

00372



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA  
DE MÉXICO**

**INSTITUTO DE ASTRONOMÍA  
CENTRO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA  
FACULTAD DE CIENCIAS**

DIVISIÓN DE ESTUDIOS DE POSGRADO



**“Fluctuaciones de brillo superficial IR y  
colores ópticos de los cúmulos de las  
nubes de Magallanes”**

**T E S I S**

QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADÉMICO DE

**MAESTRA EN CIENCIAS (ASTRONOMÍA)**

**P R E S E N T A**

**MARNA YADOSOARA ALBARRÁN MELZER**

DIRECTORA DE TESIS: DRA. ROSA A. GONZALEZ LÓPEZ-LIRA

m343841



Universidad Nacional  
Autónoma de México



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

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

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

# Agradecimientos

Autorizo a la Dirección General de Bibliotecas  
UNAM a difundir en formato electrónico e impreso el  
contenido de mi trabajo académico.

NOMBRE: Maria Yefesoara  
Aparan Melzer

FECHA: 03-05-05

FIRMA: P.A.

José Ignacio Cabrera Martínez

Esta tesis es el resultado de mucho trabajo apoyado fuertemente en el esfuerzo y dedicación de mi directora de tesis, la Dra. Rosa Amelia González. Ella siempre con su buen humor, paciencia y disposición de ayudar a sus estudiantes hizo más fácil mi tarea, mostrándome lo maravillosa que puede ser la astronomía observacional y lo apasionante que es la astronomía extragaláctica, gracias Rosy por tu apoyo.

También quiero agradecer a todos mis profesores que me apoyaron durante mi estancia en el CRyA-UNAM, ya que siempre estuvieron dispuestos a resolver mis dudas, Maru, Alan, Jane, Will, Stan, Laurent, Susana, Adriana, Javier, Paola, Enrique, Pedro, Vladimir, Yolanda y Luis Felipe, mi respeto y admiración para cada uno de ustedes.

Agradezco a toda la gente que lloró y se alegró conmigo mostrándome siempre ser mis buenos amigos, Ramiro (aun lejos me sigues ayudando), Daniel, Monica y Arturo, (recuerden el pseudolibro de Arturo que firmamos eh?), Eduardo (smilie quien siempre tuvo buenos consejos para mi), Iki (mi pez, quien siempre me esperó con mucho gusto en casa para que le diera de comer).

Alfo, gracias por enseñarme el verdadero significado de la amistad y la lucha perseverante por vivir feliz siempre.

A mi novio Carlos, gracias por ayudarme en las horas más difíciles y estresantes de este trayecto final y mostrarme que las cosas salen bien si las tomo con calma, gracias por estar conmigo y darme ánimos. EMEPMOL

Gracias a toda la gente que me regaló una sonrisa cuando me la encontré haciendo mi día de trabajo mas agradable, Martín, Maura, Gaby, Rosy, Laura, Erick, Pymo, en fin a todos, Alfonso y Miguel, Bere, Rosa, gracias por las galletas y por escucharme, Reynaldo, gracias por tu apoyo, Bertha gracias por apoyarme desde CU.

Nunca podré olvidar la primera vez que observé el cielo y me enamoré de él a través de un eclipse lunar, abue Gloria, gracias por obligarme a verlo y platicarme sobre el enigmatico sistema solar, abue George, gracias por envolverme con la magia de tus cuentos.

Gracias a mis tíos Jorge, Naty y Lupita y a mis primos Coco, Yoyis y Maria por sus cuidados y cariño. Luzalba, Joaquín, Jesus, gracias por su apoyo. Gisela, gracias por darme de cenar sabroso.

Agradezco a mis hermanas el compartir conmigo los momentos importantes de mi vida y por supuesto por cuidar a mi gata Pynka, Natalia (gracias por tus consejos), Xaviera (por ponerme un ejemplo al trabajar tanto y tu fuerte convicción) y Aleiria (por ayudarme y escucharme tanto). Francisco, gracias por los ánimos y llevarme a tomar casi siempre el autobus.

Finalmente, quiero agradecer a los dos seres mas importantes en mi vida y a quienes les tengo un profundo cariño y porque son las personas que más admiro no solo por ser buenos seres humanos si no por su trayectoria profesional, ustedes me han enseñado que uno nunca deja de estudiar y aprender, Javier y Georgina, los quiero papitos.

Gracias papaito por darme mi regalo de navidad en abril, fué el regalo que mas me gustó (mi telescopio), y por enseñarme a ver el cielo de un modo distinto.

Mami, gracias por toda tu ayuda, por ser mi incondicional y enseñarme que existen las cosas dificiles pero no imposibles, que si trabajo mucho y persevero, puedo lograr lo que me proponga, sin ti, no lo hubiera logrado.

“Bajo este enorme firmamento donde los astros extienden sus lazos, he caminado a través del primer segundo de la noche y tomando de la mano la sencilla grandeza que ofrece el cielo, para entender la sabiduría de las estrellas, detengo mi vida un momento para contemplar el universo”.

MYAM

# Índice general

<b>1. Reseña</b>	<b>3</b>
<b>2. Introducción</b>	<b>5</b>
2.1. Fluctuaciones de brillo superficial . . . . .	5
2.2. Las Nubes de Magallanes (NM) . . . . .	9
2.3. Los supercúmulos estelares . . . . .	11
2.4. La relación entre $\bar{M}_{K_s}$ y $(V - I)$ . . . . .	13
<b>3. Los datos del mapeo del cielo 2MASS</b>	<b>17</b>
3.1. Mosaicos con las imágenes . . . . .	25
3.2. Listas de estrellas . . . . .	26
3.3. Magnitudes absolutas de fluctuación $K_s$ . . . . .	28
3.4. Errores estocásticos . . . . .	28
<b>4. Datos <math>I</math> y <math>V</math></b>	<b>33</b>
<b>5. Predicciones de los modelos</b>	<b>39</b>
5.1. Modelos de poblaciones estelares simples . . . . .	40
5.2. Comparación entre los modelos . . . . .	42
<b>6. Modelos versus observaciones</b>	<b>51</b>
<b>7. Resumen y conclusiones</b>	<b>61</b>
<b>8. Bibliografía</b>	<b>63</b>

# Capítulo 1

## Reseña

Este trabajo forma parte de un proyecto para calibrar modelos de fluctuaciones de brillo superficial, a través de la comparación con datos de cúmulos estelares de las Nubes de Magallanes. El objetivo es el de hacer de dichos modelos mejores herramientas para el estudio de poblaciones estelares no resueltas. Presentamos aquí la relación entre la magnitud absoluta de fluctuación en la banda  $K_s$  y el color integrado ( $V - I$ ). Comparamos también la muestra de cúmulos estelares con la muestra de galaxias elípticas y bulbos de galaxias espirales estudiada por Liu et al. (2002). Encontramos que los cúmulos estelares de edad intermedia y viejos yacen a lo largo de la misma correlación lineal definida por las galaxias en el diagrama de  $\bar{M}_{K_s}$  vs. ( $V - I$ ), en el intervalo  $-5 \gtrsim \bar{M}_{K_s} \gtrsim -9$ ,  $0.3 \lesssim (V - I) \lesssim 1.25$ . Esto implica, de acuerdo con los modelos tanto de Bruzual & Charlot (2003) como de Mouhcine & Lançon (2003), que los cúmulos estelares magallánicos y los brotes más recientes de formación estelar en las galaxias y bulbos de espirales de la muestra de Liu et al. (2002) constituyen una secuencia de edad. Al mismo tiempo, un ligero desplazamiento entre las galaxias y los cúmulos estelares en el mismo diagrama, causado por su diferente metalicidad de aproximadamente un factor dos, confirma que la relación entre  $\bar{M}_{K_s}$  y ( $V - I$ ) puede contribuir a romper la degeneración edad-metalicidad en poblaciones estelares viejas y de edad intermedia. Los cúmulos estelares magallánicos son poblaciones simples, mientras que las galaxias constituyen sistemas estelares compuestos; más aún, los objetos analizados viven en ambientes diferentes (cúmulos de distintas densidades y galaxias de muy diferentes metalicidades y tipos de Hubble). Por lo tanto, la relación  $\bar{M}_{K_s}$  vs. ( $V - I$ ) podría constituir una herramienta sólida para estudiar las edades y metalicidades de

poblaciones estelares, proporcionar elementos adicionales para constreñir historias de formación estelar, y contribuir a la calibración de las magnitudes de fluctuaciones de brillo superficial en la banda  $K_s$ , con el fin de determinar distancias cosmológicas.

# Capítulo 2

## Introducción

### 2.1. Fluctuaciones de brillo superficial

Mientras que el brillo superficial promedio de una galaxia es independiente de la distancia, la varianza alrededor del promedio decrece al aumentar la distancia, i.e., a una misma resolución, galaxias más lejanas parecen más lisas, menos granulosas. Este es el principio detrás de las medidas de fluctuaciones de brillo superficial (FBS; Tonry & Schneider 1988; Blakeslee et al. 2001), uno de los métodos más poderosos para determinar distancias cosmológicas hasta cúmulos de galaxias como Fornax o Coma con incertidumbres típicas de alrededor del 10 % o menos (e.g., Tonry et al. 1990, 1997; Liu & Graham 2001; Mei et al. 2001c). De hecho, con el uso de datos en el cercano infrarrojo (IR) obtenidos con el Telescopio Espacial Hubble (*HST*), Jensen et al. (2001) han demostrado que la técnica de las FBS es capaz de determinar distancias confiables hasta  $\sim 150$  Mpc ( $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ).

Las FBS se deben a las fluctuaciones de Poisson en el número de estrellas dentro de un elemento de resolución. En su aspecto de indicador de distancias, el método mide el cociente del segundo al primer momento de la función de luminosidad estelar mediante el análisis de las fluctuaciones espaciales en el brillo superficial de una galaxia. En este caso las estrellas individuales no se resuelven, pero se puede ver fluctuaciones con variaciones rms en el brillo superficial proporcionales a la raíz cuadrada de la señal promedio local, que a su vez se relaciona directamente con el número de estrellas presentes. Esto puede expresarse mediante la siguiente ecuación:

$$\bar{L} \equiv \frac{\sum n_i L_i^2}{\sum n_i L_i}, \quad (2.1)$$

donde  $\bar{L}$  es la luminosidad de fluctuación, y  $n_i$  es el número de estrellas de tipo  $i$  y luminosidad  $L_i$ . Este cociente corresponde a la luminosidad promedio, pesada por la luminosidad, de las estrellas en la población; para poblaciones viejas, por ejemplo, esto corresponde aproximadamente a la luminosidad de una estrella típica en la rama gigante roja (RGB).

Las estrellas brillantes son las que más contribuyen al numerador de la ecuación 2.1, mientras que las estrellas débiles contribuyen de manera significativa al denominador. Observacionalmente lo que se mide es el flujo de fluctuación,  $\bar{f}$ , que es  $\bar{L}$  escalada por el inverso de  $4\pi d^2$ , donde  $d$  es la distancia. Las medidas de FBS se expresan como  $\bar{m}$  y  $\bar{M}$  que son, respectivamente, las magnitudes aparente y absoluta de  $\bar{L}$ . De manera análoga a como se hace con los flujos integrados, es posible definir un color de fluctuación a partir del cociente de los flujos (o la diferencia de las magnitudes) de fluctuación en dos diferentes bandas.

No es difícil ver que la ecuación 2.1 puede aplicarse a poblaciones resueltas directamente. En ese caso, se invierte el proceso, y se infiere el valor de las fluctuaciones con las que se observaría dicha población, en caso de no estar resuelta, a partir la medición directa de los momento primero y segundo de la función de luminosidad estelar.

Ahora bien, las magnitudes de las FBS dependen no solamente de la distancia, sino también de las variaciones en la edad y la metalicidad de las poblaciones estelares. La estimación de las edades y metalicidades de las poblaciones estelares en otras galaxias es un tema controvertido. Solamente para los objetos más cercanos del Grupo Local es posible hoy en día construir diagramas de color–magnitud que alcancen el punto de salida de la secuencia principal [MSTO; por ejemplo, Aparicio et al. (2001); Carrera et al. (2002)]. Esta es una de las manera más confiables de determinar edades, metalicidades e historias de formación estelar. Sin embargo, ni con el *HST* es hoy posible realizar un estudio similar a la distancia de M 31 —se puede resolver estrellas individuales en la RGB, pero no alcanzar el punto MSTO. Para el resto de las galaxias, entonces, hasta ahora ha quedado el recurso a la espectroscopía, que en general es cara desde el punto de vista del tiempo de exposición requerido, y a los colores integrados, que adolecen del problema de que la edad y la metalicidad (para ya no hablar del enrojecimiento por

polvo) tienen básicamente los mismos efectos sobre ellos, lo que se conoce como la degeneración edad–metalicidad.

La sensibilidad de las FBS a la edad y la metalicidad estelares ofrece la oportunidad de utilizarlas para investigar las poblaciones estelares no resueltas, y proporcionar nuevas pistas acerca de sus historias de formación estelar, de manera complementaria a los métodos canónicos basados en magnitudes y colores integrados, y en distribuciones y líneas espectrales. Las FBS constituyen una característica bien definida de cualquier sistema estelar. En particular, puesto que se trata de un promedio pesado por la luminosidad,  $\bar{M}$  es mucho más sensible a las estrellas gigantes que los colores integrados (Worthey 1993a; Ajhar & Tonry 1994), y puede proporcionar constricciones adicionales sobre las propiedades de los sistemas estelares que no son recuperables a través del flujo o los colores integrados.

En cuanto a las FBS en el cercano IR, éstas son sensibles a la presencia de estrellas brillantes y frías; por lo tanto, pueden ser utilizadas ventajosamente para estudiar poblaciones estelares de edad intermedia y vieja, que están dominadas, respectivamente, por las ramas gigante asintótica (AGB) y gigante roja (RGB). Además, en estas longitudes de onda se reduce significativamente la extinción por polvo ( $A_K \approx 0,08A_V$ ). En contraste con las FBS ópticas y de acuerdo con algunos modelos (e.g., Worthey 1993a,b), las magnitudes de fluctuación en el cercano IR muestran un comportamiento complejo con la edad y la metalicidad. Hay indicios de que una combinación de FBS en el cercano IR con colores ópticos e infrarrojos integrados podría romper la degeneración edad–metalicidad (Blakeslee et al. 2001; Liu et al. 2000).

