



Ana I. Ennis

Estudio fotométrico del sistema de cúmulos globulares asociado a la galaxia NGC 6876 en el Grupo del Pavo

Tesis para obtener el grado académico de
Licenciada en Astronomía

Facultad de Cs. Astronómicas y Geofísicas
Universidad Nacional de La Plata (UNLP)

Directora

Lilia P. Bassino

Co-director

Juan Pablo Caso

Febrero 2017

Índice general

Agradecimientos	III
Resumen	V
1. Introducción	1
1.1. Sistemas de Cúmulos Globulares	1
1.1.1. Modelos de formación de galaxias y sus CGs	3
1.2. La Galaxia NGC 6876	5
1.2.1. Interacciones entre galaxias	7
1.2.2. Objetivos	8
2. Observaciones y Reducción de los Datos	9
2.1. Observaciones	9
2.2. Reducción de datos	11
2.2.1. Calibración de las imágenes	11
2.2.2. Fotometría	17
2.2.3. Calibración al sistema estándar	25
2.2.4. Corrección de abertura y por extinción galáctica	28
2.3. Completitud	29
3. Sistema de cúmulos globulares	33
3.1. Selección del sistema	33
3.2. Distribución de color	34
3.3. Distribución espacial	38
3.4. Distribución radial	39
3.5. Distribución acimutal	40
4. Conclusiones	45
4.1. Trabajo a Futuro	47

Agradecimientos

En primer lugar, agradezco a Lilia por guiarme a lo largo de este trabajo y por estar siempre dispuesta a brindarme ayuda en todo lo que necesitara. A Juan Pablo, por su infinita paciencia y su buena predisposición antes todas mis consultas y pedidos de auxilio.

A mi familia, por rodearme de libros y llenarme de ganas de estudiar y aprender y por apoyarme a lo largo de todos estos años.

A Sara por ser mi mejor amiga y darme un apoyo imprescindible en todo lo que hago. A todos mis amigos, a los que están cerca y a los que no tanto pero que siempre se las arreglaron para acompañarme pese a la distancia. En particular, a Aye y a Mari, porque están siempre al lado mío desde que tengo memoria, acompañándome en todo momento; a Flor y a Lau, por su apoyo constante y por estar siempre listas para escucharme y ayudarme en todo tipo de situaciones; y a Jasmine, que me da ánimos y ganas de hacer las cosas mejor con toda la fe que me tiene.

A todos mis amigos de la facultad que atravesaron conmigo todos estos años, en especial a Keila, que estuvo conmigo en los momentos más importantes y con quien espero compartir todo lo que esté por venir, y a Bruno, que me llenó de ganas de trabajar y de aprender cosas nuevas.

A Luciano, por ser mi compañero desde el principio.

Resumen

Los cúmulos globulares (CGs) se encuentran entre los objetos más antiguos del universo, por lo que su estudio nos permite acercarnos a conocer la historia evolutiva de las galaxias que habitan, desde el momento de su formación. En este trabajo se ha estudiado el sistema de cúmulos globulares de la galaxia elíptica NGC 6876, integrante del Grupo del Pavo. Para este estudio, se han analizado la distribución de color de sus candidatos a CGs, sus distribuciones espacial y radial proyectadas y la distribución acimutal.

Se realizó la reducción y el procesamiento de imágenes CCD de un campo ubicado sobre NGC 6876, obtenidas en los filtros g' , r' e i' con la cámara GMOS-S del telescopio Gemini (turno GS-2013B-Q-37). Se llevaron a cabo las correcciones correspondientes utilizando imágenes de calibración obtenidas para este turno, y mediante el uso del software SExtractor se generaron catálogos de objetos puntuales, entre los cuales se realizó una selección en base a su índice de estelaridad. La fotometría *psf* se realizó con tareas de IRAF+DaoPhot, realizándose una nueva selección de objetos puntuales en base a los resultados de los tests estadísticos de los ajustes de la función PSF utilizada. Una vez calibradas las magnitudes al sistema estándar por medio de la fotometría sobre un campo de estrellas estándar obtenido en el mismo programa, se construyó el diagrama color–magnitud, afinando la selección a partir de criterios tanto en color como en magnitud, y con esta selección definitiva de candidatos a CGs, se analizaron la distribución de color, distribuciones espacial y radial proyectadas, y distribución acimutal.

Para analizar la distribución de color se utilizó el código GMM (*Gaussian Mixture Model*), el cual nos permite determinar si la distribución es bimodal o unimodal. Los resultados no fueron decisivos, aunque observamos en las zonas más externas una fuerte tendencia bimodal. Tanto la distribución espacial como la radial muestran que la sub–población de CGs rojos presenta una mayor concentración hacia el centro de la galaxia, y la sub–población azul se extiende hasta los bordes de la imagen de manera más dispersa. La distribución acimutal nos permite conocer los parámetros que describen la elipse conformada por el sistema de CGs y por cada una de las sub–poblaciones. Se observa que los ángulos de posición de los semiejes mayores y las elipticidades de las sub–poblaciones coinciden aproximadamente con los del sistema de CGs, y analizando la imagen de la galaxia, concluimos que la distribución proyectada de los CGs se asemeja a la forma de la distribución de brillo de la galaxia.

Capítulo 1

Introducción

1.1. Sistemas de Cúmulos Globulares

Los cúmulos globulares (CGs) son sistemas estelares cuya edad los ubica entre los objetos más antiguos del Universo (Brodie & Strader, 2006). Se considera que se formaron en regiones de formación estelar masiva (Kruijssen et al., 2014). Son objetos que sobrevivieron todos los eventos violentos que se han dado desde la formación de la galaxia que habitan, guardando información sobre los orígenes de ésta y sobre su evolución (Pota et al., 2013). Una de las principales ventajas que ofrecen los CGs es que son lo suficientemente luminosos y compactos como para poder ser estudiados como objetos puntuales en galaxias que se encuentren hasta 200 Mpc de distancia (Harris et al., 2014), permitiéndonos calcular funciones de distribución de sus distintos parámetros.

Una de las características más estudiadas en estos sistemas es la bimodalidad en la distribución de colores, detectada tanto en la Vía Láctea (Harris, 1996) como en sistemas extragalácticos (por ej., Zepf & Ashman 1993, Harris et al. 2013). A partir de estudios espectroscópicos, se puede observar que esta bimodalidad no es un efecto de la edad, dado que los CGs son objetos antiguos, sino que se produce por diferencias en la metalicidad, $[Fe/H]$ (por ej., Cohen et al. 1998, Woodley et al. 2010). Pese a que, por definición los CGs son objetos pobres en metales, se suele hablar de una sub-población “rica” en metales y una “pobre” en metales, siendo éstas la más roja y la más azul respectivamente, en el sistema fotométrico correspondiente. A partir de estudios de los sistemas de CGs de distintas galaxias ha sido posible hallar distintas propiedades intrínsecas de cada una de estas sub-poblaciones, como por ejemplo su cinemática (por ej., Schuberth et al. 2010, Pota et al. 2013). La propiedad distintiva más estudiada es su distribución espacial proyectada; los CGs rojos suelen estar más concentrados hacia la galaxia huésped, siguiendo a la componente esferoidal de la población estelar, mientras que los azules tienen una distribución más dispersa y más extendida que en general está asociada a la población del halo (Bassino et al. 2006, Usher et al. 2013).

El sistema de CGs de la Vía Láctea en particular ha sido estudiado exhaustivamente, y su diagrama color-magnitud cubre hasta los cúmulos más débiles. La

bimodalidad en este sistema se identificó por primera vez de manera clara en el trabajo de Zinn (1985) , donde las sub-poblaciones son diferenciadas también por sus propiedades cinemáticas y sus distribuciones espaciales. En trabajos posteriores, la tendencia a la bimodalidad se mantiene, como puede verse en la Figura 1.1, donde se presenta la distribución de metalicidad para los CGs de la Vía Láctea, utilizando los valores obtenidos del catálogo de Harris (1996), Edición 2010.

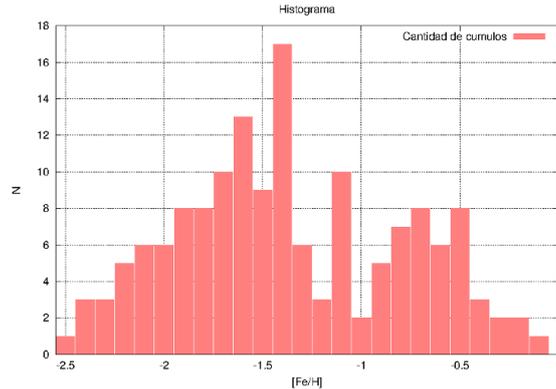


Figura 1.1: Distribución de metalicidad de los CGs de la Vía Láctea.

Originalmente, la importancia de estudiar los sistemas de CGs extragalácticos radicaba en su utilidad como indicadores de distancia. La distribución de CGs en función de su brillo intrínseco, llamada *función de luminosidad*, se caracteriza por una aparente universalidad en la magnitud de su máximo, $M_V = -7,4$ (Brodie & Strader, 2006), y aunque el uso de este método para calibrar distancias cuenta con limitaciones (Rejkuba, 2012), tiene una precisión significativa. Se suele ajustar a esta distribución una función gaussiana (por ej., Dirsch et al. 2003), o una función de Student con cinco grados de libertad (por ej., Richtler 2003), ambas dando un buen ajuste en galaxias de tipo temprano especialmente.¹

Otro de los parámetros fundamentales a la hora de caracterizar el sistema de CGs de una galaxia es la frecuencia específica

$$S_N = N_{CG} 10^{0,4(M_V+15)}, \quad (1.1)$$

donde N_{CG} es la cantidad de CGs y M_V la luminosidad de la galaxia, por lo que S_N nos da el número de CGs por unidad de luminosidad de galaxia, normalizado a una galaxia con $M_V = -15$ (Harris & van den Bergh, 1981). Podemos estimar N_{CG} a partir de la función de luminosidad del sistema, si ajustamos una función gaussiana y extrapolamos para los valores más débiles (Dirsch et al., 2003)

En general, los valores de S_N más altos se encuentran en galaxias elípticas masivas (E) y en enanas elípticas (dE). Las galaxias lenticulares (S0) y las galaxias de disco suelen dar valores más bajos que éstas, y las galaxias espirales dan valores menores a 1. Sin embargo, la medición de la frecuencia específica ha cambiado a lo largo de los

¹El cálculo de la función de luminosidad excede el alcance de este trabajo, pero es uno de los pasos próximos en el estudio de NGC 6876, y es en particular importante si tenemos en cuenta la gran dispersión existente respecto a la determinación de su distancia.

años. En la Figura 1.2 (Harris et al., 2013) podemos observar una compilación de los valores más recientes de este parámetro, y vemos que siguen cubriendo un rango muy amplio. Dado que los valores fueron obtenidos a partir de distintos *surveys* realizados con las cámaras del *Hubble Space Telescope*, además de la inclusión de datos extraídos de la literatura, es poco probable que existieran problemas de selección. Además, Harris destaca que la distribución en forma de U que se encuentra en el gráfico se había visto en trabajos previos con muestras mucho menores (por ej., Harris & van den Bergh 1981) Las galaxias de luminosidad intermedia tienen alrededor de $S_N \cong 1$, mientras que las enanas y las gigantes, a las que encontramos en los extremos de los gráficos, tienen valores mayores y con más dispersión. Estas variaciones tan grandes en el valor de S_N para galaxias de distinta morfología se deben principalmente a que las poblaciones estelares que las componen son diferentes. Por este motivo, se definen otros estimadores que normalizan por la masa estelar y por la masa del halo, permitiendo comparar galaxias con distinto brillo por unidad de masa (por ej., Zepf & Ashman 1993, Peng et al. 2008).

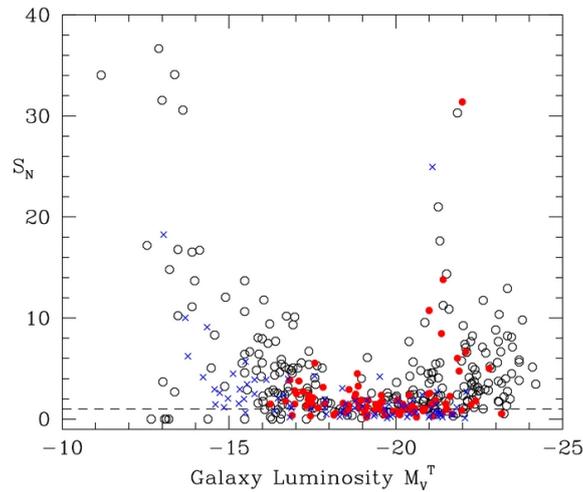


Figura 1.2: Frecuencia específica vs. la magnitud absoluta en el visual de la galaxia huésped. Las galaxias E y dE están representadas por círculos abiertos, las S0 por círculos rojos rellenos, y las espirales e irregulares por cruces. (Harris et al., 2013)

1.1.1. Modelos de formación de galaxias y sus CGs

Al ser objetos antiguos, los CGs son claves a la hora de desarrollar modelos de formación de galaxias. En particular, la formación estelar modelada tiene que ser tal que permita generar las dos sub-poblaciones mencionadas previamente. Existen distintas maneras de generar la bimodalidad en los sistemas de CGs, pudiendo explicarse con distintos procesos de formación estelar, o con un único proceso repetido en distintas épocas.

En la década del '90 se propusieron tres escenarios “clásicos” que contemplan la bimodalidad de los sistemas de CGs:

- El modelo de *major merger* (Ashman & Zepf, 1992), donde dos galaxias espirales se fusionan para formar una elíptica. En este modelo, los cúmulos azules se forman en las galaxias espirales originales, mientras que la formación de los rojos se dispara durante la fusión. Con este escenario se justifica la gran cantidad de CGs asociados a galaxias masivas en el centro de cúmulos de galaxias, y la formación de cúmulos en *mergers* explica la existencia de cúmulos masivos jóvenes. Sin embargo, la eficiencia con la que se genera la segunda etapa de formación produce valores de S_N que no se corresponden con los observados.
- El modelo de colapso con disipación multi-fase, o modelo “*in situ*” (Forbes et al., 1997) propone un sólo proceso de formación para las dos sub-poblaciones. Los CGs azules se forman inicialmente, hasta que se detiene el proceso por la reionización cósmica. Posteriormente, se reinicia la formación, generando los CGs rojos y las estrellas de campo. Si bien produce la bimodalidad y la relación entre la sub-población roja y la población estelar que se observan, el truncamiento de la formación estelar que es necesario para recuperar la bimodalidad no está enteramente justificado.
- El modelo de acreción (Côté et al. 1998, Côté et al. 2000), en el que los CGs rojos se forman en las galaxias huésped junto con la población estelar, y los CGs azules provienen de galaxias enanas acretadas. Este escenario produce valores de S_N que se corresponden con los observados, y no requiere de *mergers* ni procesos de truncamiento, pero sí necesita de la acreción un número muy grande de CGs azules para igualar las cantidades observadas.

Distintas propiedades de los sistemas de CGs fueron estudiadas en estos modelos a partir de simulaciones cosmológicas, incluida la relación entre los sistemas y sus galaxias huésped. Una característica común a todos estos escenarios es que reproducen la relación entre los CGs rojos y la población estelar, propiedad que se encuentra observacionalmente en la mayoría de los sistemas estudiados (por ej., Peng et al. 2006). Para los CGs azules la relación con la galaxia huésped parece ser menos directa, lo que da lugar a la diversidad de orígenes propuestos para esta sub-población (por ej., Peacock et al. 2015).

Considerando los resultados obtenidos al analizar cada escenario, Brodie & Strader (2006) concluyen que es necesario combinar los modelos de acreción y de *merger* para obtener resultados consistentes con las observaciones. En la actualidad, existen nuevos escenarios que buscan combinar elementos de los “clásicos” y adaptarlos al contexto cosmológico y a los avances en los resultados observacionales:

- El *merging* jerárquico (Beasley et al., 2002) utiliza un modelo semi-analítico de formación, y combina elementos de los tres escenarios “clásicos”. En él, los CGs azules se forman en el Universo temprano ($z > 5$), en discos proto-galácticos de gas frío inmersos en halos de materia oscura de baja masa. Como en el modelo *in situ*, este proceso se ve truncado, posiblemente por la reionización cósmica, y se reinicia más adelante debido a *major mergers* (fusiones mayores de galaxias masivas) ricos en gas que dan origen a los CGs rojos y a las estrellas de campo.

- El escenario de *assembly* (Tonini, 2013) se construye en base a las tasas (*rates*) de fusiones obtenidos de la simulación *Millennium*². A partir de estos, se construyen árboles de fusiones de galaxias (*galaxy merger trees*) que son poblados con CGs cuyas propiedades se estudian a través de simulaciones Monte Carlo. En estas simulaciones se concluyó que la sub-población roja se forma en la galaxia hésped alrededor de $z \approx 2$, mientras que la sub-población azul es acretada de galaxias satélites, formada en $z \approx 3 - 4$. Como resultado de este escenario se obtiene también que las galaxias de tipo temprano o que residen en ambientes más densos presentan una mayor fracción de CGs azules, mientras que las galaxias de tipo tardío o las que sufren menos *mergers* tienen una sub-población roja dominante.
- En el escenario de *merging* propuesto por Li & Gnedin (2014) se hizo uso de los *halo merger trees* obtenidos de la simulación *Millennium* y una relación empírica entre la metalicidad y la masa de la galaxia. La bimodalidad se ve generada porque los CGs rojos se forman en *mergers* de halos masivos, mientras que los azules se forman en *mergers* previos, cuando los halos son menos masivos.

Estos últimos dos modelos son los más aceptados en la actualidad.

