

Búsqueda de estrellas RR Lyraes en los
alrededores de Omega Centauri (NGC5139)

Br. José Gregorio Fernández Trincado

Tutor: Dra. Anna Katherina Vivas Maldonado

Trabajo Especial de Grado



Caracas, 15 de Diciembre del 2011



Universidad Central de Venezuela

Facultad de Ciencias

Escuela de Física

**BÚSQUEDA DE ESTRELLAS RR LYRAES EN
LOS ALREDEDORES DE OMEGA CENTAURI
(NGC5139)**

Br. José Gregorio Fernández Trincado

Dra. Anna Katherina Vivas Maldonado , Tutor

Caracas, 15 de Diciembre del 2011

**Búsqueda de estrellas RR Lyraes en los alrededores de Omega Centauri
(NGC5139)**

Copyright © 2012

Universidad Central de Venezuela

**BÚSQUEDA DE ESTRELLAS RR LYRAES EN LOS ALREDEDORES
DE OMEGA CENTAURI (NGC5139)**

Br. José Gregorio Fernández Trincado

Trabajo Especial de Grado presentado
ante la ilustre Facultad de Ciencias de la
Universidad Central de Venezuela como
requisito parcial para optar al título de:

Licenciado(a) en Física.

Dra. Anna Katherina Vivas Maldonado , Tutor

Fecha

Quienes suscriben, miembros del Jurado que examinó el trabajo presentado por el Br. José Gregorio Fernández Trincado titulado: “**Búsqueda de estrellas RR Lyraes en los alrededores de Omega Centauri (NGC5139)**” para optar al título de Licenciado(a) en Física, consideramos que dicho trabajo cumple con los requisitos exigidos por los reglamentos respectivos y por lo tanto lo declaramos APROBADO en nombre de la Universidad Central de Venezuela.

Dra. Anna Katherina Vivas Maldonado , Tutor

Fecha

Dr. Pierre Embaid Boutros

Fecha

Msc. Orlenys Troconis

Fecha

Caracas, 15 de Diciembre del 2011

Dedico muy especialmente el presente trabajo a mis padres (José G, Fernández y Danny M, Trincado de Fernández) y hermanas (María G y Daleska del R, Fernández).

Agradecimientos

Gracias a la Dra. Anna Katherina Vivas por su paciencia y por aceptarme como estudiante de tesis, por su gran apoyo académico, haciendo posible que se desarrollara con éxito el presente trabajo.

Enormemente agradecido con el Dr. Juan José Downes y la Dra. Cecilia Mateu por su tiempo dedicado a responder muchas inquietudes y problemas que se fueron presentando a lo largo del desarrollo del presente trabajo.

Gracias a todos los investigadores, estudiantes, observadores, asistentes y demás miembros de la Fundación Centro de Investigaciones de Astronomía "Francisco J. Duarte" (CIDA), quienes aportan su grano de arena para que proyectos como el presente se desarrollen con éxito.

Gracias a todos los profesores, preparadores y compañeros de estudio.

Finalmente doy las gracias a la Coordinación de Investigación (Dr. Pio Arias) de la Facultad de Ciencias, a la Escuela de Física (Dr. Ernesto Fuenmayor) y la Organización de Bienestar Estudiantil (OBE) quienes me brindaron el apoyo económico inicial para trasladarme a la ciudad de Mérida, para así poder continuar con mis estudios en la Astronomía.

Resumen

Búsqueda de estrellas RR Lyraes en los alrededores de Omega Centauri (NGC5139)

José Gregorio Fernández Trincado

Dra. Anna Katherina Vivas Maldonado , Tutor

Universidad Central de Venezuela

El sondeo realizado con el telescopio Schmidt de 1m (OAN) durante los años 2010-2011, en una región de $\approx 50^\circ$ cuadrados en el hemisferio sur, permitió la detección de un exceso de estrellas variables del tipo RR Lyrae en los alrededores del cúmulo globular Omega Centauri. Este exceso de estrellas sugiere que podrían ser parte de los restos de una galaxia enana destruida por las fuerzas de marea de la Vía Láctea y cuyo núcleo es Omega Centauri.

En total se detectaron 45 estrellas RR Lyrae (30 del tipo RRab y 15 del tipo RRC); el cual fueron descubiertas en el transcurso del presente trabajo. Veinte estrellas RR Lyraes parecen estar ligadas fotométricamente a la rama horizontal, la cual tiene una magnitud aparente en $V \approx 14,53$ mag y en $I \approx 14,50$ mag.

Dra. Anna Katherina Vivas Maldonado
Tutor

Índice General

Índice General	viii
1. Introducción	1
2. Cúmulos Globulares	5
2.1. Propiedades de los Cúmulos Globulares	6
2.1.1. La Secuencia Principal (MS: Main Sequence)	6
2.1.2. Rama de las Gigantes Rojas (RGB: Red Giant Branch) . .	7
2.1.3. Rama Horizontal (HB: Horizontal Branch)	7
2.1.4. Distribución Espacial y de Metalicidades de los Cúmulos Globulares en la Vía Láctea	9
2.2. Diferencia entre un Cúmulo Globular y una Galaxia	9
2.3. Características de NGC5139 (Omega Centauri)	10
2.4. ¿Por qué se cree que NGC5139 es el resto de una Galaxia enana? . .	12
2.5. Formación de NGC5139 apartir de un antiguo núcleo de galaxia enana (modelo dinámico).	15
2.6. Búsqueda de evidencia de destrucción de NGC5139	16

3. Estrellas RR Lyrae	19
3.1. Propiedades Generales	19
3.2. Mecanismo de Pulsación	20
3.3. Propiedades de las Curvas de Luz	21
3.3.1. Modos de Pulsación	22
3.4. Importancia de las RR Lyraes	23
3.5. RR Lyraes en NGC5139	24
4. Datos Observacionales	25
4.1. Telescopio Schmidt	25
4.1.1. Modo de operación	27
4.1.2. Cámara QUEST	27
4.2. Reducción Básica de Imágenes	28
4.2.1. Bias	29
4.2.2. Dark	29
4.2.3. Flat	30
4.2.4. Imagen Reducida	31
4.3. Adquisición de datos	31
4.4. Reducción de las Observaciones alrededor de NGC5139	32
4.4.1. Corrección por Overscan	33
4.4.2. Corrección por Flats Sintéticos	34
4.5. Detección de estrellas	35
4.6. Fotometría	37
4.7. Astrometría	39
4.8. Resumen de las observaciones	41
4.9. Normalización de las estrellas	44

<i>Índice General</i>	x
4.10. Calibración Fotométrica	45
5. Selección de Estrellas Variables RR Lyraes	49
5.1. Detección de Estrellas Variables	49
5.2. Diagramas Color Magnitud alrededor de NGC5139	51
5.3. Cálculo de Períodos	53
5.4. Cálculo de distancia	55
6. Análisis	59
6.1. Estrellas RR Lyraes alrededor de NGC5139	59
6.2. Estimación del número esperado de estrellas RR Lyrae del halo . . .	64
6.2.1. Ecuación del perfil de densidad	65
6.3. Distribución espacial de las RR Lyrae	66
6.4. Correlación con otros catálogos	68
6.5. Estrellas por confirmar	70
7. Conclusiones	72
A. Definiciones	76
A.1. Poblaciones de Estrellas	76
A.1.1. Población I	76
A.1.2. Población II	76
A.2. Fuerzas de Marea	77
A.3. Metalicidad	78
A.4. Coordenadas Celestes y Galácticas	79
A.5. Magnitud Estelar (m_λ)	79
A.5.1. Ley de Pogson	80

<i>Índice General</i>	xi
A.5.2. Color ($m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}$)	80
A.5.3. Magnitud Absoluta (M_{λ})	80
A.5.4. Extinción (A_{λ})	81
A.5.5. Exceso de Color ($E_{\lambda'-\lambda}$)	81
A.5.6. Luminosidad (L)	81
A.6. Sigma Clipped mean	82
A.7. Proyección Tangente	82
B. Curvas de Luz	84
C. Datos de las Observaciones	93
Bibliografía	97

Capítulo 1

Introducción

Omega Centauri (NGC5139) fué reportada por primera vez como una estrella en el catálogo de Ptolomeo (Siglo II). Hacia el año 1603, Johann Bayer incluyó en su catálogo y mapa de estrellas a Omega Centauri como la estrella número 24 de la constelación de Centaurus, Edmond Halley la identificó en 1677 como una nebulosa y finalmente en 1830 John William Herschel la identificó como cúmulo globular. Desde entonces Omega Centauri es catalogado como cúmulo globular (Omega Centauri), siendo el más masivo ($\approx 2,5 \cdot 10^6 M_{\odot}$, Van de Ven et al. 2006) y luminoso que orbita la Vía Láctea. Los movimientos propios ($\mu = 6,209 \cdot 10^{-3}$ "/año) de este cúmulo determinados por Dinescu et al. (1999) indican que se está moviendo hacia el Sur y hacia el Oeste.

En años recientes se ha acumulado evidencia que apunta que Omega Centauri fue una vez el núcleo de una galaxia enana destruida por fuerzas de marea de la Vía Láctea:

- La alta dispersión de velocidades medida por Noyola et al. (2008, 2010) hacia el centro del cúmulo, lo coloca como posible candidato de albergar en su centro un agujero negro de masa intermedia de $\approx 4,7 \pm 1,0 \cdot 10^4 M_{\odot}$.

- Los diagramas color-magnitud (DCM) muestran una población estelar compleja, con un rango grande de metalicidades y al menos dos secuencias principales y rama de las sub-gigantes claramente definidas (Bedin et al. 2004).
- La órbita de Omega Centauri es también inusual y retrógrada con una distancia apo-galactocéntrica de 6,2 kpc y peri-galactocéntrica de 1,2 kpc (Dinescu et al. 1999b).
- Tiene una rápida rotación global de 8 km/s (Merrit et al. 1997), lo que lo convierte en uno de los cúmulos globulares galáctico más aplanado (White & Shawl 1987).

Estas peculiaridades refuerzan la hipótesis de la galaxia progenitora asociada con Omega Centauri.

Se ha pensado que Omega Centauri es un caso similar al del cúmulo globular M54 que se encuentra en el centro de la galaxia enana de Sagitario, actualmente en destrucción por fuerzas de marea de la Vía Láctea (Carreta et al. 2010). En el caso de Omega Centauri, la galaxia progenitora no es evidente y debe haber sido destruida totalmente (o casi totalmente) si esta hipótesis es correcta.

Afortunadamente, Omega Centauri posee una rica población de estrellas RR-Lyrae (Weldrake et al. 2007) y todas las galaxias satélites de la Vía Láctea también la tienen (Vivas & Zinn 2006). Es de esperarse que si realmente hubo una galaxia progenitora de Omega Centauri, esta haya sido rica en este tipo de estrellas. Aún cuando la galaxia haya sido totalmente destruida es de esperarse que haya quedado parte de su material estelar a lo largo de su órbita. En el presente trabajo proponemos un método alternativo a los realizados hasta ahora para buscar los restos de la galaxia progenitora, si es que existe. Se hace uso del gran campo de visión del Telescopio

Schmidt (apertura=1m), para buscar este tipo de estrellas tanto en la dirección de unas colas de marea detectadas por Leon et al. (2000), así como también a lo largo de la órbita del cúmulo, la cual está muy bien determinada.

Si Omega Centauri fuera de hecho el núcleo de una galaxia destruida, se esperaría que pudiera haber parte del material estelar residual de la galaxia en sus alrededores. Simulaciones teóricas sugieren que el proceso de destrucción de galaxias por fuerzas de marea es lento y las estrellas conservan por largo tiempo información del espacio de fase de la galaxia progenitora (Johnston et al. 1998). Intentos de buscar restos de la galaxia destruida en los alrededores de Omega Centauri han dado resultados contradictorios (Leon et al. 2000, Da Costa y Coleman 2008).

Leon et al. (2000), encontraron dos colas de marea que se extienden $\approx 2^\circ$ al norte y $\approx 2^\circ$ al sur del cúmulo, que posiblemente aparecieron luego del pase reciente del mismo por el disco galáctico y serían evidencia de que el cúmulo (o galaxia) ha sufrido procesos destructivos. Sin embargo, otros intentos por buscar los restos asociados a la galaxia progenitora se han hecho sin éxito como en el caso de Da Costa y Coleman (2008), por lo que se ha generado la controversia de la existencia de colas de marea ligadas al cúmulo.

El objetivo principal de este trabajo de tesis es aplicar una nueva técnica para estudiar los alrededores de Omega Centauri y ver si hay material estelar que podría estar asociado a la galaxia progenitora. Identificaremos todas las RR Lyraes existentes en un área de $\approx 50^\circ$ cuadrados alrededor del cúmulo. Esta es un área mucho más grande que la explorada por Leon et al. (2000) y por Da Costa y Coleman (2008). Asociaremos las RR Lyraes al cúmulo basado en sus distancias. Potencialmente todas las RR Lyraes con distancias similares al cúmulo en sus alrededores podrían haber estado asociados

a este o a su galaxia progenitora. Aunque algunas de ellas pueden ser simplemente objetos del halo de la Vía Láctea que caen en esa dirección y a esa distancia, un exceso de este tipo de estrellas a esa distancia significaría que potencialmente estaríamos detectando restos de la galaxia progenitora. Para la confirmación final (que esta fuera del alcance del presente trabajo) necesitaríamos la obtención de velocidades radiales para asegurar que las estrellas poseen cinemática parecida al cúmulo.

El presente trabajo está estructurado de la siguiente manera: En el **capítulo 2** se describen las propiedades de los cúmulos globulares y se detallan algunas de las evidencias que apuntan que Omega Centauri es una galaxia enana, destruida por fuerzas de marea de la Vía Láctea, en un evento conocido como canibalismo galáctico. En el **capítulo 3** se discuten las propiedades de las RR Lyraes como indicadores de distancia y como asociación de estrellas viejas, los tipos de curvas de luz (Bailey), el mecanismo y los modos de pulsación y finalmente su relación con Omega Centauri. En el **capítulo 4** se muestra la reducción básica de las imágenes (corrección por overscan y flats sintéticos) obtenidas con el telescopio Schmidt, el método usado para la detección fotométrica de las estrellas en esas imágenes, la calibración astrométrica y fotométrica de las imágenes. En el **capítulo 5** se explica el método usado para detectar estrellas variables, así como las técnicas empleadas para la selección de candidatas a RR Lyraes que pueden estar asociadas con Omega Centauri, el método usado sobre estas candidatas para seleccionar las RR Lyraes acorde a sus amplitudes y períodos correctos, finalmente se detalla la corrección por extinción sobre las magnitudes de las RR Lyraes para posteriormente calcular sus distancias. En el **capítulo 6** se analizan los resultados obtenidos y en el **capítulo 7** se presentan las conclusiones de los resultados y los trabajos a futuro.

Capítulo 2

Cúmulos Globulares

Los cúmulos globulares son agrupaciones de estrellas densamente empaquetadas y distribuidas de forma más o menos esférica. La población estelar ligada a este tipo de objeto corresponde a estrellas viejas (Población II), muchas de las cuales han evolucionado hasta convertirse en Gigantes Rojas. Estos objetos se encuentran localizados mayoritariamente en el Halo, aunque algunos pocos pertenecen a la componente esférica (Bulbo) y disco grueso de la Galaxia (ver figura 2.1). La forma exacta en que se distribuyen las estrellas de un cúmulo globular en un diagrama Hertzsprung-Russell (H-R) da una indicación de la edad y distancia de todas las estrellas del cúmulo (figura 2.2).

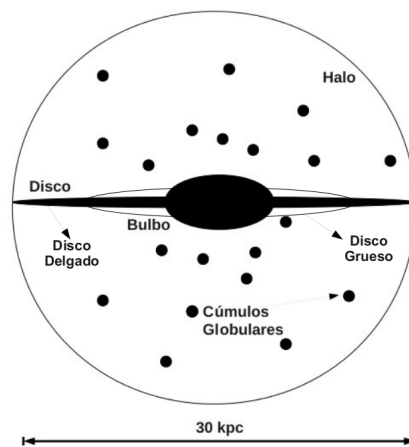


Figura 2.1: Distribución de los Cúmulos Globulares en la Vía Láctea

2.1. Propiedades de los Cúmulos Globulares

La luminosidad y temperatura de una estrella depende de su masa, edad y composición química. Observacionalmente esas cantidades las podemos estimar a partir del brillo y el color de las estrellas.

Los diagramas color-magnitud de cúmulos globulares han sido objeto de estudio intensivo, ya que reflejan estas propiedades fundamentales de las estrellas constituyentes. Estos diagramas se caracterizan por tener 3 regiones bien definidas en un diagrama H-R:

1. La Secuencia Principal.
2. La Rama de las Gigantes Rojas .
3. La Rama Horizontal.

2.1.1. La Secuencia Principal (MS: Main Sequence)

Una de las características de los cúmulos globulares es una secuencia principal bien definida que se extiende desde el "MSTO"¹ a magnitudes más débiles y colores más rojos. Esta corresponde a la zona donde las estrellas adquieren su energía por la fusión del Hidrógeno (H) en Hélio (He) en el núcleo estelar. El extremo de baja luminosidad de la secuencia principal está determinado por la magnitud límite de las observaciones. También existe un límite teórico inferior de la secuencia principal que corresponde a una masa estelar de alrededor de $\approx 0,08M_{\odot}$, por debajo del cual la fusión de Hidrógeno no puede ocurrir en el núcleo estelar.

Los cúmulos globulares se encuentran entre los sistemas estelares más viejos que se conocen (y sus edades pueden ser determinadas con relativa precisión). Basados

¹MSTO: Turn-Off de la Secuencia Principal

en que todas las estrellas del mismo se formaron a partir de la misma nube de gas y polvo, en teoría todas las estrellas ligadas a estos objetos deberían de tener la misma edad. Además es bien conocido en los modelos de evolución estelar que el tiempo de vida de las estrellas es función de su masa. Las estrellas jóvenes (azules y brillantes en la secuencia principal) viven menos que las menos masivas (rojas y débiles) por lo que conociendo la luminosidad máxima ($L_{máx}$) de la secuencia principal, justo en el punto de desvío (MSTO) donde las estrellas dejan de quemar el Hidrógeno en su núcleo en el diagrama (H-R), se puede estimar la edad ($Edad_{CG}$) de los cúmulos globulares, por medio de la siguiente relación (tomada del Prialnik et al. 2000):

$$Edad_{CG} \approx L_{máx}^{-\left(\frac{2}{3}\right)} \quad (2.1)$$

2.1.2. Rama de las Gigantes Rojas (RGB: Red Giant Branch)

Esta zona corresponde al punto en el que las estrellas ya han dejado de quemar Hidrógeno en su núcleo y se han apartado hacia la derecha de la secuencia principal. Ahora la estrella esta formada por un núcleo de Hélio en contracción y a su alrededor una concha en la cual se está quemando Hidrógeno. Por conservación de la energía, a medida que el núcleo se contrae, las partes más externas de la estrella se expanden. Así la estrella se convierte en una gigante luminosa pero más fría, y por tanto roja. Luego la estrella se desplaza a una nueva región en el Diagrama Color Magnitud, la Rama Horizontal.

2.1.3. Rama Horizontal (HB: Horizontal Branch)

Es una de las fases tardías de la evolución estelar y de especial interés en el presente trabajo pues las estrellas RR Lyrae que aquí se estudian se encuentran en

este estado evolutivo. Las estrellas aparecen distribuidas de forma cuasi-horizontal en el diagrama color magnitud, y son de magnitud visual casi constante pero con colores que pueden variar desde el blanco hasta el rojo. Las estrellas más calientes en esta zona se suelen encontrar a poca distancia de la secuencia principal mientras que las más frías se encuentran cerca de la rama de las gigantes rojas. La posición exacta en que estas se ubican en la rama horizontal va a depender de su masa, metalicidad y otros factores. Este nuevo período en la fase de una estrella corresponde con el quemado de Hélio en su núcleo para formar elementos más pesados como el Carbono (C) y luego el Oxígeno (O). Adicionalmente esta región es interceptada por una banda de inestabilidad, y las estrellas que entran en esta zona comienzan a pulsar radialmente y se les llama estrellas RR Lyrae. Las estrellas fuera de la banda de inestabilidad y que están en la rama horizontal no son estrellas pulsantes.

En la Figura 2.2 se ilustran estas tres regiones correspondientes a un cúmulo globular típico (M5).

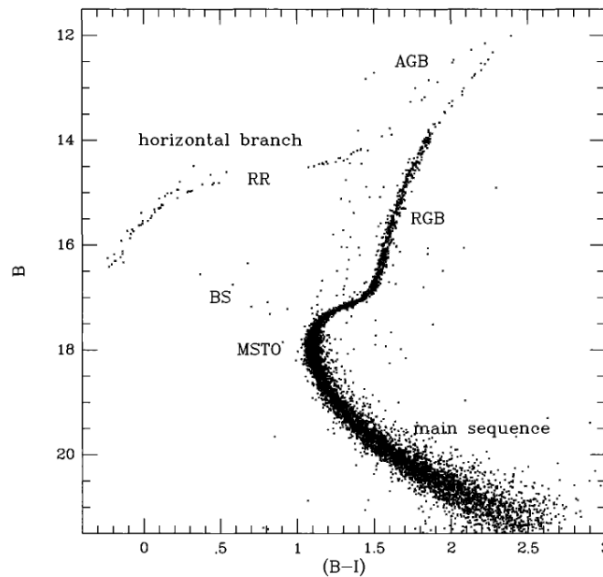


Figura 2.2: Diagrama Color Magnitud del Cúmulo Globular M5 (Ashman & Zepf 1998).

2.1.4. Distribución Espacial y de Metalicidades de los Cúmulos Globulares en la Vía Láctea

Hay alrededor de 150 a 200 cúmulos globulares en la Vía Láctea, distribuidos a lo largo del Halo y alrededor del Disco Grueso de la Galaxia. En la figura 2.3 se muestra cómo están distribuidos estos sistemas alrededor de la Galaxia (Zinn, 1985). Los cúmulos ricos en metales se encuentran dentro de 3,2 kpc del plano, mientras que los más pobres en metales se extienden a distancias grandes sobre el plano Galáctico. No existe una correlación entre la distancia ($|Z|$) y la metalicidad ($[Fe/H]$) entre los objetos más alejados del plano de la Galaxia (en el halo).

El histograma mostrado en la figura 2.3 muestra la existencia de dos poblaciones de cúmulos globulares: El de los ricos en metales y los pobres en metales. El pico del grupo de baja metalicidad está en $[Fe/H] \approx -1,6$; este grupo está constituido por la población del Halo; su distribución es esencialmente esférica. Por otra parte, el otro grupo tiene una metalicidad de $[Fe/H] \approx -0,5$, con propiedades del disco galáctico; su distribución espacial es muy aplanada.

2.2. Diferencia entre un Cúmulo Globular y una Galaxia

En los últimos años con el descubrimiento de galaxias enanas compactas y poco masivas se ha puesto en duda la definición misma de cúmulo globular y galaxia. Las principales diferencias entre un cúmulo y una galaxia pueden verse en la tabla 2.1. La masa de los cúmulos globulares más masivos, como Omega Centauri, es del mismo orden de magnitud que algunas de las galaxias enanas menos masivas.

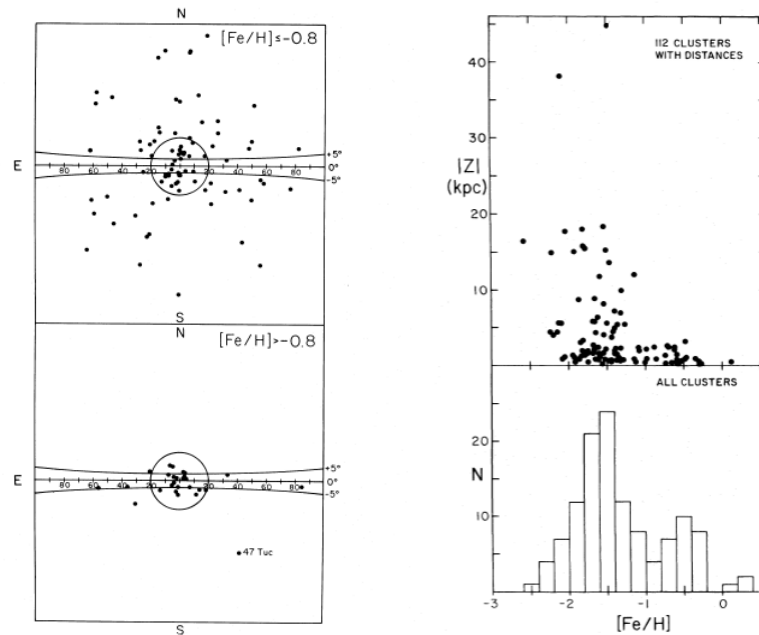


Figura 2.3: **A la izquierda:** se muestra cómo están distribuidos los cúmulos globulares respecto al plano de la Galaxia, el panel superior para cúmulos de metalicidad baja y el panel inferior para los de metalicidad alta. La línea recta a 0° es el Ecuador Galáctico. **A la derecha:** en el panel superior el modulo de la distancia de los cúmulos al plano Galáctico en función de la metalicidad, en el panel inferior la distribución de los cúmulos en función de su metalicidad. Ambas figuras tomadas de Zinn (1985).

2.3. Características de NGC5139 (Omega Centauri)

NGC5139 es el cúmulo más masivo y brillante que orbita la Vía Láctea. Dadas sus peculiaridades dinámicas y físicas, es uno de los objetos de su clase más estudiados y enigmáticos. Las características generales del cúmulo se encuentran en la tabla 2.2.

Como puede verse NGC5139 es pobre en metales situado en el halo galáctico pero relativamente cerca del Sol, a solo 5,2 kpc. Eso hace que la magnitud aparente de su rama horizontal, donde se encuentran las RR Lyrae sea bastante brillante. Dada que su latitud galáctica esta relativamente cerca del disco galáctico es importante la consideración de la extinción entre el observador y NGC5139.

Tabla 2.1: Diferencias más importantes que existen entre estos dos sistemas estelares (Forbes & Kroupa 2011).

Características	Cúmulos Globulares	Galaxias
Miembros de Estrellas	Población II	Compleja Población Estelar
Tiempo de Relajación	$t_{relax} < H_0^{-1}$	$t_{relax} \geq H_0^{-1}$
Halo de materia Oscura	NO	SI
Radio Efectivo	$r_h < 100$ pc	$r_h \geq 100$ pc
Sistemas estelares satélites	NO	SI

Tabla 2.2: Propiedades de Omega Centauri (datos tomados de varios artículos).

Parametros	NGC5139	Referencia
Coord. Ecuatoriales (J2000)	$\alpha = 13:26':47,28''$ $\delta = -47^\circ:28':46,1''$	(Goldsbury et al. 2011)
Coord. Galácticas	$l = 309,102^\circ$ $b = 14,968^\circ$	(Goldsbury et al. 2011)
Distancia al Sol (R_\odot)	5,2 kpc	(Harris 1996)
Distancia a la Galaxia (R_{gc})	6,4 kpc	(Harris 1996)
Distancia al Plano Gal. (Z_{max})	$(1,0 \pm 0,4)$ kpc	(Dinescu et al. (1999b))
Metalicidad ([Fe/H])	$-1,60 \pm 0,20$	(Harris 1996)
Velocidad $\langle V_r \rangle$	$(+232 \pm 0,7)$ km/s	(Stanford et al. 2006)
Radio del Núcleo R_c	$3,0' = 4,6$ pc	(Meylan et al. 1995)
Radio de Marea R_t	$51' = 17R_c = 77$ pc	(Meylan et al. 1995)
Masa	$(2 - 5) \cdot 10^6 M_\odot$	(van de Ven et al. 2006)
V_{HB}	14,53 mag	(Leon et al. 2000)
Mag. Absoluta (M_v)	-10,29 mag	(Meylan et al. 1995)
Mag. Aparente (V)	3,7 mag	(Meylan et al. 1995)
Dispersión de Edades	≈ 3 Gaño	(Hughes et al. 2004)

2.4. ¿Por qué se cree que NGC5139 es el resto de una Galaxia enana?