Hasta ahora se ha llevado a cabo un extenso esfuerzo para medir y modelar las FBS en las bandas ópticas (e.g., Tonry et al. 1990; Worthey 1993a,b; Liu et al. 2000; Blakeslee et al. 2001; Cantiello et al. 2003). La situación es completamente distinta en el cercano IR, cuyas ventanas observacionales han sido poco explotadas hasta muy recientemente (Liu et al. 2002, Jansen et al. 2003). La falta de estudios detallados en el cercano IR se debe a la ausencia tanto de una calibración empírica adecuada como de modelos auto-consistentes. Los modelos, de hecho, discrepan entre sí de manera notoria en estas longitudes de onda (e.g., Charlot et al. 1996; Liu et al. 2000; Blakeslee et al. 2001). Las diferencias pueden ser del orden de  $\sim 0.2$  mag en  $(V-K)$ , comparadas con  $\sim 0.05$  mag en  $(B-V)$ . El origen más probable de este problema es la incertidumbre en la contribución de las estrellas de la AGB, tanto a las FBS como a la luz integrada (?). Hay tanto una comprensión deficiente

de esta fase de la evolución estelar como dificultades en el modelaje de las bandas moleculares anchas que dominan los espectros de las estrellas de tipo tardío en las longitudes de onda del cercano-IR.

Estas incertidumbres forzosamente afectan de manera negativa la calibración de  $\bar{M}$ . Por lo mismo, la calibración empírica, tanto de los modelos de síntesis de población estelar como de las FBS, es una necesidad esencial, y no sólo para los estudios de poblaciones no resueltas: las determinaciones de distancias cosmológicas por medio de FBS también se verán beneficiadas.

La calibración empírica de las magnitudes de fluctuación consiste en encontrar su dependencia en general y su magnitud absoluta en particular con respecto a un color integrado [e.g, Tonry & Schneider (1988); Ajhar & Tonry (1994)]. Por lo tanto, la mejor manera de empezar a evaluar el impacto de las variaciones de las poblaciones estelares en las FBS sería observar una muestra de poblaciones estelares simples con distancias conocidas, y de preferencia todas con la misma distancia, de manera que la dependencia de las FBS sobre la distancia se cancelara.

Esta idea no es nueva. Ajhar & Tonry (1994) intentaron calibrar el punto cero (es decir, la magnitud absoluta) de las FBS con fotometría  $V$  e  $I$  de cúmulos globulares Galácticos. Sin embargo, la  $\bar{M}_I$  que derivaron no constriñe  $\bar{M}_I$  para galaxias, dado que el rango de edades de los cúmulos globulares Galácticos es pequeño, y sus metalicidades no coinciden con las de los bulbos espirales y las galaxias de tipo temprano. Alrededor de cinco (Harris 1996) de los cúmulos globulares Galácticos del disco interior tienen metalicidades en el rango adecuado pero, aparte del hecho de que sus edades y distancias no están muy bien determinadas en general, su número es tan pequeño que su análisis estará dominado por efectos estocásticos (Santos & Frogel 1997; Bruzual A. 2002; Cerviño et al. 2002; Cerviño & Valls-Gabaud 2003; Cantiello et al. 2003; González et al. 2004). Finalmente, Ajhar & Tonry encontraron que los datos ópticos por sí mismos eran inadecuados para desacoplar de manera confiable los efectos de la metalicidad y la edad.

Un estudio de los cúmulos estelares<sup>1</sup> de las Nubes de Magallanes (NM)

---

<sup>1</sup>En general, no se trata de cúmulos globulares. Los cúmulos globulares contienen típicamente cientos de miles de estrellas confinadas en unos pocos parsecs cúbicos. Por lo mismo tienen un tiempo de relajación (el tiempo característico para que interacciones gravitacionales de una estrella con otras del cúmulo alteren la velocidad de la primera por una cantidad comparable a su velocidad original;  $t_{relax} \simeq \frac{0.1RN}{v \ln(N)}$ , donde  $R$  es el radio del cúmulo,  $N$  es el número de estrellas y  $v$  es la velocidad típica) muy corto, de  $\sim 10^8$  años, y han alcanzado una forma esférica. Solamente algunos de los cúmulos más ricos de las

constituye una mejor línea de ataque desde el punto de vista de su relevancia para las galaxias de tipo temprano, por dos razones: su distancia está muy bien determinada y abarcan un rango de edades mucho más amplio ( $\sim 10^6$  a  $\sim 10^{10}$  años) que los cúmulos globulares galácticos (todos con  $\sim 10^{10}$  años). Los cúmulos más viejos de las NM tienen tanta o más edad que las galaxias elípticas y los bulbos de las galaxias espirales. Por otro lado, si bien es cierto que sus metalicidades son bajas ( $Z \sim 0.0006 - 0.01$ ), su historia de enriquecimiento químico lento significa que cúmulos con edades entre unos pocos Maño y 3 Maño tienen todos básicamente la misma metalicidad  $Z \sim 0.01$  (Cohen 1982; Frogel et al. 1990).

## 2.2. Las Nubes de Magallanes (NM)

Hacemos aquí un pequeño paréntesis para resumir la importancia astronómica de las NM, mostradas en la Fig. 2.1. Son dos de las galaxias más cercanas a la Vía Láctea, ambas satélites de nuestra Galaxia, irregulares barradas de metalicidad relativamente baja ( $1/30 \lesssim Z/Z_{\odot} \lesssim 1/2$ ). La tasa de formación estelar actualmente es de  $\sim 0.4 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  en la LMC (Bekki & Chiba 2005), y de  $\sim 0.1 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  en la SMC (Harris & Zaritsky 2004). Una gran ventaja es que, por su cercanía (50 kpc la LMC, 75 kpc la SMC), es posible resolver sus estrellas y construir diagramas de color-magnitud por debajo del MSTO para zonas o cúmulos estelares. Sus distancias también están muy bien determinadas (e.g., Ferrarese et al. 2000). Es además notable la riqueza de la LMC en cúmulos estelares, como decíamos en la sección anterior, con un amplísimo rango de edades (y que, por cierto, no están distribuidos en un halo, sino en un disco grueso). Por todos estos hechos, las NM han constituido un laboratorio por excelencia para el estudio de poblaciones estelares simples.

Hodge (1999) presenta una breve reseña de las observaciones modernas de las NM con mayor importancia histórica que reproducimos parcialmente a continuación:

- John Herschel identifica varios cúmulos estelares en las NM que incluye en su “Catálogo General” (Herschel 1864).

---

Nubes de Magallanes pueden ser considerados cúmulos globulares. Estos son generalmente también algunos de los cúmulos magallánicos más viejos, probablemente una expresión del hecho de que los cúmulos más masivos también resisten mejor la destrucción y sobreviven más tiempo.

- Wilhelmina Fleming realiza estudios sobre S Doradus, la primera variable azul luminosa (*luminous blue variable*) reconocida; Fleming había detectado la curva de luz variable de esta estrella y un perfil P Cisne en su espectro.
- Henrietta Leavitt estudia en 1904 variables más débiles: estrellas cefeidas. En 1907, descubre la importantísima relación período–luminosidad de estos objetos.
- ?) utilizan fotometría fotoeléctrica para derivar una relación período–luminosidad más precisa para las cefeidas.
- Shapley (1957) especula que algunos de los cúmulos de Herschel podrían ser cúmulos globulares como los Galácticos.
- Arp (1958) deriva diagramas color–magnitud para cúmulos y estrellas de campo de la SMC; esto permite determinar su edad y hacer comparaciones con modelos de evolución estelar.
- Feast et al. (1960) hacen un mapeo de espectros, colores y luminosidades de las estrellas más brillantes de las NM; como resultado, producen el primer diagrama HR extragaláctico de buena calidad.
- Thackeray & Wesselink (1952) encuentran variables RR Lyrae en las NM y realizan la primera determinación independiente de estrellas cefeidas de sus distancias.
- Payne–Gaposhkin y Gaposhkin (e.g., Gaposhkin 1971) utilizan cefeidas masivas para estudiar la relación entre edad y localización espacial de las estrellas en las NM.
- Westerlund (1961) estudia la relación de asociaciones OB y otros grupos de estrellas jóvenes con nubes de gas neutro y ionizado.
- Kerr et al. (1954) descubren el puente de HI que conecta las dos NM.
- Mathewson et al. (1974) descubren la Corriente Magallánica (*Magellanic Stream*).

En lo que se refiere a uno de los aspectos más relevantes para nuestro estudio, las historias de formación estelar de las NM son interesantes, y distintas entre sí. La distribución de edades de sus respectivos cúmulos (por

ejemplo, Cohen 1982; Elson & Fall 1985, 1988; Frogel et al. 1990) sugiere que la formación estelar ha sido episódica en la LMC y más continua en la SMC. Concretamente, en la LMC se da un “hueco de edades” entre los 3 y los 12 Maño (?); sólo se ha descubierto en ella un cúmulo con 8 Maño de edad (ESO121-SC03; Mateo et al. 1986). Varios autores (e.g. Byrd et al. 1994; Bekki & Chiba 2005) han tratado de explicar la peculiar historia de formación estelar de la LMC como resultado de sus interacciones con nuestra Galaxia y/o con la SMC; en el caso de la Vía Láctea, estas interacciones podrían ser no solamente gravitacionales, sino también hidrodinámicas (?).

En cuanto a la distribución espacial de la metalicidad de la LMC, se observa (como en muchos otros discos galácticos) una metalicidad más alta hacia el centro, lo que indicaría que la formación estelar, y por lo tanto el enriquecimiento químico, proceden allí de manera más eficiente. Al mismo tiempo, el gradiente de metalicidad es más plano entre los radios que limitan la barra, posiblemente porque los movimientos a lo largo de ésta (*streaming motions*) mezclan estrellas con diferentes edades y metalicidades. Finalmente, las dispersiones de edad y metalicidad son mayores en el centro, quizá porque nubes de gas con metalicidades diversas son empujadas hacia allí durante las interacciones con nuestra Galaxia y con la SMC (Bekki & Chiba 2005).

## 2.3. Los supercúmulos estelares

Volviendo al problema de utilizar cúmulos estelares para calibrar modelos de síntesis de poblaciones estelares en general y FBS sintéticas en particular, la verdad es que, para que este enfoque funcione, la muestra deberá incluir la mayor cantidad posible de cúmulos, porque es en ellos donde se manifiesta de manera más dramática el problema de la AGB. A saber, el número de las estrellas en la AGB y la parte superior de la RGB en cada cúmulo es tan pequeño que su temperatura y luminosidad no representan adecuadamente la distribución de las estrellas más brillantes de la AGB y la RGB en la isócrona *en el límite de números muy grandes*, que es del que por lo general se ocupan los modelos. A menudo, la luz integrada y, peor aún, las FBS de un cúmulo particular pueden estar dominadas por una sola estrella luminosa y fría. Claramente, la forma de darle la vuelta a este problema es el tratamiento adecuado de una base de datos suficientemente rica. Afortunadamente, estos datos existen hoy gracias al Mapa Completo del Cielo en 2 Micras, 2MASS (Skrutskie et al. 1997), y al Mapa Profundo en el Cercano Infrarrojo del Cielo



Figura 2.1: Nubes de Magallanes. *Izquierda*: LMC, el ancho de la imagen es aproximadamente  $6^\circ$ ; *derecha*: SMC, el ancho es aproximadamente  $5.4^\circ$ . Ambas fotografías son tomadas de placas expuestas por David Malin en el telescopio UK Schmidt.

del Sur, DeNIS (Epchtein et al. 1997).

En vez de analizar cada cúmulo separadamente, para reducir los efectos estocásticos hemos construido “supercúmulos”, mediante la coadición de los cúmulos en la muestra de Elson & Fall (1985, 1988) que tienen la misma clase SWB (Searle et al. 1980). La clasificación de SWB se basó originalmente en fotometría *ugvr* de 61 cúmulos ricos de las NM, y constituye una secuencia suave y unidimensional de edad creciente y metalicidad decreciente. Posteriormente, Elson & Fall (1985) asignaron clases SWB a 147 cúmulos más, basados en fotometría *UBV* compilada por van den Bergh (1981). La clasificación de Elson & Fall (1985) está parametrizada por  $s$ , donde  $s = (5.75 \pm 0.26)$  clase SWB +  $(9.54 \pm 1.45)$ . En este trabajo, hemos agrupado los supercúmulos de acuerdo con su parámetro  $s$ ,<sup>2</sup> como se muestra en la Tabla 3.1; no obstante, hemos asignado edades y metalicidades a los supercúmulos según sus tipos SWB, siguiendo a Cohen (1982) y Frogel et al. (1990).<sup>3</sup>

## 2.4. La relación entre $\bar{M}_{K_s}$ y $(V - I)$

Como ya dijimos en la § 2.1, la calibración empírica de las magnitudes de fluctuación consiste en general en encontrar su dependencia con respecto a un color integrado [e.g, Tonry & Schneider (1988); Ajhar & Tonry (1994)]. Al aplicar este procedimiento a las FBS en la banda  $K_s$ , Liu et al. (2002) encontraron una correlación lineal entre  $\bar{M}_{K_s}$  y  $(V - I)$  en una muestra de 26 galaxias elípticas, S0s y bulbos de galaxias espirales localizadas en el Grupo Local, Fornax, Virgo, Eridanus y Leo (ver Fig. 2.2). La investigación de los límites (en edad, metalicidad y, en última instancia, ambiente) de esta correlación tiene implicaciones obvias para una adecuada calibración de las magnitudes de fluctuación en el cercano IR para su uso como indicadores de distancia, y por lo tanto para una determinación precisa de  $H_0$  a través de este método.

También existen implicaciones desde el punto de vista de los estudios de poblaciones estelares. En general, las propiedades observadas de las pobla-

---

<sup>2</sup>Solamente los 61 cúmulos ricos analizados originalmente por Searle et al. (1980) cuentan con una clase SWB asignada directamente; en cambio, Elson & Fall (1985, 1988) sí proporcionan un parámetro  $s$  para todos los cúmulos de la muestra compilada por van den Bergh (1981).