1.2. La Galaxia NGC 6876

NGC 6876 es la galaxia elíptica dominante del Grupo del Pavo, cuyas coordenadas ecuatoriales en J2000.0 son $RA = 20h18m19,15seg$, $DEC = -7051'31,7''$ (obtenidas de NED³). Tiene una magnitud aparente total en el azul $B = 11,76$, de acuerdo a la base de datos SIMBAD⁴. Considerando los colores medios para galaxias elípticas dados por Fukugita & Ichikawa (1996) y los mapas de Schlafly & Finkbeiner (2011) para calcular la absorción correspondiente, su magnitud absoluta visual estimada resulta ser de $M_V \approx -22,7$. El Grupo del Pavo, identificado en NED como LGG 432 a partir del catálogo *Lyon Group of Galaxies* (García, 1993), es un grupo moderadamente masivo, de baja densidad, que cuenta con 13 galaxias de pertenencia confirmada por sus velocidades radiales (Machacek et al., 2009), ilustradas en la Figura 1.3. Entre ellas se encuentra NGC 6872, una galaxia espiral rica en gas en interacción con su entorno, y su compañera esferoidal, IC 4970 (Vorontsov-Velyaminov, 1959). La interacción de marea entre estas galaxias se ha estudiado en el óptico y en radio, encontrándose un brazo tidal que indica que esta interacción sigue vigente (Horellou & Koribalski, 2007).

Además, en el Grupo se encuentra NGC 6877, una galaxia elíptica cercana en proyección a NGC 6876. Se encuentran clasificadas en NED como un “par”. En las cercanías de NGC 6876 también se encuentra NGC 6880, una galaxia lenticular que está interactuando con su compañera IC 4981, por lo que también se considera a

²<https://wwwmpa.mpa-garching.mpg.de/galform/virgo/millennium/>

³NASA *Extragalactic Database*, <https://ned.ipac.caltech.edu/>

⁴<http://simbad.u-strasbg.fr>

estas dos galaxias como un “par”. Tantas interacciones refuerzan la idea de que es un grupo dinámicamente joven.

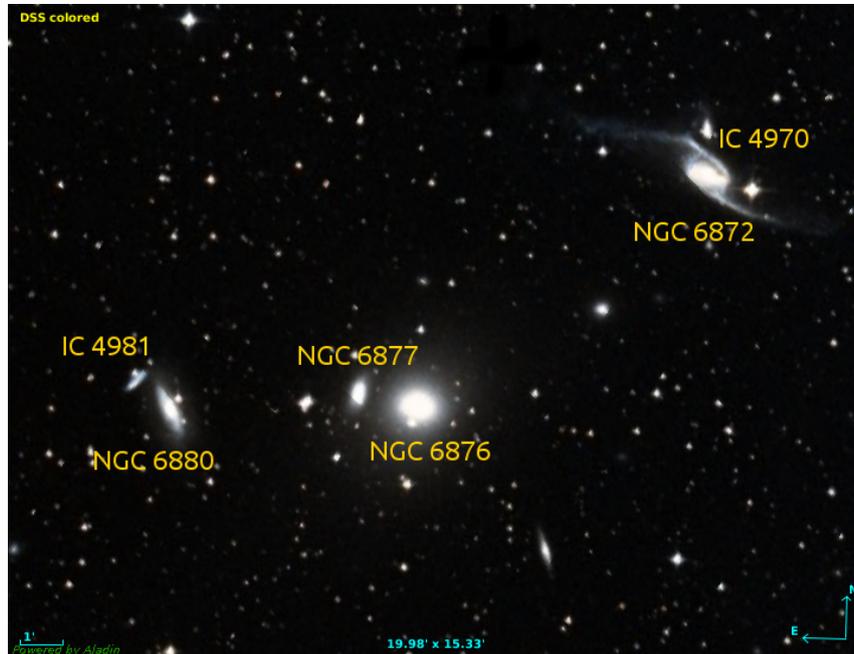


Figura 1.3: El Grupo del Pavo, imagen del DSS de $19,98' \times 15,33'$, orientada con el Norte hacia arriba y el Este hacia la izquierda.

En el interior de su núcleo, NGC 6876 presenta una sutil depresión en su brillo superficial, como muestra Lauer et al. (2002) en un trabajo con observaciones del HST (ver Figura 1.4). La galaxia parece tener un toro difuso de luz estelar sumado a su núcleo. Esta estructura no se detecta en el color V-I, lo que implicaría que no es un efecto del polvo. El análisis isofotal también muestra que las isofotas más internas tienen un ángulo de posición de 89° , el cual está corrido 13° respecto al semieje mayor de la galaxia medido a $r > 2'',9$ (79°), además de tener un aumento en su elipticidad, y estos efectos aparecen incluso antes de llegar a la zona del supuesto toro estelar. Lauer adjudica esto a la posible acreción en el pasado de un sistema estelar menos luminoso pero más denso y dinámicamente frío, ya que el aumento en la elipticidad implicaría que las estrellas del sistema acretado se ubicaron hacia el centro de NGC 6876, y concluye que NGC 6876 contiene un agujero negro binario, provocado por este *merger*.

Las observaciones de XMM Newton estudiadas por Machacek et al. (2005) revelan un puente entre NGC 6876 y NGC 6872 de más de 100 kpc. Si bien existen las evidencias ya mencionadas de que ambas galaxias habrían sido afectadas por interacciones, las diferencias en sus velocidades radiales⁵, $\delta v_r = 849 \pm 28 \text{ km/s}$, y en sus distancias proyectadas (≈ 8 veces mayor que la distancia proyectada entre NGC 6872 e IC 4970) no habían dado lugar a suponer que dichas interacciones fueran

⁵La velocidad radial se obtuvo del *CfA Redshift Survey*, versión online del 2004, por Martimbeau & Huchra (2004). El catálogo junto con su documentación y software se encuentran en <http://cfa-www.harvard.edu/huchra/zcat>.

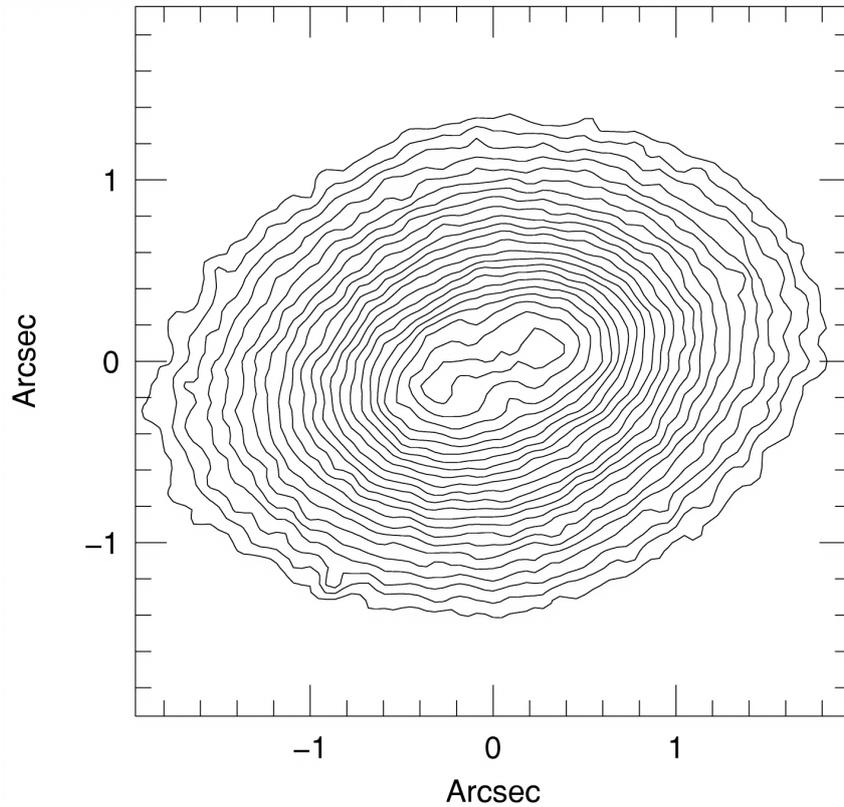


Figura 1.4: Mapa de contornos de NGC 6876 a partir de una imagen en el filtro F814W, donde podemos ver que a medida que nos acercamos al centro, las isofotas comienzan a aplanarse. (Lauer et al., 2002)

entre ellas. Sin embargo, Machacek concluye a partir del análisis del puente de rayos X entre ambas que NGC 6872 habría tenido un encuentro cercano con NGC 6876. El puente de rayos X podría venir de distintos elementos, como gas arrancado por efectos de marea de alguna de las dos galaxias, o material interestelar, removido de NGC 6872 por la *ram pressure* (presión ejercida por el medio intracúmulo).

1.2.1. Interacciones entre galaxias

Los sistemas de CGs son una herramienta útil a la hora de estudiar las consecuencias de posibles interacciones entre galaxias. Por ejemplo, su distribución espacial puede verse alterada por efectos de marea, o se pueden encontrar deficiencias en el número de CGs esperados para el sistema o alguna de sus sub-poblaciones en particular, como resultado del *tidal stripping*. En algunos casos, las interacciones pueden llegar a disparar brotes de formación estelar. En la actualidad, se han estudiado sistemas de CGs donde aparece una tercera población en la distribución de color que podría corresponder a una sub-población de CGs más jóvenes ya que la edad calculada para esta nueva población suele estar asociada a épocas en las que habría ocurrido algún tipo de interacción (por ej., Caso et al. 2015, Bassino & Caso 2017).

Un ejemplo de este tipos de estudios es NGC 1399, la galaxia central del cúmulo de

Fornax. Al ser una galaxia elíptica masiva, tiene un sistema de CGs muy extenso que presenta dos colas en la distribución acimutal proyectada (Bassino et al. 2006, Iodice et al. 2016) . Una de ellas se debe probablemente a la superposición con el sistema de CGs perteneciente a una galaxia vecina. En la dirección de la segunda cola, sin embargo, no hay una galaxia lo suficientemente cercana como para que su sistema de CGs pudiera estar contaminando la muestra. Además, presenta un exceso de CGs azules, mientras que la galaxia más cercana en esa dirección, NGC 1387, tiene una deficiencia de éstos. Sería factible entonces que la cola fuera el resultado de *tidal stripping* (disgregación por fuerzas de marea), proceso en el que la galaxia más masiva NGC 1399 habría capturado CGs pertenecientes a NGC 1387. Este proceso afecta en mayor grado a la sub-población azul ya que es la que tiene una mayor extensión.

En el caso de NGC 6872, los estudios hasta la fecha están orientados al análisis de su interacción con IC 4970. Las regiones HI de sus colas tidales que la unen con su vecina más cercana han sido estudiadas y se han encontrado *hotspots* (zonas de emisión intensa) que podrían deberse a regiones de formación estelar reciente o a un gradiente de metalicidad a lo largo de las colas (Mullan et al., 2011). Bastian et al. (2005) realizan un estudio del sistema de cúmulos estelares, encontrando una importante cantidad de cúmulos jóvenes tanto en las colas como en las afueras del disco galáctico.

1.2.2. Objetivos

El objetivo del presente trabajo, cuya primera parte corresponde a esta Tesis, es estudiar las características del sistema de CGs de NGC 6876, el cual no ha sido previamente estudiado. A largo plazo, se espera detectar en el estudio del sistema de CGs efectos de interacción con galaxias vecinas en el sistema de CGs. Al contar con estudios de otras componentes (Lauer et al., 2002) de la galaxia que muestran señas claras de haber sido afectadas por algún proceso de *merger* o, en el caso del puente en rayos X (Machacek et al., 2005), por la interacción directa con NGC 6872, se espera que el análisis de las propiedades del sistema de CGs revele alteraciones que evidencien estos encuentros.

Capítulo 2

Observaciones y Reducción de los Datos

En este capítulo se describe la adquisición de las imágenes, y el proceso de reducción y la fotometría de objetos puntuales realizados sobre las mismas.

2.1. Observaciones

La galaxia NGC 6876, perteneciente al Grupo del Pavo, fue observada durante el segundo semestre del año 2013 (programa GS-2013B-Q-37, PI: J.P. Caso) con la cámara GMOS del telescopio Gemini Sur (Cerro Pachón, Chile), en los filtros g' , r' e i' . Tales filtros son similares a los del sistema fotométrico del Sloan Digital Sky Survey (SDSS), descrito por Fukugita & Ichikawa (1996). La cámara GMOS consiste de tres CCDs de 2048 x 2408 píxeles, separados por dos *gaps* de 39 píxeles cada uno, con una escala de $0.0727''\text{píxel}^{-1}$. Las observaciones incluyen un patrón de *dithering*, el cual consiste en un ligero desplazamiento del telescopio después de cada exposición, de forma que la combinación de todas ellas cubra la porción de imagen ocupada por los *gaps*. Además, el *dithering* corrige las observaciones por píxeles malos. Se utilizó un binning en ambos ejes (2x2), lo cual nos da una escala de $0.146''\text{píxel}^{-1}$. Para las imágenes de ciencia se ha elegido la configuración que se muestra en la Figura 2.1, donde el recuadro indica el campo de GMOS, con la galaxia NGC 6876 ubicada en la esquina más alejada de su compañera espiral NGC 6872 a fin de poder estudiar la región entre ambas.

Para cada filtro se utilizó un tiempo de exposición diferente, detallado en la Tabla 2.1. Estas exposiciones fueron calculadas para alcanzar $S/N \approx 5$ con una magnitud límite de $V_{lim} = 26.2$.

Además fueron observadas las imágenes de calibración correspondientes al programa, y veinte imágenes del campo 195940-595000 de estrellas estándar de la lista de Smith et al. (2002) para el sistema fotométrico $u'g'r'i'z'$ (SDSS), observadas en la misma fecha que las exposiciones individuales para cada filtro. Este campo fue seleccionado ya que por su ascensión resulta observable en la misma época que NGC 6876, y su altura sobre el horizonte es similar a la de la galaxia también, ga-

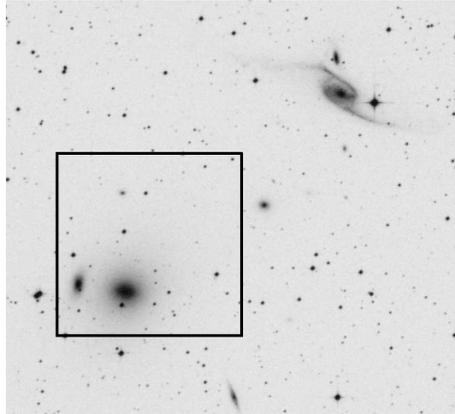


Figura 2.1: Posición del campo observado sobre una imagen POSS2 (*The Second Palomar Sky Survey*) en banda R. El Norte está en dirección hacia arriba y el Este hacia la izquierda.

rantizando que las condiciones de observación sean lo más similares posibles. Por tal motivo, el campo de estrellas estándar fue incluido en el programa, de modo que fuera observado en la misma noche que el campo de ciencia. Para este campo contamos con imágenes de larga y corta exposición en cada filtro, de 15 seg. y 3 seg. respectivamente, para cubrir todo el rango de brillo de las estrellas estándar y no perder ninguna por saturación.

Filtro	λ_{eff} [nm]	Tiempo de Exposición
g'	475	800 seg.
r'	630	450 seg.
i'	780	500 seg.

Tabla 2.1: Tiempo de exposición para las imágenes de ciencia en cada filtro.

Las imágenes fueron obtenidas a través del archivo de datos online de Gemini (GOA, Gemini Observatory Archive), disponible en <https://archive.gemini.edu>. Desde allí podemos descargar tanto las imágenes de ciencia como todas las imágenes de calibración con las que trabajaremos a continuación. En este caso, ya que el programa fue observado en el año 2013, las imágenes son de libre acceso por lo que sólo necesitamos ingresar el código identificador del programa para encontrarnos con todas las observaciones realizadas para el mismo.

Las imágenes obtenidas, listadas en la Tabla 2.2, están clasificadas como *pass* (aprobadas), *usable* o *fail* (rechazadas). Se clasifica como *usable* a aquellas imágenes que no cumplen con los requisitos de calidad de imagen (IQ) requeridos por el programa. En este caso, la calidad de imagen requerida era de 70 %, lo que corresponde a un seeing entre 0.75'' y 0.85'' para estos filtros, por lo que fueron clasificadas como *usable* las imágenes con IQ de 85 %, correspondiente a un seeing mayor a 1.

Contamos con ocho imágenes *pass* en g', seis en r' y nueve en i'. Además, tenemos cuatro imágenes *usable* en r' y dos en g'. Éstas últimas se descartaron en un principio

ya que al combinarlas con las *pass*, degradarían la calidad de la imagen final.

Imagen	Filtro	Tiempo de exposición (seg)	Masa de aire	Fecha de observación (dd/mm/aaaa)
S20130829S0034.fits	g'	800.48	1.416	29/08/2013
S20130829S0035.fits	g'	800.48	1.396	29/08/2013
S20130829S0036.fits	g'	800.48	1.379	29/08/2013
S20130829S0037.fits	g'	800.48	1.364	29/08/2013
S20130829S0038.fits	g'	800.48	1.35	29/08/2013
S20130829S0039.fits	g'	800.48	1.339	29/08/2013
S20130829S0040.fits	g'	800.48	1.33	29/08/2013
S20130829S0041.fits	g'	800.48	1.323	29/08/2013
S20130829S0042.fits	r'	450.49	1.319	29/08/2013
S20130829S0043.fits	r'	450.49	1.317	29/08/2013
S20130908S0045.fits	r'	450.49	1.328	08/09/2013
S20130908S0046.fits	r'	450.49	1.324	08/09/2013
S20131104S0019.fits	r'	450.49	1.409	11/04/2013
S20131104S0021.fits	r'	450.49	1.434	11/04/2013
S20131104S0022.fits	i'	500.49	1.449	11/04/2013
S20131104S0023.fits	i'	500.49	1.465	11/04/2013
S20131104S0024.fits	i'	500.49	1.483	11/04/2013
S20131105S0023.fits	i'	500.49	1.415	11/05/2013
S20131105S0024.fits	i'	500.49	1.429	11/05/2013
S20131105S0025.fits	i'	500.49	1.444	11/05/2013
S20131105S0026.fits	i'	500.49	1.459	11/05/2013
S20131105S0027.fits	i'	500.49	1.477	11/05/2013
S20131105S0028.fits	i'	500.49	1.495	11/05/2013

Tabla 2.2: Imágenes de ciencia pertenecientes al programa de observación. El nombre de las imágenes indica el observatorio de origen (S: Gemini Sur), la fecha, y el número dado para su identificación.