Entre las varias peculiaridades que tiene este cúmulo y que ha hecho sospechar que sea en realidad una galaxia, a continuación se explican con detalle dos de las más resaltante:

1. Múltiples Poblaciones Estelares

Muchos estudios fotométricos y espectroscópicos han confirmado una alta dispersión en la metalicidad de las estrellas del cúmulo. Se pueden encontrar 3 sub-poblaciones principales (Hughes et al. 2004):

- (a) Población de metalicidad baja ($-2,0 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1,5$), comprendida de aproximadamente un 70 % de todas las estrellas del cúmulo.
- (b) Población de metalicidad intermedia ($-1,5 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0,9$) con ≈ 25 % de las estrellas.
- (c) Población de metalicidad alta ($-0,9 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0,6$) con ≈ 5 % de las estrellas.

Así también está presente una distribución de edades para estas sub-poblaciones estelares como se puede observar en la figura 2.4. Para las estrellas con metalicidades bajas sus edades están en el orden de ≈ 12 Gaño y para las más ricas en metales sus edades oscilan entre los 9 Gaño a 11 Gaño. Adicionalmente se observan dos secuencias principales (Sollima et al. 2007) que se ajustan a las simulaciones con dos metalicidades estelares diferentes, lo cual es clara evidencia de dos poblaciones estelares paralelas en la secuencias principal de NGC5139.

Dado que en los cúmulos globulares típicos sus estrellas se forman de la misma nube de gas es de suponerse que estas estrellas tienen aproximadamente la

misma edad y metalicidad. Para NGC5139 esto no es claro, dado que posee una alta dispersión de edades de ≈ 3 Gaño entre sus poblaciones estelares al igual que una alta dispersión de metalicidades. La explicación más común en la literatura para este hecho es que probablemente sea el núcleo de una galaxia enana.

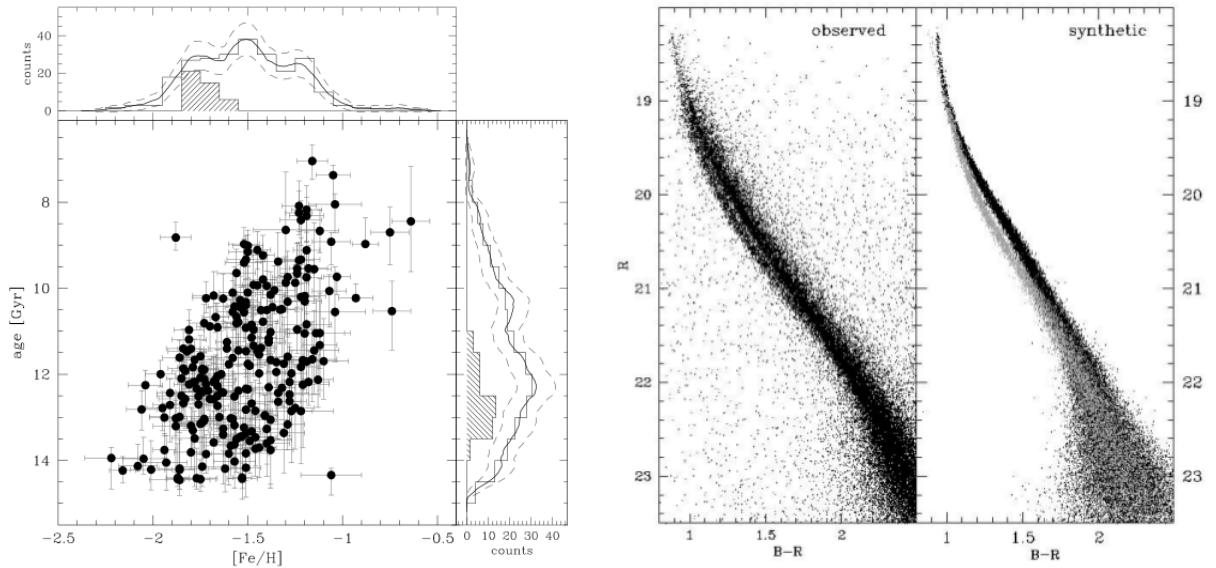


Figura 2.4: **Izquierda:** Relación edad-metalicidad para ≈ 250 estrellas de la rama de las sub gigantes (SGB). Tomado de Hughes et al. (2004). **Derecha:** El panel de la izquierda muestra la secuencia principal observada de NGC5139, mientras el panel de la derecha muestra simulaciones de dos poblaciones con metalicidades diferentes. Los puntos de color gris con $[\text{Fe}/\text{H}]=-1,3$ y los puntos de color negro, $[\text{Fe}/\text{H}]=-1,6$. Tomada de Sollima et al. (2007).

Así mismo, trabajos posteriores apoyan la existencia de múltiples poblaciones estelares en NGC5139. Por ejemplo, Gratton et al. (2011) observa que la rama de las gigantes rojas esta dividida en 3 grupos principales (Figura 2.5) similares a las encontradas por Hughes et al. (2004). Gratton et al. 2011 encuentran que además de las metalicidades, esas poblaciones difieren también en otras características como la abundancia de Helio, la concentración central, y otras. Esto coloca a NGC5139 en un escenario aun no claro.

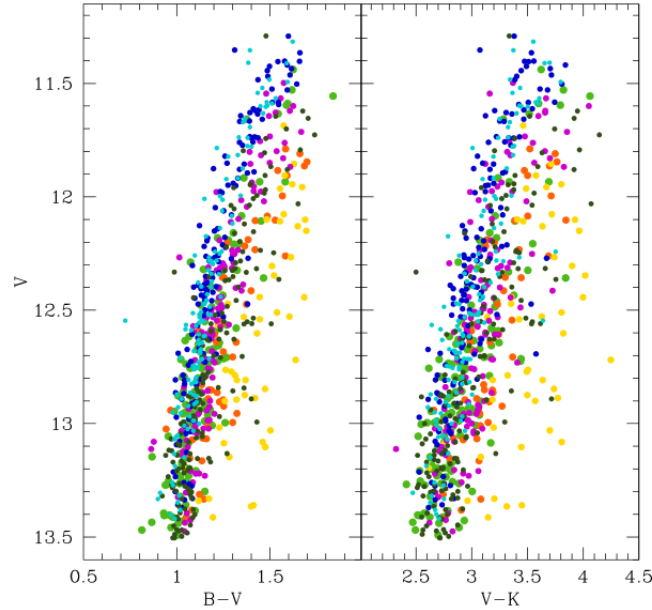


Figura 2.5: Dos Diagramas Color Magnitud en diferentes colores (B-V) y (V-K) muestran las 3 poblaciones estelares bien definidas. Los puntos azules y turquesa en ambos diagramas definen la población pobre en metales; los puntos de color amarillo definen la población rica en metales y el resto la población de metales intermedia. Imágen tomada de Gratton et al. (2011).

2. Presencia de Agujero Negro de masa intermedia en el interior de NGC5139

A diferencia de las galaxias, los cúmulos globulares usualmente no tienen agujeros negros en sus interior. Caso extraño el de NGC5139, en el cual fue recientemente detectado un agujero negro de masa intermedia (Noyola et al. 2010), midiendo espectroscópicamente la dispersión de velocidad radial de sus estrellas en la región central. La dispersión que alcanza los $(22,8 \pm 1,2)$ km/s, puede ser explicada solo si hay una masa central de $(4,7 \pm 1,0) \cdot 10^4 M_{\odot}$. Trabajos previos (van der Mare & Anderson (2010)) usando movimientos propios de imágenes del HST² también explicaron sus observaciones con un agujero negro de $(1,8 \pm 0,3) \cdot 10^4 M_{\odot}$. En la figura 2.6 se comparan observaciones de tres trabajos recientes en el área, uno de ellos mejora de uno anterior por los mismo autores.

²HST: Telescopio Espacial Hubble

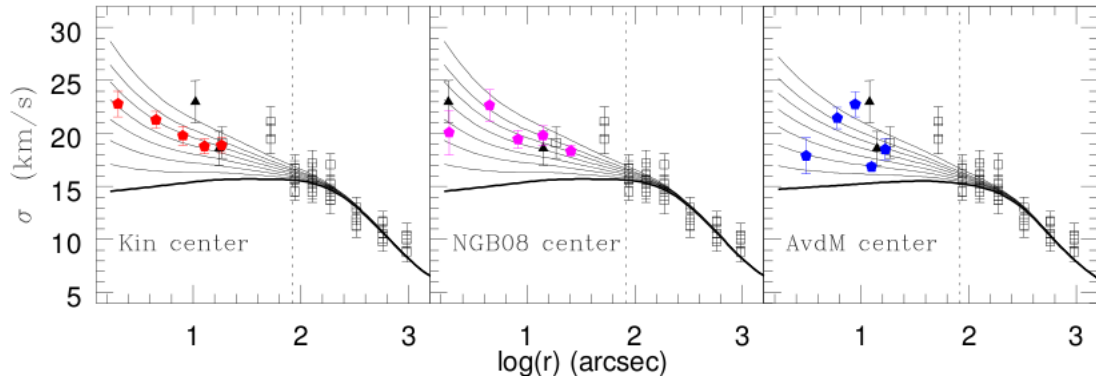


Figura 2.6: En esta figura se muestra la medida de la dispersión de velocidades en función de la distancia desde el centro de NGC5139. Los dos primeros paneles de izquierda a derecha corresponde a medidas tomadas por Noyola et al. (2010 y 2008) dados por los polígonos de color rojo y rosado respectivamente, mientras que el panel de la derecha (polígonos azules) corresponde a medidas tomadas por van der Mare & Anderson (2010). En todos los paneles los cuadrados abiertos corresponden a medidas por van de Ven et al. (2006) y los triángulos negros son medidas por Noyola et al. (2008). Las líneas continuas negras son los modelos esféricos isotrópicos de agujeros negros de diferentes masas desde $0 M_{\odot}$ a $7,5 \cdot 10^4 M_{\odot}$ y finalmente la línea vertical discontinua denota el radio del núcleo. Figura tomada de (Noyola et al. 2010). El radio del núcleo de NGC5139 es de cerca de 155 arcsec.

2.5. Formación de NGC5139 a partir de un antiguo núcleo de galaxia enana (modelo dinámico).

Bekki et al. (2003), plantean el modelo dinámico (simulación numérica) en el cual reproducen la formación de NGC5139 de un antiguo núcleo de la galaxia enana que interaccionó con la primera generación del disco delgado galáctico hace ≈ 10 Gaño. El modelo asume que la galaxia enana de NGC5139 tenía una masa de $\approx 125 \times 10^6 M_{\odot}$ y la masa perdida debido a la interacción con el disco galáctico fué de $\approx 120 \times 10^6 M_{\odot}$, sobreviviendo el núcleo con un masa estimada hoy día de $\approx 5 \times 10^6 M_{\odot}$ (Meylan et al. 1995). La interacción de la galaxia enana con el disco galáctico se produce con una inclinación en la órbita de la galaxia enana respecto al plano galáctico de $\approx 30^{\circ}$, y en la órbita retrograda respecto al movimiento de la Galaxia (Figura 2.7).

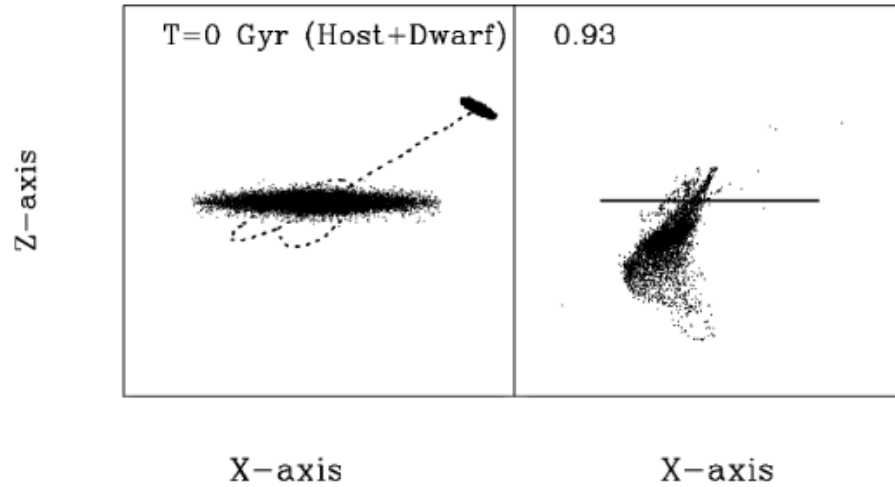


Figura 2.7: En los dos paneles se muestra la interacción de la galaxia enana asociada a NGC5139 con el disco delgado galáctico, en un intervalo de tiempo entre 0 año a $0.93 \cdot 10^9$ años. Se puede observar como la galaxia enana comienza a perder su envolvente externa, disgregándose a lo largo de su órbita y en sus alrededores. Figura tomada de Bekki et al. (2003).

2.6. Búsqueda de evidencia de destrucción de NGC5139

Pocos han sido los intentos por buscar los restos de la galaxia enana asociada a NGC5139. Dos de ellos se detallan abajo:

1. Presencia de dos colas de marea en NGC5139 (Leon et al. 2000)

Estudios detallados de campos extensos de imágenes multicolor, permitió el conteo de estrellas en una región amplia de NGC5139 en la cual se revela la presencia de dos colas de mareas (ver figura 2.8) en dirección Norte-Sur y extendidas $\approx 2^\circ$ cada una en las direcciones mencionadas. La población de estrellas presente en estas estructuras externas asociadas con el cúmulo, representan $\approx 1\%$ de la masa del mismo. Un factor importante en estos resultados es que no se tomó en cuenta la absorción del polvo en el conteo de estrellas, por lo que los resultados pueden verse afectados (Da Costa y Coleman 2008). Las colas se detectaron como una sobredensidad de $\approx 7000 \pm 600$ estrellas que fueron encontradas fuera del radio de marea de NGC5139, en un campo observado de $4^\circ \times 4^\circ$.

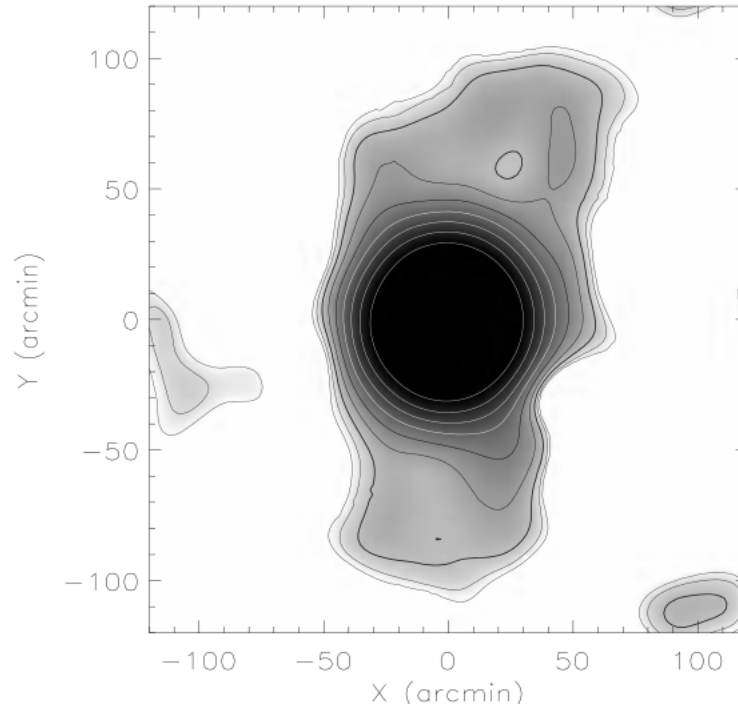


Figura 2.8: Contornos de densidad estelar alrededor de Omega Centauri. Pueden observarse las dos colas de marea en la dirección Norte-Sur. Figura tomada de Leon et al. 2000.

2. Búsqueda de estrellas miembros a NGC5139 más allá de su radio de marea $r_t > 57'$ (Da Costa et al. 2008)

Da Costa y Coleman (2008) midieron velocidades radiales de una total de 4105 estrellas de la parte baja de la rama de las gigantes para verificar si eran miembros de NGC5139. Estas estrellas estaban ubicadas mucho más allá del radio de marea del cúmulo en un área de $2,4 \times 3,9$ grados cuadrados alrededor del mismo (ver figura 2.9). El resultado de dicho estudio es que confirmaron solo 6 estrellas como posibles miembros de NGC5139 pues tenían la misma velocidad que Omega Centauri. Estas estrellas representan $0,7 \pm 0,2\%$ de la masa total del Cúmulo contenida en la región de 1 a 2 radios de marea, lo cual no es una prueba convincente, según los autores, de la existencia de una población significativa de estrellas más allá del radio de marea de NGC5139. Esta interpretación contrasta con las colas de marea encontradas por Leon et al 2000.

De estos trabajos no queda claro si realmente hay o no material significativo alrededor de NGC5139 que pudiera interpretarse como restos de la galaxia progenitora.

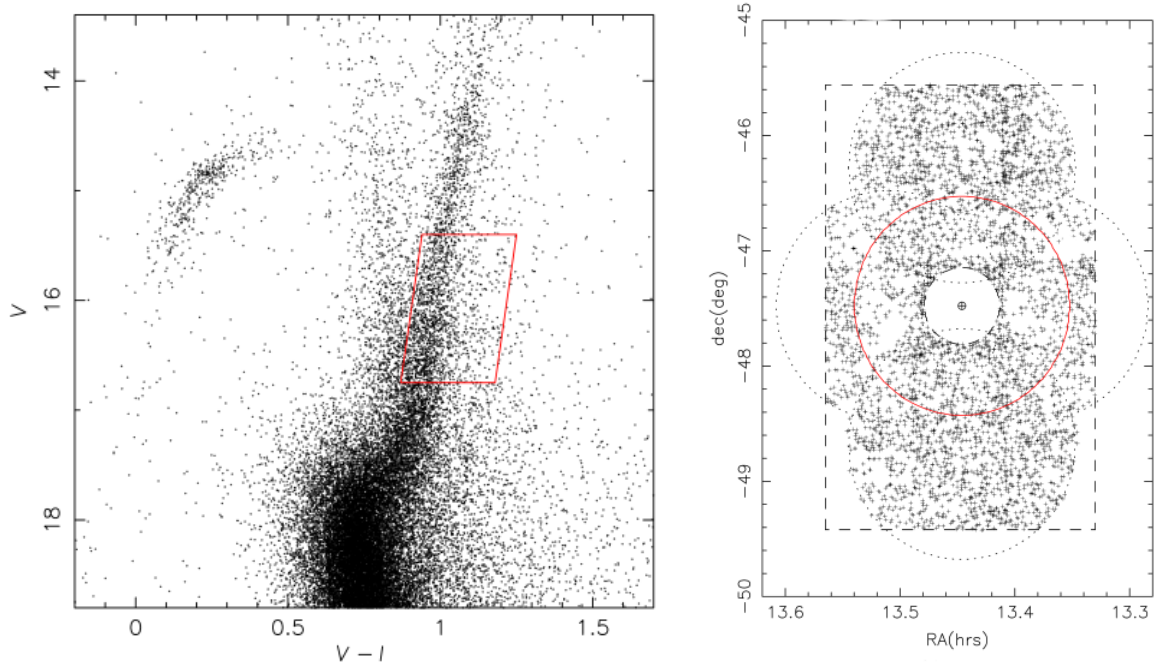


Figura 2.9: Detalles del estudio de Da Costa & Coleman (2010). **Izquierda:** Diagrama Color Magnitud V,V-I. El polígono de color rojo limita la muestra seleccionada espectroscópicamente en la parte inferior de la rama de las gigantes rojas. **Derecha:** Región de los campos observados en NGC5139, la circunferencia de color rojo es el radio de marea del Cúmulo de 57 arcmin, el resto de las circunferencias son el tamaño del campo del espectrógrafo multi-fibra Anglo-Australian Telescope (AAT), con el que se desarrolló ese trabajo.

Capítulo 3

Estrellas RR Lyrae

3.1. Propiedades Generales

La tabla 3.1 muestra las principales características de estas estrellas.

Tabla 3.1: Propiedades de las RR Lyrae, tomado de Smith (1995).

Descripción	Parámetro
Período	(0,2-1,1)días
Amplitud (V)	(0,2-2)mag
M_v	+0,6±0,2
Tipo Espectral	A6-F7
Temperatura (T_e)	(6100-7400)K
[Fe/H]	(-2,5 - 0,0)
Masa	~ (0,6-0,8) M_\odot
Radio	~(4 - 6) R_\odot
Edad	~10 Gaño

Las estrellas RR Lyrae se encuentran en la fase de pulsación en la rama horizontal, en el estado de quemado de Helio en Carbono en su núcleo. Al comienzo de sus vidas estas estrellas tenían aproximadamente $0,7 M_\odot$, por lo que debe haber transcurrido >10 Gaños para que hayan alcanzado este estado evolutivo. Sus límites en

esta región están definidos por la banda de inestabilidad que cruza la rama horizontal (ver los límites en la figura 3.1). Este tipo de estrellas son encontradas en todas las latitudes galácticas. Además, por ser estrellas viejas y pobres en metales, pertenecen a la Población II (halo y disco grueso) de la Vía Láctea.

3.2. Mecanismo de Pulsación

El mecanismo que mantiene la pulsación de las estrellas RR Lyrae es el siguiente: dada la temperatura y densidad en el interior de las estrellas RR Lyrae, ellas contienen en su interior una zona donde el helio está doblemente ionizado (He^{++}). Esta capa ocasiona un mínimo en la luminosidad de la estrella debido a que el helio doblemente ionizado es más opaco que el helio simplemente ionizado. Ante una perturbación en la cual la estrella se contrae un poco, la temperatura en el interior aumenta pero la energía no fluye debido a la opacidad de la capa de He^{++} . Esto aumenta la presión y hace que eventualmente la estrella se expanda y por consiguiente, se enfríe. Al enfriarse, el helio se vuelve menos ionizado (los electrones se recombinan con los núcleos de helio) y por lo tanto, se vuelve más transparente permitiendo que la radiación escape y aumentando considerablemente la luminosidad de la estrella. Al perder presión, la estrella vuelve a contraerse por la gravedad y el ciclo vuelve a empezar. El proceso se repite hasta el punto en el que el núcleo agota todo su combustible de Helio y la estrella pasa a otra fase en el Diagrama Hertzsprung-Russell. Todo este proceso es conocido como κ -mecanismo, siendo κ la opacidad de los gases.

Los límites a los cuales están confinadas las estrellas RR Lyrae en el diagrama H-R corresponden con una temperatura de $\sim 7400\text{K}$ en el borde azul, y $\sim 6100\text{K}$ en el borde rojo, definidos por el corte de la banda de inestabilidad con la rama horizontal. Las propiedades físicas de pulsación de estos límites están dados por los modelos de transporte de energía en el interior de las estrellas, por convección en el extremo rojo y radiativo en el extremo azul.

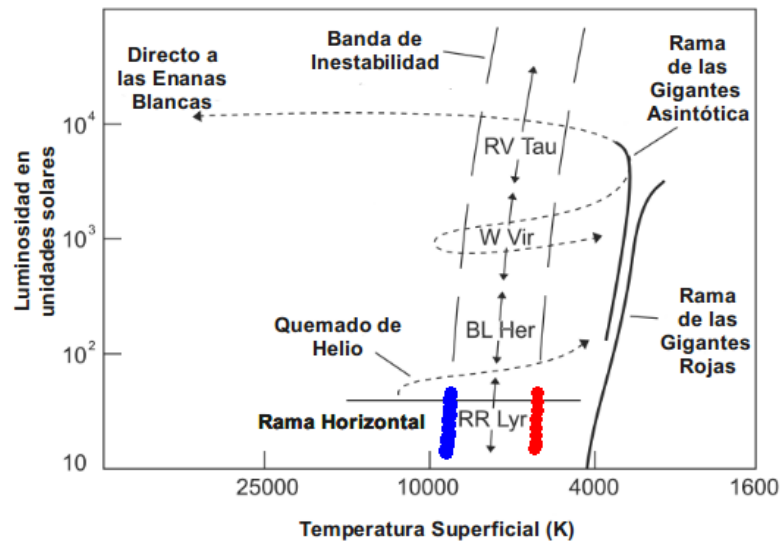


Figura 3.1: Diagrama Color Magnitud donde se muestra la banda de inestabilidad y los límites de la rama horizontal (bordes azul y rojo) donde están confinadas las estrellas RR Lyrae. Figura tomada de Percy 2007.

3.3. Propiedades de las Curvas de Luz

En 1902 Bailey dividió las variables de los cúmulos (como se les conocía en un principio a las RR Lyraes) en 3 sub-clases, llamadas estrellas tipo a, b y c (figura 3.2).

1. **Tipo a:** Son moderadamente de largos períodos, incrementan muy rápidamente la luz y disminuyen relativamente rápido su brillo pero mucho más lento que su incremento, y las curvas de luz características a este tipo son asimétricas. El período oscila entre 12 a 15 horas.
2. **Tipo b:** Son curvas de largos períodos, su incremento de brillo es moderadamente rápida, y su disminución de brillo es relativamente corta y continua. El período oscila entre 15 a 20 horas, son similares a las Tipo-a y sus curvas de luz son menos asimétricas. Hay, de hecho, una transición bastante suave entre los tipos a y b, por lo que no parece haber ninguna diferencia física entre ambos tipos.

3. **Tipo c:** La luz aparece siempre cambiante y con rapidez moderada, incrementa más rápidamente la luz de lo que lo hace al disminuir, pero existen casos en los que pueden ser iguales el aumento y la disminución, o de menor rapidez. Son estrellas de cortos períodos que oscilan entre 8 a 10 horas y la forma de la curva de luz es sinusoidal.

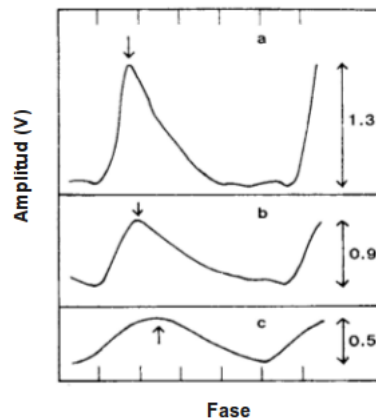


Figura 3.2: Modelos de las tres curvas de luz de estrellas tipo a, b y c. Tomada de Smith (1995).

Estas sub-clases son todavía usadas pero por lo general se simplifican a dos tipos: las ab y las c. Las primeras están localizadas en el extremo derecho de la Rama Horizontal hacia el extremo de baja temperatura (borde rojo, ≈ 6100 K). Las tipo-c están localizadas al otro extremo (borde azul, ≈ 7400 K). Las tipo c son menos comunes que las tipo ab.

3.3.1. Modos de Pulsación

La pulsación radial produce sustancialmente cambios en la luminosidad (brillo), temperatura (color) y velocidad radial de las estrellas RR Lyrae. Las variables RR Lyraes de amplitudes grandes y períodos largos como las tipo-ab pulsan en el modo fundamental donde todas las partes de la estrella se contraen y expanden juntas.

Mientras que las estrellas RR Lyrae tipo-c de cortos períodos y baja amplitudes, pulsan en el primer armónico. En la estrella hay un punto nodal donde el material permanece en reposo; cuando la parte externa de la estrella se expande mientras que la parte interna es contraída y viceversa. La figura 3.3 muestra claramente la diferencia en período y amplitud entre las estrellas RR Lyrae de tipo ab y c. La distinción entre las tipo a y b no es obvia, mientras que es clara la distinción existente entre estas con las tipo c.

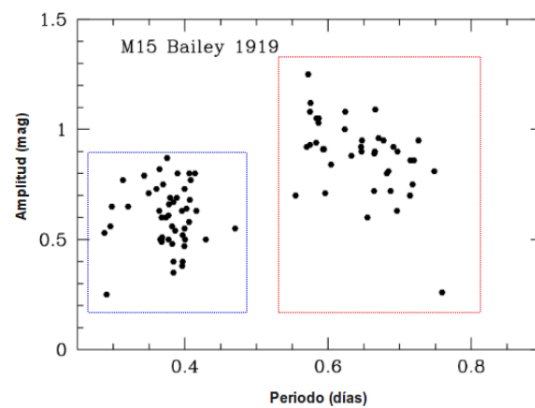


Figura 3.3: Las estrellas dentro del cuadrado de color azul corresponden a las estrellas RRc (borde azul de la BH) que son de corto período y baja amplitud, mientras que las contenidas dentro del rectángulo de color rojo son estrellas RRab (borde rojo de la BH) de períodos largos y amplitudes grandes. Figura modificada de Smith et al. 2011.