<sup>3</sup>La excepción es el supercúmulo Pre-SWB, al cual le asignamos una edad igual a la de un cúmulo con  $s=7$  (Elson & Fall 1985)

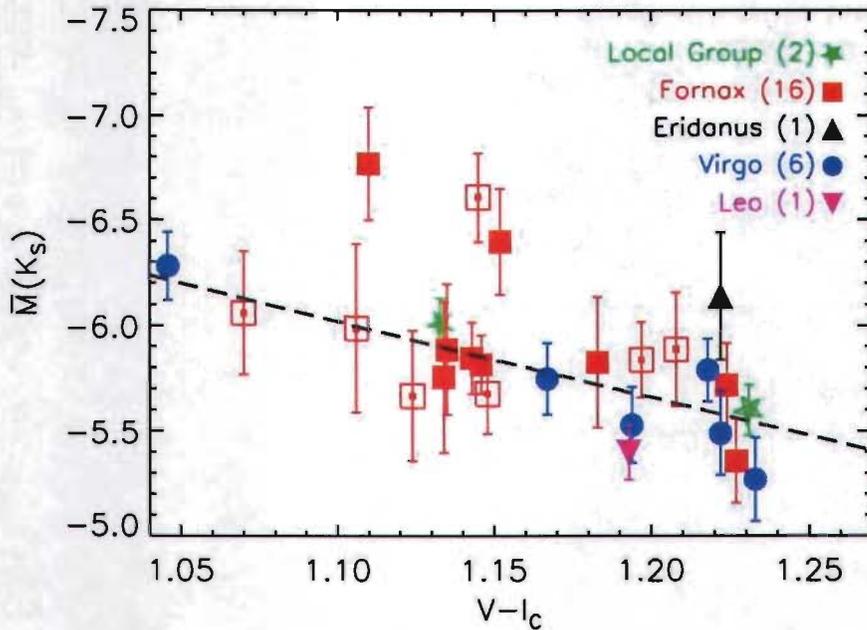


Figura 2.2:  $\bar{M}_{K_s}$  vs. color integrado ( $V-I_c$ ) para un conjunto de galaxias que cuentan con mediciones de FBS de alta calidad. Los símbolos vacíos corresponden a galaxias tipo S0 y a bulbos galácticos (M 31), mientras que los sólidos representan galaxias elípticas. Los valores en paréntesis son iguales al número de galaxias en cada grupo que cuentan con determinaciones de FBS. La línea de guiones es el mejor ajuste; de éste se ha excluido a las cuatro galaxias de la muestra con fluctuaciones más brillantes que  $\bar{M}_{K_s} \approx -6.6$  mag. La galaxia más roja y con fluctuaciones más débiles (extremo inferior derecho de la gráfica) es NGC 4636, en Virgo (Liu et al. 2002).

ciones estelares están pesadas por la luminosidad. A partir de 12 Maño, en que surge la fase supergigante roja, las estrellas más brillantes de una población emitirán fuertemente en las longitudes de onda ópticas e infrarrojas. Por lo tanto, la tendencia descubierta por Liu et al. (2002) podría estar trazando el brote más reciente de formación estelar en cada uno de estos sistemas. Esta es la conclusión a la que se llegó en el citado trabajo, después de comparar sus datos con predicciones de Liu et al. (2000) [basadas en los modelos que posteriormente serían publicados por Bruzual & Charlot (2003)], Worthey (1993b), y Blakeslee et al. (2001) [basadas en los modelos de Vazdekis et al. (1996)]. Aunque hay desacuerdos entre estas predicciones (especialmente en las metalicidades obtenidas, respectivamente, a partir de los modelos de Liu et al. por un lado y de Blakeslee et al. por el otro), todas ellas apuntan hacia una considerable diferencia entre las edades de los objetos de la muestra, desde menos de 5 Maño hasta más de 12 Maño. Más aún, en los tres conjuntos de modelos comparados por Liu et al. (2002), las secuencias de edad y de metalicidad no son paralelas, por lo menos en algunas regiones del plano  $\bar{M}_{K_s}$  vs.  $(V - I)$ , lo que abre la posibilidad de utilizarlo como un elemento de diagnóstico para romper la degeneración edad-metalicidad.

El presente estudio de la relación entre  $\bar{M}_{K_s}$  y  $(V - I)$  en los cúmulos estelares de las NM complementa de dos maneras ventajosas la investigación de Liu et al. (2002). En primer lugar, puesto que cada uno de los cúmulos estelares es una población estelar coetánea y de metalicidad única,<sup>4</sup> los brotes de formación estelar que representan no se encuentran enmascarados por una población subyacente, como sí ocurre en galaxias; por lo tanto, es muy probable que constituyan un mejor conjunto de datos para la comparación con modelos de poblaciones estelares simples. En segundo lugar, los cúmulos magallánicos abarcan un rango de edades aún más amplio (esto es, de unas pocas veces  $\times 10^6$  años a  $\sim 10^{10}$  años) que las galaxias y bulbos estudiados por Liu et al. Consecuentemente, cubren un volumen aproximadamente tres veces más grande en  $\bar{M}_{K_s}$  y cuatro veces más extendido en  $(V - I)$ .

Para este trabajo, hemos utilizado datos en la banda  $K_s$  tomados del archivo 2MASS; datos en el filtro  $I_{Gunn}$  ( $I_g$  o  $I$  de aquí en adelante) del archivo DeNIS,<sup>5</sup> y datos  $V$  tomados de distintas fuentes en la literatura. Las magnitudes y los colores de fluctuación en el cercano infrarrojo de los

---

<sup>4</sup>Sólo muy recientemente se ha recabado evidencia de que algunos de los cúmulos globulares más masivos podrían ser poblaciones compuestas. Ver, por ejemplo, Bedin et al. (2004), sobre el caso de  $\Omega$  Cen, el cúmulo más masivo de la Vía Láctea.

<sup>5</sup>El filtro I Cousins ( $I_c$ ) es ligeramente menos azul que el filtro  $I_g$ .

cúmulos magallánicos, así como su comparación con los modelos de Bruzual & Charlot (2003), ya habían aparecido publicados en González et al. (2004).

# Capítulo 3

## Los datos del mapeo del cielo 2MASS

[Este capítulo contiene extractos del artículo de González et al. (2004).]

Como adelantamos en el capítulo 2, la luminosidad de fluctuación  $\bar{L}$  es el cociente del segundo momento de la función de luminosidad al primer momento o la luminosidad integrada. Al contrario de lo que se hace para medir FBS en galaxias distantes —donde poblaciones no resueltas dejan su huella en las fluctuaciones observadas de pixel a pixel—, en cúmulos estelares cercanos es posible derivar el segundo momento de la función de luminosidad (el numerador de la ecuación 2.1) a partir de medir los flujos individuales de estrellas brillantes resueltas (Ajhar & Tonry 1994). La luminosidad integrada (el denominador de la ecuación), por otro lado, es igual a la luz detectada en la imagen de un cúmulo estelar, después de la sustracción de la emisión del cielo. Para calcular las magnitudes de fluctuación los cúmulos estelares magallánicos en la banda  $K_s$ , utilizamos datos del archivo 2MASS.

El mapeo 2MASS en el hemisferio sur fue llevado a cabo con un telescopio de 1.3-m localizado en el Observatorio Inter-Americano de Cerro Tololo (CTIO); los datos en las bandas  $J$ ,  $H$  y  $K_s$  fueron obtenidos simultáneamente con una cámara de 3 canales, equipada con tres arreglos NICMOS3 de  $256 \times 256$  pixeles. De acuerdo con la documentación en línea,<sup>1</sup> el *seeing* a lo largo de las observaciones del mapeo fluctuó para la banda  $K_s$  entre  $2''.5$  y  $4''.6$ ; en promedio fue de  $2''.8$ . El tamaño de los pixeles de la cámara era de  $2''$ ,

---

<sup>1</sup><http://spider.ipac.caltech.edu/staff/roc/2mass/seeing/seesum.html>

pero el muestreo fue mejorado por medio de *dithering*.<sup>2</sup> Los datos del mapeo accesibles públicamente tienen pixeles de 1", y nosotros hemos medido un ancho total típico a media altura (FWHM) para estrellas individuales de 3".

Cada imagen del 2MASS tiene una exposición total de 7.8 s. Además de las imágenes, están a disposición pública un catálogo de fuentes extendidas (XSC) y uno de fuentes puntuales (PSC). Nominalmente, el PSC del 2MASS está completo en un 100 % para  $K_s < 15$  mag en la posición de las NM.<sup>3</sup> Para ser conservadores, sin embargo, inspeccionamos las funciones de luminosidad de los cúmulos en un radio de 1' del centro de los cúmulos. Ochenta y siete por ciento de ellas parecen completas para  $K_s < 14$  mag; esto significa (ver Fig. 3.2) que las cuatro magnitudes más brillantes de estrellas a la distancia de la Gran Nube de Magallanes (LMC) fueron detectadas. En González et al. (2004) se demostró que estas cuatro magnitudes son suficientes para calcular las magnitudes de fluctuación en el cercano-IR, ya que el segundo momento de la función de luminosidad converge de manera suficientemente rápida.

---

<sup>2</sup>Se toma una serie de exposiciones de una misma imagen con desplazamientos sistemáticos relativos de fracciones de pixel. Posteriormente se aplica a estas imágenes técnicas de procesamiento que permiten mejorar su resolución. Ver, por ejemplo, Fruchter & Hook (2002).

<sup>3</sup>[http://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/allsky/doc/sec2\\_2.html](http://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/allsky/doc/sec2_2.html)

Cuadro 3.1: Cúmulos Estelares Magallánicos

Supercúmulo	Edad (años)	$Z$	Nombre	Parámetro $s$	Nube	$E(B - V)$
Pre-SWB...	$2.4 \times 10^6$	0.01	IC 2128	1	LMC	
			NGC 1748	1	LMC	
			NGC 1743	2	LMC	
			L 107	3	SMC	
			NGC 1714	3	LMC	
			NGC 1727	4	LMC	
			NGC 1910	4	LMC	
			NGC 1936 (IC 2127)	4	LMC	
			L 84	5	SMC	
			NGC 602	6	SMC	
			NGC 2001	6	LMC	
			NGC 1833	7	LMC	
			NGC 2027	7	LMC	
			SL 362	7	LMC	
			NGC 2014	8	LMC	
			NGC 346	8	SMC	
			HS 314	10	LMC	
			NGC 2074	10	LMC	
			SL 360	10	LMC	
			NGC 1984	11	LMC	0.15
			NGC 2018	11	LMC	
			NGC 1873	12	LMC	
			L 70	13	SMC	
			NGC 2006	13	LMC	
			NGC 1983	13	LMC	
			NGC 2011	13	LMC	0.08
SL 114	13	LMC				
L 74	14	SMC				
SWB I.....	$1.3 \times 10^7$	0.01	NGC 2003	15	LMC	
			L 51	15	SMC	
			L 48	15	SMC	
			NGC 1994	15	LMC	0.14
			NGC 2004	15	LMC	0.06
			SL 538	15	LMC	
L 56	16	SMC				

			NGC 290	16	SMC	
			NGC 1767	16	LMC	0.
			NGC 1787	16	LMC	
			NGC 2009	16	LMC	
			NGC 2098	16	LMC	
			L 45	17	SMC	
			NGC 1766	17	LMC	
			NGC 1772	17	LMC	
			NGC 1805	17	LMC	0.
			NGC 2002	17	LMC	
			NGC 2100	17	LMC	0.
			L 66	18	SMC	
			NGC 1810	18	LMC	
			NGC 1818	18	LMC	0.
			NGC 330	19	SMC	
			NGC 176	20	SMC	
			NGC 299	20	SMC	
			NGC 1704	20	LMC	
			NGC 1711	20	LMC	0.
			NGC 1860	20	LMC	
			NGC 376	20	SMC	
			SL 477	20	LMC	
SWB II.....	$4 \times 10^7$	0.01	NGC 1869	21	LMC	
			NGC 1698	21	LMC	
			NGC 1847	21	LMC	
			NGC 1850	21	LMC	0.
			NGC 1863	21	LMC	
			SL 106	21	LMC	
			IC 1612	22	SMC	
			L 39	22	SMC	
			NGC 220	22	SMC	
			NGC 222	22	SMC	
			NGC 1735	22	LMC	
			NGC 1793	22	LMC	
			NGC 1834	22	LMC	
			NGC 1855	22	LMC	0.
			NGC 1928	22	LMC	
			NGC 2214	22	LMC	0.

			IC 1624	23	SMC	
			NGC 1774	23	LMC	0.10
			NGC 1782	23	LMC	
			NGC 1804	23	LMC	
			NGC 1903	23	LMC	
			NGC 2164	23	LMC	0.10
			IC 1655	24	SMC	
			NGC 231	24	SMC	
			NGC 242	24	SMC	
			NGC 422	24	SMC	
			NGC 1732	24	LMC	
			NGC 1755	24	LMC	0.12
			NGC 1854	24	LMC	0.13
			NGC 1870	24	LMC	
			NGC 1913	24	LMC	
			NGC 1951	24	LMC	0.10
			NGC 1986	24	LMC	0.18
			NGC 2118	24	LMC	
			SL 56	24	LMC	
SWB III....	$1.2 \times 10^8$	0.016	IC 1660	25	SMC	
			L 44	25	SMC	
			L 63	25	SMC	
			NGC 256	25	SMC	
			NGC 458	25	SMC	
			NGC 1828	25	LMC	
			NGC 1844	25	LMC	
			NGC 1943	25	LMC	0.18
			NGC 2000	25	LMC	
			NGC 2041	25	LMC	0.05
			NGC 2157	25	LMC	0.10
			NGC 2159	25	LMC	0.10
			NGC 2172	25	LMC	0.10
			SL 539	25	LMC	
			IC 1611	26	SMC	
			NGC 265	26	SMC	
			NGC 2058	26	LMC	0.18
			NGC 2065	26	LMC	0.18
			NGC 2136	26	LMC	0.10

			NGC 2156	26	LMC	0.
			L 40	27	SMC	
			NGC 1866	27	LMC	0.
			NGC 2025	27	LMC	
			NGC 2031	27	LMC	
			L 114	28	SMC	
			NGC 1775	28	LMC	
			NGC 1885	28	LMC	
			NGC 1895	28	LMC	
			NGC 2134	28	LMC	0.
			NGC 269	29	SMC	
			NGC 1830	29	LMC	
			NGC 1953	29	LMC	0.
SWB IV....	$3.7 \times 10^8$	0.003	L 53	30	SMC	
			NGC 294 (L 47)	30	SMC	
			NGC 1801	30	LMC	
			NGC 1856	30	LMC	0.
			NGC 1872	30	LMC	0.
			NGC 1831	31	LMC	0.
			NGC 2056	31	LMC	
			L 26	32	SMC	
			NGC 1756	32	LMC	
			NGC 1849	32	LMC	
			NGC 2107	32	LMC	0.
			SL 562	32	LMC	
			NGC 1868	33	LMC	0.
			NGC 2249	34	LMC	
			NGC 1987	35	LMC	0.
			NGC 2209	35	LMC	0.
			NGC 2108	36	LMC	0.
			SL 663	36	LMC	
SWB V...	$1.1 \times 10^9$	0.005	IC 2146	37	LMC	
			NGC 152	37	SMC	
			NGC 411	37	SMC	
			NGC 1644	37	LMC	
			NGC 1783	37	LMC	0
			NGC 2231	37	LMC	0
			SL 363	37	LMC	

			NGC 419	38	SMC	
			NGC 1777	38	LMC	
			SL 556	38	LMC	
			NGC 1651	39	LMC	
			NGC 1917	39	LMC	
			NGC 2154	39	LMC	0.10
			NGC 2162	39	LMC	0.07
			NGC 2213	39	LMC	0.10
			NGC 1806	40	LMC	0.12
			NGC 1846	40	LMC	0.10
			NGC 2193	40	LMC	
			SL 855	40	LMC	
			NGC 1795	41	LMC	
SWB VI....	$3.3 \times 10^9$	0.002	NGC 1751	42	LMC	0.12
			NGC 2173	42	LMC	0.07
			NGC 1652	43	LMC	
			ESO121-SCO3	44	LMC	
			NGC 2121	44	LMC	0.10
			NGC 1718	45	LMC	
			NGC 1978	45	LMC	0.10
			NGC 1852	45	LMC	
			NGC 2155	45	LMC	0.10
			SL 842	45	LMC	
			L 1	46	SMC	
			NGC 416	46	SMC	
			NGC 1754	46	LMC	
			NGC 1916	46	LMC	
			NGC 2005	46	LMC	
			NGC 2019	46	LMC	0.18
			SL 506	46	LMC	
SWB VII...	$1.0 \times 10^{10}$	0.0008	L 11	47	SMC	
			L 68	47	SMC	
			NGC 121	47	SMC	
			NGC 1835	47	LMC	0.12
			L 8	48	SMC	
			NGC 361	48	SMC	
			NGC 1786	48	LMC	0.12
			NGC 2210	48	LMC	0.10

L 113	49	SMC	
NGC 339	49	SMC	
NGC 1898	50	LMC	0.
H 11 (SL 868)	51	LMC	0.