2.2. Reducción de datos

2.2.1. Calibración de las imágenes

Para llevar a cabo la reducción utilizamos rutinas de los paquetes *gemini* (en particular las del paquete *gmos*) y *daophot* de IRAF¹.

El primer paso de la reducción consiste en descargar del archivo GOA las imágenes de *bias* y *flats* (campo plano) correspondientes a las fechas de nuestras observaciones, y combinarlos. En el caso de los *flats*, los separamos por filtro, y los combinamos para obtener un *masterflat* para cada fecha, para cada filtro, utilizando la tarea *gflat* que realiza un promedio (*combine = average*) de todas las imágenes escaladas de acuerdo a la media (*sctype = mean*). Contamos con *flats* de "*twilight*", esto es *flats* de cielo observados al anochecer, tomados con distintos tiempos de exposición para

¹IRAF es escrito, distribuido y mantenido por el grupo de programación IRAF en el Observatorio Nacional de Astronomía Óptica (NOAO) ubicado en Tucson, Arizona

cada filtro. En el caso de los de mayor exposición, descartamos aquellos en los que se encontraba una cantidad significativa de estrellas, y controlamos que no estuvieran saturados calculando la moda con la tarea `imstat`.

Para los *bias*, generamos un *masterbias* para cada fecha con la tarea `gbias`, haciendo la combinación a través de un promedio. A la hora de emplear estas imágenes de calibración, revisamos en primer lugar que coincidan en los parámetros necesarios con nuestras imágenes de ciencia. En nuestro caso, controlamos `ccdsum` para conocer su binning, `ccdsec` para asegurarnos de que sean *flats* y *bias* de todo el campo, la velocidad de lectura, y en el caso de los *flats*, `filter2`, que indica a qué filtro corresponden.

Una vez hecho esto, podemos proceder a corregir las imágenes con estas dos calibraciones utilizando la tarea `gireduce` que se encarga de restar el *masterbias* y de dividir por el *masterflat* a las imágenes de ciencia. Las Figuras 2.2–2.4 muestran los parámetros correspondientes.

```

IRAF
Image Reduction and Analysis Facility

```

```

PACKAGE = gmos
TASK = gireduce

inimages= @listadeimagenes Input GMOS images
(outpref= r) Prefix for output images
(outimag= ) Output images
(fl_over= yes) Subtract overscan level
(fl_trim= yes) Trim off the overscan section
(fl_bias= yes) Subtract bias image
(fl_dark= no) Subtract (scaled) dark image
(fl_qeco= no) QE correct the input images? (IMAGING ONLY)
(fl_flat= yes) Do flat field correction?
(fl_var= no) Create variance and data quality frames
(fl_addm= no) Add Mask Definition File? (LONGSLIT/MOS/IFU modes)
(bias = masterbias) Bias image name
(dark = ) Dark image name
(flat1 = ) Flatfield image 1
(flat2 = masterflat_i) Flatfield image 2
(flat3 = ) Flatfield image 3
(flat4 = ) Flatfield image 4
(qe_data= gmosQEfactors.dat) Data file that contains QE information. (IMAGING ONLY)
(qe_data= gmos$data/) Directory containg QE data file. (IMAGING ONLY)
(key_exp= EXPTIME) Header keyword of exposure time
(key_bia= BIASSEC) Header keyword for bias section

```

Figura 2.2: Parámetros de `gireduce`

En las imágenes del filtro *i'* encontramos un patrón de *fringing* (interferencia), como se puede observar en la Figura 2.5. El *fringing* es un efecto de interferencia similar a los conocidos anillos de Newton, en el cual los distintos patrones de interferencia causan variaciones en la eficiencia cuántica de los CCDs. Cuando la longitud de onda es comparable al grosor del CCD, lo que ocurre a partir $\lambda \approx 700 \text{ nm}$, este efecto genera un deterioro significativo en la calidad de la imagen, por lo que se busca corregirlo. (Howell, 2012)

Para eliminarlo, contamos con las imágenes de un campo limpio (*blank field*), aunque contiene algunas estrellas. Las reducimos utilizando los *masterflat* y *masterbias* calculados previamente y, con la tarea `gifringe`, se generó un mapa del *fringe*. Las coordenadas centrales de estas imágenes de calibración varían levemente, por lo que la tarea puede estimar el nivel de cielo, detectar las estrellas como *outliers* (valores

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = gmos
TASK = gireduce
More
(key_dat= █          DATASEC) Header keyword for data section
(rawpath=           ) GPREPARE: Path for input raw images
(gp_outp=           g) GPREPARE: Prefix for output images
(sci_ext=           SCI) Name of science extension
(var_ext=           VAR) Name of variance extension
(dq_ext =           DQ) Name of data quality extension
(key_mdf=           MASKNAME) Header keyword for the Mask Definition File
(mdffile=           ) MDF file to use if keyword not found
(mdfdir =           gmos$data/) MDF database directory
(bpm =             ) Bad pixel mask
(gaindb =           default) Database with gain data
(sat =             default) Saturation level in raw images [ADU]
(key_nod=           NODCOUNT) Header keyword with number of nod cycles
(key_nod=           NODPIX) Header keyword with shuffle distance
(key_fil=           FILTER2) Header keyword of filter
(key_rou=           RDNOISE) Header keyword for readout noise
(key_gai=           GAIN) Header keyword for gain [e-/ADU]
(ron =             3.5) Readout noise in electrons
(gain =            2.2) Gain in e-/ADU
(fl_mult=           yes) Multiply by gains to get output in electrons
(fl_inte=           no) Interactive overscan fitting?

```

Figura 2.3: Parámetros de gireduce

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = gmos
TASK = gireduce
More
(median = █          no) Use median instead of average in column bias?
(funcntio=          chebyshev) Overscan fitting function
(nbiasco=           default) Number of columns removed from overscan region
(biasrow=           default) Rows to use for overscan region
(order =            default) Order of overscan fitting function
(low_rej=           3.) Low sigma rejection factor in overscan fit
(high_re=           3.) High sigma rejection factor in overscan fit
(niterat=           2) Number of rejection iterations in overscan fit
(maxfile=           200) For external access only. Maximum number of input files allowed
(logfile=           gmos.log) Logfile
(verbose=           yes) Verbose?
(status =           0) Exit status (0=good)
(scanfil=           ) For internal use only
(mode =            ql)

```

Figura 2.4: Parámetros de gireduce

atípicos que se descartan), y generar una imagen final del patrón de fringe sin presencia de estrellas. El paso siguiente consiste en utilizar la tarea `girmfringe` para llevar a cabo la corrección utilizando la imagen combinada sobre las imágenes de ciencia. Esta tarea resta a las imágenes de ciencia la imagen obtenida con `gifringe`, escalada debidamente. Si bien contábamos con imágenes *blank field* tomadas en una fecha muy cercana a la de nuestras imágenes de ciencia, la corrección con éstas no resultó satisfactoria. Al intentarlo con imágenes *blank field* tomadas el 26 de febrero, la corrección eliminó el patrón enteramente, resultando lo presentado en la Figura 2.6.

El formato en que se encuentran guardadas las imágenes, llamado *MEF* (archivos

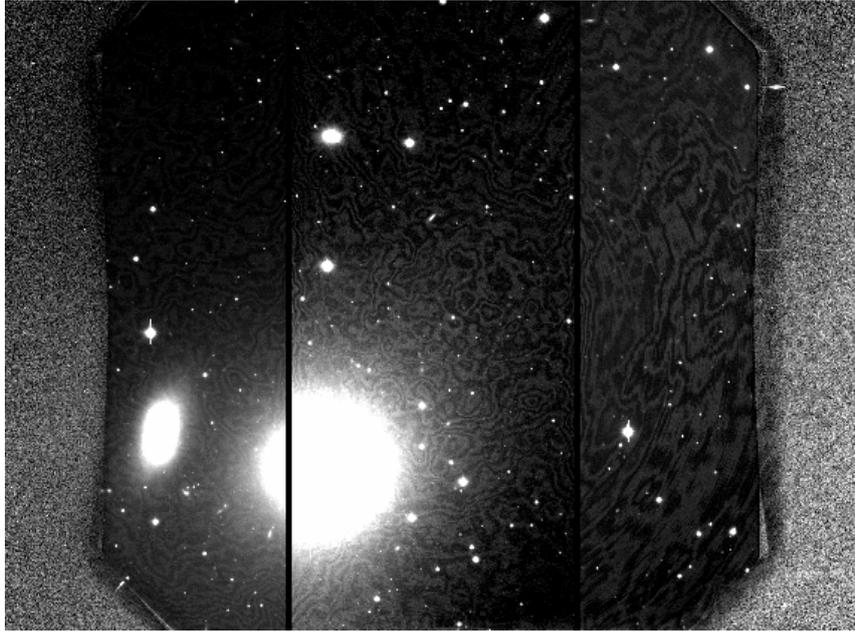


Figura 2.5: Con patrón de fringing

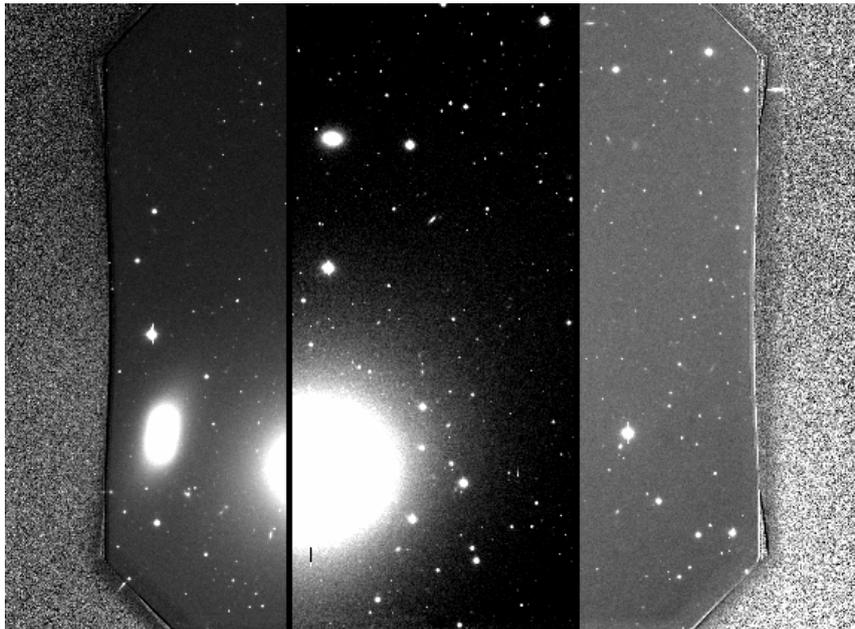


Figura 2.6: Con el patrón eliminado

formato *.fits* multi extensión) almacena la información de cada CCD en una extensión distinta, por lo que nuestras imágenes son archivos con cuatro extensiones. Con la tarea `gmosaic` combinamos los tres CCDs, generando una imagen única, y aplicamos correcciones por la diferencia en ganancia de cada CCD. La tarea toma la información del primer y tercer CCD e interpola los datos de cada uno refiriéndolos al CCD central. Así se genera el set de imágenes finales que serán ahora sí aptas para la fotometría. Podemos controlar en este paso los valores de ciertos parámetros

correspondientes a la calidad de la imagen a través de la tarea `gemseeing`, que nos permite hacer una estimación del valor del FWHM de cada imagen transformada en mosaico, entre otras.

A continuación procedimos a combinar las imágenes pertenecientes a un mismo filtro. Para ello utilizamos la tarea `imcoadd`, que nos permite realizar una transformación geométrica sobre todas las imágenes con distintos parámetros ajustables, aplicar una máscara de píxeles malos, limpiar rayos cósmicos y promediar las mismas para generar una imagen final. Un parámetro importante de esta tarea es `alignmethod`, que nos permite elegir cómo vamos a alinear las imágenes para la combinación, contando con las siguientes posibilidades:

- wcs: Utilizamos los valores de WCS (world coordinate system) provistos en el header de la imagen como valores iniciales de la transformación.
- user: Determinamos manualmente los valores iniciales, marcando la posición de uno o dos objetos en todas las imágenes. Es útil para campos poco poblados, el cual no es nuestro caso.
- twodx: Tomamos una correlación cruzada entre distintos secciones de la imagen para obtener los valores iniciales.
- header: El header nos provee con valores iniciales para la transformación, definidos como `key_xoff`, `key_yoff`, etc.

En nuestro caso, seleccionamos `fl_inte = yes` trabajamos con wcs de manera interactiva. Esto nos permite analizar los residuos que quedan tras aplicar la transformación, eliminar los discordantes e iterar hasta obtener un valor de *RMS* (medida estadística del error) menor a 0.1, a través de la pantalla gráfica del IRAF que se muestra en la Figura 2.7.

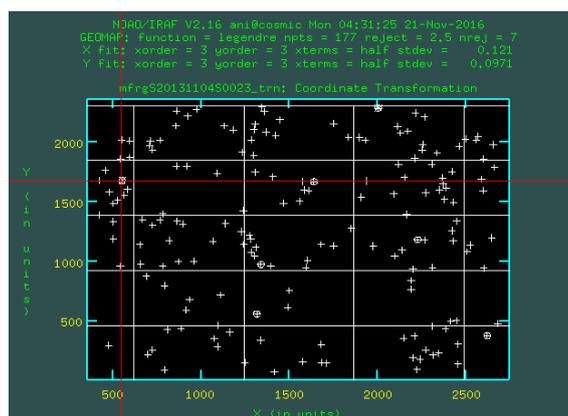


Figura 2.7: Modo interactivo de la tarea `imcoadd`

Otro parámetro importante que definimos es `fitgeometry`, que corresponde a la tarea `geomap` que `imcoadd` llama para realizar la transformación. Para este parámetro elegimos la opción `general` que realiza un ajuste polinomial de orden arbitrario

sobre x e y , con un término lineal y un término de distorsión que son ajustados de manera independiente.

En el caso de las imágenes r' , contamos con imágenes observadas con tres meses de diferencia. Entre estos dos grupos de imágenes hallamos grandes diferencias en la calidad de la imagen y el nivel del cielo. Esto provoca que la tarea `imcoadd` genere estructuras espurias en la máscara de píxeles malos. Por otra parte, la diferencia en la masa de aire también es lo suficientemente grande como para ocasionarle dificultades a la tarea, ya que genera diferencias entre las magnitudes medidas para los objetos puntuales y dificulta el cálculo de factores de escala para la combinación.

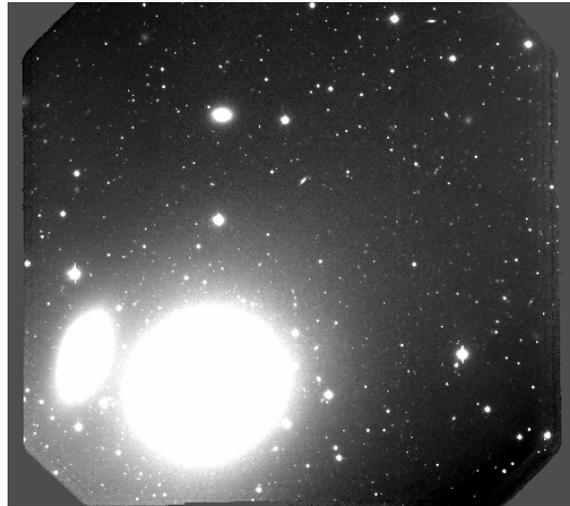


Figura 2.8: Imagen corregida y combinada en el filtro i' .

Una vez combinadas las imágenes obteniendo resultados como la Figura 2.8, realizamos un filtrado que nos permite eliminar en la mayor medida posible la luz de la galaxia, permitiéndonos analizar los objetos puntuales que se hallan más cercanos a ella. Utilizamos para esto la tarea `fmedian` que genera un perfil suavizado de luminosidad de la imagen. Para esto debemos definir una ventana rectangular que se desplaza sobre la imagen, y la tarea reemplazará el valor del píxel central de la ventana con la mediana de los píxeles contenidos en ésta. Para lograr recuperar más objetos puntuales, realizamos el filtrado dos veces. La primera vez, utilizamos una ventana de 200 píxeles por 200 píxeles, y restamos la imagen resultante a la original con `imarith`. La segunda, utilizamos una ventana de menores dimensiones, de 40 píxeles por 40 píxeles, para hacer un filtrado que muestree variaciones de menor período espacial, y restamos la imagen generada a la resultante del paso anterior. En la Figura 2.9 podemos ver el resultado de este proceso.

Para recuperar el nivel de cielo original, calculamos la moda con la tarea `imstat` sobre zonas alejadas de la galaxia y sumamos ese valor estimado de cielo a las filtradas usando también `imarith`.

Antes de proceder con la fotometría, tenemos que registrar las imágenes, es decir, las recortamos para deshacernos de las zonas sin datos y alineamos las imágenes de distintos filtros entre sí. La tarea `geomap` genera una transformación geométrica a

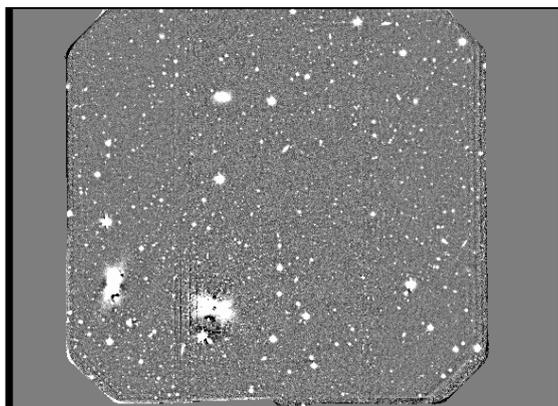


Figura 2.9: Imagen en i' filtrada

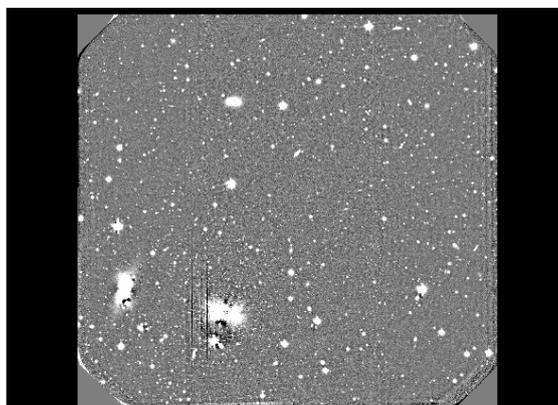


Figura 2.10: Imagen en i' transformada

partir de coordenadas de referencia que ingresamos en los parámetros x_{min} , x_{max} , y_{min} e y_{max} , delimitando los bordes de las imágenes para recortar la sección sin datos útiles. Para la alineación, tomamos de referencia la imagen en i' . Seleccionamos un grupo de objetos brillantes bien dispersos sobre la imagen y generamos un archivo con las coordenadas de estos objetos en i' y en g' , y otro con las coordenadas en i' y en r' . Con estos archivos y la transformación que ya generamos, la tarea `geotran` realiza el recorte y la alineación de las tres imágenes, resultando en imágenes como la Figura 2.10.