3.4. Importancia de las RR Lyrae

La importancia de las estrellas RR Lyrae radica en dos hechos: Primero, por ser estrellas viejas, son trazadores de las propiedades químicas y dinámicas de la población estelar vieja de nuestra Galaxia (tanto en cúmulos globulares como en el campo). Y segundo, son excelentes indicadores de distancia ya que al estar localizadas en la rama horizontal, todas las RR Lyrae tienen básicamente el mismo brillo intrínseco. Las RR Lyrae son usadas como estándares de luminosidad no solo dentro de nuestra galaxia sino también en sistemas externos.

3.5. RR Lyraes en NGC5139

NGC5139 posee una rica población de estrellas RR Lyrae (Weldrake et al. 2007). Un total de 69 estrellas RR Lyrae fueron detectadas en Omega Centauri (ver figura 3.4), la mayoría de estas localizadas en la banda de inestabilidad de la Rama Horizontal, con magnitudes $V = (14,51 \pm 0,04)$. Del número reportado por Weldrake et al. (2007), 59% de su muestra son de tipo RRab (pulsan en el modo fundamental), y el 41% son variables de corto período de tipo RRc. La distribución de metalicidades de estas RR Lyrae presenta un doble pico en: $[Fe/H] = -1,71$ y $[Fe/H] = -1,25$, consistente con las múltiples poblaciones estelares observadas en este cúmulo. La distancias obtenidas a estas estrellas son de $(5,4 \pm 0,7)$ kpc, consistentes con la distancia del cúmulo en otras referencias (Del Principe et al. 2006).

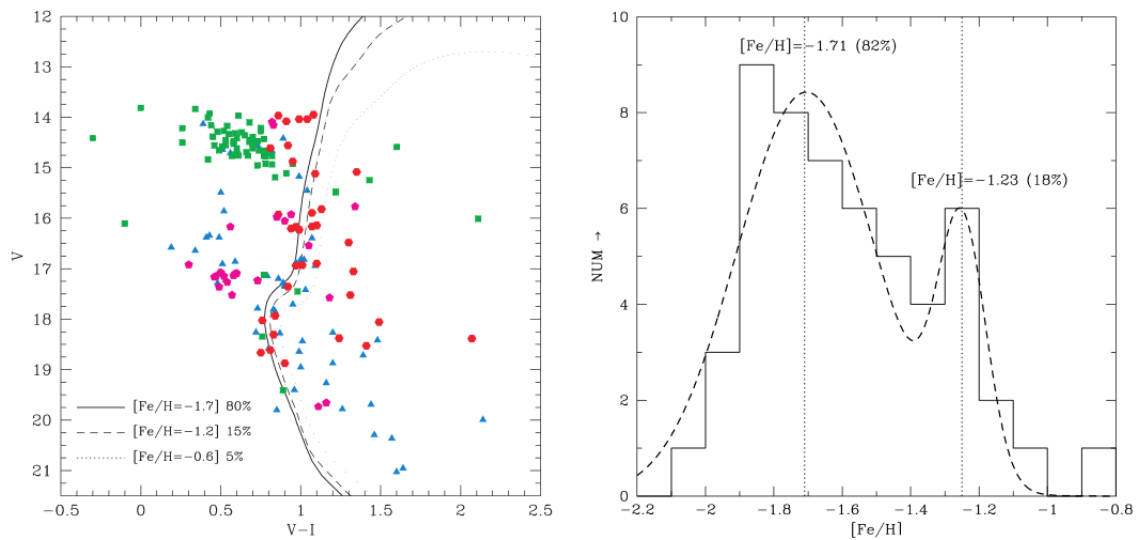


Figura 3.4: **Izquierda:** Estrellas variables en NGC5139 detectadas por Weldrake et al. (2007) superpuestas a 3 isocronas de diferentes metalicidades. Los cuadrados verde son RR Lyraes, los hexagonos rojos son variables de largo período (LPV), los triángulos azules son binarias eclipsantes (EcBs), y el resto son estrellas variables SX Phoenicis. **Derecha:** Distribución de metalicidades de las RR Lyrae en el cúmulo. El histograma muestra una distribución bimodal. Figuras tomada de Weldrake et al. (2007) y Norris et al. (2004) .

Capítulo 4

Datos Observacionales

El presente capítulo consta de dos partes:

1. La primera parte consiste en la descripción del equipo usado para la adquisición de las imágenes asociadas con NGC5139, y el tratamiento teórico de la reducción básica de estas imágenes.
2. En la segunda parte se expone el tratamiento práctico de las imágenes y sus calibraciones correspondientes (astrometría y fotometría).

4.1. Telescopio Schmidt

El telescopio Schmidt del Observatorio Astronómico Nacional de Llano del Hato, Estado-Mérida (Venezuela), está localizado a una Latitud= $+8^{\circ} 47,18'$, Longitud= $-70^{\circ} 52,74'$ y una altitud de 3600 msnm. La configuración del telescopio (ver Fig.4.1) consiste de un espejo esférico de 1,5 m de diámetro y una lente correctora de 1 m de diámetro. En este telescopio está instalada la cámara QUEST¹. Todo este sistema está distribuido dentro de un tubo metálico cuya longitud es de ≈ 7 m de largo. Todo el equipo en conjunto opera como un telescopio Reflector, donde el haz de luz que

¹QUEST: siglas en inglés Quasar Equatorial Survey Team

ingresa por la apertura principal del mismo es reflejado en el espejo esférico y proyectado en el plano focal de la cámara QUEST, localizada a una distancia del espejo de $\approx 3,03$ m.

El Telescopio Schmidt opera sobre una estructura de forma de horquilla y esta última es colocada sobre dos bases fijas a la plataforma de la cúpula. Estas bases están alineadas paralelamente al eje de rotación del planeta, de tal modo que la base de mayor tamaño apunta en la dirección del Polo Norte Celeste y el movimiento de la horquilla sobre las bases esta dada en la dirección Este-Oeste de la esfera celeste. Asimismo, el telescopio posee dos movimientos combinados en ascensión recta (α) y declinación (δ). El primero consiste en el movimiento angular de la horquilla sobre las dos bases en dirección Este-Oeste y el segundo esta dado por el movimiento angular del tubo sobre la horquilla en dirección Norte-Sur. Un prisma objetivo de 1 m de diámetro se puede colocar en el extremo superior del tubo para obtener espectroscopía de baja resolución de objetos celestes. Para el presente trabajo, el prisma objetivo no fue utilizado.

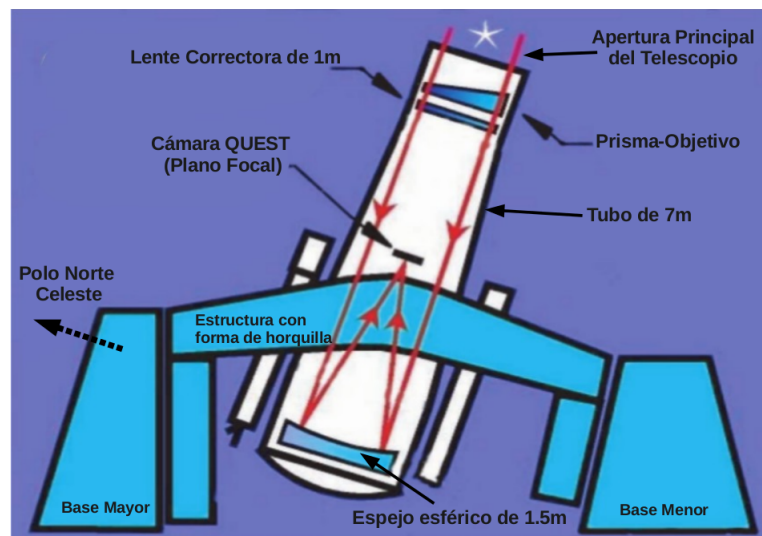


Figura 4.1: Estructura y componentes del Telescopio Schmidt de Llano del Hato. Figura modificada de Baltay et al. (2002).

4.1.1. Modo de operación

El Telescopio Schmidt emplea dos técnicas de observación que son:

1. **Modo Guiado o Apuntado:** Esta técnica consiste en fijar un campo en el arreglo de CCD² (Mosaico) y seguir con el telescopio el movimiento sideral. El movimiento del telescopio es así sincronizado con el movimiento aparente de la bóveda celeste. Este fue el modo de operación utilizado en el presente trabajo.
2. **Modo Drift-Scan:** Se mantiene el telescopio en una posición estacionaria y la imagen se desplaza sobre los CCD, los cuales hacen la transferencia de cargas a la frecuencia sideral. Este modo de operación es útil solo en zonas cerca del ecuador donde las estrellas se desplazan en línea recta sobre los CCD. Por encontrarse Omega Centauri en una zona muy alejada del ecuador celeste ($\delta=-47,4796^\circ$), el modo drift-scan no era una opción viable para este trabajo.

4.1.2. Cámara QUEST

La Cámara QUEST consiste en 16 sensores CCD, colocados sobre 4 bases rectangulares móviles denominados dedos, y cada uno de ellos tiene la capacidad de sostener 4 sensores. Finalmente se tiene un arreglo de 4×4 CCD, formando un mosaico de 16 imágenes en conjunto (ver Fig. 4.2). Cada sensor (CCD) de la cámara QUEST consiste en un arreglo de 2048×2048 píxeles. Los píxeles tienen un tamaño de 15 micras y una resolución angular de $\approx 1,034$ arcsec/píxel. La luz que incide sobre cada unidad del detector (píxel) produce una corriente eléctrica y por medio de un conversor Analógico Digital transforma las tensiones del amplificador de salida (proporcionales a la carga de cada píxel) en números, es decir, asigna un valor numérico a cada píxel que usualmente se le denomina ADU³. La cantidad de cuentas (ADU) en cada píxel es

²CCD: Dispositivo de Carga Acoplada

³ADU: Unidad Analógico Digital

proporcional a la cantidad de fotones incidentes en el rango lineal de cada CCD. Los filtros van colocados a lo largo de cada dedo de la cámara QUEST en la dirección Norte-Sur y encima de cada arreglo de 4 CCD (dedos), como se muestra en la figura 4.2 para el juego de filtro VVII.

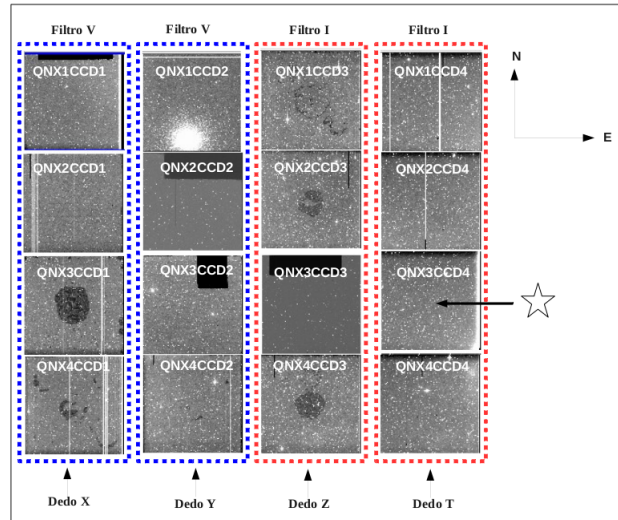


Figura 4.2: Ejemplo de una imagen tomada en modo apuntado en una zona alrededor del cúmulo Omega Centauri. El cúmulo mismo puede verse en el sensor QNX1CCD2. Las imágenes no han tenido ningún tipo de procesamiento todavía. El área cubierta por cada CCD es de $(0,588^\circ \times 0,588^\circ)$ lo que representa un área total para el mosaico completo de $\approx 5,5^\circ$ cuadrados. En cada campo tomado quedan espacios vacíos debido a que existen separaciones entre los CCD, especialmente entre dedos adyacentes.

4.2. Reducción Básica de Imágenes

La reducción básica de imágenes consiste en la corrección de las mismas por bias, darks y flats, con el objetivo de eliminar o minimizar los efectos de señales no deseadas para su posterior análisis.

Cada imagen producida por la cámara QUEST está definida como una matriz de valores enteros y la distribución espacial de los píxeles de cada imagen esta dada por la siguiente expresión:

$$Imagen = I(i, j), \begin{cases} i = 1, \dots, 2048 \text{ píxeles} \\ j = 1, \dots, 2048 \text{ píxeles} \end{cases} \quad (4.1)$$

4.2.1. Bias

Un bias es una imagen tomada con el obturador de la cámara CCD cerrado y con un tiempo de exposición nulo ($t = 0$ s). El objetivo de esta imagen es medir el ruido de lectura o ruido electrónico general del sistema, por lo que durante cada noche de observación es importante generar un número considerable de estas imágenes. Estas serán combinadas para generar una imagen final llamada bias maestro. Este bias maestro será sustraído del resto de las imágenes. Observando un bias es posible detectar si se está trabajando en un ambiente electrónicamente ruidoso o no. El bias maestro ($Mbias$) se construye con la siguiente ecuación:

$$Mbias(i, j) = \sum_{k=1}^L \frac{b_k(i, j)}{L} \quad (4.2)$$

donde $b_k(i, j)$ es la imagen bias y L es el número de imágenes bias a ser promediadas.

4.2.2. Dark

Es una imagen tomada con el obturador de la cámara QUEST cerrado y con un tiempo de exposición comparable a las máximas exposiciones previstas. Estas imágenes representan una medida de la corriente de oscuridad de los CCD, la cual es producida por electrones térmicos generados por unidad de tiempo (depende de la temperatura del detector). Estas imágenes deben de ser corregidas por bias maestro y luego ser promediadas para construir los darks maestros ($Mdark$), cada uno de los cuales tienen que corresponder con cada tiempo de exposición (t_{exp}).

$$Mdark(i, j)(t_{exp}) = \sum_{k=1}^n \left[\frac{d_k(i, j)(t_{exp}) - Mbias(i, j)}{n} \right] \quad (4.3)$$

donde $d_k(i, j)(t_{exp})$ es la imagen dark tomada para cada tiempo de exposición, y n es el número total de estas imágenes por cada tiempo de exposición.

4.2.3. Flat

Es una imagen de una superficie uniformemente iluminada. El tiempo de exposición debe ser tal que la señal se encuentre entre $\frac{2}{3}$ y $\frac{3}{4}$ del rango dinámico del CCD. Finalmente un flat es un mapa de sensibilidad de los pixeles, ya que todos ellos no tienen la misma eficiencia cuántica. Cada imagen flat debe ser corregida por bias maestro y por dark maestro y finalmente son combinadas usando la moda, la mediana o la media, para generar el flat maestro ($Mflat(i, j)$) el cual es además normalizado por el valor medio de la imagen. La sensibilidad de los pixeles es función de la longitud de onda y por lo tanto se deben tomar flats con cada filtro que se use.

$$F_{k,\lambda}(i, j) = F_\lambda - Mdark(i, j)(t_{exp}) - Mbias(i, j) \quad (4.4)$$

$$Mflat_\lambda(i, j) = \frac{\sum_{k=1}^m W_k F_{k,\lambda}(i, j)}{m} \quad (4.5)$$

$$W_k = \frac{1}{(mediana)F_{k,\lambda}}(i, j) \quad (4.6)$$

$$F_{norm,\lambda}(i, j) = \frac{Mflat_\lambda(i, j)}{(Mediana)Mflat_\lambda(i, j)} \quad (4.7)$$

donde $F_\lambda(t_{exp})$ es la imagen flat tomada con un cierto tiempo de exposición t_{exp} y en un filtro dado. $F_{k,\lambda}(i, j)$ es la imagen flat corregida por bias maestro y dark maestro,

W_k es el peso dado como el inverso de la mediana de la cuentas en la imagen $F_{k,\lambda}(i, j)$ y $F_{norm,\lambda}$ es el flat normalizado. En las ecuaciones 4.6 y 4.7 pueden ser usadas también la moda o la media.

Los Flats reciben diferentes nombres dependiendo de la superficie iluminada:

1. **Flat de Cielo:** Se utiliza el cielo iluminado homogéneamente al atardecer o al amanecer.
2. **Flat de Cúpula:** Se utiliza una lámpara que ilumina una pantalla dentro de la Cúpula.
3. **Flat Sintético:** Se utilizan las observaciones del cielo nocturno para obtenerlos.

4.2.4. Imagen Reducida

La imagen es corregida por bias maestro (ruido electrónico), dark maestro (pixeles calientes) y flat normalizado (mapa de sensibilidad):

$$I_{red}(i, j) = \frac{I(i, j) - \left(\frac{t_s}{t_d}\right) M_{dark}(i, j)(t_{exp}) - M_{bias}(i, j)}{F_{norm,\lambda}(i, j)} \quad (4.8)$$

t_s es el tiempo de exposición de la imagen y t_d es el tiempo de exposición del dark. $I(i, j)$ es la imagen tomada de las observaciones y $I_{red}(i, j)$ es la imagen reducida.

4.3. Adquisición de datos

Las observaciones alrededor de NGC5139 fueron tomadas en modo servicio (o modo cola) con el telescopio Schmidt, usando los filtros VVII. Los filtros están distribuidos en la cámara QUEST de tal manera que la misma está dividida en dos áreas. Los detectores (CCD) reciben información de la fuente correspondiente a la radiación

que dejan pasar cada filtro que los cubre.

Las observaciones del presente trabajo, están tomadas de manera tal que cubran un rango amplio tanto en declinación como en ascensión recta a lo largo de la órbita de NGC5139. En las mismas se evitaron tomar observaciones hacia el centro del cúmulo, dado que el interés del trabajo es la búsqueda de estrellas fuera de NGC5139.

Las observaciones del presente proyecto fueron hechas en 16 campos (ver coordenadas en Tabla C.1). Algunos de los campos fueron observados con tiempos de exposición de 60s y otros con 90s. En general se intentó hacer cada noche 4 secuencias de los 16 campos para un mayor cubrimiento de las curvas de luz. Tomando en cuenta el tiempo de posicionamiento del telescopio, los tiempos de exposición y tiempo de lectura de los CCD, la realización del proyecto tomó aproximadamente 2,5 horas por noche. El proyecto fue observado durante 11 noches entre el 2010 y el 2011. Debido a la baja declinación de los campos, la masa de aire de las observaciones siempre es alta. Para evitar extinción atmosférica excesiva, las observaciones se hicieron con ángulos horarios $< 2,5$ horas.

La región que se cubrió es de $\approx 50^\circ$ cuadrados, encontrándose en los límites de declinación entre -43° y -50° y en ascensión recta entre 199° y 210° .

El número de observaciones realizadas por cada noche en la región alrededor de NGC5139 se detallan en la tabla C.3 y el número de observaciones que no se usaron por daños en las mismas, se describen en la tabla C.4.

4.4. Reducción de las Observaciones alrededor de NGC5139

El proceso de reducción se hizo usando tareas del programa IRAF y scripts desarrollados en el CIDA especialmente para la reducción de este tipo de imágenes (ver

Tabla C.5). El procesamiento de imágenes siguió el siguiente procedimiento:

4.4.1. Corrección por Overscan

La región de overscan corresponde a columnas al final de la imagen que no están expuestas a la luz. Esta zona está al mismo nivel de un bias y de ahí su importancia al ser usada para corregir toda la imagen por estos niveles de cuentas para minimizar el ruido electrónico. Así, el usar la zona de overscan para corregir por el nivel de bias, permite usar medidas del nivel de ruido electrónico existente en el momento exacto en que se tomaron las observaciones. El proceso de corrección por overscan consiste en promediar las cuentas de los pixeles por cada fila de la región no expuesta a la luz y luego sustraer dicho valor promedio pixel a pixel de su respectiva fila en la imagen cruda. Al final, la zona de overscan se corta de la imagen.

En la figura.4.3 puede notarse como el nivel de cuentas de la imagen disminuye debido a la sustracción por el nivel de cuentas de la zona no iluminada del CCD. La figura 4.4 muestra una imagen de uno de los campos observados antes y después de la corrección por overscan.

En la cámara QUEST, uno de los 16 CCD (el CCD A1⁴) tiene columnas dañadas entre la columna 2049 y la 2100, por lo que la corrección por overscan no se puede hacer de la forma descrita antes. Para esas imágenes, se utilizó un bias maestro, construido a partir de las observaciones especificadas en la (ver tabla C.2), para corregir la imagen.

En el caso de las imágenes de la cámara QUEST no es necesario hacer corrección por darks ya que la corriente oscura de este equipo es mínima. En otras palabras, el

⁴Las columnas de CCD en la cámara QUEST (dirección Norte-Sur) son referidas como QNX1, QNX2, QNX3 y QNX4, o como A, B, C y D. Las filas (correspondientes a la dirección Este-Oeste) como CCD1, CCD2, CCD3 y CCD4, o simplemente como 1, 2, 3 y 4. Así, QNX1 CCD1 = A1

nivel de los darks es igual al de los bias. Análisis estadísticos de observaciones de varios años confirman este hecho.

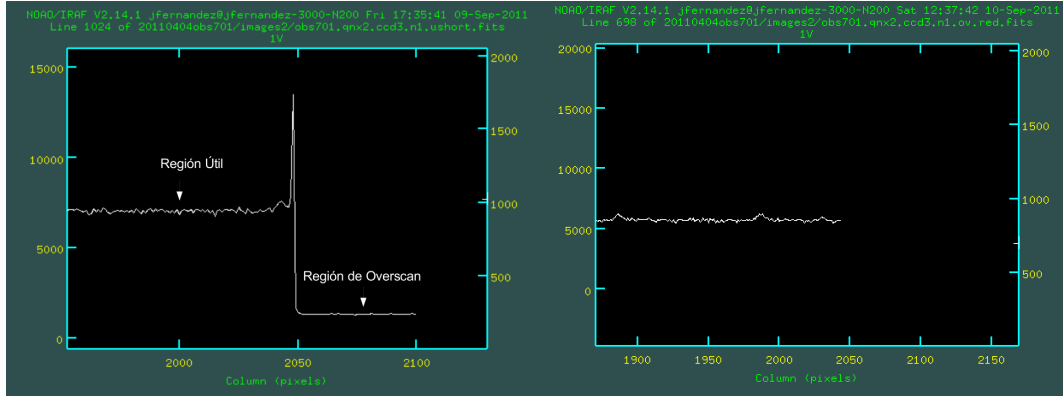


Figura 4.3: **Izquierda:** muestra los niveles de cuentas a lo largo de una fila del CCD en una imagen sin corregir (Imagen Cruda de 2048x2100 píxeles) de la noche de observación del 04 de Abril del 2011. **Derecha:** la misma imagen corregida por la región de overscan (2048x2048 píxeles). La zona de overscan se distingue por tener niveles más bajos de cuentas, entre las columnas 2049 y 2100. En la imagen corregida, esta zona fue eliminada pues no es una observación del cielo.

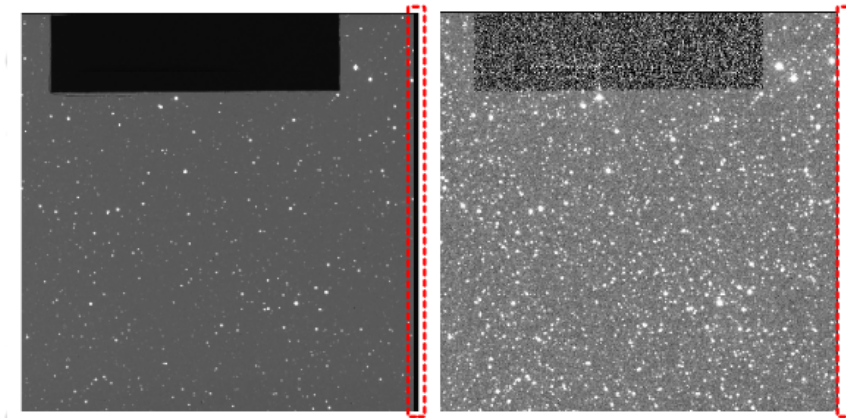


Figura 4.4: **Izquierda:** imagen cruda tomada con el telescopio Schmidt. El rectángulo de color rojo muestra la región de overscan en la imagen (banda de color negro). **Derecha:** La misma imagen de la izquierda corregida por overscan y flat. La banda oscura es eliminada de la imagen reducida.

4.4.2. Corrección por Flats Sintéticos

Como ya se mencionó un flat es un mapa de sensibilidad. El flat utilizado en este trabajo fue un flat sintético (ver figura.4.5), construido con la mismas observaciones

estelares. Para ello se agrupan todas las observaciones (Guiadas) de la misma noche o noches cercanas (diferencia de 2 noches como máximo) y se genera un flat maestro sintético usando la mediana de las cuentas (ver ecuación. 4.13). La idea de usar la mediana para combinar imágenes del cielo es que se eliminan las estrellas y los rayos cósmicos (que no están en la misma posición en imágenes diferentes), pero quedan los defectos cosiméticos del detector. La imagen combinada de esta manera es una muy buena aproximación a un mapa de sensibilidad del detector en cuestión. Esta técnica da buenos resultados siempre y cuando no se usen campos con alta densidad de estrellas. Se requiere además combinar un número grande de imágenes para que así las estrellas realmente se puedan eliminar usando la mediana. Con los flat sintéticos se minimiza los gradientes de luminosidad en los CCD. No se usaron flat de cúpulas pues durante algunas noches el equipo para iluminar la pantalla estaba defectuoso y por otro lado, la iluminación lograda en la pantalla no es del todo uniforme y por lo tanto la corrección no es óptima.

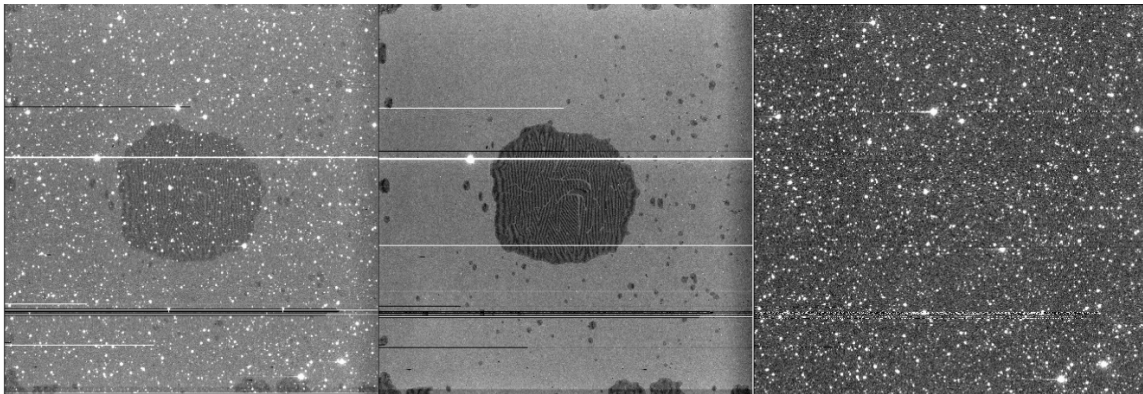


Figura 4.5: **Izquierda:** Imagen cruda tomada por la Cámara QUEST el 04 de Abril del 2011. **Centro:** Flat Maestro Sintético generado con las imágenes de la misma noche. **Derecha:** Finalmente la imagen corregida por el flat sintético.

4.5. Detección de estrellas

La tarea DAOFIND del paquete DAOPHOT de IRAF se usó para la búsqueda automática de las estrellas. Esta tarea consiste en buscar en la imagen los máximos

locales de intensidad que tengan una amplitud 3 veces mayor a la desviación estándar del fondo de cielo local y un FWHM⁵=3,7 arcsec, que es el valor común del seeing⁶ (ver figura 4.6) en las imágenes alrededor de NGC5139. Para cada CCD se han creado máscaras con las columnas o regiones malas de cada CCD. El programa DAOFIND no hace detecciones en esas regiones enmascaradas. Asimismo, se pone un límite máximo en el brillo de las estrellas detectadas para evitar objetos saturados. La tarea finalmente regresa las coordenadas (X,Y) de las detecciones de las estrellas en la imagen (ver figura4.7).