Col. (2) y (3). Edades y metalicidades de los supercúmulos; éstas han sido tomadas de Frogel et al. (1990), con las siguientes excepciones: las metalicidades de los supercúmulos SWB I y SWB II son de Cohen (1982); en el caso del supercúmulo más joven (Pre-SWB), su metalicidad fue extrapolada de la Fig. 2 del artículo de Cohen, y adoptamos la edad de un cúmulo con  $s = 7$  de Elson & Fall (1985). Además, las edades de Frogel et al. (1990) han sido corregidas por la diferencia entre los módulos de distancia usados, respectivamente, por estos autores y por nosotros. Col. (5). Parámetro  $s$  de Elson & Fall (1985, 1988). Col. (7).  $E(B - V)$  de Persson et al. (1983); de otra manera, hemos supuesto  $E(B - V) = 0.075$  para la LMC y  $E(B - V) = 0.037$  para la SMC (Schlegel et al. 1998).

---

### 3.1. Mosaicos con las imágenes

Recuperamos del archivo del 2MASS datos en el filtro  $K_s$  para 191 cúmulos estelares magallánicos que cuentan con un parámetro  $s$  (Elson & Fall 1985, 1988). La lista de estos 191 cúmulos aparece en la Tabla 3.1. Los datos fueron usados para construir ocho “supercúmulos”, uno para cada una de las siete diferentes clases SWB (Searle et al. 1980), más un supercúmulo clase Pre-SWB. Fotometría para las fuentes puntuales fue obtenida del PSC, del mismo archivo 2MASS.

Armamos mosaicos de los supercúmulos mediante la coadición de los cúmulos estelares individuales de cada clase SWB. Para centrar éstos, utilizamos sobre todo las coordenadas provistas por la base de datos astronómicos SIMBAD, si bien para muchos de los objetos de la Nube Menor de Magallanes (SMC) usamos las coordenadas publicadas por Welch (1991) y, ocasionalmente, posiciones determinadas a ojo a partir de las propias imágenes. Antes de coañadir, a cada imagen le restamos el valor del cielo registrado en su encabezado (*header*), la escalamos a un punto cero fotométrico común,<sup>4</sup> la desenrojecimos (si bien la extinción por polvo no es muy importante en el cercano-IR),<sup>5</sup> y magnificamos geoméricamente los cúmulos de la SMC para que todos los objetos estuvieran como vistos a la distancia de la LMC. Tomamos  $(m - M)_o = 18.50 \pm 0.13$  para la LMC, y  $(m - M)_o = 18.99 \pm 0.05$  para la SMC, basados en las distancias derivadas por Ferrarese et al. (2000) a partir de Cefeidas. También enmascaramos los pixeles y columnas

---

<sup>4</sup>El punto cero de un instrumento, por definición, es la magnitud de un objeto que produce un conteo (DN) por segundo. La magnitud de un objeto arbitrario que produce DN conteos en una observación de duración EXPTIME es, por lo tanto,

$$m = -2.5 \times \log_{10}(\text{DN}/\text{EXPTIME}) + \text{PUNTO CERO}. \quad (3.1)$$

El punto cero determina la conexión entre los conteos y un sistema fotométrico y, por lo tanto, entre los conteos y cantidades físicas como el flujo incidente en el telescopio.

<sup>5</sup>Tomamos  $E(B - V)$  de Persson et al. (1983). Para cúmulos que no cuentan con una medida individual de enrojecimiento, suponemos  $E(B - V) = 0.075$  para la LMC y  $E(B - V) = 0.037$  para la SMC (Schlegel et al. 1998); basados en esta misma referencia, usamos  $A_K = 0.367 E(B - V)$ .

dañados.<sup>6</sup> Un importante paso final fue corregir los mosaicos por cualquier sub o sobresustracción residual de la emisión del cielo; para ello, medimos el fondo de cada mosaico en un anillo entre 2'0 y 2'5 del centro del supercúmulo. Estos mosaicos fueron utilizados principalmente para medir la luz integrada de los supercúmulos, una cantidad que entra en el denominador de la expresión para  $\bar{L}$  (ecuación 2.1). Mostramos mosaicos finales para los ocho supercúmulos en la Fig. 3.1.

### 3.2. Listas de estrellas

Como ya mencionamos, ensamblamos listas de estrellas para cada supercúmulo a partir del propio PSC del 2MASS. Las listas fueron obtenidas mediante la página de VizieR (Ochsenbein et al. 2000). Nuevamente, para los cúmulos de la SMC, las distancias de las estrellas al centro del supercúmulo fueron ajustadas para ponerlas como vistas a la distancia de la LMC. La fotometría también fue corregida por enrojecimiento por polvo y para tomar en cuenta las diferentes distancias a las dos nubes. Eliminamos fuentes puntuales con fotometría dudosa, así como estrellas que por su color y brillo parecían ser objetos en primer plano pertenecientes a la Vía Láctea, o bien estrellas de campo de las propias NM. Para evaluar la calidad de la fotometría, utilizamos las banderas (*flags*) mismas del PSC. Incluimos únicamente fuentes dentro de un radio de 1' de los centros de los supercúmulos; que habían sido detectadas en las tres bandas  $J$ ,  $H$  y  $K_s$ , y no sufrían de artefactos en ninguna; que no estaban saturadas y que contaban con fotometría de ajuste de perfil, también en las tres bandas; y que no estaban asociadas con fuentes extendidas, un asteroide o un cometa. Con el fin de minimizar la contaminación por estrellas de campo en las NM, seguimos el criterio de (?), esto es, excluimos del análisis estrellas en el rango  $12.3 < (K_s)_o < 14.3$  que además tenían colores  $(J - K_s)_o > 1.2$  ó  $(J - K_s)_o < 0.4$ . Puesto que el radio de 1' incluye sólo los centros de los cúmulos estelares a la distancia de las NM, no aplicamos ningún otro procedimiento de descontaminación.

---

<sup>6</sup>Los CCDs y los detectores infrarrojos como los NICMOS siempre tienen pixeles cuya respuesta es distinta de la respuesta normal promedio del detector. Es preciso marcar estos pixeles y eliminarlos del análisis, porque los conteos que registran no tienen qué ver con el flujo recibido.

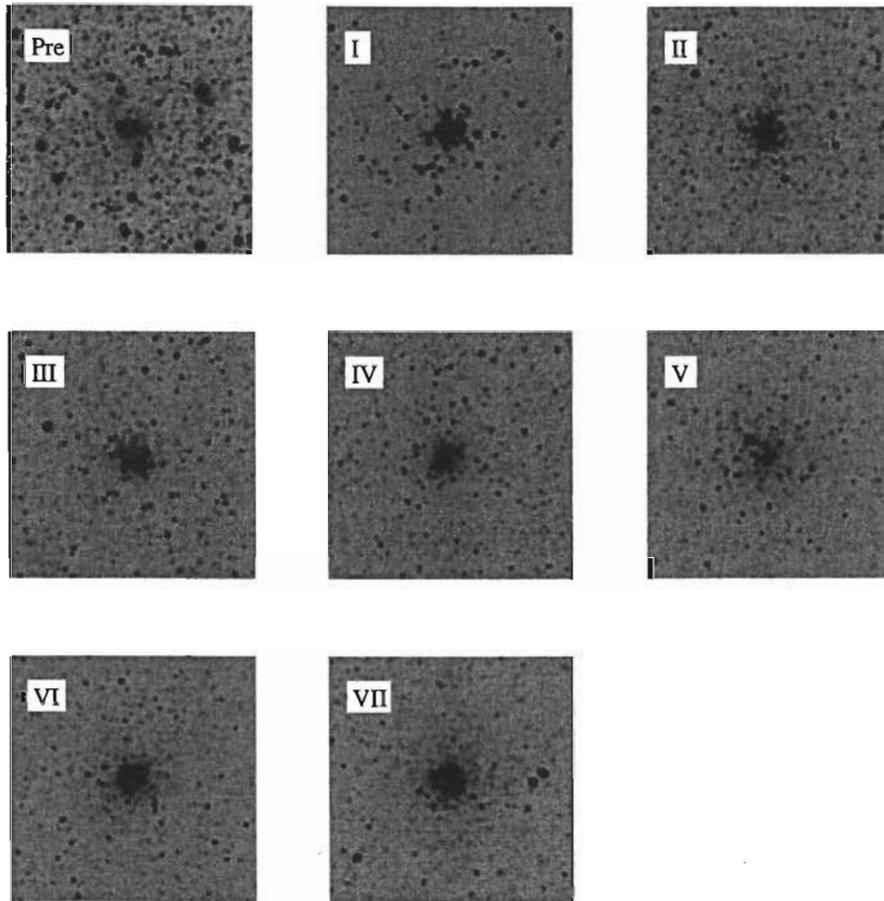


Figura 3.1: Supercúmulos magallánicos contruidos con los datos del mapeo 2MASS. El N está arriba y el E a la izquierda. Cada mosaico tiene un tamaño de  $3'3$  por lado. (González et al. 2004).

Como un ejemplo de resultado preliminar, presentamos en la Fig. 3.2 diagramas de color–magnitud en el cercano IR para las estrellas dentro de un radio de  $1'$  de los centros de los ocho supercúmulos. Los errores fotométricos promedio son 0.04 mag en brillo y 0.02 mag en color para fuentes con  $K_s \leq 13$ ; respectivamente 0.06 y 0.03 mag para estrellas con  $13 < K_s \leq 14$ ; y 0.13 y 0.07 mag (aproximadamente el tamaño de los puntos) para fuentes con  $14 < K_s \leq 15$ . El ancho de varios de los diagramas (especialmente, los de las clases II y III) es producto del hecho de que nuestros cúmulos artificiales no son en realidad poblaciones completamente homogéneas.

### 3.3. Magnitudes absolutas de fluctuación $K_s$

Finalmente, derivamos la magnitud de la fluctuación absoluta en  $K_s$  para cada uno de los ocho supercúmulos. Los flujos integrados, que se requieren para el denominador de la ecuación 2.1, fueron obtenidos simplemente mediante la suma del flujo en todos los pixeles dentro de un radio de  $1'$  del centro de cada supercúmulo, exceptuando el flujo de las estrellas que habían sido eliminadas de las listas de fuentes puntuales con los criterios ennumerados en el párrafo anterior. El numerador de la ecuación 2.1, por otro lado, fue calculado por medio de sumas sobre las estrellas individuales con buena fotometría en la misma región.

### 3.4. Errores estocásticos

Los errores estocásticos debidos a la estadística de números pequeños son centrales para los estudios de FBS de cúmulos estelares (que no de galaxias). Hasta ahora, el procedimiento estándar para asignar barras de error a magnitudes y colores de fluctuación ha sido a través de simulaciones de tipo Monte Carlo (e.g., Ajhar & Tonry 1994; Bruzual A. 2002). Recientemente, sin embargo, Cerviño et al. (2002) han presentado un formalismo estadístico aproximado para estimar cuantitativamente la dispersión esperada en observables relevantes de poblaciones estelares simples, como resultado de fluctuaciones estadísticas de la función de luminosidad. Este enfoque se basa en la suposición de que las variables involucradas tienen una naturaleza poissoniana; demuestra explícitamente que es posible predecir con modelos

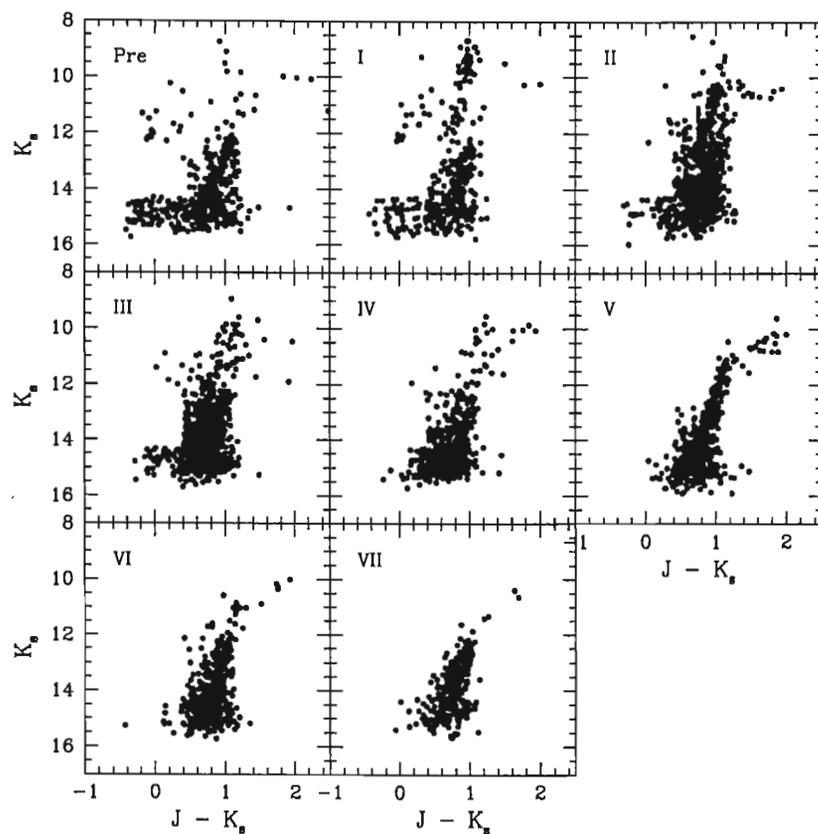


Figura 3.2: Diagramas de color-magnitud para supercúmulos de las NM. Estrellas dentro de un radio de 60 " del centro (a la distancia de la LMC). (González et al. 2004).

la dispersión observada en los datos reales, siempre y cuando el error teórico relativo producido por las fluctuaciones estocásticas en el número de estrellas sea escalado por  $M_{tot}^{-1/2}$ , donde  $M_{tot}$  es la masa total de la población estelar. Los términos de covarianza constituyen un elemento muy importante cuando se calcula la dispersión de esta forma. La covarianza entre dos cantidades,  $cov(x, y)$ , se define como

$$cov(x, y) = \rho(x, y)\sigma_x\sigma_y, \quad (3.2)$$

donde  $\rho(x, y)$  es el coeficiente de correlación y  $\sigma_x$  y  $\sigma_y$  son, respectivamente, las desviaciones estándar debidas a la estadística de números pequeños en  $x$  y  $y$ .  $\rho(x, y)$  varía entre -1 y 1, dependiendo del signo de la correlación: una correlación positiva significa que las cantidades varían juntas en el mismo sentido; una correlación negativa ocurre cuando las cantidades varían juntas en dirección opuesta (aquí, denotaremos con un signo menos una covarianza con un coeficiente de correlación negativo). Cuando  $\rho(x, y) = 0$ , las cantidades no están correlacionadas, es decir, son estadísticamente independientes. Por ejemplo, para una estrella dada, las luminosidades en diferentes bandas están completamente correlacionadas. Para un grupo de estrellas, sin embargo, la contribución de cada estrella debe ser considerada para calcular correctamente la covarianza. En general, en el caso de observables —como los colores integrados y las fluctuaciones de brillo superficial de poblaciones estelares— que son cocientes de luminosidades, la adopción *a priori* de  $\rho = 0$  sobreestimaré el error.