2.2.2. Fotometría

El primer paso es actualizar los *headers* (encabezados) de las imágenes ya que algunos parámetros necesarios para la fotometría no son copiados en forma automática por las tareas a los *headers* de las imágenes resultantes. Por otro lado, necesitamos más información para definir los parámetros de las tareas que vamos a utilizar, como el σ , $datamin$ y $datamax$. El parámetro σ nos da una medida del ruido, mientras que $datamin$ y $datamax$ indican el intervalo de número de cuentas que el píxel de un objeto debe tener para ser considerado en la fotometría. Para esto, uti-

lizamos la tarea `imstat` para calcular la moda sobre una sección con pocos objetos de la imagen, lo cual nos da un valor aproximado para el nivel de cielo.

El valor de `sigma` referido a la dispersión se puede calcular con la siguiente ecuación, $\sigma = \frac{\sqrt{\text{sky} * \text{gain} + \text{rdnoise}^2}}{\text{gain}}$ donde `rdnoise` y `gain` son el ruido de lectura y la ganancia, respectivamente, valores que hallamos ya actualizados por las tareas de calibración en los headers de nuestras imágenes finales. Para `datamin`, tomamos el valor del cielo menos diez veces `sigma`, y para `datamax` tomamos un valor estándar de saturación para todos los filtros. Los parámetros correspondientes a cada filtro se hallan en la Tabla 2.3.

Filtro	sigma	datamin	datamax
g'	23.15	3500	110000
i'	46.6	19500	110000
r'	31.65	7500	110000

Tabla 2.3: Parámetros necesarios para la fotometría en cada filtro.

Para comenzar, generamos un catálogo inicial de objetos presentes en el campo con el programa `SExtractor` (Bertin & Arnouts, 1996), que funciona como una herramienta de detección y clasificación de fuentes. Los parámetros utilizados se encuentran en la Figura 2.11. Inicialmente, el programa realiza una estimación del nivel de cielo de la imagen, y procede con la detección, para la cual utiliza el método de *threshold*, es decir, considera fuente a todo conjunto de al menos 5 píxeles contiguos que superen un cierto umbral o *threshold*. Este último es determinado por el usuario y puede expresarse directamente en unidades de flujo o en función del parámetro `sigma`. En el caso de encontrarse con objetos demasiado cercanos, los separa mediante un método de ajuste de isofotas múltiples.

```
#----- Extraction -----
DETECT_TYPE      CCD          # CCD (linear) or PHOTO (with gamma correction)
DETECT_MINAREA   5           # minimum number of pixels above threshold
DETECT_THRESH    1.5         # <sigmas> or <threshold>,<ZP> in mag.arcsec-2
ANALYSIS_THRESH  1.5         # <sigmas> or <threshold>,<ZP> in mag.arcsec-2

FILTER           Y           # apply filter for detection (Y or N)?
FILTER_NAME      gauss_4.0_7x7.conv # name of the file containing the filter
|
DEBLEND_NTHRESH  32          # Number of deblending sub-thresholds
DEBLEND_MINCONT  0.005       # Minimum contrast parameter for deblending

CLEAN            Y           # Clean spurious detections? (Y or N)?
CLEAN_PARAM      1.0         # Cleaning efficiency

MASK_TYPE        CORRECT     # type of detection MASKing: can be one of
                             # NONE, BLANK or CORRECT
```

Figura 2.11: Parámetros escogidos para correr `SExtractor`

Realizamos la selección de objetos puntuales sobre las tres imágenes utilizando el filtro gaussiano, y la complementamos con el filtro `mexhat`, que tiene mejor ajuste

en zonas muy pobladas, como la más cercana a la galaxia. En el filtro i' detectamos la mayor cantidad de objetos, por lo que optamos por el catálogo generado para esta imagen y trabajamos con él en las otras dos también.

Además de realizar la selección, el **SExtractor** realiza la fotometría de los objetos que identifica, y los clasifica con un parámetro llamado **CLASS_STAR** o índice de estelaridad. Este parámetro funciona a través de un proceso de red neuronal que asigna a los objetos un número entre 0 y 1, siendo los más puntuales los más cercanos a 1. Tomamos a partir de aquí como nuestra muestra de objetos puntuales aquellos que tengan **CLASS_STAR** > 0.5

Con esta muestra, obtenida para los filtros gaussiano y **mexhat** sobre la imagen en i' , procedemos a realizar la fotometría de abertura en las tres imágenes mediante tareas del paquete **daophot**. Para ello, hacemos uso de la tarea **phot**, la cual opera con los parámetros mostrados en las Figuras 2.12–2.15.



Image Reduction and Analysis Facility

```

PACKAGE = apphot
TASK = datapars

(scale = 1.) Image scale in units per pixel
(fwhmpsf= 4.) FWHM of the PSF in scale units
(emissio= yes) Features are positive ?
(sigma = 46.6) Standard deviation of background in counts
(datamin= 19500.) Minimum good data value
(datamax= 110000.) Maximum good data value
(noise = poisson) Noise model
(ccdread= rdnoise) CCD readout noise image header keyword
(gain = gain) CCD gain image header keyword
(readnoi= 4.06) CCD readout noise in electrons
(epadu = 2.84) Gain in electrons per count
(exposur= exptime) Exposure time image header keyword
(airmass= airmass) Airmass image header keyword
(filter = filter2) Filter image header keyword
(obstime= date-obs) Time of observation image header keyword
(itime = 90.) Exposure time
(xairmas= 1.039999961853) Airmass
(ifilter= (2)B) Filter
(otime = 00:53:20.9) Time of observation
(mode = ql)

```

Figura 2.12: Parámetros de *datapars*

A partir de la fotometría de abertura, vamos a realizar la fotometría *PSF* (*Point Spread Function*), también mediante tareas del paquete **daophot**. Para ello necesitamos modelar la *PSF*, que representará las imágenes estelares, correspondiente a cada filtro utilizando dos tareas: **pstselect** y **psf**. La primera de estas tareas selecciona las estrellas que definirán la *PSF*, las cuales se requiere que estén suficientemente aisladas como para que no haya ningún “vecino” que se superponga o, si lo hay, que sea mucho más débil y esté convenientemente alejado. Para ellos, la tarea **pstselect** extrae del archivo generado por la tarea **phot** la identificación y posición de los objetos (parámetros **ID**, **XCENTER**, **YCENTER**) además de sus magnitudes y la del cielo en las cercanías de estos (**MAG**, **MSKY**), los ordena del más brillante al menos

```

IRAF
Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = apphot
TASK = centerpars

(calgori= █ centroid) Centering algorithm
(cbox = 5.) Centering box width in scale units
(cthresh= 0.) Centering threshold in sigma above background
(minsnra= 1.) Minimum signal-to-noise ratio for centering algorithm
(cmaxite= 10) Maximum number of iterations for centering algorithm
(maxshif= 1.) Maximum center shift in scale units
(clean = no) Symmetry clean before centering ?
(rclean = 1.) Cleaning radius in scale units
(rclip = 2.) Clipping radius in scale units
(kclean = 3.) Rejection limit in sigma
(mkcente= no) Mark the computed center on display ?
(mode = ql)

```

Figura 2.13: Parámetros de *centerpars*

```

IRAF
Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = apphot
TASK = fitskypars

(salgori= mean) Sky fitting algorithm
(annulus= 20.) Inner radius of sky annulus in scale units
(dannulu= 10.) Width of sky annulus in scale units
(skyvalu= 0.) User sky value
(smaxite= 10) Maximum number of sky fitting iterations
(sloclip= 0.) Lower clipping factor in percent
(shiclip= 0.) Upper clipping factor in percent
(snrejec= 50) Maximum number of sky fitting rejection iteratio
(slореje= 3.) Lower K-sigma rejection limit in sky sigma
(shireje= 3.) Upper K-sigma rejection limit in sky sigma
(khist = 3.) Half width of histogram in sky sigma
(binsize= █ 0.1) Binsize of histogram in sky sigma
(smooth = no) Boxcar smooth the histogram
(rgrow = 0.) Region growing radius in scale units
(mksky = no) Mark sky annuli on the display
(mode = ql)

ESC-? for HELP

```

Figura 2.14: Parámetros de *fitskypars*

```

IRAF
Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = apphot
TASK = photpars

(weighti= █ constant) Photometric weighting scheme for wphot
(apertur= 4) List of aperture radii in scale units
(zmag = 25.) Zero point of magnitude scale
(mkapert= no) Draw apertures on the display
(mode = ql)

```

Figura 2.15: Parámetros de *photpars*

brillante, y rechaza aquellos objetos que están demasiado cerca del borde o que tienen magnitud indefinida. De esta lista, selecciona como candidatos a estrellas PSF los `maxnpsf` objetos más brillantes que no tienen vecinos cercanos más brillantes que ellos mismos, donde `maxnpsf` es un parámetro que indica el número de tales objetos (introducido por el usuario). En este caso, tomamos 100 candidatos de forma no interactiva.

La tarea `pstselect` utiliza los parámetros de `datapars` mencionados previamente en la Figura 2.12, y también una serie de parámetros que definen el tipo de función analítica que queremos ajustar como psf, listados dentro de `daopars` como se ve en la Figura 2.16.