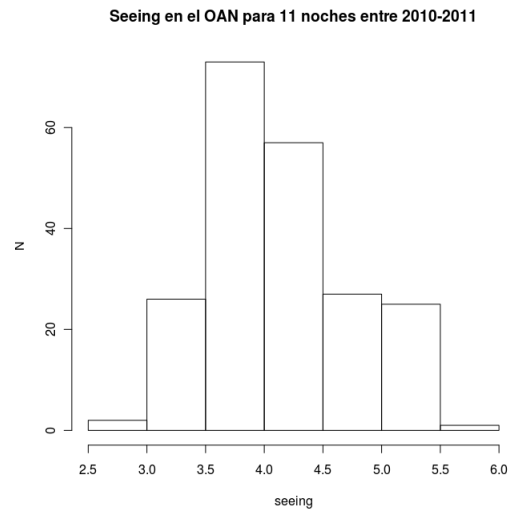


Figura 4.6: Distribución de seeing para 11 noches de observación en uno de los CCD de la cámara QUEST. El pico de la distribución esta en 3,7 arcsec.

⁵FWHM: siglas en ingles full width at half maximum, ancho de la curva Gaussiana que representa el perfil de brillo de una estrella.

⁶seeing: Es la medida relativa de cuanto afecta la atmosfera al brillo de los cuerpos celestes.

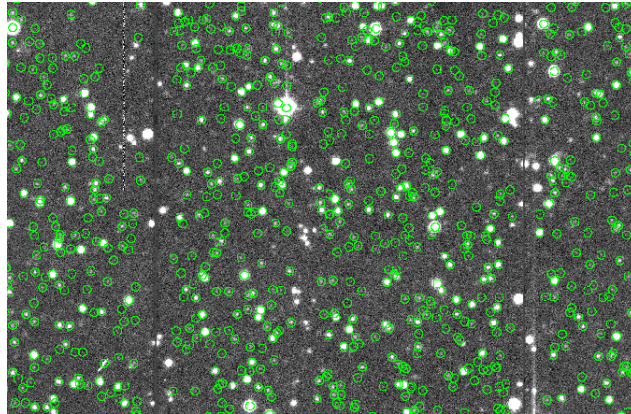


Figura 4.7: Los círculos de color verde corresponden con la fuentes (estrellas) detectadas con la tarea DAOFIND.

4.6. Fotometría

La fotometría consiste en la medida del flujo de energía o intensidad de fuentes en el cielo. La distribución radial de energía para una fuente puntual se puede aproximar por una función gaussiana cuya anchura a media altura (FWHM) es conocida por la palabra "seeing" y depende de las condiciones atmosféricas locales al momento de la observación. El método que se utilizó para medir el brillo de las estrellas de todos los campos alrededor de NGC5139, se llama fotometría de apertura. Este método consiste en sumar todo el flujo observado dentro de un radio determinado a partir del centro de la estrella. Además es necesario restar la contribución del fondo de cielo en esa misma área y de esta manera determinar la energía o la magnitud instrumental dentro de esa apertura. El valor del fondo de cielo es determinado por la moda de las cuentas de los pixeles dentro de un anillo alrededor de la apertura. La apertura debe ser lo suficientemente amplia para englobar todo el flujo proveniente de la estrella (ver figura 4.8).

Conforme se aumenta la distancia al pico de la distribución aumenta el número de pixeles dominados por el fondo de cielo frente aquellos que contienen fotones de la

estrella y por lo tanto la relación señal/ruido disminuye (Howell 1989). Debe existir entonces una apertura óptima para aprovechar la máxima contribución de energía por la fuente y minimizar las señales producidas por fuentes externas (ruidos) como el fondo de cielo.

El tamaño del anillo de fondo de cielo usado en el presente trabajo, tiene un radio interno de 10 píxeles y un ancho 5 píxeles, y el radio de apertura es del tamaño del FWHM promedio de la distribución de magnitudes de todas las estrellas detectadas en una imagen.

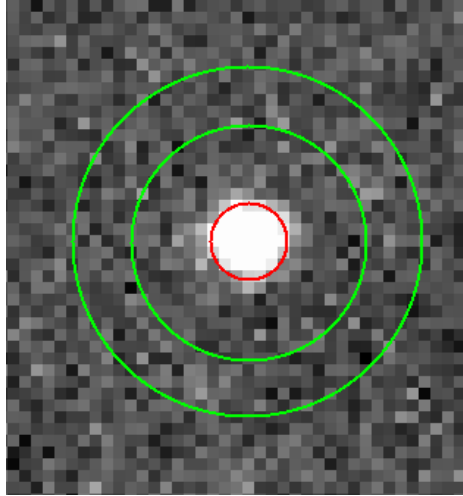


Figura 4.8: En la imagen se pueden observar tanto el anillo (color verde) de fondo de cielo como la apertura optima (color rojo).

Para cada estrella detectada se conoce la magnitud instrumental (m) y su error instrumental (Δm) dados por las siguientes expresiones:

$$m = -2,5 \log \left(\sum_j^n C_j - A_{ap} \times FC \right) + ZP + 2,5 \log(t_{exp}) \quad (4.9)$$

$$\Delta m = \left[\left(\frac{\sum_j^n C_j - A_{ap} \times FC}{epadu} \right) + A_{ap} \sigma_c^2 \left(1 + \frac{A_{ap}}{A_c} \right) \right]^{\frac{1}{2}} \quad (4.10)$$

ZP es el punto cero instrumental, al que arbitrariamente se le asignó el valor de 25,0; C_j es el número de cuentas en cada pixel j , A_{ap} el área de la apertura (el número de píxeles dentro de la apertura); t_{exp} el tiempo de exposición; FC es la moda del fondo de cielo en el anillo; A_c área del fondo de cielo, σ_c es la desviación estandar de los píxeles en el fondo del cielo y $epadu$ la conversión de electrones a ADUs que vienen dados por la electrónica de cada CCD.

4.7. Astrometría

Cuando se apunta el telescopio Schmidt a un campo para iniciar la observación, al mismo se le indican las coordenadas de Ascensión Recta (α_t) y Declinación (δ_t) a la cual debe apuntar para dar inicio a la exposición. Estas coordenadas iniciales (α_t, δ_t) corresponden al apuntado del equipo, y por lo tanto coinciden con el centro de la cámara QUEST. Sin embargo para cada imagen del mosaico solo se conocen las coordenadas (X,Y) de la matriz de píxeles por CCD, por lo que una estrella en dicha imagen tendrá coordenadas de CCD (valores X,Y). Estas coordenadas de CCD tienen que ser transformadas a coordenadas de cielo (α_* , δ_*) para saber la posición de cada estrella en la bóveda celeste y poder asociar las estrellas entre las diferentes observaciones para los posteriores procesamientos y análisis.

El proceso para conseguir las ecuaciones de transformación entre coordenadas del CCD y coordenadas celestes se hizo en dos pasos. Primero, se refinó la posición de apuntado del telescopio, pues en el telescopio Schmidt no es muy preciso. En segundo lugar, se calculan las ecuaciones de transformación.

Para refinar las posiciones de apuntado, se tomó una imagen de referencia en

el mosaico (el CCD11) y se comparó con una imagen del SAO-DSS⁷ para calcular visualmente el centro real de esa imagen. A partir de las coordenadas correctas en ese CCD se puede obtener las coordenadas correctas de apuntado del telescopio usando las ecuaciones 4.11 y 4.12.

$$\alpha_t = \alpha_0 + \frac{\Delta\alpha}{\cos(\delta_t)} \quad (4.11)$$

$$\delta_t = \delta_0 + \Delta\delta \quad (4.12)$$

Donde α_0 y δ_0 son las coordenadas del centro del CCD11 ajustado con la imagen de referencia (SAO-DSS); $\Delta\alpha = +0,09583$ horas y $\Delta\delta = -0,9043$ grados son los offsets medidos entre el CCD11 y el centro de la cámara (Mateu, C., Publicación interna CIDA). Una vez corregidas las coordenadas de apuntado y haciendo uso de programas desarrollados en el CIDA, se calcula la solución astrométrica para asignar a cada fuente en cada imagen las coordenadas (α_*, δ_*) . Los programas requieren de un catálogo de referencia con coordenadas $(\alpha_{cat}, \delta_{cat})$ y al menos una magnitud en cualquier banda fotométrica. Las dimensiones de los catálogos de referencia deben ser aproximados al tamaño de cada CCD.

El catálogo usado fué el UCAC3⁸ (Zacharias et al. 2009). La información de dicho catálogo fue obtenida del servidor VIZIER⁹, cubriendo casi en su totalidad el área de todos los campos alrededor de NGC5139 (ver figura. 4.9). Los programas de astrometría usados calculan coordenadas iniciales de las estrellas detectadas usando una proyección tangente (ver Apéndice A.7). Luego se comparan iterativamente las estrellas del catálogo de referencia con las estrellas detectadas hasta conseguir una

⁷Smithsonian Astrophysical Observatory - Digitized Sky Survey

⁸Third U.S. Naval Observatory CCD Astrograph Catalog. <http://www.usno.navy.mil/USNO/astrometry/optical-IR-prod/ucac>

⁹VizieR: Servicio de catálogos astronomicos. <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

solución astrométrica (o ecuaciones de transformación) aceptable. Se considera que la solución es aceptable cuando al comparar las coordenadas resultantes con las del catálogo de referencia se consiguen diferencias D (ver ecuación 4.13) de menos de 1 arcsec.

Como se ve en la figura 4.9, una parte pequeña de nuestras observaciones no tenían contrapartida en el catálogo de UCAC3. En esos casos, la astrometría se realizó de manera manual, identificando visualmente algunas estrellas en el DSS y tomando sus coordenadas de allí. Con esas estrellas identificadas se calculó la matriz de transformación usando los mismos programas de astrometría mencionados más arriba.

En la figura 4.10 se muestra que en promedio la astrometría tiene un error de entre 0,1 y 0,2 arcsec.

$$D^2 = (\alpha_{cat} - \alpha_{obs})^2 + (\delta_{cat} - \delta_{obs})^2 \quad (4.13)$$

4.8. Resumen de las observaciones

El área total cubierta por todas las observaciones es de $\approx 50^\circ$ cuadrados, los límites de detecciones de objetos puntuales en declinación son: $-50^\circ < \delta < -43^\circ$ y en ascensión recta de: $199^\circ < \alpha < 210^\circ$. En la Tabla 4.1 se muestra el número de estrellas con astrometría, además de las estrellas comunes observadas en ambos filtros.

La figura 4.11 muestra la distribución en el cielo de las estrellas observadas con el filtro I (puntos de color rojo) y en el filtro V (puntos de color azul). Los puntos negros son estrellas en las que tenemos observaciones en ambos filtros.

En resumen, se usaron un total de 3160 imágenes para los posteriores procesamiento y análisis. Estas imágenes fueron inicialmente corregidas por overscan, flat

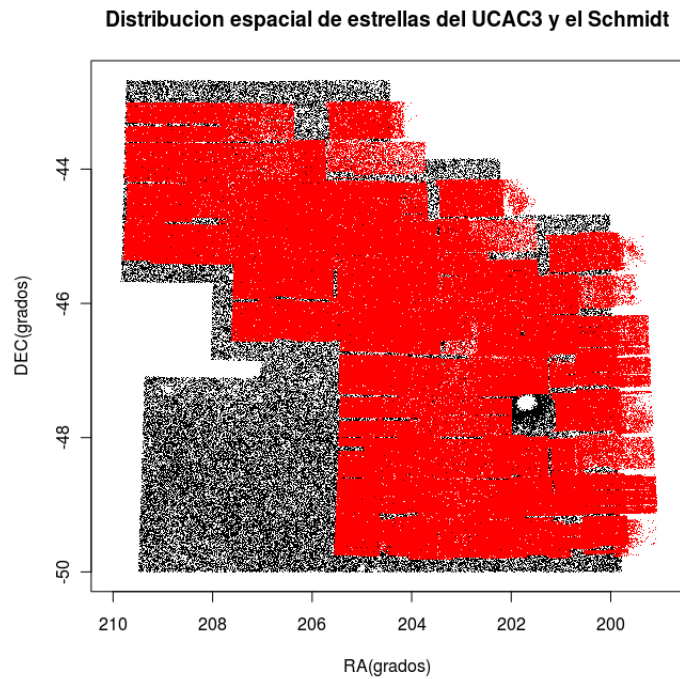


Figura 4.9: Los puntos de color negro son las estrellas del catálogo UCAC3, con magnitudes en la banda I, cubriendo casi en su totalidad el area total cubierta por todo los campos del Schmidt. Los puntos rojos son las estrellas observadas con el Telescopio Schmidt y calibradas astrométricamente con los programas con un error $<0,5$ arcsec con el catálogo de referencia. Los puntos rojos que no coinciden con los puntos negro, fueron calibrados astrométricamente visualmente.

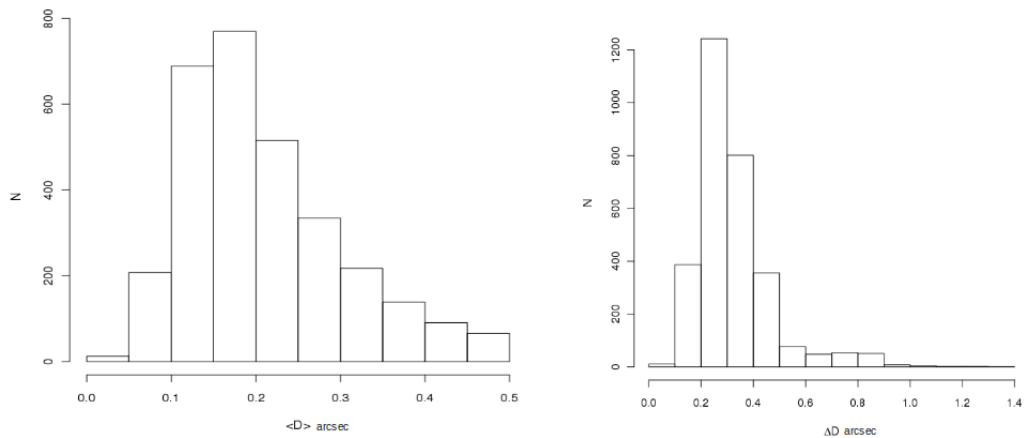


Figura 4.10: Distribución de la solución astrométrica de 3165 imágenes. A la derecha se muestra la distribución de las observaciones estandar de D en cada imagen.

Tabla 4.1: Número de total de estrellas con astrometría.

Filtro	Numero de estrellas
V	247774
I	319848
Ambos	58471
Total estrellas estudiadas	509151

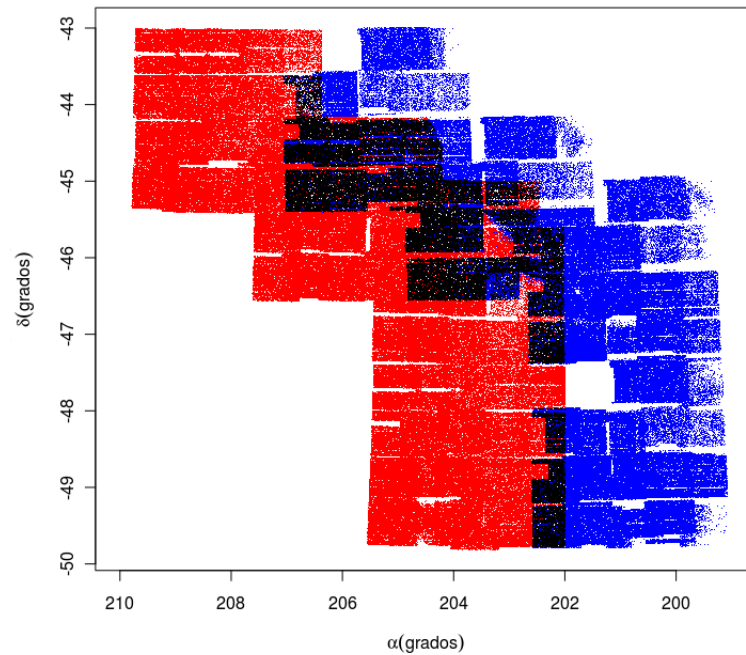


Figura 4.11: Área observada de ≈ 50 cuadrados. Los puntos de color rojo representan las 319848 estrellas en la banda fotométrica I; los puntos azules las 247774 estrellas en la banda V y finalmente los puntos negros las 58471 estrellas observadas en ambos filtros.

sinéptico, sobre ellas se realizaron la fotometría para la detección de fuentes puntuales y finalmente la astrometría asignándole las coordenadas de cielo a cada una de las estrellas detectadas en cada imagen.

4.9. Normalización de las estrellas

Como las observaciones de todos los campos fueron tomadas en diferentes noches y en diferentes horas, las condiciones atmosféricas pueden cambiar significativamente entre observaciones (seeing, masa de aire, presencia de nubes ligeras, entre otras). Por eso es necesario que las magnitudes instrumentales obtenidas hasta este punto sean normalizadas a una observación de referencia. Dado que los campos alrededor de NGC5139 se encuentran a una declinación (-43° a -50°) relativamente grande, la extinción atmosférica debido a la masa de aire es especialmente importante.

La normalización (ver ecuación 4.14) consiste en tomar una imagen como referencia por cada campo de observación por separado, con el mejor seeing y la mayor cantidad de estrellas. Para cada j -ésima observación se calcula un punto cero (PC), que consiste en la media de la diferencia de las magnitudes instrumentales de todas las estrellas en común en ese campo. En el proceso de determinación del punto cero se aplica iterativamente un promedio cortado (sigma clipped mean, ver apéndice A.6), que deja de lado los valores desviados más de 3σ del promedio. Esto se hace con el fin de eliminar estrellas variables y/o magnitudes medidas erróneamente debido a la presencia de rayos cósmicos o posibles defectos del CCD no enmascarados correctamente.

Cada magnitud (m_i) en cada observación (j -ésima) es corregida finalmente por el punto cero, dando por resultado magnitudes ya normalizadas (m_i^{nor}), ver ecuación 4.14.

$$m_i^{nor} = (m_i - PC) \quad (4.14)$$

Una vez normalizadas las estrellas, para cada campo se tienen catálogos maestros. Uno contiene los promedios de las magnitudes normalizadas y sus desviaciones estandar, y otro contiene las series de tiempo de cada objeto.

4.10. Calibración Fotométrica

La fotometría de estrellas mencionadas en la sección anterior corresponde a medidas de magnitudes instrumentales la cual deben ser calibradas fotométricamente en ambos filtros (I y V), con el fin de obtener diagramas color magnitud y poder definir la región de búsqueda de las RR Lyrae en nuestros datos.

El proceso de calibración fotométrica consistió en seleccionar catálogos de referencia con magnitudes calibradas y a partir de ellos calcular la transformación adecuada de magnitudes instrumentales al sistema fotométrico estándar. Esto debe hacerse para cada campo y cada filtro individualmente pues las condiciones de observación entre campo y campo pueden ser diferentes. Cada estrella en nuestros catálogos se buscó, usando sus coordenadas, en los catálogos de referencia.

Para aquellas estrellas que tienen contrapartida en los catálogos de referencia, se calcula la diferencia en magnitudes, término al que usualmente se refiere como "punto cero" de la calibración. El método usado es similar al que se usó para la normalización, pero en este caso, el catálogo de referencia se refiere a los catálogos externos con magnitudes calibradas conocidas. En cada campo se usaron entre 500 y 1000 estrellas para calcular el punto cero. Cada estrella finalmente es corregida por este valor y el catálogo final esta formado por estrellas con magnitudes calibradas (ver ecuación 4.15) y coordenadas de cielo (α_* , δ_*). Es importante acotar que para el calculo de los punto cero (*PC*) solo se usaron las estrellas no variables de cada campo.

$$m_i^{cal} = \langle m_i \rangle - PC_{calibración} \quad (4.15)$$

$$\Delta m_i^{cal} = \sqrt{(\Delta m_i)^2 + \left(\frac{\sigma_{cal}^2}{N}\right)} \quad (4.16)$$

donde m_i^{cal} es la magnitud calibrada, $\langle m_i \rangle$ es la magnitud promedio de cada estrella y $PC_{calibración}$ es el punto cero. Por otra parte, σ_{cal} es la desviación estandar del promedio de las diferencias entre las magnitudes del catálogo de referencia y las observaciones, N es el número de estrellas usadas para determinar el punto cero y finalmente Δm_i es el error asociado con el promedio de las magnitudes normalizadas.

Los catálogos que usamos para calibrar nuestros datos son los siguientes:

1. DENIS¹⁰ es un catálogo infrarrojo, en las bandas I(0,82 μ), J(1,25 μ) y K(2,16 μ), conducido por un consorcio Europeo, usando un telescopio de 1m (ESO, La Silla - Chile). Cubre $\approx 16700^\circ$ cuadrados del cielo sur y por lo tanto incluye la región observada por nosotros. Información interna del CIDA (Dr. Hernández) confirma la similitud entre las magnitudes I DENIS y Ic del catálogo de Landolt(1992). Todas nuestras observaciones I fueron calibradas con el catálogo DENIS.
2. SPM4¹¹ es un catálogo de movimientos propios del cielo sur. Aunque buena parte del catálogo proviene de observaciones con placa fotográfica, hay regiones observadas con CCD en el telescopio doble astrógrafo de 51cm del Observatorio Cesco en El Leoncito, Argentina y en los filtros B y V. Lamentablemente la parte observada con CCD (que es la única confiable para la calibración fotométrica) es pequeña y solo cubre una pequeña porción de nuestros datos.

¹⁰ Deep Near Infrared Survey of the Southern Sky. <http://cdsweb.u-strasbg.fr/denis.html>.

¹¹ The Yale/San Juan Southern Proper Motion. <http://www.astro.yale.edu/astrom/spm4cat/spm4.html>.

3. El catálogo de Da Costa y Coleman (2008) fue tomado en los filtro I y V con el telescopio Anglo-Australian (AAT). Con esta información calibramos los campos cercanos a NGC5139 en el filtro V, ver región de puntos de color gris en la figura 4.13. El catálogo fotométrico no es de dominio público pero el Dr. Gary Da Costa (Observatorio de Mount Stromlo, Australia) gentilmente nos proporcionó los datos en una comunicación privada. Con las magnitudes I del catálogo de Da Costa y Coleman (2008) se chequeó la calibración I obtenida anteriormente con DENIS. En la gráfica 4.12 se demuestra la relación 1:1 con I de Da Costa y Coleman (2008) para la misma región con I de DENIS. La información con ambas calibraciones es consistente. Finalmente se dejó toda la región de I del Schmidt calibrada con un solo catálogo de referencia (DENIS).

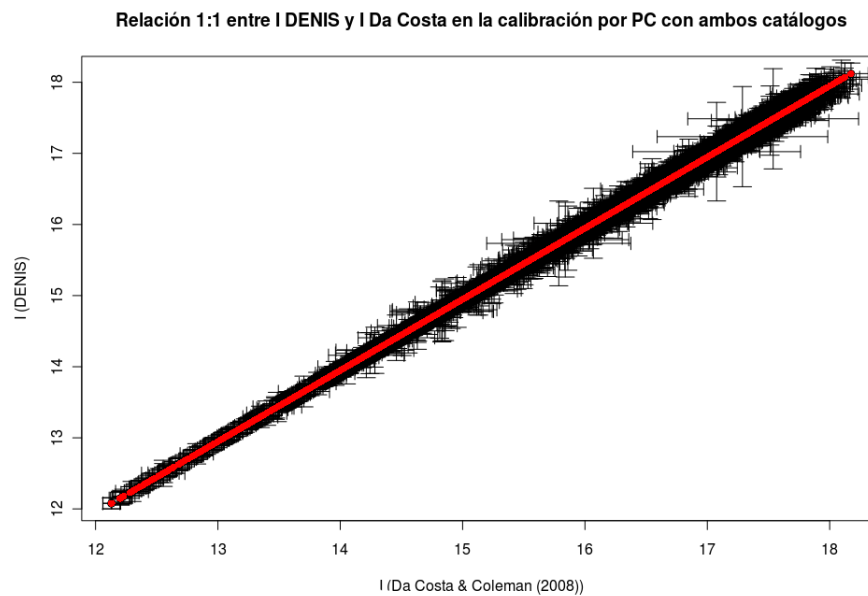


Figura 4.12: Comparación de las magnitudes I calibradas con el catálogo DENIS y con el catálogo de Da Costa y Coleman (2008). Ambas calibraciones son consistentes pues reflejan una relación 1:1.

Tanto el catálogo DENIS como el SPM4 fueron obtenidos de la base de datos VIZIER online.

La figura 4.13 muestra las zonas calibradas con cada uno de estos catálogos. Es importante mencionar que hubo zonas en las que no conseguimos catálogos de referencia para calibrar la fotometría V. Las estrellas no calibradas en V están señaladas en la figura con puntos azules.

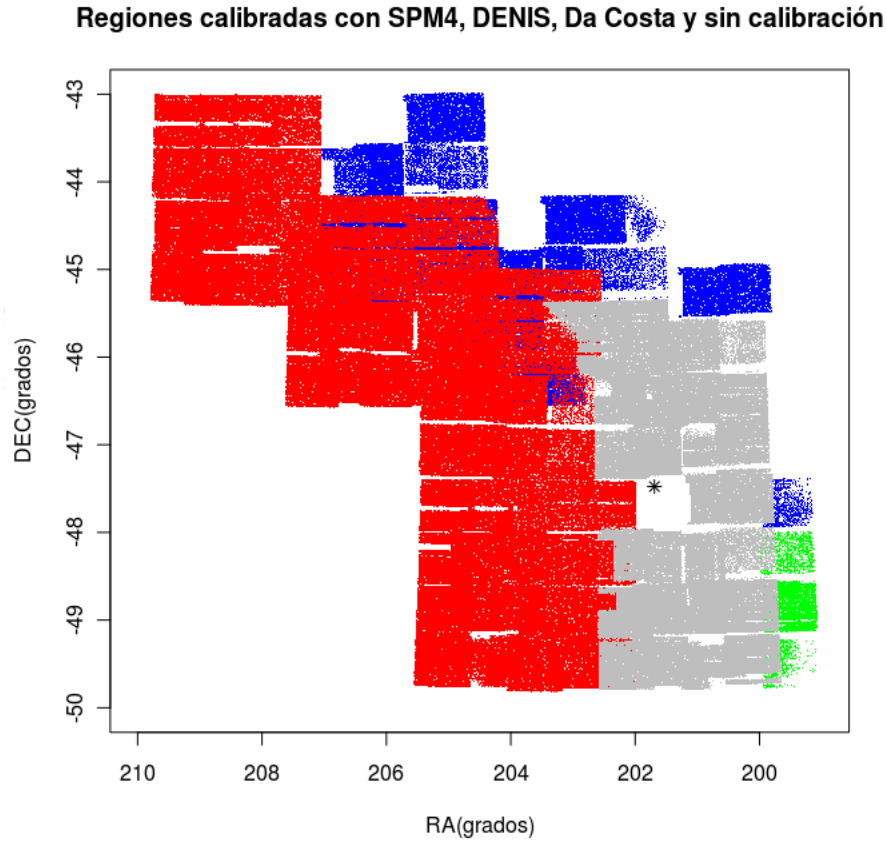


Figura 4.13: La estrella de color negro en la gráfica representa las coordenadas del centro de NGC5139. Se muestran las regiones calibradas en cada banda fotométrica. La región sin calibrar corresponde a los puntos azules y es información del filtro V del Telescopio Schmidt (magnitudes instrumentales). Los puntos de color gris es la región calibrada con el catálogo de Da Costa y Coleman (2008). Los puntos rojos es la región calibrada con I del catálogo DENIS y finalmente los puntos de color verde es la región calibrada con el catálogo SPM4.

Capítulo 5

Selección de Estrellas Variables RR Lyraes

5.1. Detección de Estrellas Variables

La detección de estrellas variables en los campos alrededor de NGC5139 consistió en aplicar una distribución χ^2 de Pearson (ver ecuación 5.1) a las magnitudes normalizadas de cada estrella.

$$\chi^2 = \sum_{j=1}^N \frac{(m_j^{nor} - \bar{m})^2}{\nu \sigma_j^2} \quad (5.1)$$

Donde $m_j^{nor} \dots, m_N^{nor}$ es la magnitud individual de la estrella observada en las diferentes épocas; N es el número de observaciones de esa estrella; $\nu = (N - 1)$ es el grado de libertad y σ_j es el error asociado con m_j^{nor} . El error σ_j se obtiene de la curva definida por las estrellas en la figura 5.1 (izquierda), en donde se grafica la desviación estandar de las magnitudes para cada estrella como función de su magnitud promedio (curva de errores).