Cerviño et al. (2002) verificaron que su método funciona para propiedades integradas, como colores y anchos equivalentes de líneas de emisión, mediante la confrontación de sus resultados con, una vez más, aquéllos de simulaciones de Monte Carlo. González et al. (2004) aplicaron por primera vez el método de Cerviño et al. (2002) para derivar barras de error de magnitudes y colores de fluctuación; también corroboraron la validez del método en estos casos mediante simulaciones de Monte Carlo. En el caso de las magnitudes de fluctuación, mostramos a continuación las operaciones necesarias para calcular los errores.

Antes que nada, siguiendo a Buzzoni (1989) y Cerviño et al. (2002), nos fijamos en el error relativo, en el límite poissoniano, para cualquier cantidad sintética  $A$  que es la suma de contribuciones de estrellas (o poblaciones) individuales; es decir,  $A = \sum w_i a_i$ , donde  $a_i$  es la contribución de la  $i$ -ésima estrella (o clase estelar) y  $w_i = N_i/M_{tot}$  es el valor promedio del número de

estrellas de masa  $m_i$ , normalizado por la masa total del cúmulo  $M_{tot} = \sum m_i$  (supuesto una constante).  $w_i$  es tratada como una variable aleatoria, pero  $a_i$  es considerada como una cantidad fija; en este caso,

$$\sigma_A^2 = \sum a_i^2 \sigma_{w_i}^2. \quad (3.3)$$

Ahora bien,

$$\sigma_{w_i}^2 = \frac{N_i}{M_{tot}^2} = \frac{w_i}{M_{tot}}, \quad (3.4)$$

de manera que el error relativo es

$$\frac{\sigma_A}{A} = \frac{\left( \frac{1}{M_{tot}} \sum w_i a_i^2 \right)^{1/2}}{\sum w_i a_i}. \quad (3.5)$$

Nótese que la importancia de las fluctuaciones estocásticas en el número de estrellas contribuyentes disminuye al aumentar la masa total del cúmulo.

En su caso, las luminosidades de fluctuación constituyen un cociente:

$$\bar{l} = \frac{\sum w_i a_i^2}{\sum w_i a_i} \equiv \frac{u}{v}. \quad (3.6)$$

Por lo tanto,

$$\sigma_u^2 = \frac{1}{M_{tot}} \sum w_i a_i^4 \quad (3.7)$$

$$\sigma_v^2 = \frac{1}{M_{tot}} \sum w_i a_i^2 \quad (3.8)$$

$$\text{cov}(u, v)^7 = \frac{1}{M_{tot}} \sum w_i a_i^3, \quad (3.10)$$

---

<sup>7</sup>Es posible encontrar aproximadamente los coeficientes de correlación (desconocidos)  $\rho(a, b)$  de un cociente, suponiendo que éste tiene la forma  $u = a/b$ , mediante una comparación entre la ecuación 3.11 y la siguiente fórmula:

$$\frac{\sigma_u^2}{u^2} = \frac{\sigma_a^2}{a^2} + \frac{\sigma_b^2}{b^2} - 2 \frac{\text{cov}(a, b)}{ab}.$$

y

$$\frac{\sigma_{\bar{l}}^2}{\bar{l}^2} \simeq \frac{1}{M_{tot}} \frac{\sum w_i a_i^4}{(\sum w_i a_i^2)^2} + \frac{1}{M_{tot}} \frac{\sum w_i a_i^2}{(\sum w_i a_i)^2} - \frac{2}{M_{tot}} \frac{\sum w_i a_i^3}{\sum w_i a_i^2 \sum w_i a_i}; \quad (3.11)$$

el error relativo en magnitudes es:

$$1.0857 \times \left( \frac{\sigma_{\bar{l}}^2}{\bar{l}^2} \right)^{1/2} \text{ mag.} \quad (3.12)$$

Para poblaciones estelares mayores que unas pocas veces  $\times 10^5 M_{\odot}$ , estas barras de error analíticas y los errores de Monte Carlo son equivalentes, si bien es necesario tener en cuenta que los errores analíticos son  $1-\sigma$ , mientras que las simulaciones de Monte Carlo generan resultados dentro de  $3-\sigma$  del valor analítico “central”.<sup>8</sup>

Este procedimiento, que Cerviño & Valls-Gabaud (2003) desarrollaron teniendo en mente su aplicación a modelos, puede por supuesto ser aplicado también a datos observacionales. Cuando se trabaja con modelos, las ecuaciones se utilizan exactamente como hemos escrito aquí arriba; en ellas,  $w_i$  es el número de estrellas de masa  $m_i$  por unidad de masa y  $M$  es en cada caso la masa total de la población estelar. En cambio, cuando trabajamos con datos como los de los supercúmulos, sumamos estrellas individuales. Por lo tanto, suponemos que todas las  $w_i$ 's son iguales a la unidad. También, en el caso de los datos, es innecesario normalizar por  $M^{-1/2}$ , puesto que esta operación se concreta implícitamente al añadir las estrellas. Típicamente, los errores derivados de los datos —que son los que utilizamos aquí— son de dos a tres veces mayores que los predichos por los modelos.

---

(3.10)

<sup>8</sup>Para cúmulos con masas más bajas, fluctuaciones en el muestreo producen sesgos (es decir, desviaciones con respecto a los valores de los observables predichos teóricamente) y multimodalidad que dependen de la longitud de onda y de la fase evolutiva estelar, y que nuestro cálculo analítico de los errores estocásticos es incapaz de estimar (Santos & Frogel 1997; Cantiello et al. 2003; Cerviño & Valls-Gabaud 2003; Raimondo et al. 2003). La investigación de estos efectos no es tema del presente trabajo.

# Capítulo 4

## Datos $I$ y $V$

Las observaciones del mapeo DeNIS fueron realizadas entre 1995 y 2001, y en particular los datos de las Nubes de Magallanes fueron tomados entre 1995 y 1998. Cioni et al. (2000) publican un buen resumen del instrumento DeNIS, y el procedimiento de obtención y las características de los datos. El instrumento se encontraba montado en el foco Cassegrain del telescopio de 1-m del European Southern Observatory (ESO) en La Silla, Chile, y podía obtener con tres cámaras simultáneamente imágenes en las bandas  $I_g$ ,  $J$  y  $K_s$ . Las cámaras tenían, respectivamente, un CCD Tektronix con  $1024^2$  pixeles (cada pixel de  $1'' \times 1''$ ), y dos detectores infrarrojos NICMOS con  $256^2$  pixeles (cada pixel de  $3'' \times 3''$ , pero las exposiciones en  $J$  y  $K_s$  fueron *dithered* para lograr una pseudo-resolución de  $1''$ ). DeNIS barrió el cielo del sur en franjas de  $30^\circ$  en declinación y  $12'$  en ascensión recta. Cada franja comprende 180 imágenes de  $12' \times 12'$ , con un traslape de  $2'$  entre cada par. El tiempo de integración en la banda  $I$  es de 9 s; en  $J$  y  $K_s$  la integración es de 1 s, pero cada imagen está compuesta por 9 exposiciones individuales (separadas por un microbarrido), para un tiempo total de exposición también de 9 s.

La magnitud límite nominal a  $5\text{-}\sigma$  en la banda  $I$  es 18 mag, y el tamaño típico de una fuente puntual detectada es menor que  $2''$  FWHM. Sin embargo, para este proyecto particular nos preocupa la precisión fotométrica alcanzada en la banda  $I$  para fuentes extendidas. De aquéllos cúmulos para los cuales existe más de una exposición calibrada, encontramos que esta precisión es de  $\sim 0.1$  mag.

Recuperamos del archivo DeNIS las imágenes que contienen los cúmulos magallánicos de nuestra muestra. A estas imágenes ya se les había restado el sesgo (*bias*) y habían sido aplanadas (*flattened*). La muestra es la misma que se utilizó para derivar las fluctuaciones  $\bar{M}_{K_s}$ , con la excepción de siete cúmulos, presentados en la Tabla 4. No existen datos DeNIS calibrados para seis de ellos, mientras que el otro (NGC 1777) tiene dos estrellas brillantes en primer plano y no tenemos manera de saber si la medida del flujo en la banda  $V$  ha sido corregida por esta emisión. Los puntos cero instrumentales fueron obtenidos también del archivo DeNIS. A continuación, derivamos el flujo en la banda  $I$  para cada cúmulo, en un diafragma con la misma medida que el usado para la medida correspondiente en la banda  $V$ . Las magnitudes y diafragmas  $V$  fueron tomados de van den Bergh (1981), excepto para los cúmulos listados en la Tabla 4.<sup>1</sup> Vale la pena hacer notar que, puesto que no conocemos las coordenadas de los centros de las observaciones en  $V$ , el color ( $V-I$ ) que nosotros derivamos podría estar sesgado ligeramente hacia el rojo. La emisión del cielo para cada cúmulo fue determinada a partir de un anillo separado del diafragma fotométrico por un área intermedia (*buffer area*). Los tamaños de ambos anillos, el del cielo y el intermedio, fueron escogidos para cada cúmulo después de inspeccionar las imágenes visualmente, con el fin de excluir de la medición del cielo estrellas brillantes en primer plano y, aún más importante, luz residual del cúmulo.

Corregimos entonces los flujos  $V$  e  $I$  de los cúmulos individuales por los efectos de la extinción por polvo, como se indica en la Tabla 3.1, y los promediamos para obtener los colores ( $V-I$ ) para los supercúmulos. Tomamos puntos cero absolutos, para  $V$  de Bessell (1979), y para  $I$  de Fouqué et al. (2000). Presentamos los colores ( $V-I$ ) promedio y los valores de  $\bar{M}_{K_s}$  en la Tabla 4. Derivamos los errores en ( $V-I$ ) de la siguiente manera: calculamos la dispersión en las medidas del flujo  $I$  para aquellos cúmulos para los que hay disponibles imágenes múltiples; para cúmulos que solamente cuentan con una imagen adoptamos la dispersión promedio; el error en  $I$  para los supercúmulos fue encontrado añadiendo en cuadratura las dispersiones individuales; finalmente, asignamos al valor del flujo  $V$  la misma incertidumbre que la del flujo  $I$ , y calculamos el error en ( $V-I$ ) suponiendo un coeficiente

---

<sup>1</sup>En el caso de los dos cúmulos para los que sólo existen perfiles radiales en la banda  $F555W$  (Mackey & Gilmore 2003), derivamos magnitudes integradas en diafragmas de  $60''$ .

Cuadro 4.1: Cúmulos estelares con  $\bar{M}_{K_s}$  sin color ( $V - I$ )

Supercúmulo	Nombre	Motivo
I.....	L 51	Datos calibrados de DeNIS no disponibles
	SL 477	Datos calibrados de DeNIS no disponibles
	NGC 1951	Datos calibrados de DeNIS no disponibles
	NGC 1986	Datos calibrados de DeNIS no disponibles
III.....	NGC 1953	Datos calibrados de DeNIS no disponibles
V.....	NGC 1777	Dos estrellas brillantes en primer plano
	NGC 2193	Datos calibrados de DeNIS no disponibles

de correlación entre  $V$  e  $I$  de 0.5 [ver, por ejemplo, Cerviño et al. (2002); González et al. (2004) y el capítulo 3 de esta tesis]. Hacemos notar, sin embargo, que aunque nosotros encontramos una dispersión promedio en  $I$  de  $\sim 0.1$  mag para cúmulos individuales podría haber errores sistemáticos, como defectos de aplanamiento, que aumentarían este error ligeramente. De hecho, Paturel et al. (2003) asignan una incertidumbre promedio a sus medidas de magnitudes de galaxias de  $\sim 0.2$  mag en la banda  $I$ .

Cuadro 4.2: Fuentes de fotometría  $V$  distintas de van den Bergh (1981)

Supercúmulo	Nombre	Referencia
Pre-SWB ..	NGC 1727	Bica et al. (1996)
	NGC 1936 (IC 2127)	Bica et al. (1996)
	NGC 2014	Bica et al. (1996)
	NGC 2074	Bica et al. (1996)
	NGC 2001	Bica et al. (1996)
I.....	NGC 299	Alcaino (1978)
IV.....	SL 663	Mackey & Gilmore (2003) <sup>a</sup>
V.....	SL 363	Bernard & Bigay (1974); Bernard (1975); Bica et al. (1996)
	SL 556	Bica et al. (1996)
	SL 855	Mackey & Gilmore (2003) <sup>a</sup>
VI.....	SL 842	Bica et al. (1996)
	ESO 121-SC03	Mateo et al. (1986)
VII.....	NGC 1786	van den Bergh (1981) <b>and</b> Bica et al. (1996) <sup>b</sup>

<sup>a</sup>Obtuvimos magnitudes  $F555W$  mediante la integración de los perfiles de luminosidad publicados por Mackey & Gilmore (2003); éstas fueron transformadas a la banda  $V$  con las relaciones de Dolphin (2000) (sin los términos de transferencia de carga), suponiendo para los cúmulos los colores ( $B - V$ ) publicados en Elson & Fall (1985) que corresponden a sus tipos  $s$  (Elson & Fall 1988).

<sup>b</sup>van den Bergh (1981) lista  $V = 10,88$  y afirma que sólo fueron consideradas observaciones corregidas por la contribución de una estrella en primer plano, pero no proporciona un tamaño de diafragma. Bica et al. (1996) registra tanto una magnitud  $V = 10,88$  como un diafragma de  $60''$ .