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = daophot
TASK = daopars

(funcutio= 1) moffat25) Form of analytic component of psf model
(varorde= 2) Order of empirical component of psf model
(nclean = 0) Number of cleaning iterations for computing psf model
(saturat= no) Use wings of saturated stars in psf model computation?
(matchra= 3.) Object matching radius in scale units
(psfrad = 11.) Radius of psf model in scale units
(fitrad = 4.) Fitting radius in scale units
(recente= yes) Recenter stars during fit?
(fitsky = no) Recompute group sky value during fit?
(groupsk= yes) Use group rather than individual sky values?
(sannulu= 0.) Inner radius of sky fitting annulus in scale units
(wsannul= 11.) Width of sky fitting annulus in scale units
(flaterr= 0.75) Flat field error in percent
(proferr= 5.) Profile error in percent
(maxiter= 50) Maximum number of fitting iterations
(clipexp= 6) Bad data clipping exponent
(clipran= 2.5) Bad data clipping range in sigma
(mergera= INDEF) Critical object merging radius in scale units
(critsnr= 1.) Critical S/N ratio for group membership
(maxnsta= 10000) Maximum number of stars to fit
(maxgrou= 60) Maximum number of stars to fit per group

```

Figura 2.16: Parámetros del `daopars`

A partir de esta lista de candidatos, procedemos a modelar la función psf con la tarea `psf`. Esta tarea utiliza los mismos parámetros definidos ya para `pstselect`, pero en este caso corremos la tarea de forma interactiva. Esto nos permite ver el ajuste realizado estrella por estrella, como en la Figura 2.17, y rechazarlo o aceptarlo de acuerdo a cuán bueno sea. Una vez hecho ésto con todas las candidatas listadas por `pstselect`, rehacemos el ajuste sobre aquellas que fueron aceptadas y obtenemos los parámetros de la función ajustada. Podemos revisar los residuos del ajuste sobre las estrellas que aceptamos, presentados como en la Figura 2.18, y nuevamente aceptarlas o rechazarlas como candidatas antes de rehacer el ajuste una última vez.

Con la función *PSF* generada, realizamos la fotometría psf sobre todos los objetos puntuales de nuestro catálogo. Para ello contamos con la tarea `allstar`, que toma las posiciones y magnitudes de los objetos del archivo generado por `phot` como estimaciones iniciales. Luego las vuelve a calcular a través de un ajuste de la función psf generada previamente, reagrupando las estrellas de forma dinámica. El archivo de salida que genera nos da, además de las magnitudes, el número de iteraciones necesarias para llevar a cabo el ajuste y los resultados de dos parámetros que indican cuán bueno fue éste, el *chi* y el *sha*. También produce una imagen *.sub*, presentada

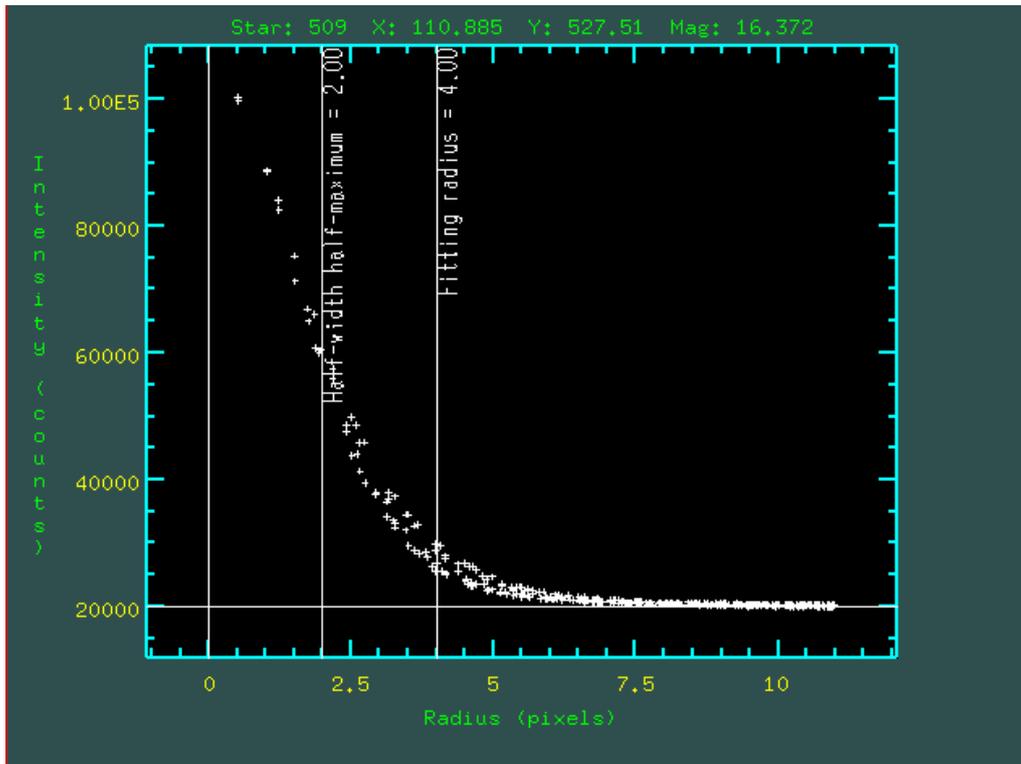


Figura 2.17: Ajuste de la PSF

para i' en la Figura 2.19, que es el resultado de restar a la imagen original los ajustes realizados a cada estrella, y otros archivos ASCII con información sobre la reagrupación de objetos.

El χ es la relación entre la dispersión observada píxel a píxel en los residuos y la dispersión esperada, valor que depende del ruido de lectura y la ganancia del detector, y de los parámetros `flaterr` y `proferr` que son calculados por la misma tarea para determinar el error por *flat fielding* y por interpolación. En general, deberíamos obtener valores de χ cercanos a cero con mayor dispersión hacia los objetos más brillantes por la saturación.

En el caso del *sha* (*sharpness*, nitidez), la tarea determina el valor de *sharp* estadístico, que estima el tamaño angular intrínseco del objeto medido afuera de la atmósfera. Se define como la diferencia entre el cuadrado del ancho del objeto y el cuadrado del ancho de la PSF, ambos a media altura. Para las estrellas sin compañeras cercanas, debería tener valores cercanos a cero, mientras que las estrellas con compañeras que no se pueden separar simplemente y galaxias de fondo van a tener valores positivos más grandes (objetos extendidos), y los rayos cósmicos, valores negativos.

El parámetro `groupsky = yes` indica a la tarea que debe computar el valor del cielo para cada grupo de estrellas (definidos automáticamente por la tarea misma), promediando los valores individuales de cielo que figuran en el archivo de la fotometría de apertura. Con el parámetro `fitsky = yes`, la tarea calcula esos valores individuales antes de realizar el promedio a través de la sustracción del mejor ajuste

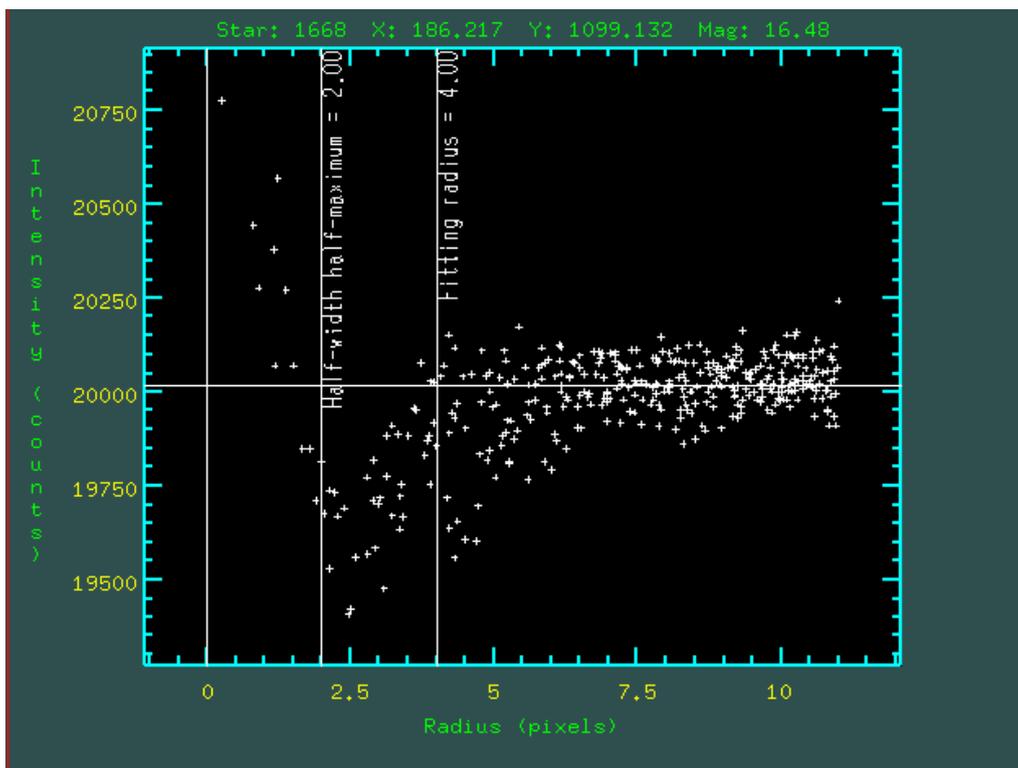


Figura 2.18: Residuos

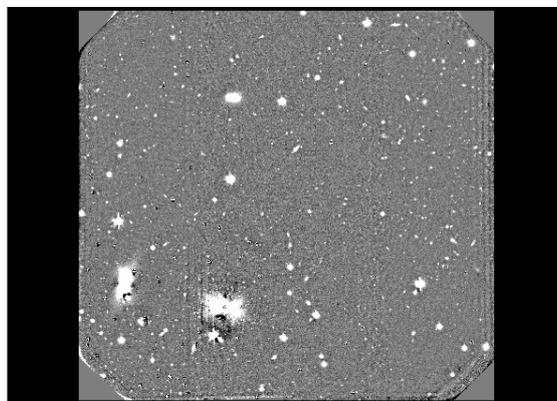


Figura 2.19: Imagen en i' con los ajustes PSF restados.

a la estrella después de la tercera iteración. Para ello, utiliza los valores de los píxeles definidos como `annulus` en los parámetros para obtener el nuevo valor individual de cielo.

Al momento de seleccionar estrellas individuales dentro de los grupos, la tarea `allstar` intenta dividir los grupos por más densos que sean, descartando aquellas más débiles a lo largo de las iteraciones. El mecanismo de reagrupación y rechazo es automático y no tiene intervención por parte del usuario.

Una vez que realizamos la fotometría *PSF* sobre los objetos en las tres imágenes, combinamos los archivos correspondientes al filtro gaussiano y al *mexhat* con un

script del software Rproject (R) ² que agrega al catálogo correspondiente al filtro gaussiano aquellos objetos cuyas posiciones en el catálogo correspondiente al *mex-hat* se encuentren a más de 4 píxeles de distancia de cualquiera ya presente en el gaussiano.

Como ya habíamos visto en la sección anterior, las imágenes en el r' presentaban una serie de problemas debido a que fueron observadas en dos grupos, correspondientes a fechas muy distantes entre sí, además de tener fallas en la calidad de la imagen. Al realizar los gráficos de los valores de χ y sha versus la magnitud en r' , presentados en las Figuras 2.20 y 2.21, vemos que en ambos casos obtenemos resultados poco confiables. Realizamos un intento en este paso de generar la imagen final en r' utilizando también aquellas imágenes clasificadas como *usable*, con la intención de mejorar la relación señal-ruido, pero el resultado empeoró. Por estos motivos, a partir de ahora, decidimos no utilizar las imágenes en r' ya que la fotometría no resultaría precisa, y proseguiremos con las imágenes en i' y g' . Esta decisión no afectará mayormente los resultados ya que la fotometría en r' se hubiera utilizado principalmente para realizar la selección de CGs en un diagrama color-color, pero esta selección se puede hacer también a través de un diagrama color-magnitud, i' versus $(g'-i')$.

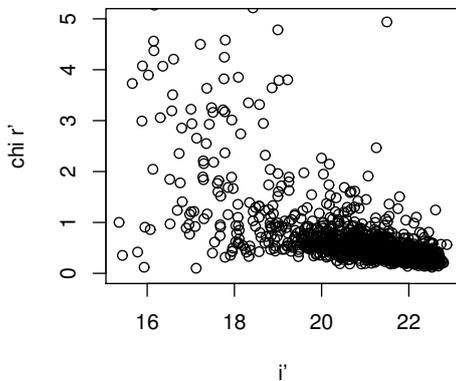


Figura 2.20: Test de Chi para r'

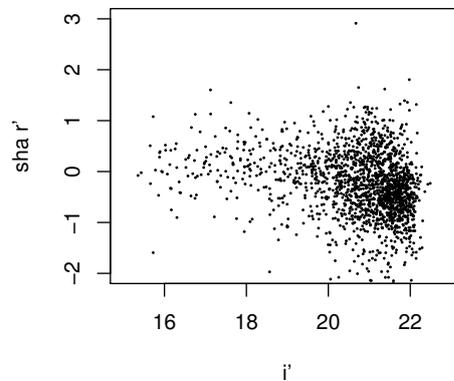


Figura 2.21: Test de Sha para r'

Analizando los mismos gráficos pero para las fotometrías en i' y g' , como se ve en las Figuras 2.22 y 2.23, se decidió seleccionar como objetos puntuales a aquellos con error en la correspondiente magnitud $m_{err} < 0.12mag$, $\chi < 0.8$ y $|sha| < 1$. De este modo, se generó un catálogo final de datos fotométricos mediante un script de R que busca los objetos en ambos archivos de fotometría y produce una lista con las magnitudes para cada uno en cada filtro. Sobre este archivo final vamos a realizar las correcciones restantes para obtener la fotometría final. Este catálogo cuenta con 1631 objetos puntuales.

²<https://www.r-project.org/>

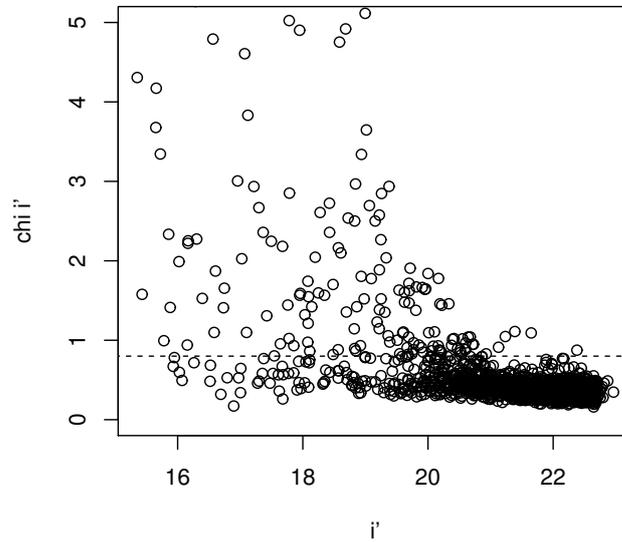


Figura 2.22: Test de Chi para todos los objetos en i' . La línea punteada marca el límite mencionado para la selección.

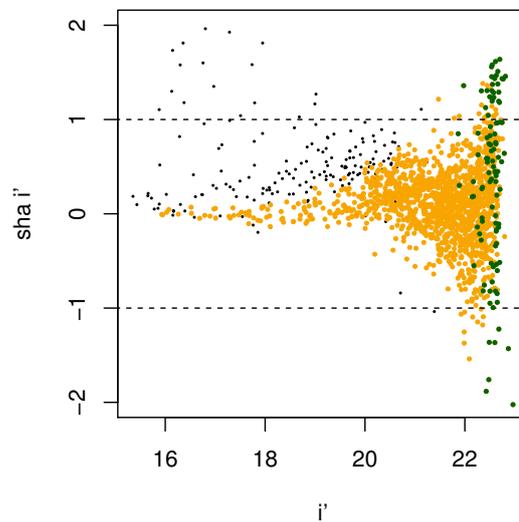


Figura 2.23: Test de Sha para i' . Los puntos negros son todos los objetos, los naranjas aquellos con un valor de chi menor a 0.8, y los verdes aquellos descartados por tener un error en la magnitud mayor a 0.12. Las líneas punteadas marcan el límite mencionado para la selección.

2.2.3. Calibración al sistema estándar

Para poder determinar la fotometría absoluta de nuestro sistema, tenemos que llevar nuestras mediciones al sistema estándar. Con este fin, reducimos las observa-

ciones realizadas del campo 195940-595000 de estrellas estándar, cuyas magnitudes se encuentran tabuladas por Smith et al. 2002, con un procedimiento análogo al que realizamos en la sección anterior. Las imágenes se hallan listadas en la Tabla 2.4. Para obtener una buena calibración es necesario que los campos estándar hayan sido observados en las mismas condiciones que las imágenes de ciencia obtenidas con el mismo filtro, por lo que usamos sólo las imágenes en i' de noviembre y todas las g' .

Como primer paso, se obtienen del catálogo las coordenadas ascensión recta y declinación (J2000.0) de las estrellas estándar pertenecientes a este campo, y se vuelcan sobre nuestras imágenes, como se ve en las Figuras 2.24 y 2.25. Así, podemos identificar aquellas que se encuentran en nuestro campo observado, y obtener sus coordenadas en píxeles. En todos los casos, tenemos dos imágenes para cada tiempo de exposición tomadas con cierto desplazamiento entre sí, lo que nos permite compensar las estrellas perdidas por caer sobre alguno de los gaps. Realizamos la fotometría con distintas aberturas abarcando un rango de valores entre 3 y 34, considerando la separación promedio entre las estrellas, para poder analizar la curva de crecimiento. Esto nos indica qué abertura es la adecuada para capturar todas las cuentas correspondientes al objeto.

En este caso, vemos que la curva de crecimiento se estabiliza alrededor de los 30 píxeles por lo que tomamos ese valor para la fotometría final del campo de estrellas estándar.

Imagen	F (1)	T (2)	A (3)	Imagen	F (1)	T (2)	A (3)
S20130829S0044.fits	g	15.5	1.149	S20131104S0011.fits	r'	15.5	1.264
S20130829S0045.fits	g'	15.5	1.149	S20131104S0012.fits	r'	15.5	1.266
S20130829S0046.fits	r'	15.5	1.149	S20131104S0013.fits	i'	15.5	1.268
S20130829S0047.fits	r'	15.5	1.149	S20131104S0014.fits	i'	15.5	1.27
S20130829S0048.fits	i'	15.5	1.149	S20131104S0017.fits	i'	3.5	1.276
S20130829S0049.fits	i'	15.5	1.149	S20131104S0018.fits	i'	3.5	1.278
S20130829S0050.fits	g'	3.5	1.149	S20131105S0019.fits	i'	15.5	1.274
S20130829S0051.fits	g'	3.5	1.15	S20131105S0020.fits	i'	15.5	1.276
S20130829S0054.fits	i'	3.5	1.15	S20131105S0021.fits	i'	3.5	1.278
S20130829S0055.fits	i'	3.5	1.15	S20131105S0022.fits	i'	3.5	1.28

Tabla 2.4: Imágenes del campo de estrellas estándar observado. Columnas: (1) Filtro (2) Tiempo de exposición (seg) (3) Masa de aire

Para cada filtro tenemos imágenes de corta y larga exposición (tres y quince segundos respectivamente). Como estamos trabajando con estrellas brillantes, las de corta exposición son necesarias para que las de menor magnitud no se saturen. Realizamos la fotometría sobre todas las imágenes por igual, pero después identificamos los objetos saturados en las imágenes de quince segundos y buscamos sus magnitudes calculadas sobre las de corta exposición. Para los objetos más débiles que no han saturado, nos quedamos con la magnitud calculada sobre las imágenes de larga exposición ya que tienen mejor señal-ruído.

Para el GMOS correspondiente a Gemini Sur, el sitio web del telescopio nos provee las ecuaciones de transformación, incluyendo los puntos de cero y los coeficientes de extinción para Cerro Pachón. Estas ecuaciones tienen un término de color que en

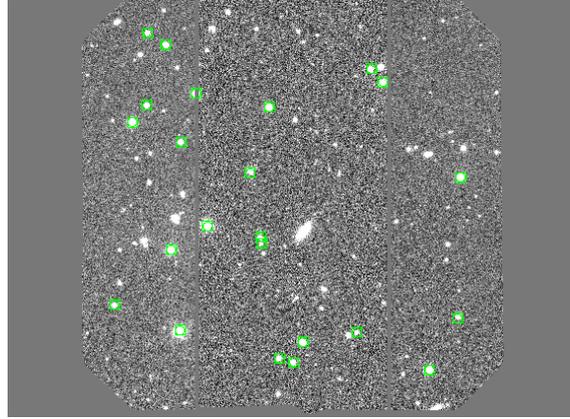


Figura 2.24: Sección del campo 195940-595000 observada en i' . En verde se encuentran resaltadas las estrellas estándar presentes.

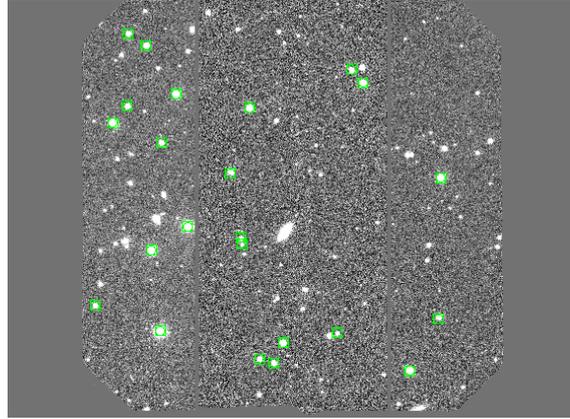