El grado de confianza usado es de $[P(\chi^2) \leq 0,01]$ que representa un 99% de que la estrella sea variable (Vivas. et al 2004). Antes del cálculo de χ^2 , se eliminaron las medidas que son potencialmente afectadas por rayos cósmicos mediante la supresión de cualquier punto que sea mayor a 4σ lejos de la magnitud promedio de la estrella. Adicionalmente a esta corrección un corte en magnitudes a la muestra de estrellas

con fotometría fue realizado para eliminar las estrellas saturadas (ver figura 5.1), que pueden alterar los resultados de selección de variables. En la figura 5.1, puede notarse que la distribución de estrellas variables está por encima de la tendencia de la curva de errores.

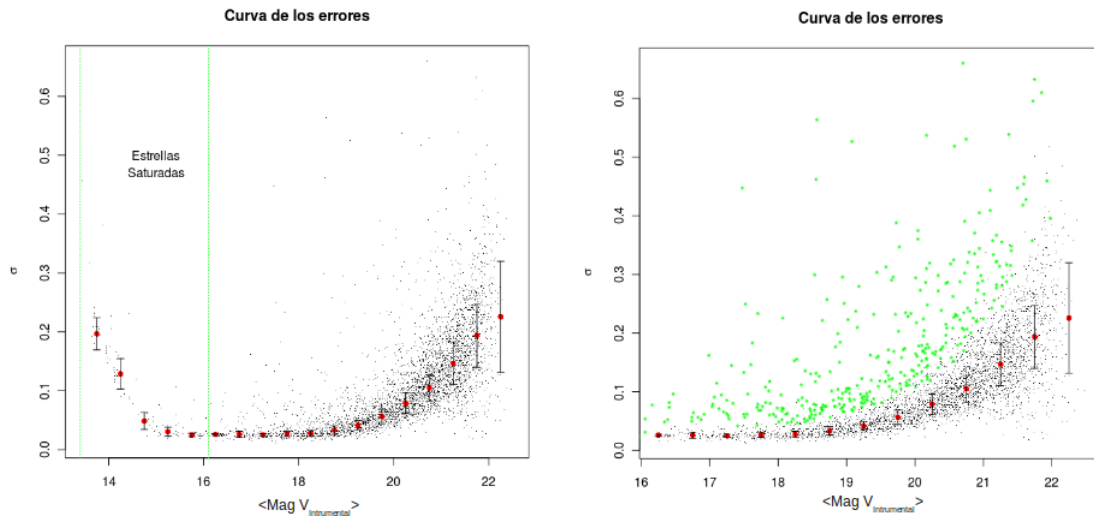


Figura 5.1: **Izquierda:** Desviación estandar de las magnitudes de las 3653 estrellas de un campo particular como función de su magnitud V instrumental promedio. Los puntos rojos marcan el promedio de esta desviación estandar en bins de 0,5 magnitud (curva de errores). Las líneas verticales muestran la zona eliminada pues hay indicación de que las estrellas están saturadas. **Derecha:** La misma curva de la izquierda, sin la zona de saturación, mostrando las 361 estrellas seleccionadas como variables (en verde).

La función de probabilidad $P(\chi^2)$ muestra que tanto se parece una distribución de magnitudes de una estrella a una Gaussiana de ancho igual al error fotométrico (Figura 5.2).

- Un valor de $P(\chi^2)$ grande significa que la estrella está bien modelada por una Gaussiana de ancho igual al error y χ^2 es pequeño.
- Un valor de $P(\chi^2)$ pequeño significa que la estrella no está bien modelada por una Gaussiana y χ^2 es grande.

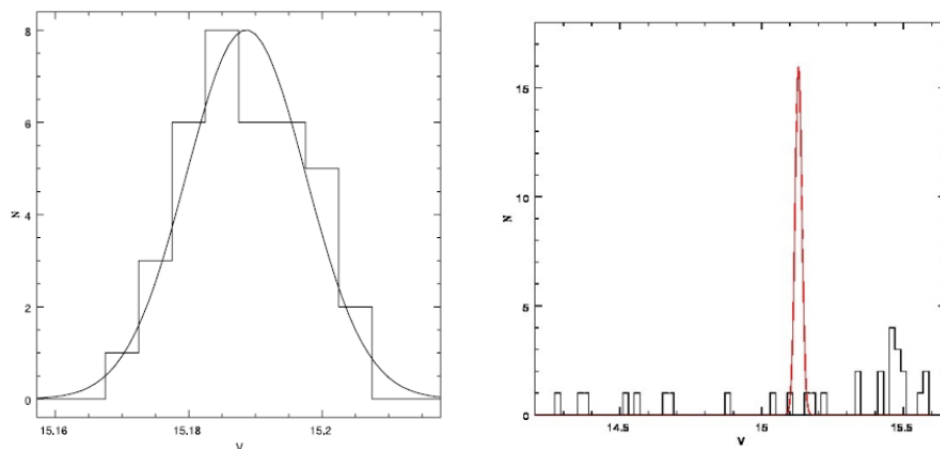


Figura 5.2: **Izquierda:** Distribución de magnitudes de una estrella normal. **Derecha:** Distribución de magnitudes de una estrella variable (Vivas et al. 2004). Las curvas Gaussianas tienen el ancho del error fotométrico, y es igual en ambos casos.

5.2. Diagramas Color Magnitud alrededor de NGC5139

Para limitar la muestra de estrellas candidatas a RR Lyraes son necesarios los diagramas color magnitud. Un corte en color y en magnitud permite seleccionar de la rama horizontal la muestra de estrellas candidatas a ser RR Lyrae (Figura 5.3). Las dimensiones del corte en color son obtenidas por los límites teóricos de tablas de síntesis evolutivas de Lejeune et al. 1998 (ver tabla 5.1). Estos límites teóricos fueron ampliados en nuestros cortes, para tener en cuenta que la extinción interestelar en la región observada es variable. El objetivo de este corte horizontal es eliminar entre las candidatas las estrellas más rojas, que son muy numerosas. Los límites en el eje vertical fueron fijados entre 13 y 15 mag, ya que NGC5139 tiene una rama horizontal de $V=14,53$ y en $I \approx 14,0$. De esta manera se cubre un rango de 2 magnitudes sobre la rama horizontal para prever posibles variaciones de extinción y/o errores fotométricos.

Para cada campo se construyeron diagramas color-magnitud. La mayor parte de nuestras observaciones tienen solo una banda fotométrica, es decir, algunas regiones

Tabla 5.1: Límites teóricos de los cortes en color de los diagramas color magnitud. Valores tomados de Lejeune et al. 1998.

Color	T=6000 K	T= 7500 K
V-I	0,630	0,201
I-J	0,376	0,166

fueron observadas con el filtro V y otras con el filtro I (solo una pequeña región tiene solapamiento en las observaciones en ambas bandas, ver figura 4.11). Así, para construir un color para poner en el diagrama color-magnitud, se tuvo que recurrir varias veces a otros catálogos externos como los mencionados en la sección 4.10, o el catálogo de todo el cielo 2MASS¹. Un ejemplo puede verse en la figura 5.3 donde el eje Y son nuestras magnitudes I calibradas y el eje X es el color (I-J), donde la magnitud J fue tomada del catálogo 2MASS.

2MASS es un catálogo infrarrojo que usó dos telescopios automáticos de 1,3m, uno en Mt. Hopkins, AZ y otro en CTIO, Chile. Las bandas fotométricas que cubren el mismo son: J(1,25 μ), H(1,65 μ) y K_s(2,17 μ). En este catálogo se encuentra información de ≈ 30 millones de fuentes de radiación infrarroja, de un scan de 70 % del cielo.

Para seleccionar la candidatas a RR Lyraes se deben de cumplir los siguientes criterios:

1. Ser estrellas variables
2. Tener amplitudes mínimas $\geq 0,2$ mag
3. Que se encuentren dentro la caja en el diagrama color magnitud

¹The Two Micron All Sky Survey. <http://www.ipac.caltech.edu/2mass/>

4. Que tengan al menos 10 observaciones.

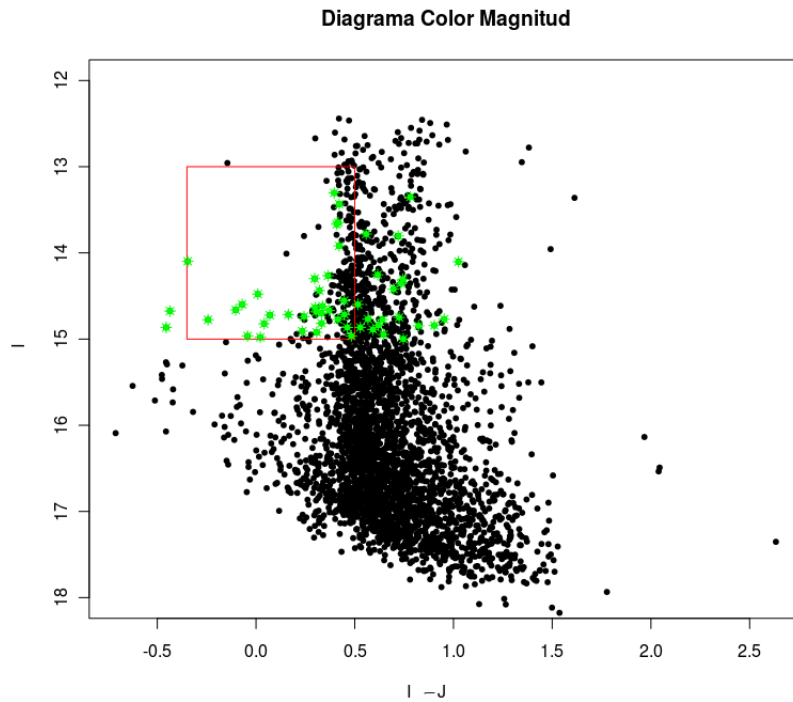


Figura 5.3: Diagrama color-magnitud (I vs I-J) de las estrellas observadas en la banda I. Los puntos verdes son estrellas variables con $13 < I < 15$. La caja roja encierra las candidatas a RR Lyrae.

Las estrellas que cumplan con todas estas condiciones se estudiaron con más detalle para ver si son periódicas, y si lo son, si tienen períodos y forma de la curva de luz de una estrella RR Lyrae.

5.3. Cálculo de Períodos

Para el cálculo de los períodos de las candidatas variables a RR Lyraes se usó el algoritmo de Lafler & Kinman (1965). Este consiste en tomar todas las observaciones de las estrellas candidatas y probar un rango de períodos que va de 0,15 a 0,9 días (Vivas et al. 2004). Para cada período de prueba las observaciones se ordenan en fase

(Ec. 5.2) creciente y se calcula el parámetro Θ (Ec. 5.3). Este parámetro mide la distancia entre dos puntos consecutivos. Si la curva es suave (lo cual ocurre cuando el período es correcto) la distancia entre puntos consecutivos será mínimo. Así, el valor mínimo de Θ nos dará el período correcto de la estrella (ver figura 5.4). Una vez que es seleccionado el período correcto se colocan en fase las observaciones para obtener las curvas de luz (ver figura 5.5).

$$\phi = \left[\frac{HJD}{P} \right] - \text{int} \left[\frac{HJD}{P} \right] \quad (5.2)$$

$$\Theta = \frac{\sum_i (m_i - m_{i+1})^2}{\sum_i (m_i - \bar{m})^2} \quad (5.3)$$

donde HJD es la fecha juliana heliocéntrica de cada observación, y P es el período de prueba.

Para eliminar estrellas sin períodos en el rango de pruebas (0,15-0,9 días) se calcula el parámetro Λ (Lafler & Kinman 1965), que consiste en la razón del valor promedio de Θ sobre todo el rango de períodos de pruebas entre el período asumido como el correcto (valor mínimo de Θ).

$$\Lambda = \frac{\Theta(\text{Periodo}_{\text{incorrecto}})}{\Theta(\text{Periodo}_{\text{correcto}})} \quad (5.4)$$

Mientras más profundo sea el mínimo de Θ (que a su vez maximiza Λ) más clara y suave es la curva de luz resultante y por tanto, más confiable es el período encontrado. Para el presente trabajo se exigió que Λ sea $> 2,5$ (Vivas et al. 2004). Para cada estrella, los tres mejores períodos (tres mínimos de Θ) son examinados con el fin de eliminar períodos espurios, que pueden surgir de la periodicidad externa relacionado con el patrón de tiempo de la observación.

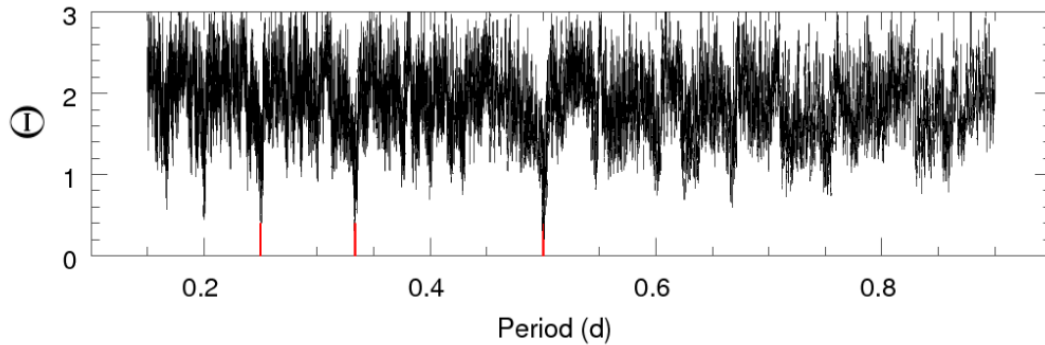


Figura 5.4: Valor de Θ como función del período de prueba para una de las candidatas a RR Lyrae. En la imagen se muestran tres líneas de color rojo que indican 3 posibles períodos, pero la que mejor se ajusta a un período verdadero es la que minimiza el valor de Θ , que para este caso es $P=0,500544$ d, con un valor de $\Lambda = 9,6$.

El programa utilizado para el cálculo de los períodos fue desarrollado en el CIDA por la Dra. Vivas. A. K. y es el mismo usado para el sondeo QUEST (Vivas et al. 2004). Otros programas usados en el presente trabajo se detallan en la tabla C.5.

5.4. Cálculo de distancia

Dado que NGC5139 se encuentra a una latitud galáctica de $b \approx 15^\circ$, las estrellas RR Lyraes detectadas a lo largo de su órbita deben corregirse por la extinción producida por el plano galáctico. Esta extinción (A_V) es más pronunciada a declinación ($\delta < -47^\circ$) y variable en ascensión recta (α), como lo muestra la figura 5.6. Las magnitudes aparentes de todas las estrellas RR Lyrae fueron corregidas por extinción interestelar usando los mapas² de Schlegel, Finkbeiner & Davis (1998). Los mapas de polvo proveen el valor A_V , el cual fue aplicado a todas nuestras observaciones en la banda V. Para calcular la extinción en I, usamos $A_I = 0,48A_V$ (relación tomada de Karttunen et al. 2006). Este paso es esencial para el posterior cálculo de la magnitud absoluta de las RR Lyraes y para luego determinar sus respectivas distancias.

²<http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/DUST/>

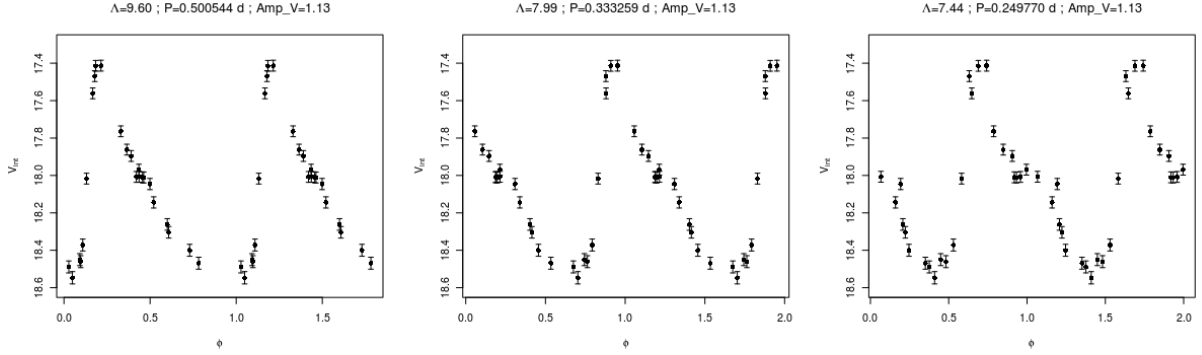


Figura 5.5: Curvas de luz correspondientes a los tres mejores períodos obtenidos para la estrella mostrada en la figura 5.4. La curva del medio tiene también la forma esperada para una RR Lyrae. Sin embargo, esta se descarta pues corresponde a un período muy corto para las estrellas tipo ab que son las que tienen curvas asimétricas. Este período, y el tercero, son alias (o períodos espurios), del primero, el cual es el correcto.

La magnitud absoluta de las estrellas confirmadas como RR Lyraes se determinó usando las siguientes relaciones, tomadas de Catelan et al. (2004):

$$M_I = 0,47 - 1,132\log(P) + 0,205\log(Z) \quad (5.5)$$

$$M_V = 2,288 + 0,882\log(Z) + 0,108(\log Z)^2 \quad (5.6)$$

$$\log(Z) = [\text{Fe}/\text{H}] + \log(0,638 \times 10^{[\alpha/\text{Fe}]} + 0,362) - 1,765 \quad (5.7)$$

donde M_I y M_V es la magnitud absoluta en la banda I y V respectivamente. La metalicidad $[\text{Fe}/\text{H}]$ empleada en los cálculos es la correspondiente a la metalicidad promedio de NGC5139, $[\text{Fe}/\text{H}] = (-1,60 \pm 0,20)$. La proporción de elementos α es $[\alpha/\text{Fe}] = (0,29 \pm 0,01)$, valor tomado de Pancino et al. (2002). Z es la metalicidad en fracciones de masa.

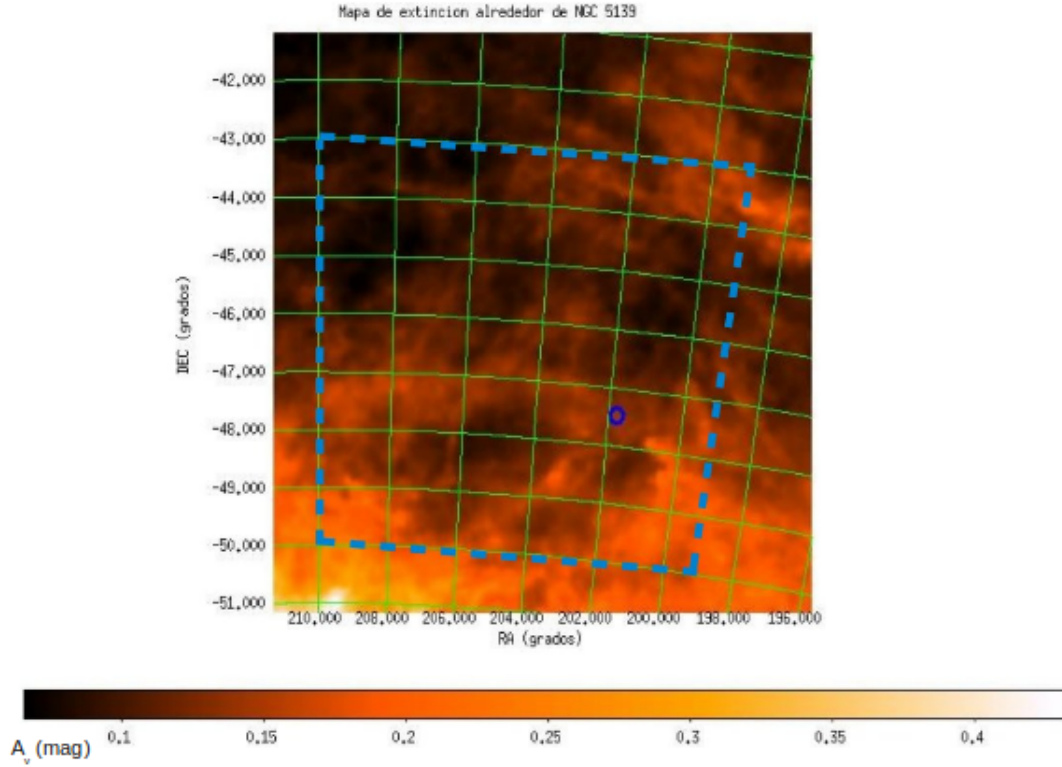


Figura 5.6: Mapa de extinción alrededor de NGC5139. El polígono de color azul es la región observada por el Telescopio Schmidt (CIDA). La circunferencia de color azul representa las coordenadas centrales de NGC5139.

Las distancias fueron obtenidas usando la siguiente relación tomada de Vivas & Zinn (2006):

$$r_{\odot}(kpc) = 10^{(\langle V \rangle - M_V - A_V + 5)/5} \times 10^{-3} \quad (5.8)$$

$$r_{\odot}(kpc) = 10^{(\langle I \rangle - M_I - A_I + 5)/5} \times 10^{-3} \quad (5.9)$$

donde $\langle V \rangle$ y $\langle I \rangle$ son la magnitud aparente promedio de las RR Lyraes.

Para obtener el error final asociado con la magnitud de cada estrella (σ_V y σ_I) se sumo al obtenido de la curva de error (Figura 5.1), el 10% de la extinción, acorde a Schlegel et al. (1998).

El error asociado con la distancia para las magnitudes en V está propagado por la siguiente ecuación:

$$\Delta r_{\odot}(V) = \left[\frac{\ln(10)}{5} \right] e^{\left[\frac{V-M_V+5}{5} \right] \ln(10)} [\sigma_V + \Delta M_V] \quad (5.10)$$

Similarmente, el error asociado con la distancia cuando se calcula usando las magnitudes I es:

$$\Delta r_{\odot}(I) = \left[\frac{\ln(10)}{5} \right] e^{\left[\frac{I-M_I+5}{5} \right] \ln(10)} [\sigma_I + \Delta M_I] \quad (5.11)$$

Capítulo 6

Análisis

6.1. Estrellas RR Lyraes alrededor de NGC5139

Siguiendo el método descrito en el capítulo anterior, seleccionamos un total de 45 estrellas RR Lyrae basados en sus curvas de luz. Esas curvas de luz se muestran en el apéndice B. Adicionalmente, se seleccionaron 15 estrellas como candidatas a RR Lyraes. Aunque esas estrellas parecieran tener períodos y amplitudes en el rango esperado de las RR Lyrae, sus curvas de luz aparecen ruidosas y por tanto una clasificación segura no es posible. Esto ocurre, en parte, porque estas estrellas tienen pocos puntos en sus curvas de luz. Será necesario obtener fotometría adicional en diferentes épocas para confirmar su verdadera naturaleza.

De las 45 estrellas confirmadas como RR Lyrae, no necesariamente todas estarían asociadas a NGC5139. Una vez tomada en cuenta la extinción y haber calculado la distancia, procedimos a identificar cuales de ellas están localizadas a la misma distancia del cúmulo ($D = 5,2$ kpc). El resto de las estrellas están en la misma línea de visión del cúmulo pero por delante o por detrás del mismo y forman parte de la población general del halo galáctico. También, 8 RR Lyrae están localizadas en los campos V que no pudimos calibrar (ver sección 4.10) y por tanto no podemos decir con certeza si están o no asociadas al cúmulo pues no se les puede calcular la distancia. La tabla 6.1 resume lo que encontramos en el presente trabajo.

Tabla 6.1: Números de RR Lyraes encontradas en las observaciones alrededor de NGC5139.

Número	Estrellas (RR Lyraes)	Observación
45 estrellas	20	Asociadas a NGC5139
	17	En el campo de visión
	8	Sin Calibración
15 estrellas	-	Curvas de luz dudosa

En la figura 6.1 se muestra la distribución de distancias heliocéntricas para 37 estrellas confirmadas a las cuales se les pudo determinar la distancia. El histograma claramente muestra un pico a ≈ 5 kpc, coincidiendo con la distancia estimada a NGC5139. Es probable que todas las estrellas RR Lyrae que se encuentran alrededor de este pico estén asociadas al cúmulo. Las líneas verdes en la figura 6.1 encierran las 20 estrellas que se seleccionaron como estrellas asociadas (fotométricamente) al cúmulo ($4 \text{ kpc} < D < 7 \text{ kpc}$). Los datos de esas estrellas se pueden ver en la tabla 6.2. La mitad de las estrellas vienen de los campos con fotometría I (parte superior de la tabla) y el resto de observaciones en la banda V (parte inferior). La tabla contiene las siguientes columnas: ID (identificación de la estrellas), coordenadas ecuatoriales (α y δ), N (número de observaciones), Tipo de RR Lyrae, Período, Amp (amplitud), Λ (parametro), magnitud, D (distancia en kpc), magnitud J de 2MASS y coincidencia en la base de datos SIMBAD¹. Esta última columna de la tabla se refiere a una búsqueda realizada en esa base de datos, la cual contine información de todos los objetos reportados en la literatura astronómica hasta la fecha. El código N se refiere a que no se encontró en la base de datos (por lo tanto, son descubrimientos nuevos de este trabajo); el código EV y RR Lyr se refiere a que los objetos has sido reportadas previamente como Estrellas Variables o como RR Lyrae.

¹SIMBAD: Base de dato astronómica. <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

Como se dijo anteriormente, las 17 estrellas restantes están localizadas por delante o por detrás al cúmulo y pertenecen a la población general del halo o del disco grueso de la Galaxia. Están localizadas muy lejos del cúmulo para que puedan haber estado conectadas alguna vez con el mismo. Los datos de esas estrellas se presentan en la tabla 6.3 y tiene la misma estructura que la tabla 6.2.

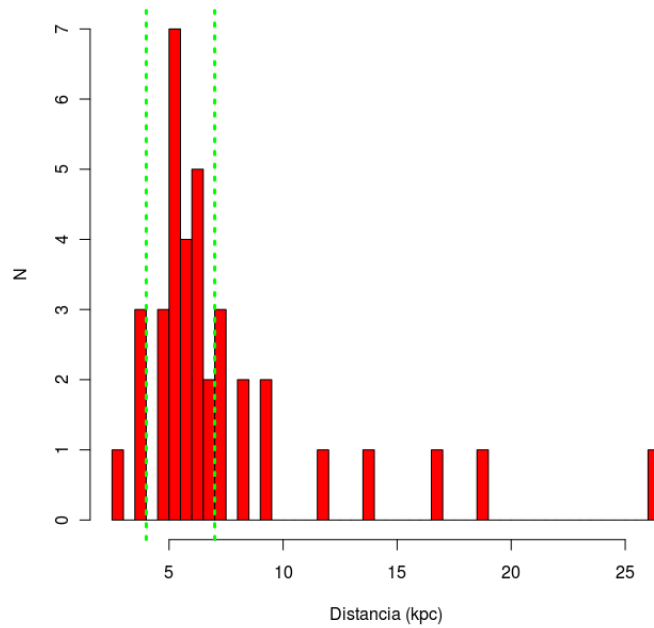


Figura 6.1: Distribución de distancias para 37 estrellas RR Lyraes en la región observada alrededor de NGC5139.

Tabla 6.2: Estrellas RR Lyrae detectadas como posibles miembros de NGC5139.