Cuadro 4.3: Valores de  $\bar{M}_{K_s}$  y  $(V - I)$

Supercúmulo	$\bar{M}_{K_s}$	$(V - I)$
pre .....	$-7.70 \pm 0.40$	$0.34 \pm 0.14$
I.....	$-8.85 \pm 0.12$	$0.61 \pm 0.08$
II.....	$-7.84 \pm 0.28$	$0.48 \pm 0.10$
III.....	$-7.45 \pm 0.24$	$0.47 \pm 0.06$
IV.....	$-7.51 \pm 0.18$	$0.54 \pm 0.05$
V.....	$-6.69 \pm 0.20$	$0.78 \pm 0.11$
VI.....	$-6.21 \pm 0.24$	$1.02 \pm 0.07$
VII.....	$-4.92 \pm 0.38$	$1.06 \pm 0.13$

# Capítulo 5

## Predicciones de los modelos

Es central para este trabajo la comparación entre, por un lado, la fotometría óptica y las magnitudes de fluctuación en la banda  $K_s$ , observadas para supercúmulos de las NM y, por el otro, las propiedades de poblaciones estelares sintéticas de edad y metalicidad únicas, tal y como son predichas, respectivamente, por los modelos de síntesis de poblaciones estelares de Bruzual & Charlot (2003, BC03) y Mouhcine & Lançon (2003, ML03). Los modelos de BC03 abarcan de 0.1 Maño a 17 Gaño de edad, mientras que los de ML03 van de 12 Maño a 16 Gaño. Ambos conjuntos de modelos comprenden metalicidades iniciales de  $Z/Z_{\odot} = 1/50$  a  $Z/Z_{\odot} = 2.5$ . A continuación describimos brevemente los principales ingredientes de los modelos de síntesis de poblaciones estelares, si bien referimos a los artículos originales para la obtención de más detalles. Hacemos notar que han sido publicados otros conjuntos de predicciones teóricas para colores ópticos y FBS en el cercano IR. Sin embargo, en varios casos utilizan las isócronas de Bruzual & Charlot (2003) o alguna de sus versiones anteriores (Liu & Graham 2001; Mei et al. 2001). En otros casos, los modelos han sido calculados únicamente para poblaciones estelares viejas, es decir, no cubren el rango total de las edades ocupadas por los cúmulos estelares magallánicos (por ejemplo, Worthey 1993; Blakeslee et al. 2000; Cantiello et al. 2003).

## 5.1. Modelos de poblaciones estelares simples

Los modelos de síntesis de poblaciones estelares de ML03 fueron diseñados para reproducir las propiedades en el cercano IR de poblaciones estelares tanto resueltas como no resueltas, con un énfasis en las poblaciones estelares de edades intermedias ( $\sim 500$  Maño a  $\sim 4$  Gaño). La biblioteca de trazas evolutivas utilizada por ML03 está basada en los modelos de Bressan et al. (1993) y Fagotto et al. (1994 a,b,c). Nos referiremos a éstas como las trazas de Padua de aquí en adelante. Los conjuntos de trazas cubren algunas de las fases evolutivas estelares más importantes: de la secuencia principal hasta el final de la fase AGB temprana para las estrellas de masa baja e intermedia ( $M_{\text{inic}} < 8 M_{\odot}$ , y hasta la ignición de carbón en el núcleo para las estrellas masivas  $M_{\text{inic}} \geq 8 M_{\odot}$ ).

Las trazas de Padua no se extienden hasta el final de la fase AGB Térmicamente Pulsante (TP-AGB de aquí en adelante). Sin embargo, las altas luminosidades y bajas temperaturas efectivas de las estrellas que evolucionan a través de esta fase las colocan entre los objetos que más contribuyen a la luz integrada de los sistemas estelares en el cercano IR, durante los intervalos de edad en que dichas estrellas están vivas (por ejemplo, Frogel et al. 1990; Mouhcine & Lançon 2002). Por lo tanto, se requiere la extensión de las trazas de Padua a la fase TP-AGB. Hasta que esto suceda, la evolución de las estrellas de masa baja e intermedia a través de la fase evolutiva TP-AGB se sigue mediante el llamado modelaje sintético de evolución (*synthetic evolution modelling*. Por ejemplo, Iben & Truran 1978; Renzini & Voli 1981; ver también otro intento de incluir la fase TP-AGB en modelos de poblaciones estelares en Marigo et al. 2003.) La compleja interacción entre los diferentes procesos que afectan la evolución estelar durante esta fase es tomada en cuenta por los modelos de evolución sintética utilizados por ML03, como se resume a continuación. Se deja evolucionar las propiedades de las estrellas en la TP-AGB de acuerdo con prescripciones semianalíticas. Estas prescripciones toman en cuenta el efecto de la metalicidad sobre las propiedades instantáneas de las estrellas TP-AGB. La evolución de estas estrellas es detenida al final de la fase AGB, puesto que su contribución a la luz óptica y NIR es prácticamente despreciable una vez que dejan atrás esta fase. Los modelos predicen temperaturas efectivas, luminosidades bolométricas, y duraciones absolutas y relativas en la fase rica en carbono para las estrellas de la TP-AGB.

Los modelos BC03 que compararemos con las propiedades de los su-

percúmulos de las NM son aquéllos que estos autores llaman los *modelos de referencia estándar*. Estos modelos fueron construidos con isócronas basadas también en las trazas estelares evolutivas de Padua. Para llevar la evolución de las estrellas de masa baja e intermedia más allá de la AGB temprana, BC03 adoptan la temperatura efectiva, las luminosidades bolométricas y lapsos de vida de las estrellas TP-AGB de Vassiliadis & Wood (1993). Los lapsos de vida relativos de las estrellas TP-AGB en la fase rica en carbono fueron tomados de Groenewegen & de Jong (1993) y Groenewegen et al. (1995).

Para asignar distribuciones de energía espectral a las estrellas de una población sintética se necesita contar con bibliotecas estelares. Para las estrellas que evolucionan a través de fases distintas de la TP-AGB, ML03 han usado las atmósferas teóricas de Kurucz (ver Kurucz, 1979), Fluks et al. (1994) y Bessell et al. (1989, 1991), en la versión recopilada y calibrada por Lejeune et al. (1997, 1998). BC03 también utilizan las compilaciones de atmósferas de Lejeune et al., en la versión corregida por Westera et al. (2001, 2002). Estas bibliotecas no incluyen espectros de estrellas TP-AGB. Las propiedades espectrofotométricas de las estrellas TP-AGB son diferentes de las de otras estrellas luminosas y frías. Sus atmósferas extendidas y frías producen la formación de bandas de absorción espectrales específicas y profundas en el cercano infrarrojo, por ejemplo de  $H_2O$  y  $C_2$ . Por otra parte, las propiedades fotométricas de las estrellas TP-AGB ricas en carbono y ricas en oxígeno son diferentes entre sí; por ejemplo, a un color ( $J - H$ ) dado, las estrellas de carbono muestran colores ( $H - K$ ) más rojos que los de las estrellas ricas en oxígeno.

Para tomar en cuenta las propiedades de las estrellas TP-AGB, ML03 han usado la librería empírica de Lançon & Mouhcine (2002), de espectros promedio de estrellas TP-AGB ricas, respectivamente, en carbono y en oxígeno. Los espectros empíricos promedio de estrellas de carbono de Lançon & Mouhcine (2002) son utilizados para todas las metalicidades. Es extremadamente difícil, sin embargo, estimar la temperatura efectiva y la metalicidad de las estrellas TP-AGB ricas en oxígeno; en lugar de intentar hacerlo, ML03 emplean una escala de temperaturas efectivas que depende de la metalicidad (Bessell et al. 1991). Con el fin de incluir las propiedades espectrales de las estrellas TP-AGB ricas en carbono, BC03 han construido espectros promediados sobre períodos (las estrellas TP-AGB son variables periódicas) a partir de los modelos de atmósferas con metalicidad solar para estrellas de carbono de Höfner et al. (2000). BC03 utilizan estos espectros para representar estrellas de carbono de todas las metalicidades en sus modelos. Con propósitos de ilus-

tración, mostramos en las Figuras 5.1 y 5.2, respectivamente, espectros de estrellas variables de período largo ricas en oxígeno (envolventes, producto de la intensa pérdida de masa, con  $[C]/[O] < 1$ ) y ricas en carbono (envolventes caracterizadas por  $[C]/[O] > 1$ ), tomados de Lançon & Mouhcine (2002). Las envolventes de estas últimas resultan enriquecidas con carbono que ha sido sintetizado en el núcleo, como consecuencia de dragado por convección durante los pulsos térmicos. El enriquecimiento con carbono ocurre solamente en estrellas entre  $\sim 1.5$  y  $\sim 5$  masas solares. A masas más bajas, no se produce el dragado; a masas mayores, el carbono recién dragado es quemado en la base de la envolvente convectiva, lo que evita que la envolvente sea enriquecida con carbono (Marengo & Canil 1996).

Construimos magnitudes de fluctuación en la banda  $K_s$  con los modelos. Como con los datos del 2MASS utilizados por González et al. (2004) y en esta tesis, el segundo momento de la función de luminosidad es calculado mediante la suma de  $l_{K_s}^2$  sobre todos los tipos estelares  $i$  en los modelos. A diferencia de los datos, la luminosidad integrada aquí sí es obtenida mediante la suma de  $l_{K_s}$  sobre todo los tipos estelares  $i$ . De la misma forma, construimos los flujos integrados  $V$  e  $I$  mediante la suma de las luminosidades  $V$  e  $I$ , respectivamente, de todas las estrellas en las isócronas.

## 5.2. Comparación entre los modelos

Para ampliar el contexto de este trabajo, presentamos primero en la Fig. 5.3 la evolución de las magnitudes de fluctuación  $K_s$  con la edad de los modelos de BC03 con  $Z = 0.0004, 0.004, 0.008$  y  $0.05$ . Para los mismos modelos y metalicidades, la Fig. 5.4 ilustra la evolución, también con la edad, de los colores de fluctuación en el cercano infrarrojo. La evolución de magnitudes y colores de fluctuación ha sido discutida en detalle en González et al. (2004).

En cuanto a las fluctuaciones, en poblaciones jóvenes aumentan primeramente su brillo al surgir las supergigantes, e igualmente decrecen en intensidad al morir éstas. En poblaciones de edad intermedia, las fluctuaciones son impulsadas por la AGB, y finalmente en poblaciones viejas, por la RGB. En poblaciones de edad intermedia y viejas, el brillo de fluctuación decrece continuamente porque, primeramente, en la AGB existe una relación entre la masa del núcleo y la luminosidad. Posteriormente, en las poblaciones viejas,

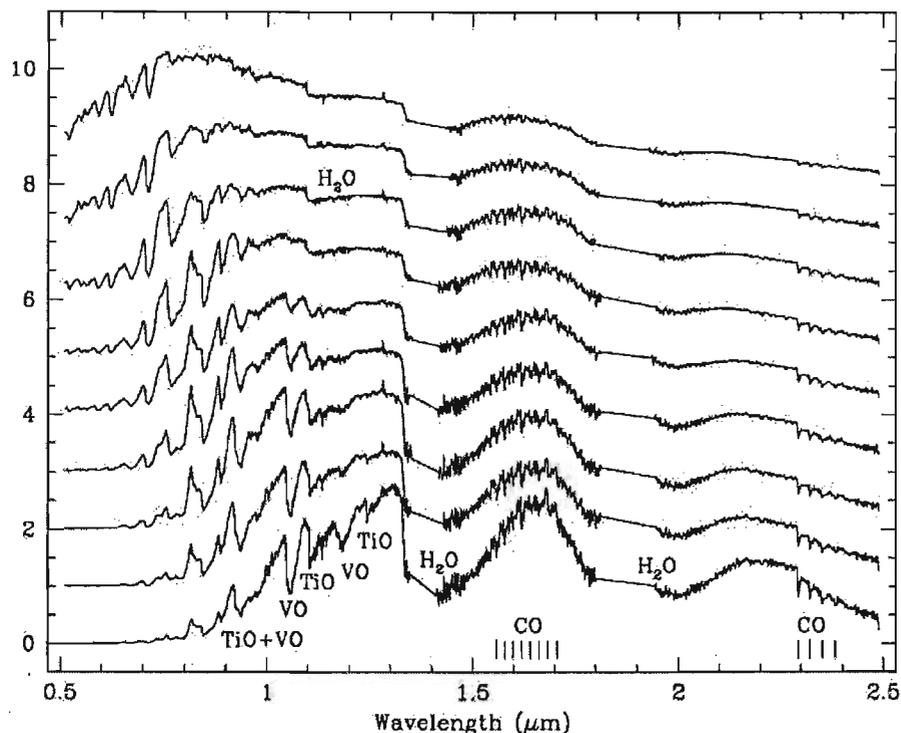


Figura 5.1: Secuencia de espectros de variables de período largo ricas en oxígeno; los espectros han sido ordenados de acuerdo con su color ( $I-K$ ). Se utilizan unidades de flujo lineales ( $F_\lambda$ ). Los espectros han sido normalizados a un flujo integrado común, y cada uno ha sido desplazado una unidad con respecto al inmediato inferior. Se usó segmentos rectos para interpolar a través de las regiones donde la absorción telúrica es demasiado fuerte y no permite una corrección satisfactoria. (Lançon & Mouhcine 2002).

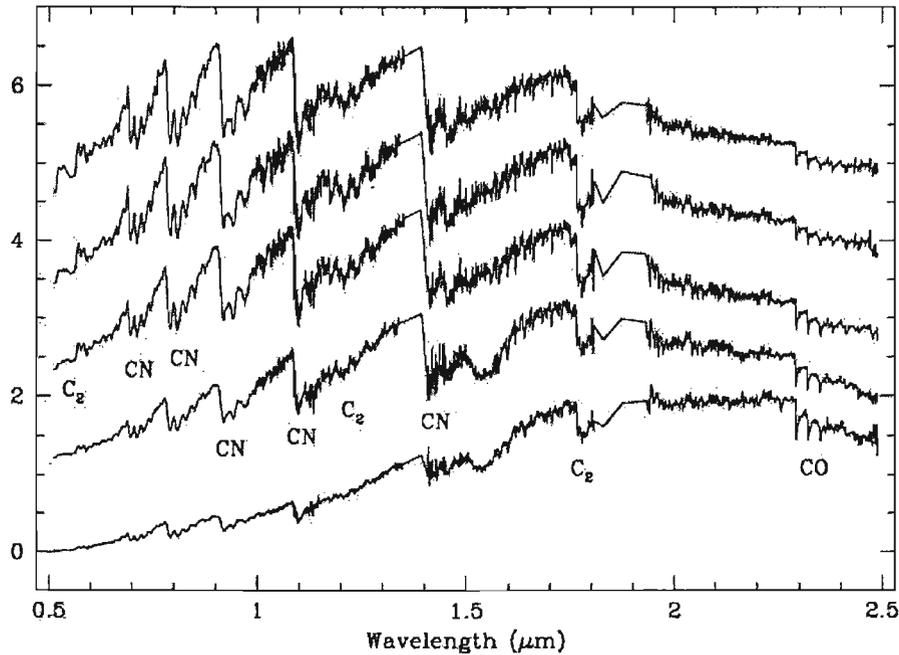


Figura 5.2: Una secuencia de temperatura de espectros de estrellas de carbono. Se usan unidades de flujo lineales ( $F_\lambda$ , tras normalizarlas a un flujo total común, con desplazamientos de 1.1 unidades). En las regiones que han sido afectadas por absorción telúrica de manera irremediable, entre 1.35 y 1.9  $\mu\text{m}$ , se dibujó segmentos a mano que siguen aproximadamente el contorno teórico de las bandas moleculares. Se desconoce con certeza el compuesto responsable de la banda molecular alrededor de 1.55  $\mu\text{m}$ . (Lançon & Mouhcine 2002).

estrellas con cada vez menor masa de salida de la secuencia principal evolucionan más y más lentamente; consecuentemente, suben más despacio la RGB, pasan más tiempo a luminosidades más bajas y la luminosidad promedio de la RGB baja también.