Figura 2.25: Mismo campo también en i' , desplazado. En verde se encuentran resaltadas las estrellas estándar presentes.

nuestro caso no podemos utilizar ya que para las magnitudes en g' el término de color es $(g'-r')$, y para el i' , $(r'-i')$, y no contamos con la fotometría en r' . Realizamos entonces el ajuste utilizando $(g'-i')$ como término de color tentativo, buscando si existe una posible dependencia y ajustando los puntos de cero. La ecuación que utilizamos es:

$$m_{std} = m_{zero} - 2,5 \log_{10}(N[-e]/exptime) - k_{CP}(airmass - 1,0) + CT(color_1 - color_2), \quad (2.1)$$

donde m_{std} es la magnitud estándar y m_{zero} es el punto de cero de calibración, mientras que $N[-e]$ simboliza la cantidad de electrones sobre el nivel del cielo presentes dentro de la abertura correspondiente al objeto, por lo que $-2,5 \log_{10}(N[-e]/exptime)$ ($exptime$ siendo el tiempo de exposición) representa la magnitud instrumental que calculamos haciendo la fotometría. k_{CP} es el coeficiente de extinción atmosférica correspondiente a Cerro Pachón, y CT es el término de color. Los valores de la masa de aire ($airmass$) son calculados tomando el máximo y el mínimo para cada filtro

y promediándolos.

Con `gnuplot`, realizamos un ajuste de mínimos cuadrados tomando $x = g' - i'$, graficado en las Figuras 2.26 y 2.27, utilizando la siguiente función:

$$f(x) = CT * x + m_{zero} = m_{std} + 2,5 \log_{10}(N[-e]/exptime) + k_{CP}(airmass - 1,0). \quad (2.2)$$

Filtro	m_{zero}	CT
g'	$3.37 \pm 0,030$	$0.003 \pm 0,041$
i'	$2.926 \pm 0,037$	$0.039 \pm 0,049$

Tabla 2.5: Resultados del ajuste.

Los resultados se presentan en la Tabla 2.5. En el caso de g', el término de color es despreciable. Finalmente, las ecuaciones que utilizamos para la calibración resultan ser:

$$i'_{std} = i'_{obs} + 2,93 - 0,08(1,455 - 1,0) - 0,04(g' - i'), \quad (2.3)$$

$$g'_{std} = g'_{obs} + 3,34 - 0,18(1,3695 - 1,0). \quad (2.4)$$

2.2.4. Corrección de abertura y por extinción galáctica

Con la curva de crecimiento calculada en el inciso anterior a través de la fotometría del campo de estrellas estándar, conocemos el valor de abertura necesario para capturar todo el brillo correspondiente a cada objeto. El paso siguiente es entonces corregir nuestras magnitudes calculadas con la fotometría PSF para tener en cuenta la luz que perdimos al usar aberturas más pequeñas, elegidas de esta forma para poder estudiar objetos con vecinos cercanos. La tarea `psf` que utilizamos para realizar la fotometría genera una lista de los objetos que utilizó para modelar la función. Estos son objetos brillantes y aislados, por lo que resultan útiles para el cálculo de esta corrección, ya que podemos usar aberturas mayores sobre ellos. Tomando entonces un radio de 30 píxeles, realizamos fotometría de abertura sobre nueve objetos en las imágenes de ciencia, listados por la tarea `psf`, y con la tarea `mkapfile` calculamos el Δm correspondiente, realizando la corrección. Utilizamos los siguientes valores:

$$g' = g'_{std} - 0,709 \pm 0,031, \quad (2.5)$$

$$i' = i'_{std} - 0,249 \pm 0,012. \quad (2.6)$$

Luego corregimos por extinción galáctica correspondiente a NGC 6876 utilizando los coeficientes de absorción provistos para los filtros g' e i' por Schlafly & Finkbeiner (2011), los cuales encontramos en NED (NASA/IPAC Extragalactic Database), para obtener las magnitudes finales.

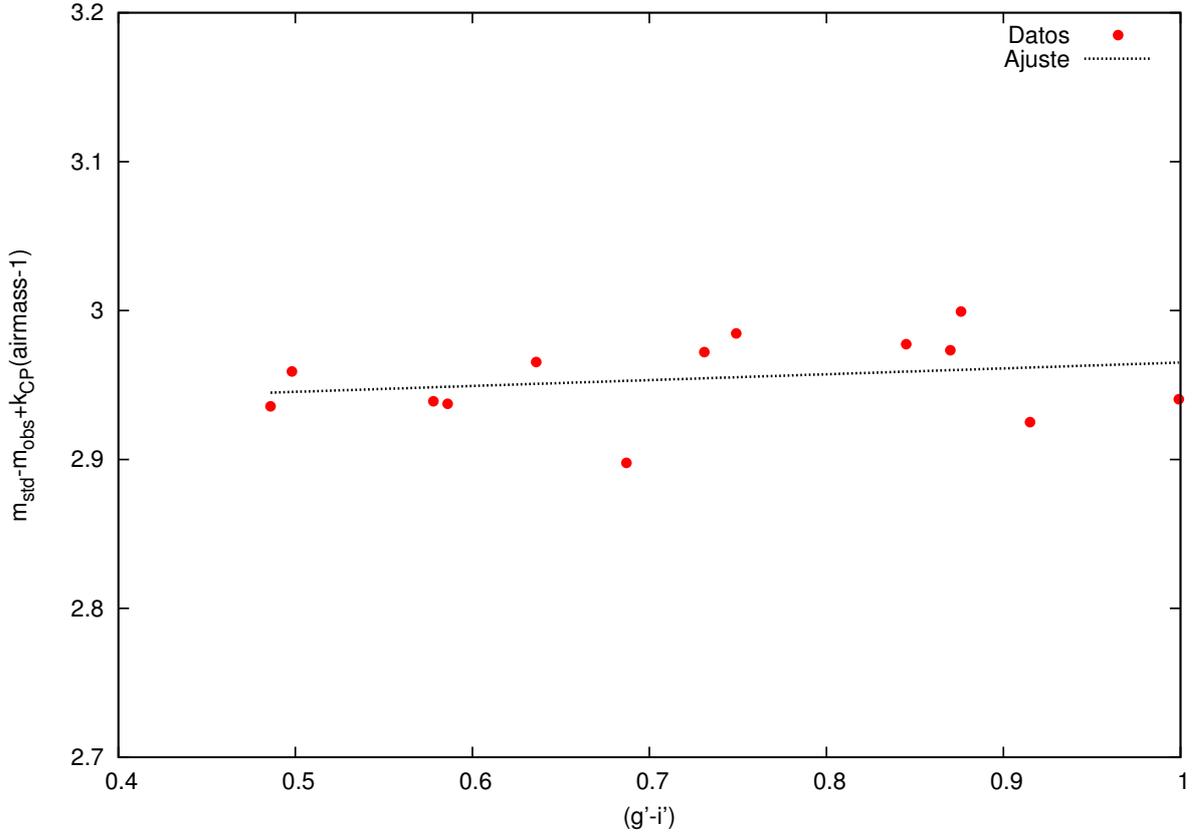


Figura 2.26: Ajuste para la calibración en g' . Los puntos rojos representan los datos y la curva verde el ajuste de la función lineal.

$$g'_{final} = g' - 0,148, \quad (2.7)$$

$$i'_{final} = i' - 0,076. \quad (2.8)$$

2.3. Completitud

Para conocer el límite de detección en el extremo más débil, es necesario llevar a cabo un test de completitud en cada filtro que consiste en agregar estrellas ficticias de magnitud conocida a las imágenes e intentar recuperarlas realizando un proceso idéntico al utilizado en las imágenes originales.

En este caso, para analizar la completitud se agregaron 20000 estrellas ficticias en los filtros g' e i' , separadas en 80 imágenes con aproximadamente 250 estrellas en cada una. Se utilizó la tarea `addstar`, generando las estrellas ficticias a partir de las *PSF* derivadas durante la fotometría. En los parámetros de la tarea establecemos que las magnitudes y colores de estas estrellas ficticias están en el rango que presentan los candidatos a CGs. Luego se procedió a realizar el filtrado de las imágenes y su fotometría, replicando los pasos del procedimiento aplicado en las imágenes originales.

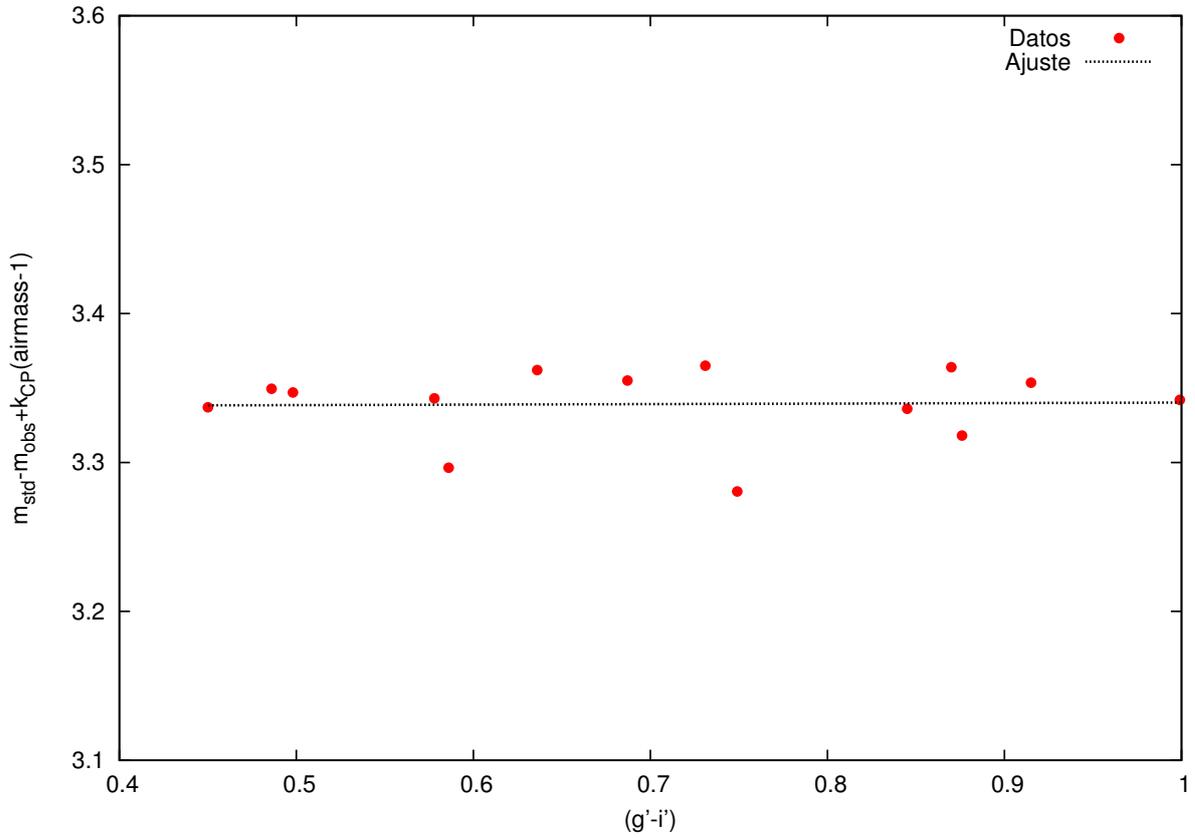


Figura 2.27: Ajuste para la calibración en i' . Los puntos rojos representan los datos y la curva verde el ajuste de la función lineal.

En la Figura 2.28 se muestra la fracción de estrellas ficticias recuperadas de la fotometría en intervalos de $0.25\ mag$. En base a esto, tomamos como límite para el extremo más débil $i' = 24.5$, considerando que esto nos asegura un 80% de completitud.

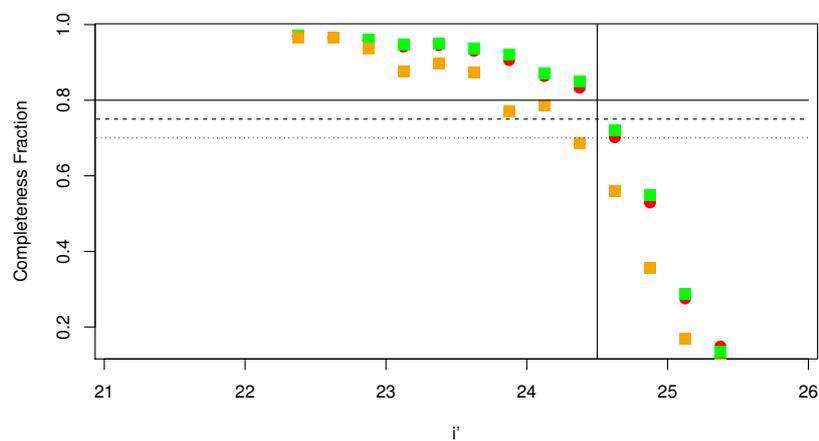


Figura 2.28: Fracción de estrellas ficticias recuperadas de la fotometría. Los círculos rojos representan el total de estrellas; los cuadrados verdes, las estrellas en $R_g > 1'$, y los cuadrados naranjas, las estrellas en $R_g < 1'$. La línea sólida delimita la zona en la que hay un 80 % de completitud; la línea a trazos, un 75 %, y la punteada, un 70 %.

Capítulo 3

Sistema de cúmulos globulares

En este capítulo se presentan los resultados del análisis del sistema de CGs asociado a la galaxia NGC 6876. El mismo abarca la selección de los candidatos a CGs y el estudio de las siguientes propiedades del sistema: distribución de color, distribuciones espacial y radial proyectadas, y distribución acimutal. Quedan fuera del marco de esta Tesis la corrección por contaminación debida a estrellas de la Vía Láctea y galaxias de fondo no resueltas, la función de luminosidad de los CGs y el cálculo de la población del sistema, los que serán realizados con posterioridad.

3.1. Selección del sistema

Para realizar la selección de candidatos a integrantes del sistema de CGs a partir de los objetos puntuales, adoptamos límites tanto en el color como en la magnitud. Dado que contamos con imágenes g' e i' , consideramos el criterio de color dado por $0.55 < (g - i) < 1.55$, basado en trabajos previos en el mismo sistema fotométrico (Faifer et al. 2011, Escudero et al. 2015). Adoptamos también una magnitud límite inferior de $i' = 24.5$ para la selección, que en base a los resultados de la Sec. 2.3, es la correspondiente a un nivel de completitud del 80 %. Para los objetos más brillantes, es necesario establecer un límite para separar a las candidatas a UCDs (enanas ultra-compactas) de nuestra selección. En la literatura (por ej. Mieske et al., 2006), este límite está definido como $M_V \approx -11$. Por lo tanto, necesitamos conocer el valor correspondiente en la banda i' para poder aplicarlo como magnitud límite superior.

El primer paso es obtener una estimación de la distancia de NGC 6876. Encontramos en NED distintos valores para la distancia a la galaxia con una dispersión significativa. Adoptamos como medida de la distancia para este trabajo la media de los dos valores corregidos de Blakeslee et al. (2001), $(m - M) = 32.97 \pm 0.41$ y $(m - M) = 33.53 \pm 0.38$, basados en el método del plano fundamental y el de fluctuaciones de brillo superficial, respectivamente. Ésto nos da una distancia aproximada de $45 Mpc$, la cual se traduce en un módulo de distancia de $(m - M) = 33.25 \pm 0.55$.

Posteriormente, hallamos en la literatura (Faifer et al., 2011) el citado límite para separar las candidatas de UCDs como magnitud absoluta en la banda I , así como la

ecuación de conversión (ec. 3.1) para obtener el valor correspondiente en la banda i' . El límite, $M_I \approx -12$, fue elegido tomando de referencia el trabajo mencionado previamente para magnitud absoluta en el visual. Luego,

$$I_0 = i'_0 - 0,491 \pm 0,003 \quad (3.1)$$

Finalmente, utilizando el módulo de distancia adoptado obtenemos el valor de I_0 , y a partir de la ecuación 3.1, calculamos el valor límite superior en brillo de $i' = 21.5$.

Considerando los criterios establecidos de selección, presentamos en la Figura 3.1 el diagrama color–magnitud correspondiente al sistema de CGs de NGC 6876. Se estima que los objetos puntuales que quedan fuera de la selección hacia el extremo más rojo son principalmente estrellas de la Vía Láctea, mientras que aquellos hacia el azul serían galaxias de fondo. En total, contamos con 917 candidatos a CGs.

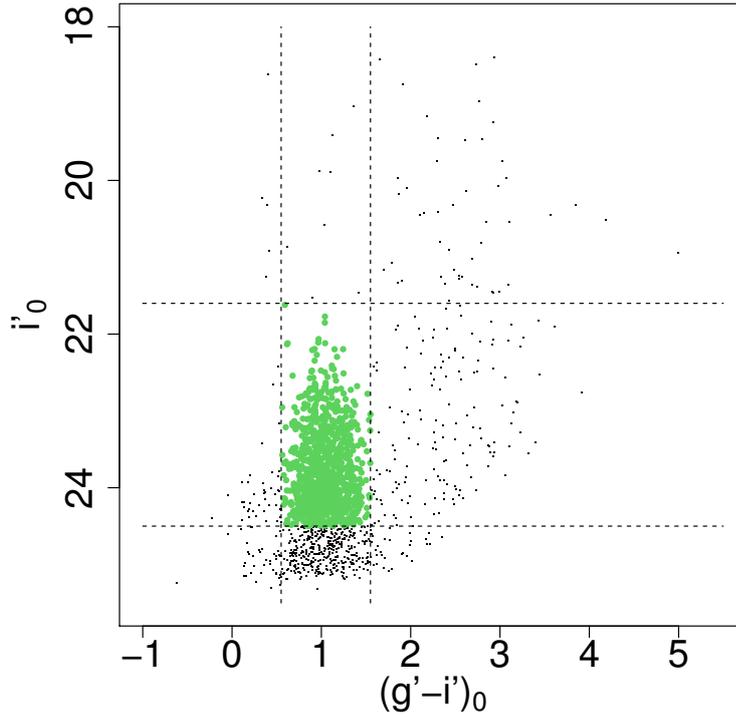


Figura 3.1: Diagrama color–magnitud de objetos puntuales, mostrando los candidatos a CGs en verde e indicando los límites en color y magnitud adoptados en líneas de trazos.

3.2. Distribución de color

La distribución de color para todo el conjunto de candidatos a CGs se presenta en el panel superior izquierdo de la Figura 3.2, mientras que los restantes paneles

muestran distribuciones de color para distintos rangos de radio galactocéntrico R_g . Dividimos en tres rangos distintos, tomando el rango interior a partir de $15''$ para evitar la zona central, que se encuentra saturada, y con la función *hist* del soft `Rproject` (`R`) obtenemos los histogramas para cada rango de R_g .

Utilizando la tarea `density` del `R`, calculamos la función que se halla trazada en líneas sólidas sobre los histogramas. Esta función calcula la densidad suavizada a partir de una grilla de 512 puntos con un dado *kernel*, en este caso gaussiano, y un *bandwidth* (ancho de banda) que indica la dispersión de este ajuste.

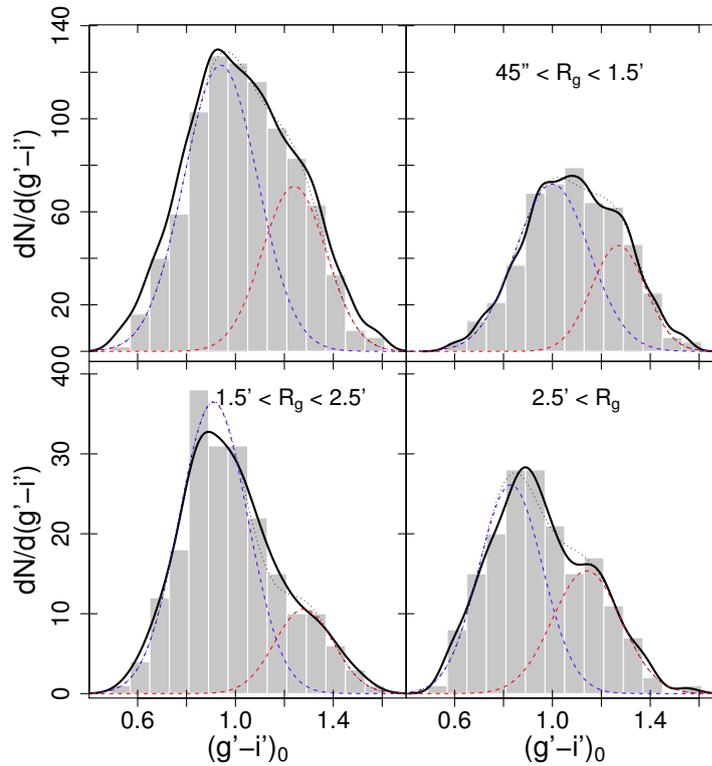


Figura 3.2: Ajuste bimodal a las distribuciones de color para los candidatos a CGs, para el total de cúmulos y para tres distintos rangos de radio galactocéntrico. La línea sólida representa la densidad suavizada dada por el ajuste de `density`; las líneas de trazos, las funciones gaussianas correspondientes a cada sub-población, y la línea punteada, la suma de ambas gaussianas.

El código `GMM` (*Gaussian Mixture Model*), desarrollado por Muratov & Gnedin (2010), nos permite calcular los parámetros estadísticos necesarios para determinar si esta población corresponde a una distribución unimodal o bimodal. Muratov & Gnedin (2010) indican que existen dos parámetros fundamentales a la hora de determinar la existencia de la bimodalidad en la distribución, la curtosis y el estadístico D . La curtosis establece el grado de concentración que presentan los valores de una distribución alrededor de la media. Si es negativa, nos indica que la distribución es más aplanada, similar a una distribución *top hat*, lo que favorece la posibilidad de

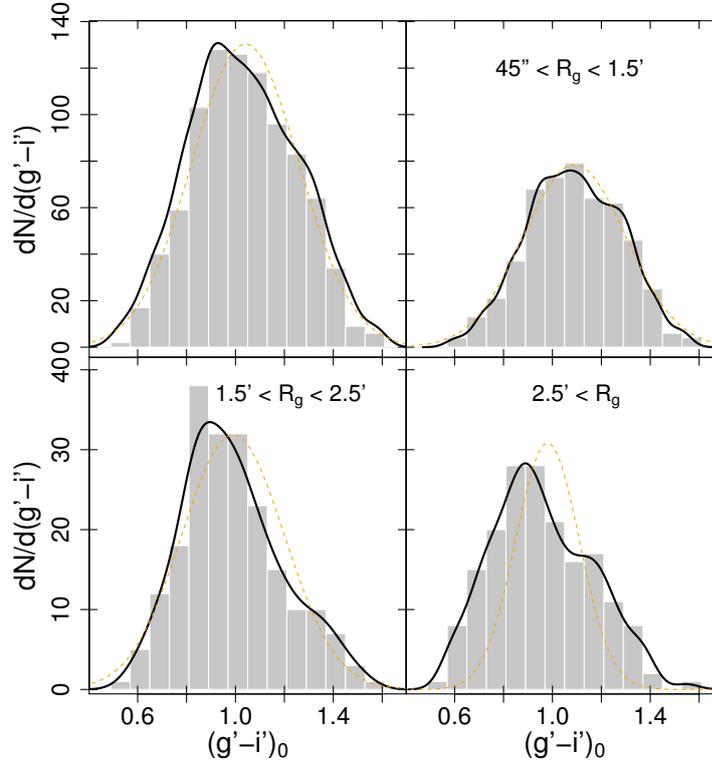


Figura 3.3: Ajuste unimodal a las distribuciones de color para los candidatos a CGs, para el total de cúmulos y para tres distintos rangos de radio galactocéntrico. La línea a trazos naranja representa la función gaussiana correspondiente.

que la distribución sea bimodal ya que el tener dos picos produce que sea menos empinada que una distribución unimodal. Sin embargo, una distribución unimodal ancha puede tener una curtosis negativa, por lo que esta es una condición necesaria pero no suficiente. Por otro lado, D es un test estadístico que, asumiendo bimodalidad, calcula la separación de las medias estimadas, relativas a las dispersiones de las poblaciones. Los valores $D > 2$ indican una separación clara y significativa entre los dos modos.