ID	$\alpha_{J2000,0} (^{\circ})$	$\delta_{J2000,0} (^{\circ})$	N	Tipo	Período (días)	AmpI	A	I mag \pm 0,1	D (kpc)	J2MASS	SIMBAD
2474	203,658860	-45,963130	10	RRab	0,784043	0,69	4,02	14,02	6,52 \pm 0,89	13,86 \pm 0,03	N
1662	208,571960	-44,654990	20	RRab	0,500563	0,68	4,24	13,71	5,12 \pm 0,54	13,49 \pm 0,03	N
2658	205,899750	-45,719120	10	RRab	0,539873	1,00	3,16	14,16	6,42 \pm 1,06	13,89 \pm 0,04	N
854	207,344345	-43,434630	23	RRab	0,609898	0,58	3,28	14,12	6,48 \pm 0,62	13,72 \pm 0,03	N
3006	205,600555	-45,096760	16	RRab	0,615275	1,04	3,49	14,04	6,26 \pm 0,96	13,96 \pm 0,04	N
3156	208,666061	-43,207160	25	RRab	0,640552	0,61	3,73	14,04	6,29 \pm 0,66	13,91 \pm 0,03	N
2810	203,035629	-49,537700	14	RRab	0,654936	0,59	4,15	13,87	5,85 \pm 0,70	13,73 \pm 0,04	N
5451	206,151932	-44,192210	22	RRc	0,327602	0,21	3,55	14,06	5,46 \pm 0,29	13,73 \pm 0,03	N
1064	204,250381	-47,270100	14	RRc	0,256759	0,42	4,99	14,20	5,52 \pm 0,54	14,37 \pm 0,04	N
3863	203,302700	-48,671430	18	RRc	0,427879	0,46	3,67	14,35	6,64 \pm 0,74	14,66 \pm 0,04	N
ID	$\alpha_{J2000,0} (^{\circ})$	$\delta_{J2000,0} (^{\circ})$	N	Tipo	Período (días)	AmpV	A	V mag \pm 0,1	D (kpc)	J2MASS	SIMBAD
1865	199,855804	-47,084890	16	RRab	0,634228	1,08	6,05	14,54	6,18 \pm 1,23	14,22 \pm 0,04	N
5601	201,886887	-47,228650	25	RRab	0,682685	0,92	8,57	13,97	4,77 \pm 0,73	13,41 \pm 0,03	RRLy
2038	201,619019	-47,313110	25	RRab	0,564401	0,94	6,42	14,35	5,68 \pm 0,91	13,69 \pm 0,03	RRLy
4051	201,473541	-47,269600	25	RRab	0,575209	1,06	4,68	14,21	5,33 \pm 0,74	13,69 \pm 0,03	EV
4427	200,793121	-45,596910	21	RRab	0,614570	0,52	7,22	14,09	5,04 \pm 0,47	13,39 \pm 0,03	N
8418	201,979340	-47,077370	24	RRab	0,740097	1,04	3,57	14,24	5,41 \pm 0,72	13,26 \pm 0,02	RRLy
2020	201,597946	-47,313370	25	RRab	0,772908	0,68	10,49	14,05	4,94 \pm 0,57	13,23 \pm 0,03	RRLy
2160	199,787506	-49,502250	22	RRab	0,608086	1,12	5,73	14,44	5,90 \pm 0,96	13,96 \pm 0,03	N
6054	201,400330	-47,208930	25	RRc	0,284947	0,60	5,47	14,20	5,30 \pm 0,51	13,58 \pm 0,02	RRLy
4036	201,887589	-47,272960	25	RRc	0,384540	0,46	9,11	14,15	5,19 \pm 0,48	13,58 \pm 0,03	RRLy

Tabla 6.3: RR Lyraes del campo de visión de las observaciones alrededor de NGC5139.

ID	$\alpha_{J2000,0} (^{\circ})$	$\delta_{J2000,0} (^{\circ})$	N	Tipo	Período (días)	AmpI	Λ	I mag \pm 0,1	D (kpc)	J2MASS	SIMBAD
6976	208,577026	-44,230220	22	RRab	0,521704	0,72	3,02	14,77	8,41 \pm 0,97	14,49 \pm 0,04	N
4443	207,013870	-44,948960	14	RRab	0,612559	0,56	4,27	13,36	4,57 \pm 0,45	13,17 \pm 0,03	N
998	207,669556	-43,403720	13	RRab	0,654636	1,12	4,46	14,38	7,39 \pm 1,46	14,59 \pm 0,04	N
2590	207,618988	-43,820930	15	RRab	0,729382	0,74	3,87	14,32	7,39 \pm 0,95	14,47 \pm 0,04	N
3523	202,612198	-49,464680	12	RRab	0,798148	0,47	3,47	14,79	9,39 \pm 0,89	14,69 \pm 0,04	N
974	202,865295	-46,508990	16	RRab	0,821797	0,41	4,08	14,21	7,19 \pm 0,57	14,05 \pm 0,03	N
2761	204,514999	-46,495750	13	RRc	0,212182	0,38	5,05	13,33	3,54 \pm 0,35	13,52 \pm 0,03	N
1549	204,134323	-47,825080	23	RRc	0,260299	0,34	8,14	13,35	3,74 \pm 0,26	13,26 \pm 0,03	N
3512	207,460297	-43,687680	16	RRc	0,489563	0,46	3,55	14,74	8,18 \pm 0,72	14,40 \pm 0,05	N
ID	$\alpha_{J2000,0} (^{\circ})$	$\delta_{J2000,0} (^{\circ})$	N	Tipo	Período (días)	AmpV	Λ	V mag \pm 0,1	D (kpc)	J2MASS	SIMBAD
1210	201,909439	-46,655621	10	RRab	0,424309	0,91	2,50	17,67	26,24 \pm 3,84	16,46 \pm 0,11	N
3422	202,682480	-45,576481	21	RRab	0,571206	0,89	6,47	15,90	11,60 \pm 1,58	15,27 \pm 0,05	N
684	201,513657	-47,335361	12	RRab	0,720358	1,09	3,39	16,93	18,61 \pm 3,32	-	N
3318	199,940262	-46,928650	21	RRab	0,756621	0,73	3,41	16,67	16,53 \pm 1,78	15,93 \pm 0,08	N
3579	200,488998	-46,822800	10	RRc	0,252295	0,32	4,07	15,42	9,30 \pm 0,59	14,44 \pm 0,04	N
4187	202,643875	-45,994461	17	RRc	0,415302	0,30	3,97	13,59	3,99 \pm 0,23	11,74 \pm 0,03	N
516	200,595367	-48,317890	15	RRc	0,240022	0,47	7,04	12,86	2,86 \pm 0,28	12,27 \pm 0,02	EV
1393	201,781906	-47,325580	15	RRc	0,360102	0,57	4,92	16,29	13,86 \pm 1,37	-	N

La figura 6.2 muestra la distribución en el cielo del grupo de las 37 RR Lyraes. Es importante hacer notar que las estrellas asociadas a NGC5139 (puntos rojos y azules) están localizadas a lo largo de toda la zona explorada y muchas de ellas se encuentran bien alejadas del cúmulo mismo.

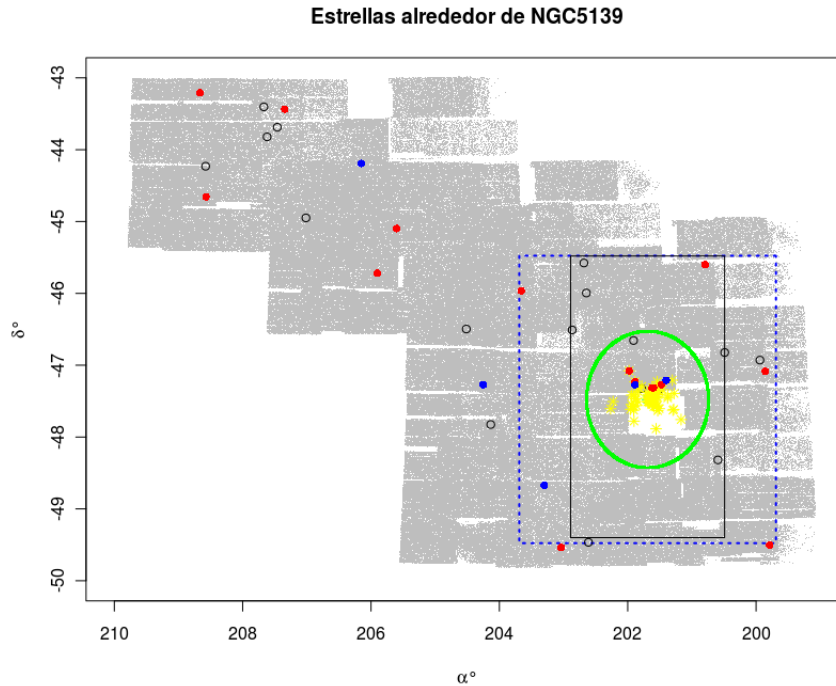


Figura 6.2: Distribución espacial de estrellas alrededor de NGC5139. Los puntos rojos corresponde a 15 RR Lyraes de tipo RRab y los puntos azules a 5 RR Lyraes de tipo RRc asociadas con NGC5139. De estas estrellas, 13 están fuera del radio de marea de $r_t > 57\text{arcmin}$ (circunferencia de color verde). Las circunferencias de color negro corresponden a las estrellas RR Lyraes identificadas como estrellas del campo de visión. Los puntos amarillos son estrellas RR Lyraes detectadas por Weldrake et al. (2007). El rectángulo de color negro es la región observada por Da Costa et al. (2008), mientras que el cuadrado punteado de color azul es la región observada por Leon et al. (2000).

6.2. Estimación del número esperado de estrellas RR Lyrae del halo

El histograma mostrado en la figura 6.1 muestra un pico a distancias alrededor de 5 kpc, sugiriendo que hay un exceso de estrellas a esa distancia. Sin embargo, es necesario estimar el número esperado de estrellas del halo en esa región para así poder

saber con certeza si el número de RR Lyraes encontradas a esa distancia es en realidad un exceso significativo.

6.2.1. Ecuación del perfil de densidad

La distribución de RR Lyraes en el halo de la Vía Láctea se modela bien con un perfil de densidad (Vivas & Zinn 2006) que decae con la distancia desde el centro de la Galaxia (R_{gal}):

$$\rho(R_{gal}) = \rho_0 \left(\frac{R_{gal}}{R_0} \right)^n \quad (6.1)$$

donde $\rho_0 = 2,0 \pm 0,2$ estrellas/kpc³ es la densidad local de estrellas RR Lyrae y n es un exponente cuyo valor es $-2,5 \pm 0,1$ si se asume un modelo de halo esférico (Vivas & Zinn 2006).

El número N de RR Lyraes en el halo, en un área del cielo determinada, se puede estimar con la ecuación:

$$N = \int \omega \rho(R_{gal}) R_{gal}^2 dR_{gal} \quad (6.2)$$

donde ω es el ángulo sólido (en esteroradianes) del área del cielo cubierta.

Al integrar esa ecuación entre R_a y R_b , se obtiene el número de estrellas RR Lyraes sobre toda la región observada alrededor de NGC5139. Este número de RR Lyraes esta dado por la siguiente ecuación:

$$N = \frac{\omega \rho_0}{R_0^n (n+3)} \left[R_b^{n+3} - R_a^{n+3} \right] \quad (6.3)$$

La distancia desde el centro de la Galaxia se puede estimar a partir de la distancia heliocéntrica r_{\odot} y las coordenadas galácticas (l,b) de las estrellas:

$$R_{gal} = \sqrt{R_0^2 + r_{\odot}^2 - 2R_0r_{\odot}\cos(b)\cos(l)} \quad (6.4)$$

donde $R_0 = 8$ kpc es la distancia del Sol al centro de la Galaxia. Esta ecuación puede usarse en áreas pequeñas del cielo, por lo que la región observada se dividió en 8 sub-regiones más pequeñas como se muestra en la Tabla 6.4 y la figura 6.3. Se dejó por fuera la zona que no pudo ser calibrada fotométricamente. En cada una de estas sub-regiones se calculó el número esperado de estrellas RR Lyrae en el halo en un rango de distancias heliocéntricas $r_{\odot} = 4$ kpc y $r_{\odot} = 7$ kpc. El número total de toda el área (≈ 39 grados cuadrados) es de tan solo 0,4 estrellas RR Lyraes. Esto significa que uno esperaría encontrar 0 y 1 estrellas RR Lyrae del halo en la región a la distancia del cúmulo. Es claro entonces, que el haber encontrado 20 estrellas a esa distancia es un exceso significativo de estrellas.

Tabla 6.4: Sub-regiones de la región observada en el hemisferio sur.

Subregión	Área ($^{\circ}$) ²	$\omega \times 10^{-3}$ (sr)	Límite en α°	Límite en δ°	latitud (b°)	longitud (l°)	R_a	R_b	N
1	11,74	3,576	199,08-205,51	-49,79-47,96	13,53	309,29	6,37	6,64	0,134
2	10,46	3,186	201,99-205,51	-47,96-44,99	15,74	310,70	6,31	6,53	0,102
3	0,81	0,248	199,76-201,16	-47,96-47,38	14,89	308,22	6,46	6,79	0,011
4	4,00	1,222	199,76-201,99	-47,38-45,59	16,03	308,67	6,45	6,76	0,054
5	1,08	0,327	204,21-205,51	-44,99-44,17	17,46	311,86	6,27	6,46	0,009
6	5,25	1,599	205,51-209,72	-45,42-44,17	16,83	313,82	6,13	6,23	0,022
7	2,43	0,739	205,51-207,61	-46,57-45,42	15,83	312,78	6,18	6,31	0,014
8	3,09	0,942	207,05-209,72	-44,17-43,01	17,86	314,68	6,09	6,17	0,010

6.3. Distribución espacial de las RR Lyrae

El exceso de estrellas RR Lyraes encontradas a lo largo de la órbita de NGC5139 y asociadas fotométricamente a este, están distribuidas de la siguiente forma: En la figura 6.4 se puede observar la existencia de un grupo de 8 RR Lyraes en la dirección Norte-Este, las cuales se encuentran rezagadas respecto al movimiento de NGC5139.

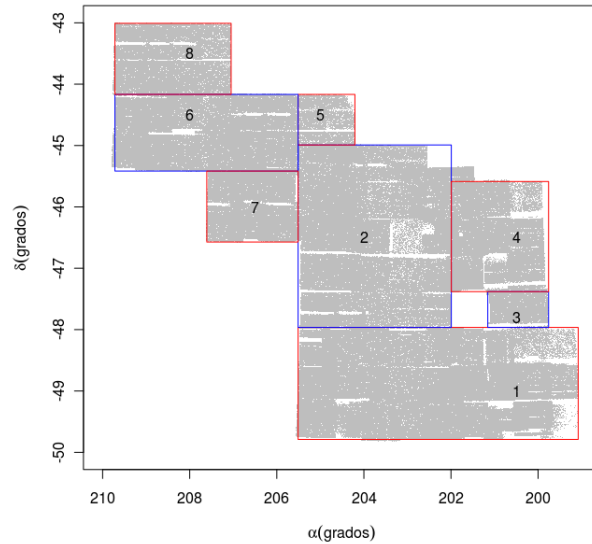


Figura 6.3: Sub-regiones alrededor de NGC51349.

Estas estrellas se extienden hasta $\approx 8.9^\circ$ desde el centro de NGC5139. Otro grupo, formado por 5 RR Lyraes, está distribuido en un radio de $\approx 2.5^\circ$ alrededor de NGC5139. Ambos grupos se encuentran fuera del radio de marea de $r_t > 57$ arcmin de NGC5139.

En el presente trabajo no se encontraron las dos colas de marea predichas por el censo de estrellas realizado por Leon et al. (2000). Dentro de la misma región observada por estos autores (cuadrado punteado de color azul en la figura 6.2) se encontraron solo 4 estrellas RR Lyraes muy dispersas entre si. Esas 4 estrellas no están orientadas en la dirección Norte-Sur como es el caso de las colas de marea, por lo que no son representación de lo observado por Leon et al. (2000). Como ya se mencionó más arriba estas estrellas necesitan ser confirmadas por velocidad radial para afirmar que pertenecieron a NGC5139 y fueron expulsadas del mismo, pero hasta este punto, podemos confirmar fotométricamente que no existen colas de marea (al menos no formadas por estrellas RR Lyraes) en un radio de $\approx 2^\circ$ centrado en NGC5139.

Un último grupo formado por 7 estrellas se encuentra dentro del radio de marea

ya mencionado ($r_t < 57$ arcmin). Estas 7 estrellas se encuentran a una distancia heliocéntrica promedio de 5,2 kpc, cantidad similar a la distancia que se encuentra NGC5139. Por estas razones es muy probable que éstas 7 estrellas están ligadas gravitacionalmente al cúmulo. De hecho, 6 de las 7 estrellas de este grupo aparecen en otros catálogos (ver tabla 6.5) y son reportadas como miembros de NGC5139.

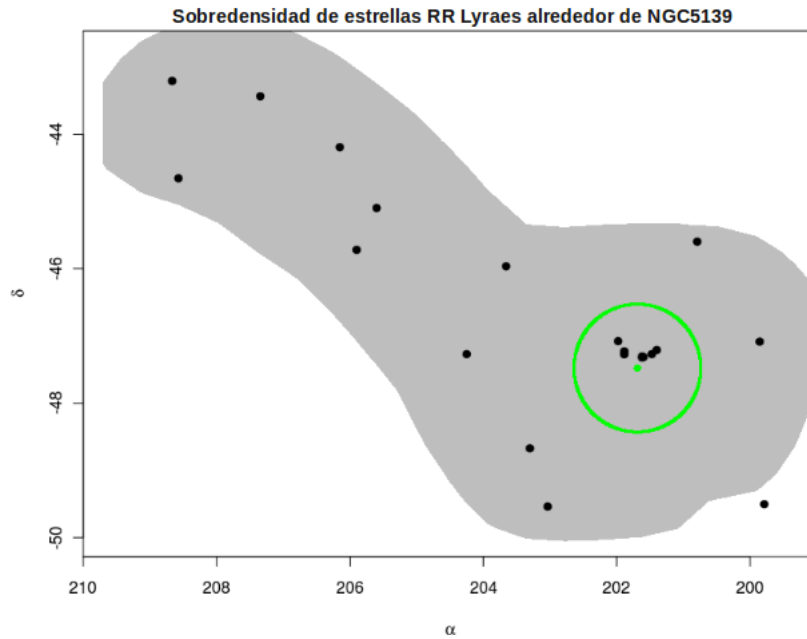


Figura 6.4: Sobredensidad de estrellas RR Lyraes a lo largo de la órbita de NGC51349 observadas entre las distancias heliocéntricas de 4kpc y 7kpc. Evidencia fotométrica de los restos de la galaxia asociada a NGC513.

6.4. Correlación con otros catálogos

En la tabla 6.5 se demuestra la confiabilidad de nuestro método al poder recuperar algunas RR Lyraes ya conocidas en la región. En la tabla se muestran los valores de período y amplitud obtenidos en este trabajo y en los otros catálogos, para las estrellas en común. Los períodos de las mismas se determinan hasta la tercera cifra decimal de lo obtenido en los otros catálogos, con lo cual se demuestra que nuestros períodos son

Tabla 6.5: Estrellas RR Lyraes en común con otros catálogos.

ID	Tipo	P (días)	AmpV	P (días)	Vmag	AmpV	Catálogo
5601	RRab	0,682685	0,92	0,68300	14,62	0,9	Weldrake et al. (2007)
2038	RRab	0,564401	0,94	0,56400	14,95	0,8	Weldrake et al. (2007)
8418	RRab	0,740097	1,04	0,73800	14,43	0,7	Weldrake et al. (2007)
2020	RRab	0,772908	0,68	0,77300	14,45	0,5	Weldrake et al. (2007)
2038	RRab	0,564401	0,94	0,56400	14,68	1,04	Sollima et al. (2006)
2020	RRab	0,772908	0,68	0,77300	14,42	0,65	Sollima et al. (2006)
4036	RRc	0,384540	0,46	0,38452	14,46	0,62	Kaluzny et al. (2004)
6054	RRc	0,284947	0,60	0,39728	14,47	0,49	Kaluzny et al. (2004)

precisos. La única excepción son las estrellas ID:6054 y ID:4036, estrellas tipo c, para la cual recuperamos un alias de período reportado por Kaluzny et al. (2004).

La diferencia promedio en amplitudes es de 0,135 mag. Estas diferencias pueden estar relacionadas con el número de observaciones de cada estrella y de como están distribuidos los puntos en las curvas de luz.

Los catálogos de Weldrake et al. (2007), Sollima et al. (2006) y Kaluzny et al. (2004), estudian las estrellas variables hacia el centro de NGC5139. En este trabajo estamos reportando 1 estrella adicional nueva del cúmulo (dentro del radio de marea) que no fue detectada en esos trabajos. La razón para esto es que esa estrella se encuentra a una distancia del centro de NGC5139 fuera de los límites de estudio en esos estudios. La nueva estrella, identificada en nuestro catálogo como el número 4051, puede ser considerada entonces como una RR Lyrae nueva del cúmulo.

Una confirmación más precisa para saber si las RR Lyraes detectadas (entre las distancias heliocéntricas de 4 kpc a 7 kpc y tanto dentro como fuera del radio de marea de 57 arcmin) están asociadas a NGC5139 se logrará en trabajos posteriores haciendo espectroscopia de ellas, con el fin de medir sus velocidades radiales y compararlas con la de NGC5139.

Tabla 6.6: Estrellas RR Lyraes sin calibración.

ID	$\alpha_{J2000,0} (^{\circ})$	$\delta_{J2000,0} (^{\circ})$	N	Tipo	Período (días)	AmpV	Λ	Vinstrumental(mag)	SIMBAD
1697	204,841980	-44,595249	24	RRab	0,500544	1,13	9,60	18,06 \pm 0,35	N
831	202,625580	-44,600670	25	RRab	0,603836	0,81	4,64	18,36 \pm 0,24	N
5012	203,643234	-46,011780	15	RRab	0,762213	0,80	3,89	20,55 \pm 0,23	N
2533	206,455475	-44,569290	16	RRab	0,687646	0,87	2,37	19,36 \pm 0,23	N
4761	203,595047	-45,412022	25	RRab	0,674623	0,80	6,61	18,41 \pm 0,29	N
3076	205,021149	-43,041340	16	RRc	0,326101	0,32	4,45	15,96 \pm 0,11	N
3671	205,394684	-44,946030	24	RRc	0,349543	0,24	4,02	15,47 \pm 0,07	N
1742	203,715485	-45,770672	27	RRc	0,186871	0,37	6,99	17,94 \pm 0,12	N

6.5. Estrellas por confirmar

Las estrellas RR Lyraes mostradas en la tabla 6.6 (8 en total), corresponde a la zona del cielo que no pudo ser calibrar en la banda fotométrica V, dado que para esta región del cielo no existen observaciones calibradas en dicha banda en la literatura y por lo tanto no se puede obtener más información de ellas para encontrar alguna relación con NGC5139.

Posteriores observaciones de campos de calibración en esa zona del cielo permitirán calibrar las estrellas en esta región y seleccionar cuales de ellas están a la misma distancia que NGC5139.

También se deben realizar observaciones de seguimiento de las 15 candidatas a RR Lyrae (Tabla6.7) conseguidas en este trabajo. De ajustarse mejor la forma de las curvas de luz de estas estrellas, 6 de ellas serían posibles candidatas de estar asociadas fotométricamente a NGC5139, dado que sus magnitudes aparentes se aproximan a la magnitud de la rama horizontal del mismo. Entre estas posibles candidatas dentro de las 15 estrellas, las siguientes tienen mayor posibilidad de estar asociadas a NGC5139: ID(2873,2795,1103,2844,2123,1004), ver tabla 6.7.

En resumen, en este trabajo reportamos 38 nuevos descubrimientos de estrellas

Tabla 6.7: Estrellas candidatas a RR Lyraes con curvas de luz dudosas.

ID	$\alpha_{J2000,0}(^{\circ})$	$\delta_{J2000,0}(^{\circ})$	N	Tipo	$I \pm 0,1$ mag	Período (días)	AmpI	Λ	SIMBAD
2040	207,804810	-43,897950	12	RRab	14,54	0,518694	0,55	2,89	N
3470	207,497391	-43,025100	21	RRab	14,67	0,779044	0,85	3,17	N
2806	203,291077	-45,137460	22	RRab	14,84	0,739480	0,64	5,23	N
1260	205,223540	-44,528650	24	RRab	13,55	0,644852	0,55	3,57	N
4336	207,844920	-44,254040	21	RRab	14,82	0,487168	0,46	2,71	N
2887	203,473430	-45,248370	11	RRab	14,55	0,563465	1,15	3,76	N
2873	204,534190	-45,265160	16	RRab	14,28	0,823709	1,06	3,20	N
2795	205,619920	-44,969460	15	RRab	14,15	0,563462	0,53	4,74	N
1448	203,371110	-45,993480	18	RRab	14,63	0,727562	0,66	4,17	N
1103	203,940690	-46,072970	18	RRab	14,32	0,457521	0,50	4,11	N
2844	202,736620	-47,555720	13	RRab	14,38	0,617062	0,35	4,08	N
2123	205,475810	-49,017670	10	RRab	13,96	0,579487	1,20	3,62	N
3187	206,920060	-45,611590	21	RRc	13,00	0,242299	0,21	5,86	N
ID	$\alpha_{J2000,0}(^{\circ})$	$\delta_{J2000,0}(^{\circ})$	N	Tipo	$V \pm 0,1$ mag	Período (días)	AmpV	Λ	
3676	202,329285	-45,547470	13	RRab	17,03	0,599414	0,84	3,38	N
1004	200,129028	-46,670450	24	RRc	14,44	0,492700	0,37	4,67	N

RR Lyraes, 1 de ellas dentro del radio de marea de NGC5139. Recuperamos también 7 estrellas RR Lyraes ya conocidas. Adicionalmente reportamos 15 candidatas a RR Lyraes.

Capítulo 7

Conclusiones

Se realizó una búsqueda de estrellas RR Lyraes alrededor de NGC5139 usando observaciones ópticas y multi-época tomadas con el telescopio Schmidt del Observatorio Nacional de Llano del Hato, y cubriendo un área de $\approx 50^\circ$ cuadrados del cielo, significativamente mayor que lo explorado en trabajos previos.

Se detectaron 45 estrellas RR Lyraes en la región, 38 de las cuales son nuevos descubrimientos y 1 de ellas es una nueva variable del cúmulo. Se determinaron distancias a 37 de las 45 estrellas. Es importante acotar que la extinción juega un papel importante en los resultados obtenidos, ya que todas las estrellas calibradas fotométricamente y reportadas en la tabla 6.1 fueron corregidas por este parámetro, el cual varía considerablemente de 0,2 a 0,45 magnitudes entre $-43^\circ > \delta > -50^\circ$, haciéndose mayor mientras más cerca se está al disco galáctico ($b < 15^\circ$). De no tomarse en cuenta esta corrección, nuestro análisis de estrellas asociadas a NGC5139 no sería correcto ya que se introduce un error en la distancia relativamente alto, dado que la distancia heliocéntrica crece como potencia de base 10. En nuestros campos de observación la extinción presente es producida por el disco galáctico, este parámetro no fue tomado en cuenta por Leon et al. (2000) al encontrar las dos posibles colas de marea en NGC5139 como se explicó en el capítulo 2.

Omega Centauri catalogado como cúmulo globular (NGC5139) desde el año 1830, ha sido uno de los objetos del hemisferio sur más enigmático. Hoy en día se mantiene la duda si este fue en un pasado una galaxia enana destruída por fuerzas de marea de la Vía Láctea, y por lo tanto lo que queda de él es su núcleo y restos dispersados a lo largo de su órbita ó ¿es realmente un cúmulo globular?. En el presente trabajo realizamos un gran esfuerzo en tratar de responder a esta pregunta, y se concluye lo siguiente:

- El exceso de estrellas RR Lyraes encontradas a lo largo de la órbita de NGC5139 y entre las distancias heliocéntricas $4\text{kpc} < D < 7\text{kpc}$, con magnitudes aparentes aproximadas a la rama horizontal de NGC5139 y fuera del radio de marea ($r_t > 57$ arcmin) de éste, es evidencia de los restos de la galaxia enana asociada a NGC5139 que en algún momento en el pasado fueron expulsadas del mismo en un escenario de destrucción, producida por fuerzas de marea de la Vía Láctea (también conocido como canibalismo galáctico). Esta afirmación es basada solo en fotometría (distancias) de las estrellas RR Lyrae, pero se necesita hacer espectroscopía en trabajos posteriores, para verificar por medio de sus velocidades radiales si están ligadas dinámicamente a NGC5139.
- Las estrellas encontradas fuera del radio de marea ($r_t > 57$ arcmin) representan el 18,8 % sobre la población de RR Lyraes en NGC5139 reportadas por Weldrake et al. (2007). Es claro que existe una sobredensidad a lo largo de la órbita del mismo.
- Controversia:

En primer lugar, Leon et al. (2000) realizan un censo de 7000 estrellas fuera del radio de marea de NGC5139, encontrando dos colas de marea extendida $\approx 2^\circ$ al Norte y $\approx 2^\circ$ al Sur, en un área de 16° cuadrados y concluyendo la existencia de eventos de destrucción producidos por la Vía Láctea.