Por lo que respecta a la dependencia de las fluctuaciones con la metalicidad, después de  $10^7$  años modelos de la misma edad con metalicidades más altas son más rojos debido a una mayor opacidad, la cual causa que las atmósferas estelares se expandan y enfríen. Para estrellas con  $T_{eff} \approx 3000 - 6000$  ° K, la principal fuente de opacidad son los iones de  $H^-$ , para los cuales los metales con bajo potencial de ionización son los principales donadores de electrones; además, la opacidad debida a líneas y bandas moleculares (dependiendo de la temperatura estelar) también aumenta con la metalicidad. Estas atmósferas más rojas y frías son asimismo más brillantes en el infrarrojo. La sensibilidad a la metalicidad aumenta con la longitud de onda.

Los colores de fluctuación tienden a enrojecerse con la edad, al surgir primeramente las supergigantes rojas y, posteriormente, la AGB y la RGB. Sin embargo, después de  $\sim 1$  Gaño, el comportamiento para las diferentes metalicidades es el resultado de varios rasgos de la morfología de la RGB: (1) para una edad dada, la temperatura de la RGB es menor a mayor metalicidad; (2) para una metalicidad dada, la temperatura de la RGB es menor a mayor edad; (3) la diferencia de temperatura con la edad depende de la metalicidad y en general aumenta con  $Z$ ; (4) la RGB es inclinada, en el sentido de que estrellas más luminosas son más frías que estrellas más débiles, y la diferencia de temperatura aumenta con la metalicidad. La mayoría de estas características se debe a la opacidad, y su interacción con la menor luminosidad promedio de la RGB con la edad determina la evolución del color de fluctuación como función del tiempo y de la metalicidad.

Volviendo al tema central de esta tesis, la Fig. 5.5 compara la evolución de las propiedades de poblaciones estelares simples (producto de un brote de formación estelar instantáneo y con metalicidad uniforme) en el diagrama de  $\bar{M}_{K_s}$  vs.  $(V - I)$ , de acuerdo con las predicciones, respectivamente, de BC03 y ML03, y para todas las metalicidades consideradas. La figura muestra que ambos conjuntos de modelos predicen una evolución cualitativamente similar sobre el intervalo de edad que les es común; a saber, las magnitudes de fluctuación en la banda  $K_s$  se vuelven más débiles a la par que el color  $(V - I)$  se enrojece. Según ambos conjuntos de predicciones sintéticas, el color  $(V - I)$  aumenta gradualmente hacia valores más rojos al mismo tiempo que las poblaciones estelares envejecen. Por otro lado, los modelos tanto de

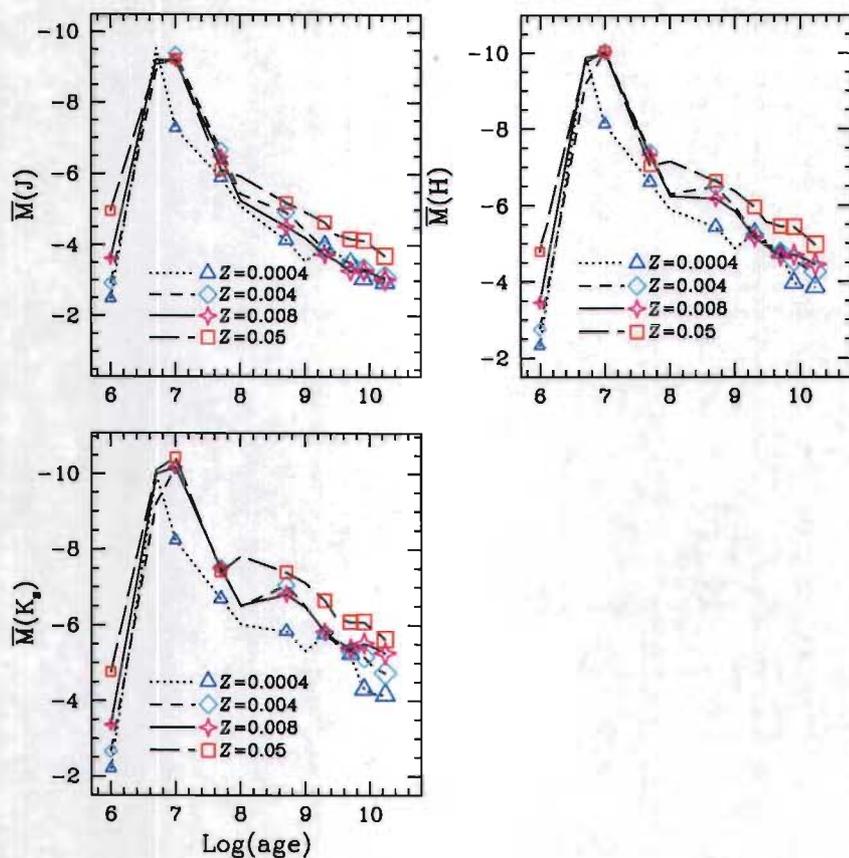


Figura 5.3: FBS sintéticas en la banda  $J$  (arriba, izquierda),  $H$  (arriba, derecha) y  $K_s$  (abajo, izquierda) versus el logaritmo la edad. Isócronas de BC03. Modelos de la misma metalicidad tienen el mismo símbolo, y símbolos más grandes indican mayor edad. Graficamos fluctuaciones sintéticas para  $Z = 0.0004, 0.004, 0.008,$  and  $0.05$ . La sensibilidad a la metalicidad aumenta con la longitud de onda.

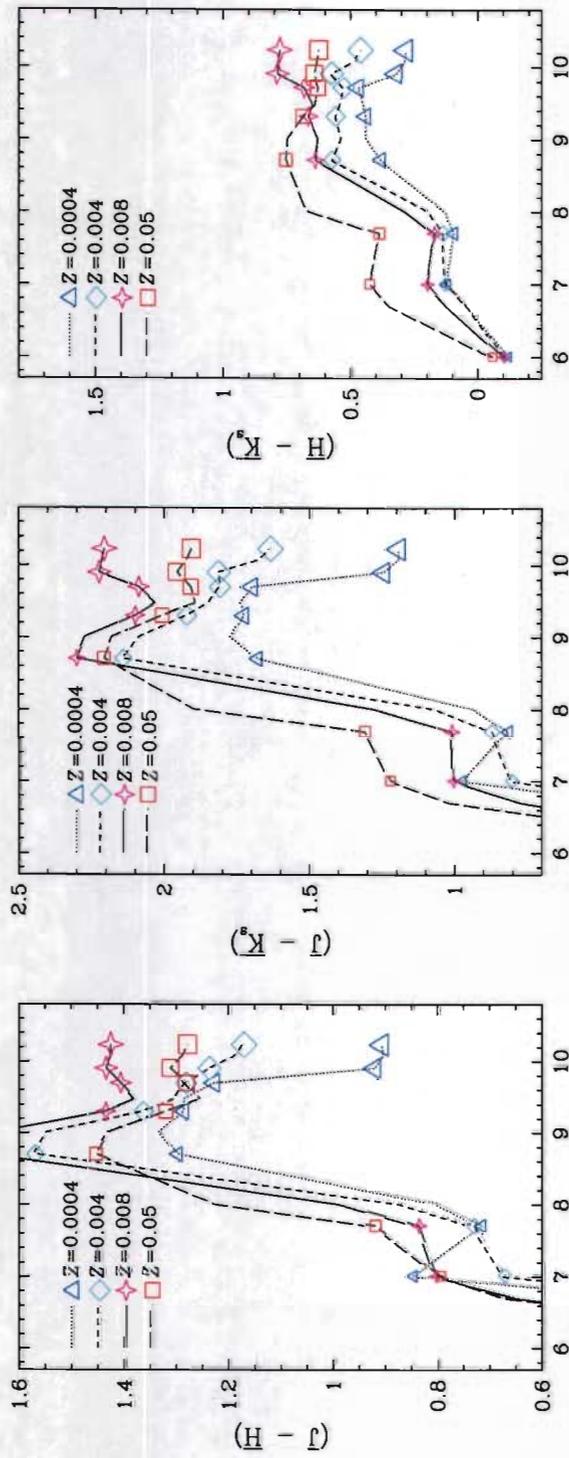


Figura 5.4: Evolución de colores de fluctuación sintéticos versus el logaritmo de la edad. Isócronas de BC03. Izquierda:  $(J - \bar{H})$ ; en medio:  $(\bar{J} - \bar{K}_s)$ ; derecha:  $(\bar{H} - \bar{K}_s)$ . Símbolos como en la Fig. 5.3

BC03 como de ML03 predicen que, a una edad fija, los colores ( $V - I$ ) de las poblaciones simples son más rojos a mayor metalicidad. Esto es porque, a una masa estelar inicial fija, metalicidades más bajas causan que las estrellas evolucionen a luminosidades y temperaturas efectivas más altas.<sup>1</sup> En vista de la evolución suave y monotónica del color ( $V - I$ ) después de unos cientos de millones de años, y dada su poca sensibilidad (en comparación con las longitudes de onda del cercano IR) a la presencia de estrellas muy frías y luminosas, este índice de color puede ser considerado como un indicador primario de edad a metalicidad fija para poblaciones de edad intermedia y viejas.

Para las poblaciones estelares dominadas por estrellas supergigantes rojas (esto es, poblaciones más jóvenes que unas pocas veces  $\times 10$  Maño), la magnitud de fluctuación en la banda  $K_s$  decrece drásticamente con la edad; por otro lado, ( $V - I$ ) cambia solamente por un factor modesto y permanece alrededor de  $\sim +0.3$  mag. Esta tendencia se debe a la combinación de dos hechos: (1) las masas, y por lo tanto las luminosidades, de las estrellas supergigantes rojas que regulan la señal de las fluctuaciones cambian significativamente, mientras que (2) la masa combinada de las estrellas de secuencia principal que determinan las propiedades ópticas integradas se mantiene casi constante.

Cuando las supergigantes rojas desaparecen de una población estelar, las estrellas de la AGB controlan la evolución de las propiedades en el cercano IR hasta la edad de 1.5–2 Gaño. Para poblaciones dominadas por estrellas de AGB masivas y —en consecuencia— de vida corta (es decir, poblaciones más jóvenes que  $\sim 200$  Maño), la evolución predicha por los modelos en el diagrama  $\bar{M}_{K_s}$  vs. ( $V - I$ ) es compleja. Una vez que las primeras estrellas de la AGB (estrellas de masa intermedia) surgen en la población, se anticipa un abrillantamiento de  $\bar{M}_{K_s}$ , a un color ( $V - I$ ) casi fijo. Esto es debido a la sobreluminosidad producida por la combustión de la envoltura que afecta a las estrellas de AGB con masas iniciales grandes, es decir,  $M_{\text{init}} \gtrsim 3.5$  a  $4 M_{\odot}$  [ver, por ejemplo, Mouhcine & Lançon (2002); Marigo (2001) para más detalles sobre los efectos de la combustión de la envoltura sobre

---

<sup>1</sup>La opacidad es directamente proporcional a la metalicidad; como la reducción de la opacidad a bajas metalicidades aumenta el flujo radiativo, la luminosidad es inversamente proporcional a la opacidad promedio. Las estrellas de baja metalicidad son mucho más luminosas a una masa dada y tienen vidas proporcionalmente más cortas (Clayton 1983).

las propiedades de las poblaciones estelares de edad intermedia]. Se espera que las contrapartes observacionales de poblaciones estelares simples en este rango de edades se agrupen en el mismo lugar en el diagrama  $\bar{M}_{K_s}$  vs.  $(V - I)$ , en la región alrededor de  $(V - I) \sim 0,4$  y  $\bar{M}_{K_s} \sim -7.5$ . Durante este intervalo de edades, los modelos no tienen la habilidad de asignar edades o metalicidades de manera precisa.

Para las poblaciones estelares más viejas que  $\sim 300$  Maño, en las cuales las estrellas de la AGB no están afectadas por la combustión de la envoltura, ambos conjuntos de modelos predicen un debilitamiento monotónico de las magnitudes de fluctuación  $K_s$ , mientras que el color  $(V - I)$  se enrojece. Este patrón evolutivo continúa para las poblaciones más viejas, es decir, mayores que 2–3 Gaño, cuando las estrellas de la RGB controlan sus propiedades en el cercano IR. Esto se debe a la evolución en el contenido de estrellas gigantes de tipo tardío. Al envejecer una población estelar, la masa de las estrellas que regulan la evolución de sus propiedades en el cercano IR (es decir, estrellas AGB para edades menores que  $\sim 1.5$  Gaño, y estrellas en la RGB para edades mayores) decrece. Consecuentemente, a metalicidad fija, la luminosidad promedio de estas estrellas decrece con la edad. Por el contrario, a edad fija, las magnitudes  $\bar{M}_{K_s}$  son más brillantes y el color  $(V - I)$  se enrojece al aumentar la metalicidad. Luego entonces, los dos conjuntos de modelos BC03 y ML03 predicen que, al aumentar la metalicidad, poblaciones de la misma edad se mueven hacia arriba y a la derecha en el diagrama de  $\bar{M}_{K_s}$  vs.  $(V - I)$ .

No obstante el acuerdo cualitativo entre las predicciones teóricas de BC03 y ML03, también son aparentes algunas diferencias entre ambos conjuntos de modelos. A una metalicidad estelar dada, para modelos con  $Z = 0.0004$ ,  $Z = 0.008$  y  $Z = 0.02$ , y entre las edades de  $\sim 0.5$  y 4 Gaño (cuando el flujo en el cercano infrarrojo es dominado por la AGB), la traza evolutiva en el diagrama  $\bar{M}_{K_s}$  vs.  $(V - I)$  predicha por los modelos de ML03 es sistemáticamente más roja que la derivada de los modelos de BC03. Observacionalmente, esto significa que para un color  $(V - I)$  dado, los modelos basados en las isócronas de BC03 atribuirán una metalicidad más alta a un cúmulo estelar con una cierta magnitud  $\bar{M}_{K_s}$ . La magnitud de fluctuación  $K_s$  en los modelos basados en las isócronas de ML03 es más sensible a la presencia de estrellas AGB. Esto se debe al hecho de que los lapsos de vida utilizados en los modelos de síntesis de población estelar de ML03 son más largos, con lo cual se incrementa la contribución de dichas estrellas a la luz emitida en la banda  $K_s$ .