De este modo, el algoritmo GMM calcula los valores medios de las dos gaussianas y sus respectivas dispersiones $\{\mu_1, \sigma_1, \mu_2, \sigma_2\}$ como parámetros libres, y también calcula los parámetros que corresponderían al número de CGs, valor medio y dispersión si la distribución fuera unimodal, así como los tests estadísticos, curtosis y D . Corremos el software para nuestros candidatos a cúmulos, permitiendo que haga el cálculo para gaussianas con dispersiones distintas (caso heteroscedástico), obteniendo los parámetros presentados en la Tabla 3.1, y graficando estas funciones obtenidas para el caso bimodal sobre la Figura 3.2. Dado que los resultados de los tests estadísticos, presentados en la Tabla 3.2, no son concluyentes, presentamos también el ajuste unimodal. Los parámetros se encuentran en la Tabla 3.1 para facilitar la comparación, y las correspondientes gaussianas se hallan representadas en la

Figura 3.3 con líneas punteadas. De la Tabla 3.2 se observa que la Curtosis es negativa en todos los casos, pero los valores de D son cercanos a 2. Sin embargo, notamos que en las dos regiones externas la tendencia a la bimodalidad es más clara, como resulta evidente en la Figura 3.2. Debe tenerse en cuenta que aún no se ha realizado la corrección por contaminación, pues al no contar con un campo lo suficientemente despejado cercano a la galaxia, se deberá buscar soluciones alternativas como utilizar otro campo de similares latitud galáctica, filtros y tiempo de exposición. Para esto debemos realizar una búsqueda en los archivos de datos de Gemini (GOA). Esto se realizará con posterioridad a la finalización de esta Tesis. Por lo tanto, los resultados del GMM deben tomarse como provisorios y no son decisivos.

En lo que sigue del trabajo, consideramos un valor para la separación de las subpoblaciones de $(g' - i') = 1.0$, lo que nos da una subpoblación azul con 420 CGs (46%) y una roja con 497 CGs (54%).

Región	μ_1	σ_1	N_1	μ_2	σ_2	N_2
Total						
Unimodal	1.03 ± 0.007	0.20 ± 0.004	906			
Bimodal	0.94 ± 0.039	0.15 ± 0.016	617	1.20 ± 0.055	0.13 ± 0.022	289
$45'' < R_g < 1.5'$						
Unimodal	1.09 ± 0.008	0.19 ± 0.4006	501			
Bimodal	1.00 ± 0.054	0.15 ± 0.022	367	1.27 ± 0.053	0.11 ± 0.025	134
$1.5 < R_g < 2.5'$						
Unimodal	0.99 ± 0.014	0.20 ± 0.008	202			
Bimodal	0.91 ± 0.035	0.14 ± 0.032	164	1.28 ± 0.093	0.12 ± 0.039	38
$2.5' < R_g$						
Unimodal	0.95 ± 0.016	0.20 ± 0.009	203			
Bimodal	0.83 ± 0.058	0.13 ± 0.025	121	1.15 ± 0.089	0.14 ± 0.089	82

Tabla 3.1: Parámetros resultantes para las distintas regiones y el total de cúmulos, siendo N el número de cúmulos que cuenta el software para cada distribución.

Región	Curtosis	D
Total	-0.562	2.14
$45'' < R_g < 1.5'$	-0.476	1.94
$1.5' < R_g < 2.5'$	-0.253	2.79
$2.5' < R_g$	-0.512	2.17

Tabla 3.2: Tests estadísticos para las distribuciones en las distintas regiones.

3.3. Distribución espacial

En la Figura 3.4 se presenta la distribución espacial proyectada de los CGs de NGC 6876, marcando la división entre las sub-poblaciones azul y roja mediante los colores de los puntos. Se observa que los cúmulos rojos parecen tener una mayor concentración hacia el centro de la galaxia, y se puede ver que los cúmulos azules se encuentran más dispersos y llegan hasta los extremos más lejanos a la galaxia, confirmando que este campo no cubre toda la extensión del sistema de CGs de la NGC 6876 sino que existen CGs hasta los bordes del mismo. Esto impide, como en otros casos, utilizar la parte del campo más alejado de la galaxia como zona de comparación para estimar la contaminación.

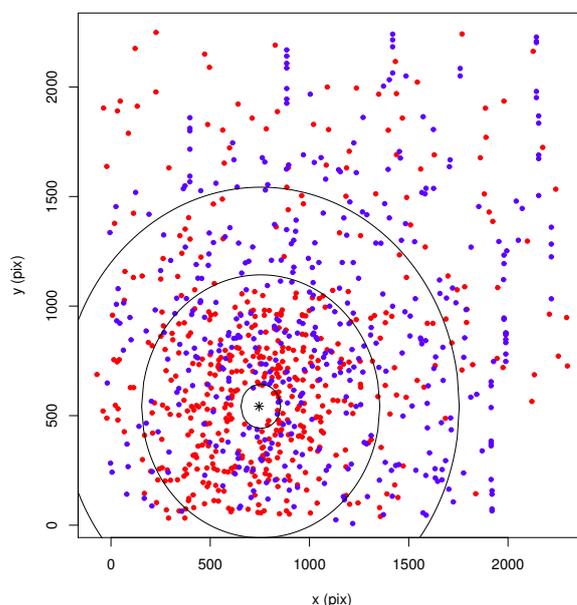


Figura 3.4: Distribución espacial proyectada de los candidatos a CGs, diferenciados entre sub-poblaciones azul y roja. Como es usual, el Norte está hacia arriba y el Este hacia la izquierda. El centro de la galaxia se encuentra aproximadamente en $(754.5, 542.5)$, y se halla marcado con una estrella. Los círculos delimitan las regiones interna, media y externa que fueron consideradas para la distribución de colores.

Para graficar la distribución espacial suavizada para los CGs azules y rojos, convertimos la imagen en un grilla de 46×46 puntos, asignando a cada uno de los puntos de la grilla un color que depende de la densidad numérica proyectada de CGs (azules o rojos) de la zona que lo rodea. Definimos una paleta de intensidad de color (azul y rojo, respectivamente), y consideramos una zona circundante a cada píxel que es un círculo de 300 píxeles de radio. Para asignar la intensidad de los colores, tomamos un círculo en el extremo más alejado a la galaxia y otro en el centro de la misma, y consideramos la cantidad de cúmulos en cada una de estas

regiones como el mínimo y máximo en intensidad, respectivamente. Así, los colores más oscuros indican mayor densidad numérica proyectada.

Los resultados para CGs azules y rojos se muestran en la Figura 3.5, que muestra que en ambas sub-poblaciones existe una mayor concentración hacia el centro, estando la población azul mucho más extendida que la roja. Al estar la galaxia ubicada tan cerca de la esquina inferior izquierda del campo de visión, se produce una pérdida de cúmulos en esa región, provocando que se vea menos densa de lo que debería ser al estar hacia el centro de la galaxia. Esto se debe a que los círculos tomados para calcular la densidad en esos puntos están cubriendo regiones fuera de los bordes del campo, que no tienen información.

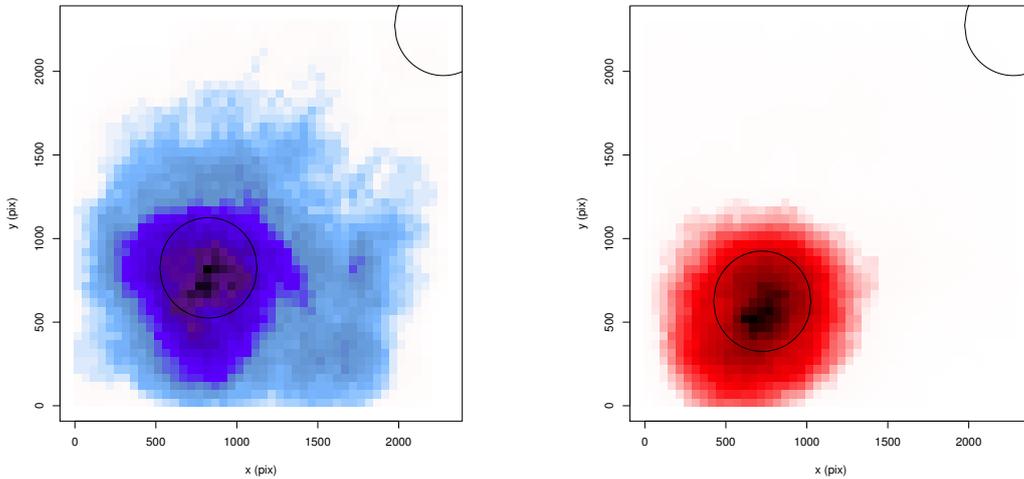


Figura 3.5: Distribución espacial proyectada suavizada para los candidatos a CGs, diferenciados entre sub-poblaciones azul (izquierda) y roja (derecha). Los círculos delimitan las regiones usadas para calcular el máximo y mínimo de intensidad. Ambos campos presentan la orientación usual.

3.4. Distribución radial

Para calcular la distribución radial de candidatos a CGs, se obtiene el número de cúmulos por unidad de área para un conjunto de anillos concéntricos, cuyo centro coincide con el centro de NGC 6876. Definimos el radio galactocéntrico, aislando la sección que contiene a la galaxia vecina NGC 6877 para minimizar la contaminación, dado que es una elíptica brillante ($M_V \approx 21.2$) que posee su propio sistema de CGs.

Utilizando la función `hist` obtenemos la distribución radial de los CGs respecto al radio galactocéntrico, tomando intervalos separados con un paso constante en escala logarítmica de $\log(r_n - r_{n-1})$. En la Figura 3.6 presentamos la distribución para el total de los cúmulos en el panel superior, y para cada subpoblación en particular debajo, azules y rojos respectivamente. En los tres casos, ajustamos usando la tarea `fit` del programa R una ley de potencias a los puntos medios de cada bin a través

de una función logarítmica, $f(x) = a + b \log_{10}(x)$, siendo a y b los coeficientes correspondientes a la amplitud y el exponente de la ley de potencias, respectivamente.

Los coeficientes obtenidos para los tres casos se presentan en la Tabla 3.3, y se observa que la pendiente para los CGs rojos es mucho más pronunciada que para los azules. De esta comparación podemos inferir que el sistema de cúmulos rojos se encuentra más concentrado hacia la galaxia huésped, mientras que el sistema de cúmulos azules está más extendido, lo cual es consistente con lo observado en la distribución espacial. Este efecto se ha encontrado en numerosos sistemas de CGs, particularmente los asociados a galaxias tempranas e intrínsecamente brillantes como NGC 6876, como por ejemplo NGC 1399 en el cúmulo de Fornax (por ej., Bassino et al. 2006), o NGC 6166 en el cúmulo Abell 2199 (Harris et al., 2016). La distinta distribución proyectada de CGs azules y rojos ha sido interpretada como una relación más cercana de la población roja con su galaxia-huésped, esto es con la componente estelar, mientras que perfiles radiales de los CGs azules resultan compatibles con los perfiles de rayos-X y, en consecuencia, con la distribución de la materia oscura (por ej., Harris 2010).

Por otro lado, en la zona interna de la distribución radial para el total de los CGs podemos ver que la distribución tiende a aplanarse hacia el centro. Este efecto suele deberse a la saturación existente en la zona central de la distribución de brillo de la galaxia, que no permite identificar los cúmulos allí presentes, combinado con los fuertes efectos de marea típicos de estas regiones en galaxias masivas, que generan una pérdida real de CGs (por ej., Kruijssen et al. 2014 y referencias allí citadas).

Población	a	b
Total	1.84 ± 0.02	-1.34 ± 0.05
Azul	1.32 ± 0.04	-0.87 ± 0.09
Roja	1.67 ± 0.04	-1.68 ± 0.08

Tabla 3.3: Coeficientes del ajuste realizado a la distribución radial.

3.5. Distribución acimutal

La distribución acimutal da el número de candidatos a GCs en función del ángulo acimutal. Calculamos este ángulo acimutal, ϕ , usando la ecuación 3.2, donde $x_0 = 754.5$ e $y_0 = 542.5$ son las coordenadas del centro de la galaxia en píxeles sobre nuestra imagen, considerando que es un ángulo de posición y se mide desde el Norte y en dirección hacia el Este, por lo que necesitamos trasladar nuestro ángulo $\pi/2$.

$$\phi = \pi/2 - \text{atan} \left(\frac{y - y_0}{x - x_0} \right) \quad (3.2)$$

Una vez calculado este ángulo, utilizamos la función `hist` como en los casos anteriores para dividir el espacio en sectores de 15° , contando la cantidad de cúmulos

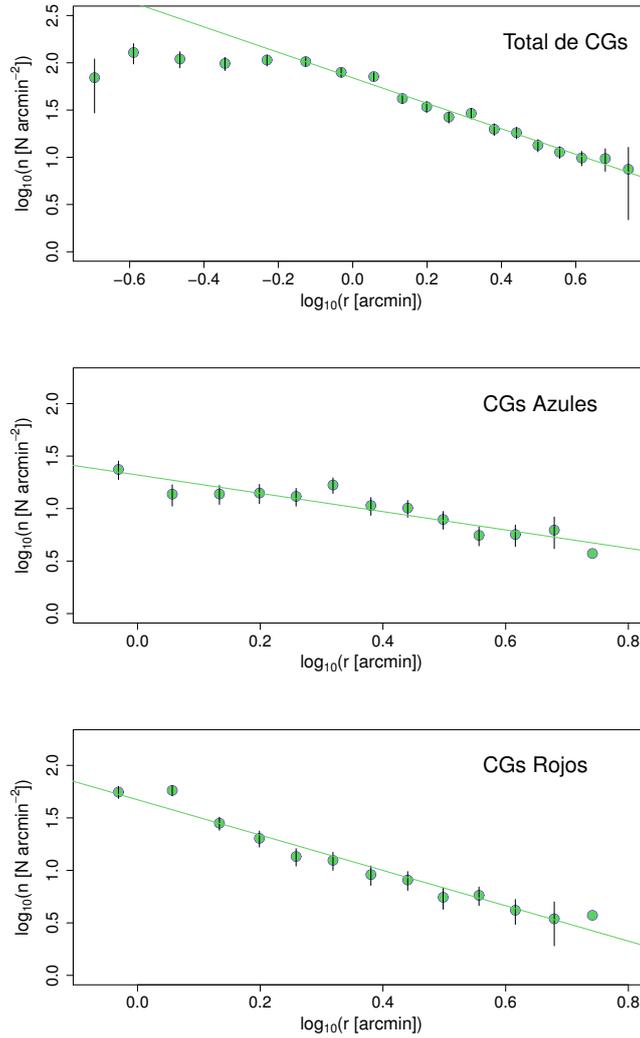


Figura 3.6: Distribución radial proyectada de los candidatos a CGs para el conjunto total, y para cada una de las subpoblaciones. Las líneas sólidas muestran los respectivos ajustes con leyes de potencia.

que se encuentran en cada una, y tomando solamente $R_g < 500$ píxeles, ya que ésta es aproximadamente la distancia a NGC 6877.

La Figura 3.7 muestra los histogramas que representan la distribución acimutal para el total de los cúmulos y para las sub-poblaciones azul y roja, respectivamente. Ajustamos a estos datos funciones sinusoidales cuyos resultados se hallan graficados sobre las figuras, de forma $a \sin(2\phi + b) + c$. Sus parámetros se encuentran en la Tabla 3.4.¹ Podemos ver que el ángulo de posición para las tres muestras es similar, tomando valores cercanos a 100° . En la Figura 3.8 presentamos una imagen de la galaxia en el filtro i' , con contornos de brillo constante superpuestos, obtenidos utilizando tareas del DS9. La forma de los contornos es elipsoidal, y el ángulo de posición

¹En todos los casos, se eligió conservar los límites del ángulo de posición entre -90° y 270° para facilitar la visualización de la curva.

del semieje mayor de los contornos más externos parece coincidir aproximadamente con el ángulo de posición calculado para el sistema de CGs, de modo que la forma de la distribución de brillo de la galaxia y de la distribución proyectada de los CGs resultan coincidentes. Cabe señalar que, a medida que nos alejamos del centro de la galaxia, la orientación de los contornos parece rotar levemente, cambiando su ángulo de posición.

Utilizando la ecuación 3.3, obtenida de Dirsch et al. (2003), podemos conocer la elipticidad del sistema completo de CGs y la correspondiente a cada sub-población. En esta ecuación, N_a y N_b son las cantidades de cúmulos a lo largo del semieje mayor y menor, respectivamente, que se obtienen de los máximos y mínimos de los ajustes sinusoidales de la Figura 3.7. El parámetro α es el valor absoluto del exponente de la ley de potencia que ajusta a las respectivas distribuciones radiales. En la Tabla 3.5 presentamos estos parámetros y el valor de la elipticidad calculado en base a ellos. Observamos que la elipticidad para las dos sub-poblaciones es aproximadamente igual.