Da Costa et al. (2008) realizan la búsqueda de estrellas gigantes rojas fuera de un radio de marea $r_t > 57$ arcmin y en un área $\approx 9,4$ grados cuadrados centrada en NGC5139 y más pequeña a la estudiada por Leon et al. (2000), y en la que encontraron menos del 1 % de estas estrellas respecto a la población de estrellas en NGC5139. Concluyen finalmente que las dos colas de marea reportadas por Leon et al. (2000) no existen.

En el presente trabajo se cubre un área ($\approx 50^\circ$ cuadrados) mayor respecto a los dos trabajos anteriores. Sobre las dos regiones estudiadas tanto por Leon et al. (2000) y Da Costa et al. (2008) encontramos el siguiente número de estrellas: solo 4 estrellas RR Lyraes dentro de los 16° cuadrados cubiertos por el primero y 1 estrella dentro del área explorada por el segundo. Las 4 estrellas, aunque equivalen a un $\approx 6\%$ de la población de RR Lyraes reportadas dentro del radio de marea ($r_t < 57$ arcmin) por Weldrake et al. (2007), no están distribuidas en la dirección Norte-Sur como las colas de Leon et al. (2000). Se concluye entonces que no existen colas de marea, al menos no formadas por estrellas RR Lyraes. Siendo el cúmulo muy rico en RR Lyraes, es difícil imaginar un escenario en el que pudieran formarse colas sin este tipo de estrellas. Pero cubriendo mucha más área, se consiguió una población considerable de RR Lyrae que pareciera estar asociada al cúmulo, basado en sus distancias.

Es decir, aunque no encontramos colas de marea, si encontramos evidencia de la destrucción de NGC5139 en sus alrededores.

- La continuidad del presente trabajo contempla la optimización de los catálogos de fotometría usados al hacer un tratamiento más completo del solapamiento entre campos (el cual no fue tomado en cuenta aquí). Esto permitirá aumentar el número de observaciones de las estrellas en las zonas de solapo entre diferentes campos. Asimismo, se espera también hacer seguimiento fotométrico (con el

telescopio reflector de 1m del Observatorio Nacional de Llano del Hato) de las 15 candidatas a estrellas RR Lyrae, para así mejorar sus curvas de luz y poder confirmarlas como variables de este tipo. También se planea tomar campos de calibración en las regiones faltantes para así poder determinar distancias a 8 de las estrellas RR Lyrae descubiertas en este trabajo. Finalmente, se planea realizar espectroscopía de las RR Lyraes encontradas entre las distancias heliocentricas de 4kpc y 7kpc, para medir sus velocidades radiales y compararlas con la de NGC5139. La espectroscopía necesitará el uso de telescopios en otros observatorios del mundo pues no se cuenta con la instrumentación necesaria en Venezuela. Por su localización en el Hemisferio sur, se estudiará la posibilidad de realizar esas observaciones en Chile.

Apéndice A

Definiciones

A.1. Poblaciones de Estrellas

A.1.1. Población I

Son estrellas jóvenes que se encuentran principalmente en el plano de la Galaxia, especialmente en los brazos espirales. Estas estrellas son ricas en elementos pesados porque se han formado a partir de nubes de gas y polvo que ya ha sido enriquecido por material procesado por nucleosíntesis en generaciones de estrellas anteriores. La presencia de elementos pesados en tales nubes protoestelares proporciona la materia prima a partir de la que se forman los planetas. Estas estrellas son encontradas en Cúmulos abiertos u otros grupos difusos, y asociadas con materia interestelar.

A.1.2. Población II

Son estrellas viejas que se encuentran en el halo de la Galaxia, especialmente en los cúmulo globulares y en el disco grueso Galáctico. Este tipo de estrellas es relativamente deficiente en elementos pesados porque se formaron hace mucho tiempo cuando la Galaxia era joven, antes de que el Hidrógeno y el Helio primordial hubieran sido procesados por nucleosíntesis estelar para formar elementos más pesados. Es poco probable que esta población tengan planetas asociados con ellas, ya que estos están formados de elementos pesados.

A.2. Fuerzas de Marea

Las mareas ocurren cuando un objeto grande se mueve en un órbita (o cualquier trayectoria) en un campo gravitatorio. El objeto se comporta, en lo que concierne al campo gravitatorio como si toda su masa estuviera concentrada en el centro de masas. Así, el centro de masas se mueve exactamente en la órbita correcta. Pero puesto que estamos trabajando con un objeto extenso, cada parte del objeto que no está en el centro de masas no se está moviendo exactamente en la órbita correcta. Las partes del objeto que están más alejadas del campo gravitatorio están siendo arrastradas a mayor velocidad que la velocidad orbital correcta, y las partes que están más próximas al campo se están rezagando respecto a sus velocidades orbitales correctas. El efecto global de esto es el de producir fuerzas de marea, que estiran al objeto desde el centro de masa en ambos sentidos.

$$F_t = \left(\frac{2GM_{MW}}{R^3} \right) rm \quad (\text{A.1})$$

F_t es la fuerza de marea, r y m son el radio y la masa respectiva del objeto (cúmulo), $(G = 6,693 \pm 0,048) \cdot 10^{-11} \frac{m^3}{kg s^2}$ es la constante gravitacional, M_{MW} es la masa de la Vía Láctea, R es la distancia Galactocéntrica.

A.2.0.1. Radio de Marea

El radio de marea de un cúmulo globular, es el punto en el cual el potencial es cero ($\phi = 0$) y es determinado por la localización dentro de la Galaxia y la órbita característica de un cúmulo dado.

$$r_t = R \left(\frac{M_{GC}}{2M_{MW}} \right)^{\frac{1}{3}} \quad (\text{A.2})$$

r_t es el radio de marea, R es la distancia Galactocéntrica, M_{GC} es la masa del Cúmulo Globular y M_{MW} es la masa de la Vía Láctea dentro de R .

A.2.0.2. Radio del Núcleo de Cúmulos Globulares

El radio del núcleo esta definido como la densidad de estrellas ligadas gravitacionalmente al centro del cúmulo y esta dado por la siguiente expresión:

$$r_c = \sqrt{\frac{9\sigma_0^2}{4\pi G\rho_0}} \quad (\text{A.3})$$

donde ρ_0 es la densidad central, σ_0^2 es la dispersión de velocidad central, ($G = 6,693 \pm 0,048) \cdot 10^{-11} \left(\frac{m^3}{kgs^2}\right)$ es la constante de gravitación.

A.2.0.3. Concentración

Definidas estas dos cantidades r_t y r_c se define una nueva cantidad que es la concentración, dado como la medida de que tan concentradas estan las estrellas hacia el centro del cúmulo y esta dada como la razón logarítmica entre el radio de marea y el radio del núcleo.

$$c = \log\left(\frac{r_t}{r_c}\right) \quad (\text{A.4})$$

A.3. Metalicidad

En Astrofísica, suelen denominarse metales a todos los elementos más pesados que el Helio. La metalicidad es expresada como $[\text{Fe}/\text{H}]$, la cual representa el logaritmo de la proporción de la abundancia de Hierro (Fe) e Hidrógeno (H), comparadas con la razón de esos elementos en el Sol. Por definición, la metalicidad solar es $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$. Valores positivos de $[\text{Fe}/\text{H}]$ indican objetos más ricos en metales que el Sol y valores negativos indican objetos pobres en metales.

$$[\text{Fe}/\text{H}] = \log\left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}}\right)_{\text{estrella}} - \log\left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}}\right)_{\text{sol}} \quad (\text{A.5})$$

N_{Fe} y N_{H} son el número de átomos por unidad de volumen de Hierro y de Hidrógeno.

A.4. Coordenadas Celestes y Galácticas

Información tomada de Berrocoso et al. (2003).

1. **Ascensión Recta** (α): Arco del ecuador celeste medido en sentido directo de 0^h a 24^h desde el punto de Aries hasta el meridiano celeste que pasa por el punto.
2. **Declinación** (δ): Arco del meridiano celeste que pasa por el punto medido desde el ecuador celeste hasta el punto. La declinación de un punto perteneciente al hemisferio norte toma un valor entre 0° y $+90^\circ$, y entre -90° y 0° si pertenece al hemisferio sur.
3. **Latitud Galáctica** (b): Arco del meridiano galáctico que pasa por el punto medido desde el ecuador galáctico hasta el punto. La latitud galáctica se mide a partir del ecuador galáctico de 0° a 90° , positivamente hacia el polo norte galáctico, y negativamente hacia el polo sur galáctico.
4. **Longitud Galáctica** (l): Arco del ecuador galáctico medido en sentido directo de 0° y 360° desde el centro galáctico celeste hasta el meridiano galáctico que pasa por el punto.
5. **Ángulo horario** (H): Arco del ecuador celeste medido en sentido retrógrado de 0° y 360° , o de 0^h a 24^h , desde el punto que resulta de la intersección del meridiano superior con el ecuador celeste hasta el meridiano celeste que pasa por el punto.

A.5. Magnitud Estelar (m_λ)

Logaritmo de base 10 (ver ecuación A.7) , tomado con signo negativo, de la iluminación originada por la estrella en la superficie perpendicular a los rayos que proceden de ella.

A.5.1. Ley de Pogson

De la definición de magnitud estelar se deduce que para dos estrellas con brillos f_{λ_1} y f_{λ_2} , la diferencia de sus correspondientes magnitudes estelares ($m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}$) satisface la siguiente expresión, denominada ecuación de Pogson:

$$2,512^{(m_{\lambda_2} - m_{\lambda_1})} = \left(\frac{f_{\lambda_1}}{f_{\lambda_2}} \right) \quad (\text{A.6})$$

La Ecuación de Pogson se simplifica a:

$$m_{\lambda} = k - 2,5 \log_{10}(f_{\lambda}) \quad (\text{A.7})$$

k es una constante, cuyo valor se elige, convencionalmente, asignando la magnitud de una estrella o de un conjunto de ellas, cuyos brillos se han determinado minuciosamente, como origen de la escala de magnitudes estelares. m_{λ} es la magnitud aparente de la estrella y f_{λ} es el flujo de la estrella.

A.5.2. Color ($m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}$)

El color observado es representativo de la temperatura superficial, y corresponde a la diferencia de magnitudes aparentes en dos longitudes de onda (λ) diferente de la misma estrella.

$$m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} = -2,5 \log_{10} \left(\frac{f_{\lambda_2}}{f_{\lambda_1}} \right) \quad (\text{A.8})$$

A.5.3. Magnitud Absoluta (M_{λ})

Es una medida del brillo intrínseco de una estrella. La magnitud absoluta es la magnitud que tendrían las estrellas si todas estuvieran a la misma distancia de nosotros. Formalmente se define como la magnitud a 10 pc de distancia.

$$M_\lambda = (m_\lambda - A_\lambda) - 5\log(d) + 5 \quad (\text{A.9})$$

donde d es la distancia de la estrella y A_λ es la extinción.

A.5.4. Extinción (A_λ)

Si el espacio entre la fuente de radiación y el observador no es completamente vacío, pero contiene algo de medio interestelar, parte de la radiación es absorbida por el medio (y remitida en diferentes longitudes de onda, la cual puede ser fuera de la banda que define la magnitud), o dispersada. Toda esta radiación perdida es llamada Extinción. $A_\lambda \geq 0$ es la extinción en magnitudes del medio entero entre la estrella y el observador.

A.5.5. Exceso de Color ($E_{\lambda' - \lambda}$)

El exceso de color es otro efecto causado por el medio interestelar y consiste en el enrojecimiento de la luz, la luz azul es dispersada y absorbida más que la luz roja. Por lo tanto el índice de color ($\lambda' - \lambda$) incrementa ($\lambda' > \lambda$).

$$E_{\lambda' - \lambda} = A_{\lambda'} - A_\lambda \quad (\text{A.10})$$

El color intrínseco de la estrella está definido como sigue:

$$(\lambda' - \lambda)_0 = M_{\lambda'} - M_\lambda \quad (\text{A.11})$$

A.5.6. Luminosidad (L)

Se denomina luminosidad de una fuente de radiación a toda la energía que pasa en la unidad de tiempo a través de la superficie cerrada que rodea dicha fuente.

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \quad (\text{A.12})$$

A.6. Sigma Clipped mean

Fijada la media y la desviación estandar (σ), se eliminan todos los datos muy desviados de la distribución (outliers):

$$(\bar{x} + n\sigma) < x_i < (\bar{x} - n\sigma) \quad (\text{A.13})$$

Este proceso se repite iterativamente, hasta el punto en el que la media coincide con la moda del máximo de los picos en la distribución. El valor de n es un número entero diferente de cero, y su valor es de libre selección. Usualmente se toma $n = 3$.

A.7. Proyección Tangente

Consiste en la proyección de la Esfera Celeste en un plano cuyas coordenadas estan definidas a partir de un punto de tangencia común entre los dos sistemas de coordenadas.

1. La expresión matemática para pasar de coordenadas del Cielo a coordenadas de CCD es:

$$X = \frac{\cos(\delta)\sin(\Delta\alpha)}{\sin(\delta)\sin(\delta_0) + \cos(\delta)\cos(\delta_0)\cos(\Delta\alpha)} \quad (\text{A.14})$$

$$Y = \frac{\sin(\delta)\cos(\delta_0) - \cos(\delta)\sin(\delta_0)\cos(\Delta\alpha)}{\sin(\delta)\sin(\delta_0) + \cos(\delta)\cos(\delta_0)\cos(\Delta\alpha)} \quad (\text{A.15})$$

2. La expresión matemática para pasar de coordenadas de CCD a coordenadas de Cielo es:

$$\tan(\Delta\alpha) = \frac{X}{\cos(\delta_0) - Y \sin(\delta_0)} \quad (\text{A.16})$$

$$\tan(\delta) = \frac{\sin(\delta_0) + Y \cos(\delta_0)}{\cos(\delta_0) - Y \sin(\delta_0)} \cos(\Delta\alpha) \quad (\text{A.17})$$

Donde $\Delta\alpha = (\alpha - \alpha_0)$, α_0 y δ_0 son la ascensión recta y declinación del punto tangente. α y δ son las coordenadas de ascensión recta y declinación de la estrella.

Apéndice B

Curvas de Luz

Aquí mostramos las 60 curvas de luz, construidas apartir de los datos observacionales obtenidos durante 11 noches de observación en el telescopio Schmidt, a lo largo de los años 2010 y 2011. Las primeras 20 curvas de luz están relacionadas con las estrellas RR Lyraes encontradas a lo largo de la orbita de NGC5139, la cual están fotométricamente asociadas con NGC5139. Estas estrellas tienen que ser posteriormente confirmadas como miembros de NGC5139, midiendo sus velocidades radiales con espectroscopía.

Las siguiente 17 curvas corresponden con las estrellas RR Lyraes encontradas en el mismo campo de observación en los alrededores de NGC5139, pero dado a la distancia a la que se encuentran no parecen estar relacionadas con NGC5139. Las siguientes 8 curvas, son las estrellas RR Lyraes que no se pudieron calibrar fotométricamente en el filtro V, dado a la falta de información en CCD en esta banda y en esa región del cielo como se describe en el capítulo 4. Las últimas 15 curvas corresponden a las estrellas candidatas a RR Lyrae, en las que la forma de sus curvas de luz no es clara. Estas estrellas serán observadas en trabajos posteriores para un mayor cubrimiento de sus curvas.

Las primeras 20 curvas de luz (Figuras B.1 y B.2) están relacionadas fotométricamente con NGC5139, las 17 curvas de luz siguientes de las figuras B.3 y B.4 corresponden a las estrellas RR Lyraes detectadas en el campo de visión de los

alrededores de NGC5139. Las curvas de luz de la figura B.5 pertenecen a las 8 estrellas que no pudieron ser calibradas y finalmente las figuras B.6 , B.7, B.8 son las curvas de luz de las 15 estrellas candidatas a RR Lyraes. Las 60 curvas de luz fueron construidas con los datos fotométricos instrumentales de cada estrella, por lo que el eje Y corresponde a la magnitud instrumental de cada filtro tanto para el V como para el I, y este eje es etiquetado como: mag_V y mag_I. El eje horizontal de todas las curvas corresponde a la fase (ϕ).

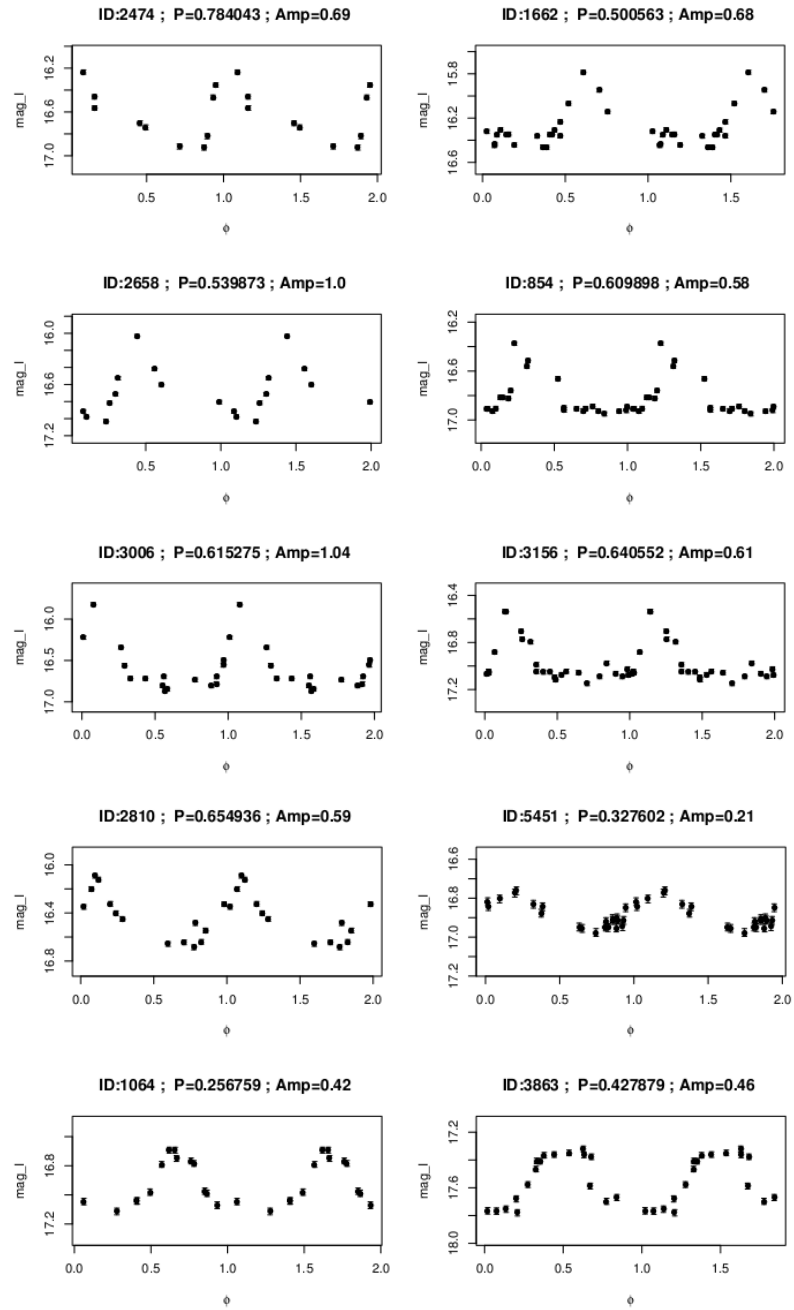


Figura B.1: Curvas de luz de estrellas RR Lyraes a una distancia heliocéntrica entre $4 \text{ kpc} < D < 7 \text{ kpc}$, observadas en la banda I con el telescopio Schmidt. Por su distancia estas estrellas parecerían estar asociadas a NGC5139. Las curvas con ID= 5451, ID=1064, ID=3863 corresponden a tipo RRc; el resto son de tipo RRab.

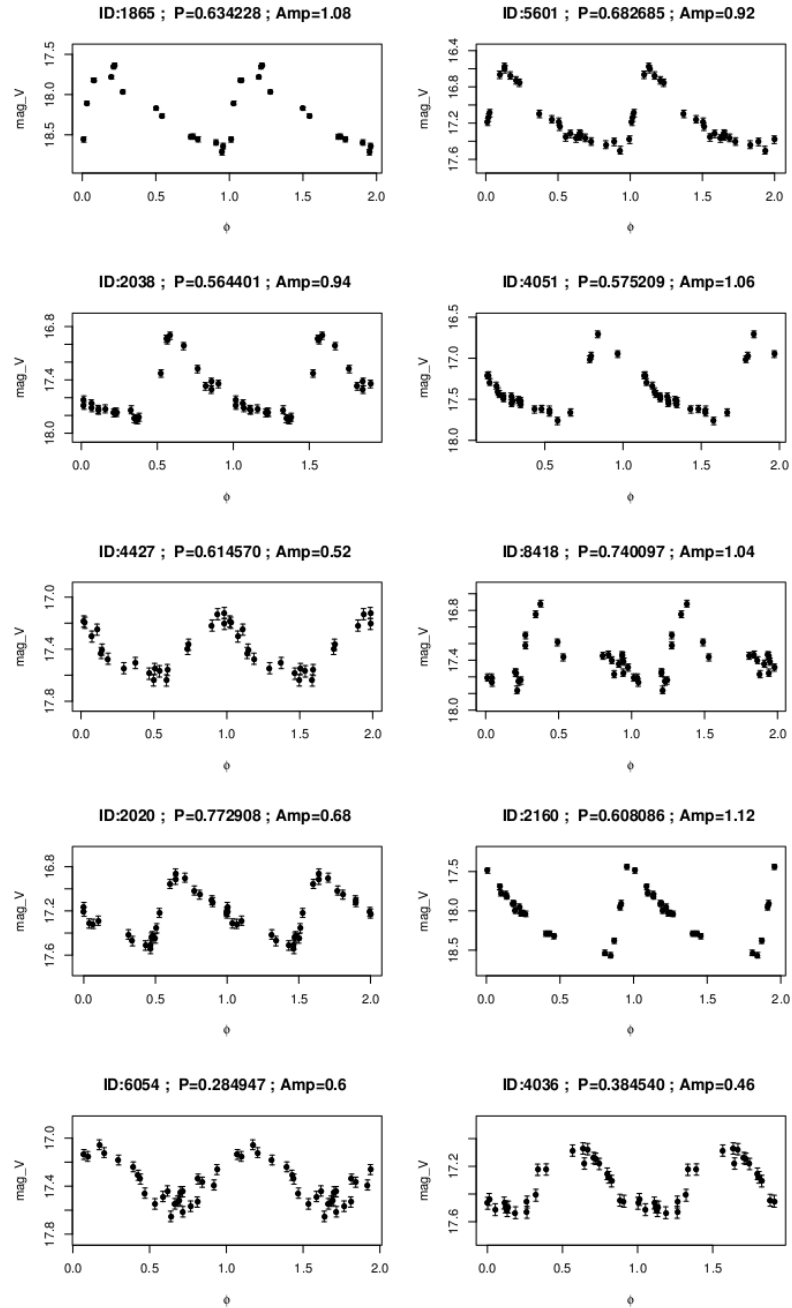


Figura B.2: Similar a la figura B.1 pero para observaciones en la banda V. La curvas con ID=6054 y ID=4036 corresponden a tipo RRc, el resto son de tipo RRab.

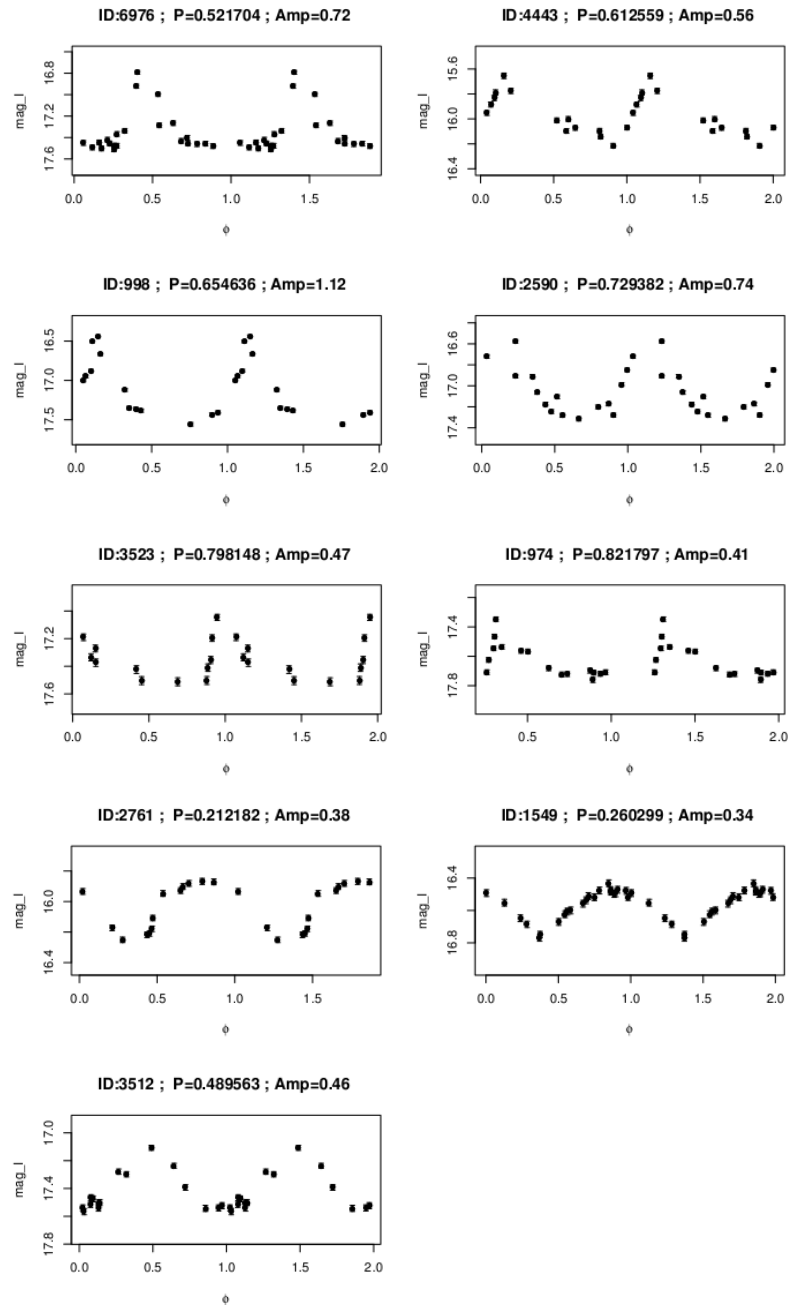


Figura B.3: Curvas de luz de estrellas RR Lyraes a las siguientes distancias heliocéntricas $4 \text{ kpc} > D > 7 \text{ kpc}$, observadas en la banda I con el telescopio Schmidt. Estas estrellas forman parte del Halo de la galáxia. Las curvas con ID= 2761, ID=1549, ID=3512 corresponden a tipo RRc; el resto son de tipo RRab.

