, *MNRAS*, 372, 1675

Soszyński, I., Udalski, A., Szymański, M. K. et al., 2008, *AcA*, 58, 293

Soszyński, I., Udalski, A., Szymański, M. K. et al., 2010, *AcA*, 60, 91

Stellingwerf, R. F., 1978, *ApJ*, 224, 953

Stetson, Peter B., 1996, *PASP*, 108, 851

Thome J.M., 1892-1914, Córdoba Durchmusterung, Res. Obs. Nacional Argentino, 16, 1-604 (1892, I: -22° to -32°) (1088), 17, 1-538 (1894, II: -32° to -42°), 18, 1-502 (1900, III: -42° to -52°), 21(I), 1-305 (1914, IV: -52° to -62°)

Thome, J. M., 1892, *Zonas de Exploración, Brillantez y posición de todas las estrellas fijas hasta la décima magnitud comprendidas en la faja del cielo entre 22 y 32 grados de declinación sud, con un Atlas. Resultados del Observatorio Nacional Argentino. Vol. XVI. Buenos Aires: Imprenta de Pablo Emile Coni.*

Thome, J. M., 1894, *Zonas de Exploración, Brillantez y posición de todas las estrellas fijas hasta la décima magnitud comprendidas en la faja del cielo entre 32 y 42 grados de declinación sud, con un Atlas. Resultados del Observatorio Nacional Argentino. Vol. XVII. Buenos Aires: Imprenta de Pablo Emile Coni.*

Thome, J. M., 1900, *Zonas de Exploración, Brillantez y posición de todas las estrellas fijas hasta la décima magnitud comprendidas en la faja del cielo*

entre 42 y 52 grados de declinación sud. Resultados del Observatorio Nacional Argentino. Vol. XVIII. Buenos Aires: Imprenta de Pablo Emile Coni.

Torres, G. et al., 2010, *A&A Rev.*, 18, 7-126

Trumpler, R. J., 1930, *ASPL*, 1, 117

Udalski, A., Szymanski, M., Kaluzny, J. et al., 1992, *AcA*, 42, 253

Usenko, I. A., Kniazev, A., Berdnikov, L. N. et al., 2014, *Astl*, 40, 435

van den Bergh S., Hagen G. L., 1975, *AJ*, 80, 11

VanderPlas, J. T., 2017, ArXiv e-prints, ArXiv: 1703.09824

Warren H.W. Jr, 1984, Documentation for the Machine-Readable Version of the Córdoba Durchmusterung (CD), NSSDC/WDC-A-R&S 84-15, 5+17 pgs

Wallerstein, G., 2002, *PASP Rev.*, 114, 689

Whitelock, P. A., Feast, M. W., Van Leeuwen, F. et al., 2008, *MNRAS*, 386, 313

Yuan, W., Macri, Lucas M., He, S. et al., 2017, *AJ*, 154, 149

Zechmeister & Kürster, 2009, *A&A*, 496, 577

Zejda, M., Paunzen, E., Baumann, B., Mikulásek, Z., Liska, J., 2012, *A&A*, 548, 97