$$\epsilon = 1 - \left(\frac{N_b}{N_a} \right)^{1/\alpha} \quad (3.3)$$

Población	a	b	c
Total	6.20 ± 1.56	$102.90^\circ \pm 14.44^\circ$	28.4 ± 1.10
Azul	4.88 ± 1.09	$102.56^\circ \pm 12.60^\circ$	23.83 ± 0.77
Roja	4.94 ± 2.58	$100.44^\circ \pm 29.94^\circ$	15.55 ± 1.83

Tabla 3.4: Coeficientes del ajuste realizado a las distribuciones acimutales.

	Total	Azul	Roja
b	-1.34 ± 0.05	-0.87 ± 0.09	-1.68 ± 0.08
N_a	34.60	28.72	20.50
N_b	22.20	18.95	10.61
ϵ	0.28	0.38	0.32

Tabla 3.5: Parámetros de la ecuación 3.3 y elipticidad obtenida.

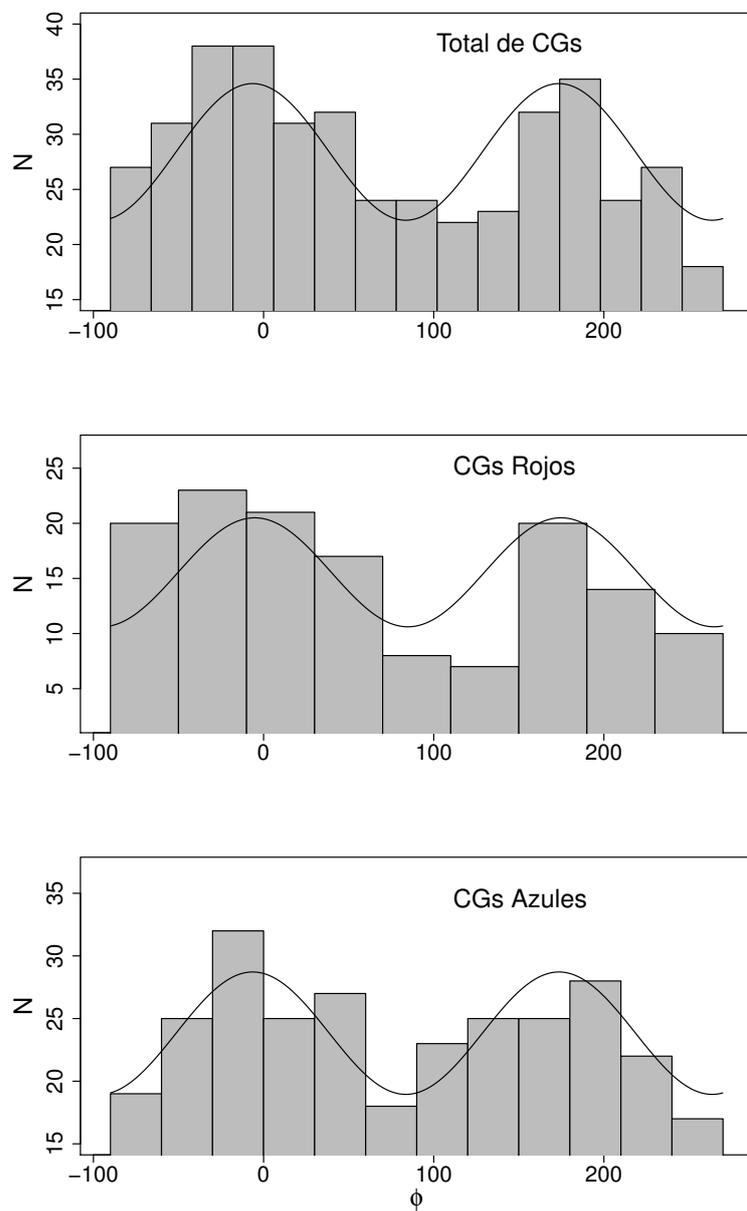


Figura 3.7: Distribución acimutal del total de los cúmulos y de las subpoblaciones. La curva es la función sinusoidal ajustada.

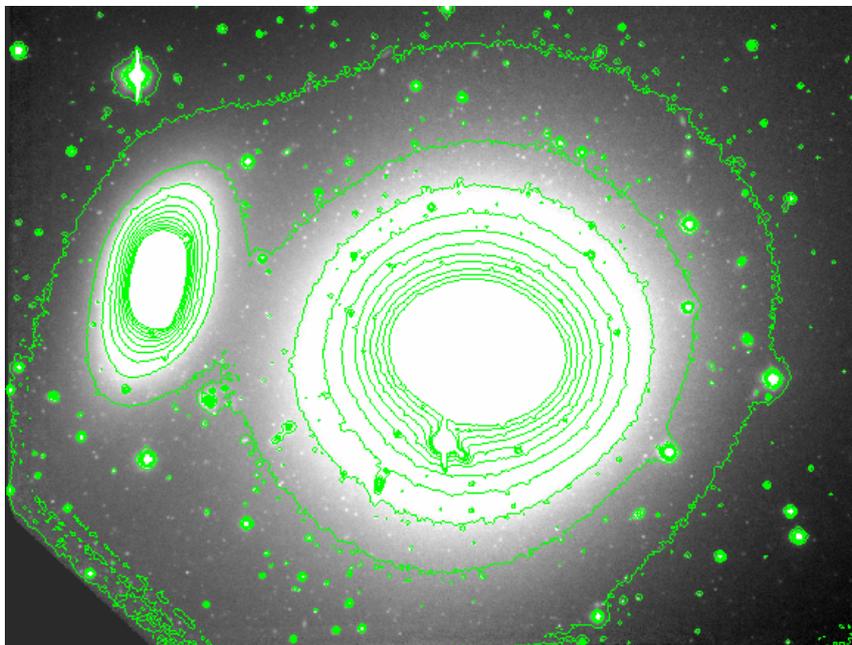


Figura 3.8: Recorte de la imagen de NGC 6876 en el filtro i' , con los contornos de brillo constante superpuestos.

Capítulo 4

Conclusiones

En este trabajo se ha estudiado el sistema de cúmulos globulares de la galaxia elíptica NGC 6876, analizando en particular la distribución de color de sus candidatos a CGs, sus distribuciones espacial y radial proyectadas y la distribución acimutal.

El objetivo a largo plazo es la búsqueda de evidencias de interacciones entre esta galaxia, que es la central del Grupo de galaxias del Pavo, y otros miembros del grupo. En este caso, el propósito sería detectar evidencias que se manifiesten en las propiedades de su sistema de CGs. Ya se han encontrado interacciones entre otras galaxias de este grupo, que es considerado dinámicamente joven (Machacek et al. 2009, Bastian et al. 2005).

Para esto, se llevaron a cabo la reducción y el procesamiento de imágenes CCD de un campo ubicado sobre NGC 6876, las cuales fueron obtenidas con la cámara GMOS-S del telescopio Gemini (turno GS-2013B-Q-37) en los filtros g' , r' e i' .

Con imágenes de calibración obtenidas para este turno, se realizaron las correcciones por *bias* y *flat field*, además de la corrección por *fringing* que resultó necesaria en las observaciones del filtro i' y se hizo utilizando imágenes de *blank field*. Para hacer posible la detección de los objetos puntuales más cercanos al centro de la galaxia, las imágenes fueron filtradas, eliminando el brillo de la galaxia en la mayor medida posible.

Para la selección de los objetos puntuales se hizo uso del software SExtractor, generando un catálogo a partir de la combinación de las detecciones de dos filtros distintos, el *gaussiano* y el *mexhat*. Se seleccionaron aquellos objetos considerados como puntuales estableciendo como criterio un índice de estelaridad mayor a 0.5.

Una vez obtenido el catálogo, mediante las tareas de IRAF+DaoPhot se realizó la fotometría en los tres filtros, utilizando una PSF variable calculada a partir de estrellas brillantes y relativamente aisladas. De acuerdo a tests estadísticos que las mismas tareas llevan a cabo simultáneamente con el ajuste, se realizó una selección con mayor precisión de objetos puntuales. Además, se confirmó que la calidad de las imágenes en el filtro r' , afectadas por haber sido observadas en fechas muy distantes entre sí, con condiciones climáticas dispares, produce que los resultados de la fotometría sobre ellas sean poco confiables. Por este motivo, se decidió no usar estas imágenes, y proseguir el trabajo sólo con las imágenes en los filtros g' e i' . Este cambio no afecta la calidad de los resultados, pues se planeaba utilizar las imágenes

r' sólo para la selección de CGs, existiendo otras opciones para realizarla con las g' e i' .

Habiendo calculado la magnitud instrumental para los objetos puntuales seleccionados como candidatos a CGs, el paso siguiente fue calibrar estas cantidades al sistema estándar y realizar las correcciones de abertura y por extinción galáctica. Como parte del mismo programa de observación, se obtuvieron imágenes de un campo de estrellas estándar. Realizando la fotometría sobre las estrellas estándar presentes en las imágenes, se calibraron las magnitudes instrumentales al sistema estándar.

Las correcciones de abertura se calcularon realizando la fotometría de abertura de las estrellas PSF de cada filtro con los mismos radios de abertura con que habían sido medidas las estrellas estándar, y finalmente, la corrección por extinción galáctica se aplicó haciendo uso de los datos provistos por NED (NASA/IPAC Extragalactic Database).

Con las magnitudes corregidas, se construyó el diagrama color–magnitud, afinando la selección de los candidatos a CGs mediante límites en el color elegidos en base al criterio de selección utilizado en otros trabajos. Para establecer los límites en magnitud, se llevó a cabo un test de completitud con el fin de conocer el extremo más débil alcanzado en estas imágenes, y de la literatura se obtuvo el límite del extremo brillante que separa las candidatas a UCDs.

Obtenida esta selección definitiva de candidatos a CGs, se analizaron las siguientes propiedades del sistema: distribución de color, distribuciones espacial y radial proyectadas, y distribución acimutal.

La distribución de color fue analizada con el código GMM (*Gaussian Mixture Model*), con el objetivo de determinar si es bimodal o unimodal. Se obtuvieron los parámetros necesarios para realizar ajustes de funciones gaussianas respondiendo a las dos posibilidades, y junto con ellos, el código realizó tests estadísticos. Los resultados de éstos no fueron decisivos, aunque los ajustes a las zonas más externas muestran una fuerte tendencia bimodal.

La distribución espacial mostró que la sub–población de CGs rojos se halla más concentrada hacia el centro de la galaxia, mientras que la sub–población azul está más dispersa y se extiende más. Estos resultados se ven confirmados por la distribución radial, a la que fueron ajustadas leyes de potencias cuyas pendientes reafirman la mayor concentración de la sub–población roja. Además, ambas distribuciones muestran con claridad que se siguen encontrando CGs en los extremos de la imagen, lo cual indica que no se alcanzó a cubrir la totalidad del sistema.

En el caso de la distribución acimutal, a través del ajuste de funciones sinusoidales fue posible determinar los parámetros de la elipse conformada por el sistema de CGs, y los correspondientes a las elipses descritas por cada una de las sub–poblaciones. Los ángulos de posición de los semiejes mayores y las elipticidades del sistema de CGs y de cada sub–población resultaron similares entre sí. También, se analizó una imagen de la galaxia, obteniendo con DS9 contornos de brillo constante. Éstos son de forma elipsoidal, y el ángulo de posición del semieje mayor coincide aproximadamente con el calculado para el sistema de CGs. Esto indicaría que la distribución proyectada de los CGs sigue la forma de la distribución de brillo de la galaxia.

4.1. Trabajo a Futuro

Para obtener resultados definitivos, es necesario realizar la corrección por contaminación debida a estrellas de la Vía Láctea y galaxias de fondo no resueltas. Dado que se tiene un sólo campo que no cuenta con zonas despejadas, se deberán buscar en el archivo de datos de Gemini (GOA) imágenes de algún campo despejado, de latitud galáctica similar a NGC 6876, en los filtros utilizados en este trabajo y con los mismos tiempos de exposición.

Se analizará la posibilidad de obtener nuevas imágenes de campos adyacentes, con el mismo instrumento y en los mismos filtros, como otra opción para obtener la corrección por contaminación fuera de los límites del sistema de CGs, lo que además permitiría determinar la extensión total del sistema.

El estudio podría extenderse hacia las otras galaxias del grupo que también muestran interacción y que no han sido estudiadas en profundidad aún (con excepción de NGC 6872, sobre la que ya existen numerosos estudios en la literatura).

Se calculará la función de luminosidad de los CGs. A partir de ésta, se podrá obtener el total de la población del sistema y la frecuencia específica.

Las imágenes descartadas del filtro r' también serán revisadas con mayor detalle, y se intentarán corregir los defectos que producen tanta dispersión en los resultados para poder realizar los diagramas color-color del sistema.

Una vez aplicada la corrección por contaminación, se podrán buscar irregularidades o asimetrías en las distribuciones espacial o acimutal, y relacionarlas con posibles interacciones entre NGC 6876 y galaxias vecinas. Como complemento, también se buscarán evidencias de interacciones en la distribución de brillo superficial, tratando de detectar estructuras a muy bajo nivel de brillo.

Sobre este mismo campo, es de esperar la presencia de galaxias enanas, las que también serán objeto de estudio en el futuro.

Bibliografía

- Ashman K. M., Zepf S. E., 1992, *ApJ*, 384, 50
- Bassino L. P., Caso J. P., 2017, *MNRAS*
- Bassino L. P., et al., 2006, *A&A*, 451, 789
- Bastian N., et al., 2005, *A&A*, 435, 65
- Beasley M. A., et al., 2002, *MNRAS*, 333, 383
- Bertin E., Arnouts S., 1996, *A&AS*, 117, 393
- Blakeslee J. P., et al., 2001, *MNRAS*, 327, 1004
- Brodie J. P., Strader J., 2006, *ARA&A*, 44, 193
- Caso J. P., Bassino L. P., Gómez M., 2015, *MNRAS*, 453, 4421
- Cohen J. G., Blakeslee J. P., Ryzhov A., 1998, *ApJ*, 496, 808
- Côté P., Marzke R. O., West M. J., 1998, *ApJ*, 501, 554
- Côté P., et al., 2000, *ApJ*, 533, 869
- Dirsch B., Richtler T., Bassino L. P., 2003, *A&A*, 408, 929
- Escudero C. G., et al., 2015, *MNRAS*, 449, 612
- Faifer F. R., et al., 2011, *MNRAS*, 416, 155
- Forbes D. A., Brodie J. P., Grillmair C. J., 1997, *AJ*, 113, 1652
- Fukugita M., Ichikawa 1996, *AJ*, 111, 1748
- Garcia A. M., 1993, *A&AS*, 100, 47
- Harris W. E., van den Bergh S., 1981, *AJ*, 86, 1627
- Harris W. E., Harris G. L. H., Alessi M., 2013, *ApJ*, 772, 82
- Harris W. E., et al., 2014, *ApJ*, 797, 128

- Harris W. E., et al., 2016, *ApJ*, 817, 58
- Harris W. E., 1996, *AJ*, 112, 1487
- Harris W. E., 2010, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A*, 368, 889
- Horellou C., Koribalski B., 2007, *A&A*, 464, 155
- Howell S. B., 2012, *PASP*, 124, 263
- Iodice E., et al., 2016, *ApJ*, 820, 42
- Kruijssen J. M. D., et al., 2014, *MNRAS*, 440, 3370
- Lauer T. R., et al., 2002, *AJ*, 124, 1975
- Li H., Gnedin O. Y., 2014, *ApJ*, 796, 10
- Machacek M. E., et al., 2005, *ApJ*, 630, 280
- Machacek M., et al., 2009, *ApJ*, 691, 1921
- Mieske S., et al., 2006, *AJ*, 131, 2442
- Mullan B., et al., 2011, *ApJ*, 731, 93
- Muratov A. L., Gnedin O. Y., 2010, *ApJ*, 718, 1266
- Peacock M. B., et al., 2015, *ApJ*, 800, 13
- Peng E. W., et al., 2006, *ApJ*, 639, 95
- Peng E. W., et al., 2008, *ApJ*, 681, 197
- Pota V., et al., 2013, *MNRAS*, 428, 389
- Rejkuba M., 2012, *Ap&SS*, 341, 195
- Richtler T., 2003, in Alloin D., Gieren W., eds., *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag Vol. 635, *Stellar Candles for the Extragalactic Distance Scale*. pp 281–305
- Schlafly E. F., Finkbeiner D. P., 2011, *ApJ*, 737, 103
- Schuberth Y., et al., 2010, *A&A*, 513, A52
- Smith J. A., et al., 2002, *AJ*, 123, 2121
- Tonini C., 2013, *ApJ*, 762, 39
- Usher C., et al., 2013, *MNRAS*, 436, 1172

Vorontsov-Velyaminov B. A., 1959, in Atlas and catalog of interacting galaxies (1959).

Woodley K. A., et al., 2010, ApJ, 708, 1335

Zepf S. E., Ashman K. M., 1993, MNRAS, 264, 611

Zinn R., 1985, ApJ, 293, 424