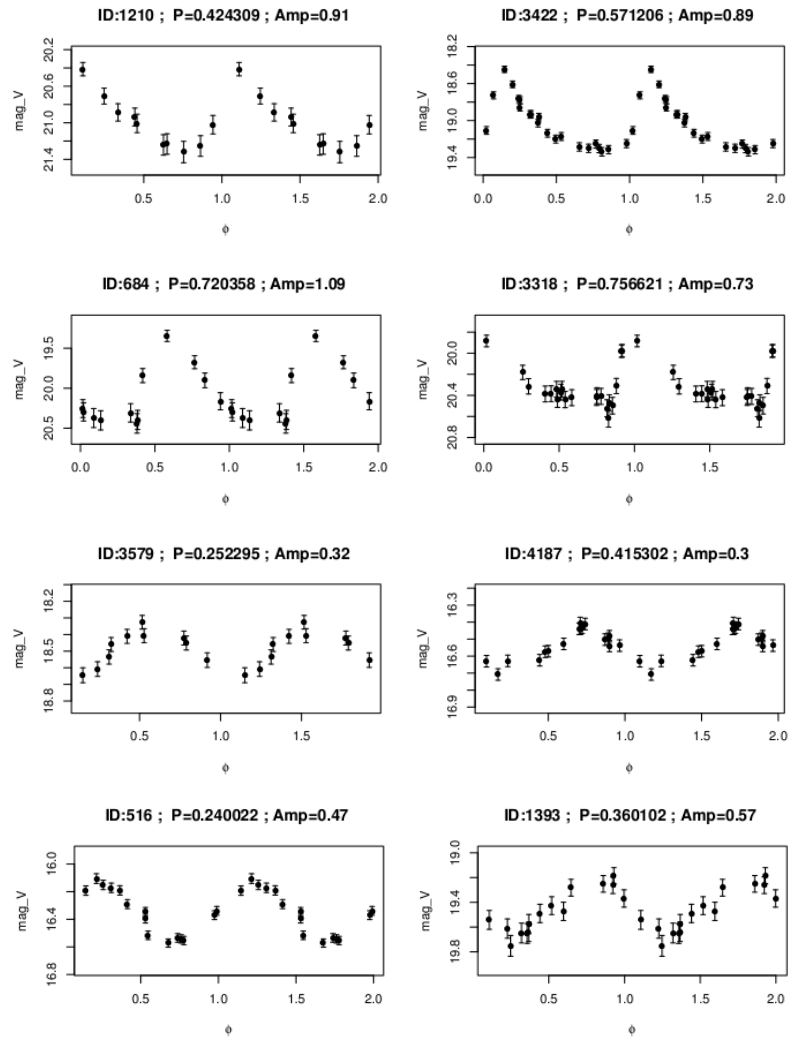


Figura B.4: Similar a la figura B.3 pero para observaciones en la banda V. Las curvas con ID=3579, ID=4187, ID=516, ID=1393 corresponden a tipo RRc; el resto son de tipo RRab.

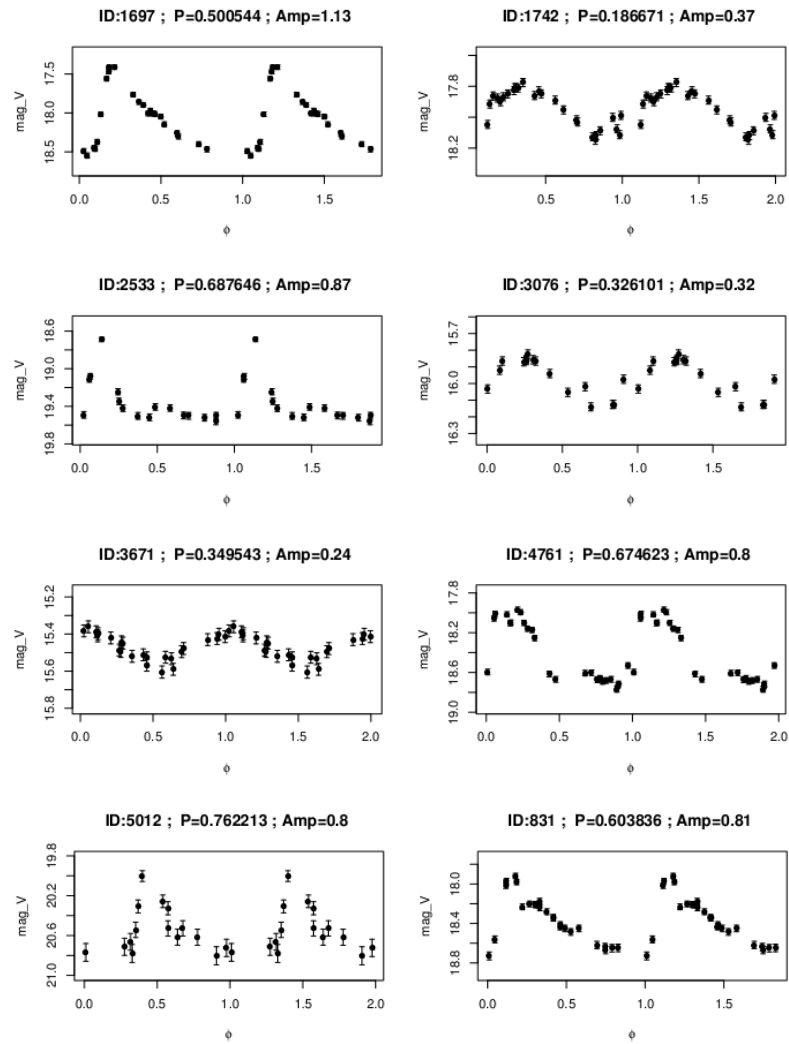


Figura B.5: Curvas de luz de estrellas RR Lyraes que no pudieron ser calibradas en la banda fotométrica V. Las curvas con ID= 3076, ID=3671, ID=1742 corresponden a tipo RRC; el resto son estrellas de tipo RRab.

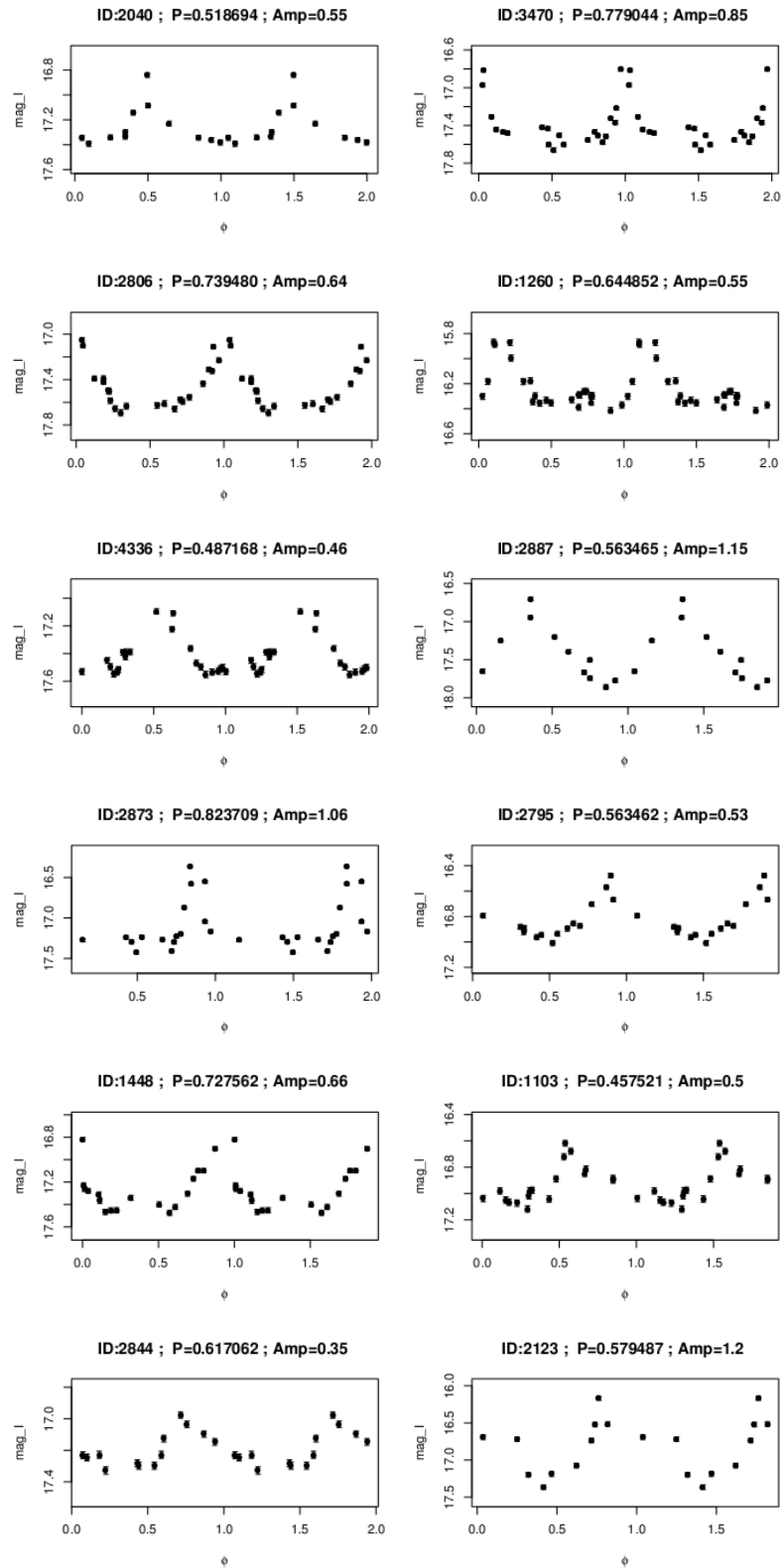


Figura B.6: Curvas de luz de estrellas candidatas a RR Lyraes. Observadas en la banda I con el telescopio Schmidt. La forma de estas curvas es dudosa, y se necesita hacer un seguimiento obseracional para tener un mayor cubrimiento de estas y verificar con más claridad sus formas. Todas estas curvas parecieran ser de tipo RRAb.

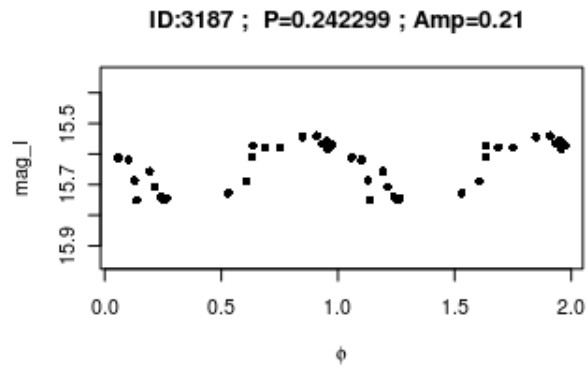


Figura B.7: Continuación de la Figura B.6. La forma de esta curva pareciera ser de tipo RRc.

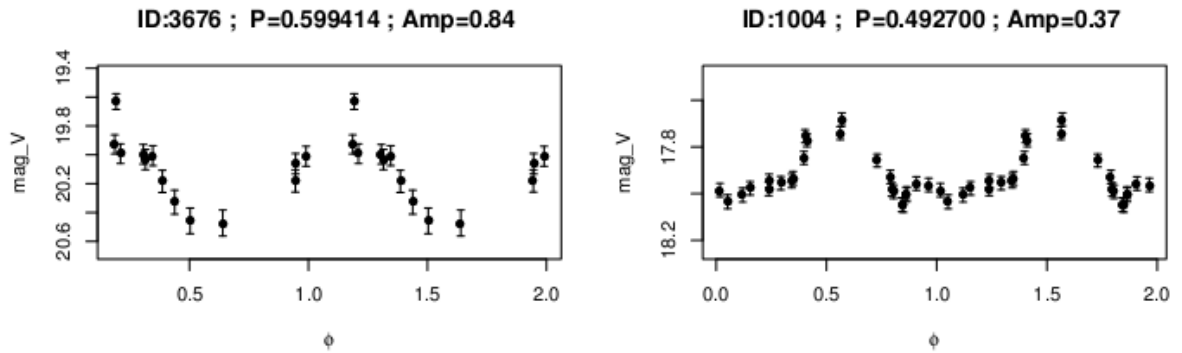


Figura B.8: Curvas de luz de dos candidata a RR Lyrae; observada en la banda V con el telescopio Schmidt. La forma de la curva de la izquierda se aproxima a una tipo RRab y la de la derecha a una estrellas tipo RRc.

Apéndice C

Datos de las Observaciones

Tabla C.1: Coordenadas de los 16 campos alrededor de NGC5139

Campo	RA(hh:mm:ss)	DEC(gg:mm:ss)	Tiempo de exposición (s)
1	13:28:26.92	-48:36:37.0	60
2	13:30:34.92	-48:36:37.0	60
3	13:30:56.50	-48:36:37.0	90
4	13:33:4.50	-48:36:37.0	90
5	13:28:31.84	-46:11:37.0	60
6	13:30:39.84	-46:11:37.0	60
7	13:31:8.72	-46:11:37.0	90
8	13:33:16.72	-46:11:37.0	90
9	13:37:13.50	-45:21:37.0	60
10	13:39:21.50	-45:21:37.0	60
11	13:39:52.82	-45:21:37.0	90
12	13:42:0.82	-45:21:37.0	90
13	13:45:55.77	-44:11:37.0	60
14	13:48:3.77	-44:11:37.0	60
15	13:48:38.47	-44:11:37.0	90
16	13:50:46.47	-44:11:37.0	90

Un total de 211 imágenes asociadas con CCD12, no fueron consideradas para sus

Tabla C.2: Imágenes de Calibración para NGC5139

Noche	Número de Bias	Número de Darks
23/04/2010	1	-
05/05/2010	1	-
06/05/2010	10	20
29/01/2011	5	-
30/01/2011	10	-
01/02/2011	1	5
04/02/2011	1	-
05/02/2011	1	-
06/02/2011	2	-
04/04/2011	3	2

respectivos tratamientos ya que este CCD esta dañado.

Tabla C.3: Frecuencia de las observaciones guiadas. Los número dentro de los parentesis en la última columna están referidos a los campos de la primera columna de la tabla C.1. Por ejemplo, 2sq(1-8) indica que esa noche se realizaron 2 secuencias de los campos 1 al 8.

Noche	Número total de Obs	Número de Obs con $t_{exp}=90s$	Número de Obs con $t_{exp}=60s$	Frecuencia
23/04/2010	32	16	16	2sq (1-8)-2sq(9-16)
05/05/2010	12	12	0	1sq(1-8)-(1/2)sq(9-12)
07/05/2010	32	24	8	3sq(1-8)-1sq(9-16)
08/05/2010	24	24	0	3sq(1-8)
29/01/2011	9	9	0	1sq(1-8)-(9)
30/01/2011	7	7	0	(1-7)
01/02/2011	9	8	1	1sq(1-8)-(9)
04/02/2011	29	21	8	2sq(1-8)-(1-7)-1sq(9-16)
05/02/2011	26	18	8	2sq(1-8)-(1-2)-1sq(9-16)
04/04/2011	15	8	7	1sq(1-8)-(9-15)
25/05/2011	16	8	8	1sq(1-8)-1sq(9-16)
Total	211	155	56	

Tabla C.4: Observaciones no usadas por defectuosas.

Noche	Observación	Detalles
29/01/2011	709	Todo el mosaico
29/01/2011	710	Todo el mosaico
30/01/2011	710	Todo el mosaico
04/02/2011	729	Todo el mosaico
04/02/2011	730	Todo el mosaico
05/02/2011	725	Todo el mosaico
05/02/2011	726	Todo el mosaico
05/02/2011	727	Todo el mosaico
04/04/2011	711	Todo el mosaico
25/05/2011	700	(solo CCD22)
05/05/2010	702	(solo CCD43)
05/05/2010	711	(solo CCD34)
05/05/2010	711	(solo CCD43)
04/02/2011	720	(solo CCD22)
Total	14 imágenes no usadas.	

Tabla C.5: Los siguientes programas fueron desarrollados por Investigadores de la Fundación Centro de Investigación de Astronomía "Francisco J. Duarte". El programa decode, permite la descompresión de las imágenes y fue desarrollado por la colaboración QUEST.

Programas	Objetivo	Autor
decode	Descomprimir	QUEST
reset_overscan.pl	Corrige la Región Overscan del CCD11	Mateu. C
imgreduction.pl	Corrige por Overscan y por Flat Sintéticos	Mateu. C
mksyntheticflat.pl	Genera Flat Sintéticos	Mateu. C
appphot.guided.pl	Fotometría	Mateu. C
astrometry.guided.v3.pl	Astrometría	Mateu. C
cm2.f	Astrometría	Abad. C
norm.c	Normalización	Vivas. A
error.pl	Curvas de Error	Vivas. A
chi2test.2.c	Calcula Variables	Vivas. A
lhardcopies.pl	Detección de RR Lyrae	Vivas. A

Bibliografía

- [1] ASHMAN, K. M. AND ZEPF, S. E. *GLOBULAR CLUSTER SYSTEMS*, 1 ed., vol. 107. New York, Apr. 1998.
- [2] BALTAY, C., SNYDER, J. A., ANDREWS, P., EMMET, W., SCHAEFER, B., SINNOTT, J., BAILYN, C., COPPI, P., OEMLER, A., SABBAY, C. N., SOFIA, S., VAN ALTENA, W., VIVAS, A. K., ABAD, C., BONGIOVANNI, A., BRICEÑO, C., BRUZUAL, G., DELLA PRUGNA, F., MAGRIS, G., SÁNCHEZ, G., SÁNCHEZ, G., SCHENNER, H., STOCK, J., ADAMS, B., GEBHARD, M., HONEYCUTT, R. K., MUSSER, J., RENGSTORFF, A., FERRIN, I., FUENMAYOR, F., HERNANDEZ, J., NARANJO, O., ROSENZWEIG, P., HARRIS, F., AND GEARY, J. A LargeArea CCD Camera for the Schmidt Telescope at the Venezuelan National Astronomical Observatory. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, vol.114, (July 2002), p.(780–794).
- [3] BEDIN, L. R., PIOTTO, G., ANDERSON, J., CASSINI, S., KING, I. R., MOMANY, Y., AND CARRARO, G. ω Centauri: The Population Puzzle Goes Deeper. *Astrophysical Journal*. 605, (Apr. 2004), p.L125–L128.
- [4] BEKKI, K., AND FREEMAN, K. C. Formation of ω Centauri from an ancient nucleated dwarf galaxy in the young Galactic disc. *Mon. Not. R. Astron. Soc*, vol.347, (Sept. 2003), p.(L11–L15).

- [5] BERROCOSO, M., RAMIREZ, M. E., ENRIQUEZ, J. M., AND PEREZ, A. *NOTAS Y APUNTES DE TRIGONOMETRIA ESFERICA Y ASTRONOMIA DE POSICION*. Ed. Universidad de Cadiz, Puerto Real, 2003.
- [6] CARRETTA, E., BRAGAGLIA, A., GRATTON, R. G., LUCATELLO, S., BELLAZZINI, M., CATANZARO, G., LEONE, F., AND PIOTTO, G. M 54 + SAGITTARIUS = ω CENTAURI 1. *The Astrophysical Journal*, vol.714, (Feb. 2010), p.(L7–L11).
- [7] CATELAN, M., PRITZL, B. J., AND SMITH, H. A. The RR Lyrae Period-Luminosity Relation. I. Theoretical Calibration. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, vol.154, (Oct. 2004), p.(633–649).
- [8] DA COSTA, G. S., AND COLEMAN, M. A spectroscopic survey for ω Centauri members at and beyond the cluster tidal radius. *The Astronomical Journal*, vol.136, (July 2008), p.(506–517).
- [9] DEL PRINCIPE, M., PIERSIMONI, A. M., STORM, J., CAPUTO, F., BONO, G., STETSON, P. B., CASTELLANI, M., BUONANNO, R., CALAMIDA, A., CORSI, C. E., DALL’ORA, M., FERRARO, I., FREYHAMMER, L. M., IANNICOLA, G., MONELLI, M., NONINO, M., PULONE, L., AND RIPEPI, V. A Pulsation Distance to ω Centauri based on near-infrared Period-Luminosity relations of RR Lyrae stars. *The Astrophysical Journal* 652, (Nov. 2006), p.362–369.
- [10] DINESCU, D.I. GIRARD, T. M., AND VAN, A. Space velocities of globular clusters. III. Cluster orbits and halo substructure. *The Astronomical Journal*, vol.117, (Apr. 1999), p.(1792–1815).
- [11] DINESCU, D. I., VAN A., GIRARD, T. M., LOPEZ, C. E. Space Velocities of southern globular cluster. II. New results for 10 clusters. *The Astronomical Journal*, vol.117, (Jan. 1999), p.(277–285).

- [12] FORBES, D. A., AND KROUPA, P. What is a Galaxy? Cast your vote here... *Publications of the Astronomical Society of Australia*, vol.28, (Jan. 2011), p.(77–82).
- [13] GOLDSBURY, R., RICHER, H. B., ANDERSON, J., DOTTER, A., SARAJEDINI, A., AND WOODLEY, K. Erratum:”The ACS survey of Galactic globular clusters. X. New determinations of centers for 65 clusters”. *The Astronomical Journal*, vol.142, (Aug. 2011), p.(66).
- [14] GRATTON, R. G., JOHNSON, C. I., LUCATELLO, S., AND PILACHOWSKI, C. Multiple populations in ω Centauri: a cluster analysis of spectroscopic data. *Astronomy and Astrophysics*, vol.(534), (May 2011), p.(A72+).
- [15] HARRIS, W. E. A catalog of parameters for globular clusters in the Milky Way. *The Astronomical Journal*, vol.112, (Oct. 1996), p.1487.
- [16] HILTNER, W. A. *ASTRONOMICAL TECHNIQUES*. Ed. The University of Chicago Press, 1962.
- [17] HOWELL, S. Two-dimensional aperture photometry: Signal-to-noise ratio of point-source observations and optimal data-extraction techniques. *The Astronomical Society of the Pacific*, vol.101, (June 1989), p.(616–622).
- [18] HUGHES, J., WALLERSTEIN, G., VAN LEEUWEN, F., AND HILKER, M. The Giant Branches of ω Centauri: Multiwavelength observations of evolved stars. *Astronomical Journal* 127, (Feb. 2004), p.980–990.
- [19] JOHNSTON, K. V. A Prescription for Building the Milky Way’s Halo from Disrupted Satellites. *The Astrophysical Journal* 495, (Mar. 1998), p.297.
- [20] KALUZNY, J., OLECH, A., THOMPSON, I. B., PYCH, W., KRZEMINSKI, W., AND SZCHWARZENBERG-CZERNY, A. Variable stars in the field of ω Cen (Kaluzny+, 2004). *VizieR Online Data Catalog*. vol.3424, (June 2004), p.41101.

- [21] KARTTUNEN, H., KROGER, P., OJA, H., POUTANEN, M., AND DONNER, K. J. *Fundamental Astronomy*, 5 ed. New York, 2006.
- [22] LAFLER, J., AND KINMAN, T. An RR Lyraes star survey with the lick 20-inch Astrograph. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, vol.11, (July 1965), p.(216+).
- [23] LEJEUNE, T., CUISINIER, F., BUSER, R., AND STRASBOURG, O. D. A standard stellar library for evolutionary synthesis. *Astronomy and Astrophysics*, vol.130, (Oct. 1998), p.(65–75).
- [24] LEON, S., MEYLAN, G., AND COMBES, F. Tidal tails around 20 Galactic globular clusters. *Astronomy and Astrophysics*, vol.359, (Apr. 2000), p.(907–931).
- [25] MERRITT, D., MEYLAN, G., AND MAYOR, M. The stellar dynamics of ω Centauri. *The Astronomical Journal*, vol.114 (Sept. 1997), p.(1074–1086).
- [26] MEYLAN, G., MAYOR, M., DUQUENNOY, A., AND DUBATH, P. Central velocity dispersion in the globular cluster ω Centauri.). *Astronomy and Astrophysics* 303, (Nov. 1995), p.761.
- [27] NORRIS, J. E. The Helium abundances of ω Centauri. *The Astrophysical Journal* 612, (Sept. 2004), p.L25–L28.
- [28] NOYOLA, E., GEBHARDT, K., AND BERGMANN, M. Gemini and Hubble Space Telescope Evidence for an IntermediateMass Black Hole in ω Centauri. *The Astrophysical Journal*, vol.676, (Apr. 2008), p.(1008–1015).
- [29] NOYOLA, E., GERHARDT, K., KISSLER-PATIG, M., AND LUTZGENDORF, N. Very large telescope kinematics for omega centauri: Further support for a central black hole. *The Astrophysical Journal*, vol.719, (July 2010), p.(L60–L64).

- [30] PANCINO, E., PASQUINI, L., HILL, V., FERRARRO, F. R., AND BELLAZZINI, M. High-Resolution spectroscopy of Metal-Rich giants in ω Centauri: First indication of type Ia supernova enrichment. *The Astrophysical Journal*, vol.568, (Apr. 2002), p.(L101–L105).
- [31] PERCY, J. R. *Variable stars*. CAMBRIDGE UNIVERSITY PRESS, 2007.
- [32] PRIALNIK, D. *An Introduction to the Theory of Stellar Structure and Evolution*, 1 ed. New York, 2000.
- [33] SCHLEGEL, D. J., FINKBEINER, D. P., AND DAVIS, M. Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds. *The Astrophysical Journal*, vol.500, (June 1998), p.(525–553).
- [34] SMITH, H. A., C. M., AND KUEHN, C. RR Lyrae Period-Amplitude Diagrams: From Bailey to Today. *Carnegie Observatories Astrophysics Series*, vol.5, (June 2011), p.(17–+).
- [35] SMITH, H. A. *RR Lyrae stars*, 1 ed. New York, 1995.
- [36] SOLLIMA, A., FERRARO, F. R., BELLAZZINI, M., ORIGLIA, L., STRANIERO, O., AND PANCINO, E. Deep FORS1 Observations of the double main sequence of ω Centauri*. *The Astronomical Journal*, vol.654, (Apr. 2006), p.(915–922).
- [37] SOLLIMA, A., FERRARO, F. R., BELLAZZINI, M., ORIGLIA, L., STRANIERO, O., AND PANCINO, E. Deep FORS1 Observations of the Double Main Sequence of ω Centauri¹. *The Astrophysical Journal*, vol.654, (Jan. 2007), p.(915–922).
- [38] STANFORD, L. M., DA COSTA, G. S., NORRIS, J. E., AND CANNON, R. D. The age and metallicity relation of ω Centauri. *The Astrophysical Journal*, vol.647, (Aug. 2006), p.(1075–1092).

- [39] VAN DE VEN, G., VAN DE BOSCH, R. C. E., VEROLME, E. K., AND DE ZEEWU, P. T. The dynamical distance and intrinsic structure of the globular cluster ω Centauri. *Astronomy and Astrophysics* 445, (Jan. 2006), p.513–543.
- [40] VAN DER MAREL, R. P., AND ANDERSON, J. New limits on an intermediate-mass black hole in Omega Centauri. II. Dynamical models. *The Astrophysical Journal* 710, (Feb. 2010), p.1063–1088.
- [41] VIVAS, A. K., AND ZINN, R. The QUEST RR Lyrae Survey. II. The Halo Overdensities in the First Catalog. *The Astronomical Journal*, vol.132, (Aug. 2006), p.(714–728).
- [42] VIVAS, A. K., ZINN, R., ABAD, C., ANDREWS, P., BAILYN, C., BALTAY, C., BONGIOVANNI, A., BRICEÑO, C., BRUZUAL, G., COPPI, P., DELLA PRUGNA, F., ELLMAN, N., FERRÍN, I., GEBHARD, M., GIRARD, T., HERNANDEZ, J., HERRERA, D., HONEYCUTT, R., MAGRIS, G., MUFSON, S., MUSSER, J., NARANJO, O., RABINOWITZ, D., RENGSTORF, A., ROSENZWEIG, P., SNCHEZ, G., SNCHEZ, G., SCHAEFER, B., SCHENNER, H., SNYDER, J. A., SOFIA, S., STOCK, J., VAN ALTENA, W., VICENTE, B., AND VIEIRA, K. The QUEST RR Lyrae Survey. I. The First Catalog. *The Astronomical Journal*, vol.127 (Feb. 2004), p.(1158–1175).
- [43] WELDRAKE, D. T. F., SACKETT, P. D., AND BRIDGES, T. J. A Deep Wide-Field Variable Star Catalog of ω Centauri. *The Astronomical Journal*, vol.133, (Apr. 2007), p.(1447–1469).
- [44] WHITE, R. E., AND SHAWL, S. J. Axial ratios and orientations for 100 Galactic globular star clusters. *Astrophysical Journal*. 317, (June 1987), p.246–263.
- [45] ZACHARIAS, N., FINCH, C., GIRARD, T., HAMBLY, N., WYCOFF, G., ZACHARIAS, M. I., CASTILLO, D., CORBIN, T., DIVITTORIO, M., DUT-

TA, S., GAUME, R., GAUSS, S., GERMAIN, M., HALL, D., HARTKOPF, W., HSU, D., HOLDENRIED, E., MAKAROV, V., MARTINEZ, M., MASON, B., MONET, D., RAFFERTY, T., RHODES, A., SIEMERS, T., SMITH, D., TILLEMANN, T., URBAN, S., WIEDER, G., WINTER, L., AND YOUNG, A. Third U.S. Naval Observatory CCD Astrograph Catalog (UCAC3). *VizieR Online Data Catalog 1315*, (2009).

- [46] ZINN, R. The globular cluster system of the Galaxy. IV. The halo and disk subsystems. *The Astronomical Journal*, vol.293, (June 1985), p.(424–444).