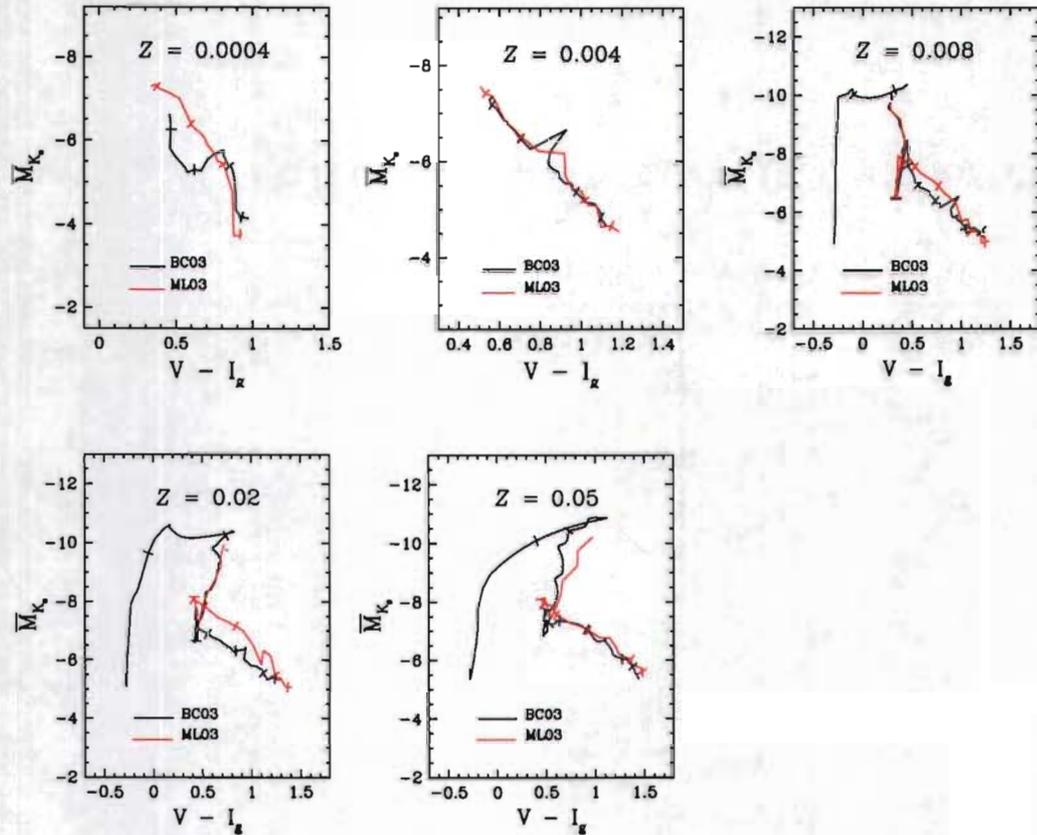


Figura 5.5: Comparación de modelos de  $\bar{M}_{K_s}$  versus  $(V - I_g)$  color para  $Z = 0.0004$  (arriba, izquierda),  $Z = 0.004$  (arriba, en medio),  $Z = 0.008$  (arriba, derecha),  $Z = 0.02$  (abajo, izquierda) y  $Z = 0.05$  (abajo, en medio). Líneas sólidas: Bruzual & Charlot (2003, BC03); líneas punteadas: Mouhcine & Lançon (2003, ML03). Con el fin de que la figura sea más clara, y puesto que los cúmulos más jóvenes que 1 Gaño tienen todas metalicidades mayores, para  $Z = 0.0004$  y  $Z = 0.004$ , la evolución de los modelos se muestra solamente entre 320 Maño y 17 Gaño (16 Gaño para los de ML03). En los paneles restantes, los modelos de BC03 y ML03 comienzan, respectivamente, a 2.4 Maño y 12.0 Maño. Las marcas a lo largo de las líneas indican 5 y 10 Maño (solamente para los modelos de BC03 con  $Z \gtrsim 0.008$ ), 100 y 200 Maño (para los modelos de BC03 y ML03 con  $Z \gtrsim 0.008$ ), 0.4, 1, 4, y 12 Gaño (todos los modelos).

# Capítulo 6

## Modelos versus observaciones

Con el propósito de ilustrar la relación entre cúmulos estelares resueltos y sus propiedades integradas, comenzamos este capítulo mostrando en las Fig. 6.1 y 6.2 los diagramas color–magnitud de los supercúmulos de las NM, pero ahora con la superposición de isócronas de, respectivamente, BC03 y ML03. Las edades y metalicidades de las isócronas son las mismas adoptadas para los supercúmulos y listadas en la Tabla 3.1. En ambas figuras, vemos que las isócronas constituyen un ajuste aceptable para los cúmulos tipos III–VII. Sin embargo, la correspondencia es francamente mala para los tres supercúmulos más jóvenes (los modelos de ML03 no llegan a edades tan tempranas como la del supercúmulo Pre-SWB; la isócrona de BC03 cae fuera de los límites de la figura). Esto probablemente indica tanto que es necesario explorar con más cuidado las propiedades de los cúmulos individuales con los que armamos los supercúmulos más jóvenes, como que es más difícil modelar las fases rápidas de la evolución estelar.

Volviendo al tema central de esta tesis, mostramos en las figuras 6.3 y 6.4 la comparación de  $\bar{M}_{K_s}$  versus el color ( $V - I_g$ ) de los supercúmulos magallánicos con ambos conjuntos de modelos. Presentamos los modelos BC03 en los paneles izquierdos, y mostramos los ML03 en las columnas derechas. La Fig. 6.3 ostenta los modelos con  $Z = 0.0004$ ,  $Z = 0.004$ , y  $Z = 0.008$ . Aunque los modelos tienen todos  $Z \lesssim 0.01$ , la Fig. 6.4 ilustra la evolución de los modelos con metalicidad solar y  $Z = 0.05$ ; los modelos con  $Z = 0.008$  son mostrados nuevamente en la Fig. 6.4, con el propósito de facilitar la com-

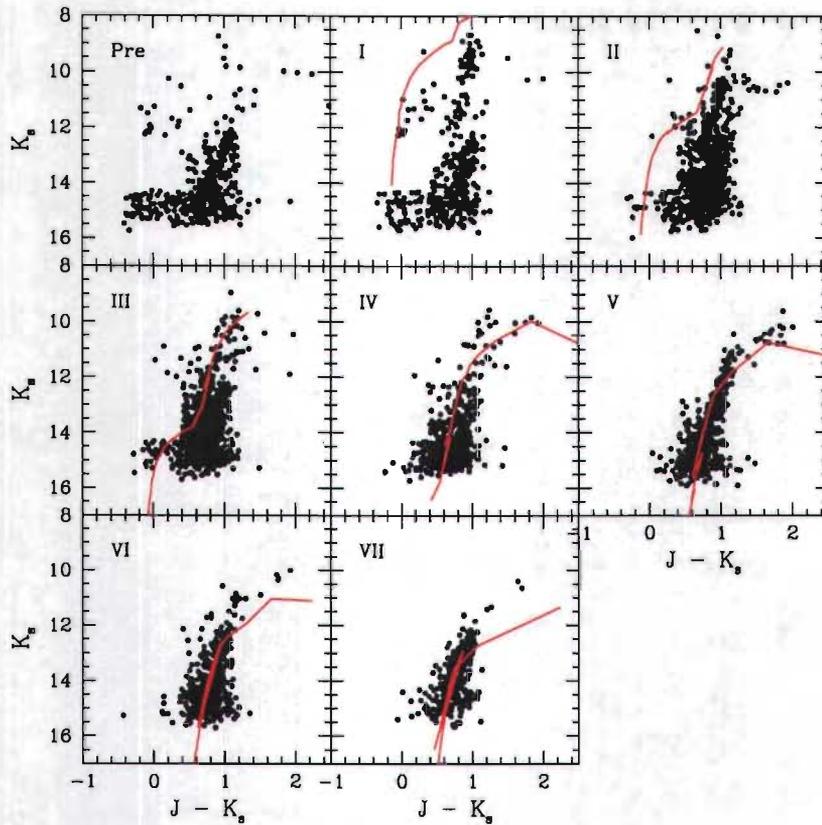


Figura 6.1: Diagramas de color–magnitud presentados en la Fig. 3.2. Aparecen sobrepuestas en rojo isócronas de BC03, con edades y metalicidades para los supercúmulos listados en la Tabla 3.1.

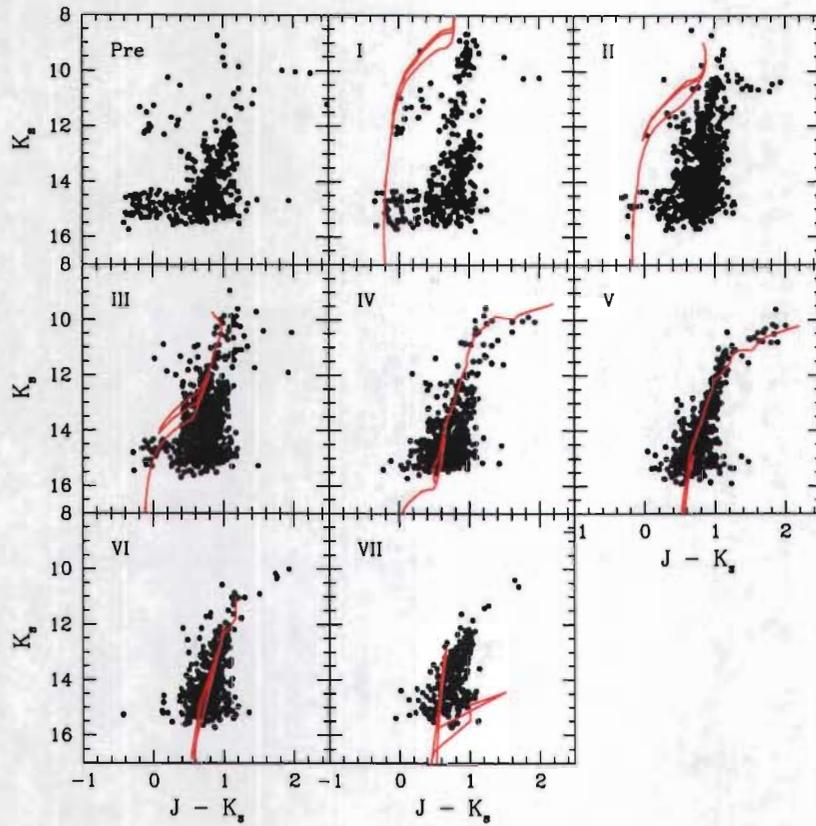


Figura 6.2: Diagramas de color–magnitud presentados en la Fig. 3.2. Aparecen sobrepuestas en rojo isócronas de ML03, con edades y metalicidades para los supercúmulos listados en la Tabla 3.1.

paración. Los puntos sólidos representan los supercúmulos, y el rectángulo marca la localización de la muestra de galaxias de Liu et al. (2002). Los colores  $(V - I_c)$  observados para las galaxias y reportados por estos autores fueron transformados a  $(V - I_g)$ , suponiendo que las metalicidades promedio de las estrellas en la muestra de galaxias se encuentran en el rango  $0.008 < Z < 0.05$ , a través de la siguiente ecuación, que fue calculada mediante los modelos BC03:

$$(V - I_g) = 1.063(V - I_c) - 0.022. \quad (6.1)$$

Enfocándonos primeramente en los datos y en la Fig. 6.3, notamos que los colores  $(V - I)$  de los supercúmulos más jóvenes Pre-SWB y SWB I, respectivamente 0.34 y 0.61, son significativamente más rojos que los predichos por los modelos con  $Z = 0.008$ , que son los más cercanos a su metalicidad de  $Z = 0.01$  (Cohen 1982). Dadas sus edades, sin embargo, esto no es sorprendente; Charlot & Fall (2000) ofrecen la regla de que poblaciones más jóvenes que  $\sim 10^7$  años sufren aproximadamente tres veces más enrojecimiento que a edades más tardías. Concordantemente, por ejemplo, Grebel & Chu (2000) han medido un exceso de color total (incluyendo extinción en primer plano) de  $E(B - V) = 0.28 \pm 0.05$  para Hodge 301, un cúmulo relativamente viejo (ver nota de pie de página 1) en 30 Dor para quien estos autores también han derivado una edad de 20–25 Maño. Esta es la edad promedio de los cúmulos estelares que componen el supercúmulo tipo I, si uno adopta la calibración entre parámetro  $s$  y edad de Elson & Fall (1985). De manera interesante, si desenrojecemos el supercúmulo SWB I 0.20 mag adicionales en  $E(B - V)$ , o la diferencia entre la medida de Grebel & Chu (2000) y el promedio de 0.08 mag que adoptamos para la LMC (Schlegel et al. 1998), el punto correspondiente cae exactamente sobre los modelos con  $Z = 0.008$ .

Seguimos un procedimiento similar para el supercúmulo Pre-SWB. Tanto Parker (1993) como Dickel et al. (1994) han medido un enrojecimiento promedio de  $E(B - V) \sim 0.43$  hacia la totalidad de la región de 30 Dor, mientras que Selman et al. (1999) han determinado un enrojecimiento con una dependencia radial en la dirección de R136<sup>1</sup> que alcanza  $E(B - V) \gtrsim 0.5$  en el centro del cúmulo y declina a  $E(B - V) \sim 0.3$  a  $r = 1'$ . Al desenro-

---

<sup>1</sup>El cúmulo más brillante de 30 Dor. Es la más rica asociación OB resuelta [con el *HST*; e.g., Campbell et al. (1992)]; contiene docenas de estrellas O y Wolf-Rayet con masas mayores que  $50 M_\odot$  y sólo 2 Maño de edad.

jecer el supercúmulo más joven Pre-SWB por  $E(B - V) = 0.35$  por encima del promedio de la LMC, el punto correspondiente cae justamente donde los modelos de BC03 predicen que una población más joven que 5 Maño debería estar en las Figuras 6.3 y 6.4. No hacemos ninguna corrección por extinción para el resto de los datos de los supercúmulos magallánicos.

La evolución predicha por los modelos de las magnitudes de fluctuación en la banda  $K_s$  como función del color ( $V - I$ ) concuerda de manera notablemente buena con la secuencia observada definida por los supercúmulos de las NM. Los lugares donde se observan los supercúmulos con clases SWB II, III y IV<sup>2</sup> coincide con la localización predicha por los modelos de poblaciones estelares con edades entre unas cuantas veces  $\times \sim 10$  Maño y  $\sim 300$  Maño, en la region ubicada a  $(V - I) \sim 0.4$  y  $\bar{M}_{K_s} \sim -7.5$  mag. Para poblaciones estelares más viejas, el anticipado debilitamiento monotónico de las magnitudes de fluctuación en la banda  $K_s$ , al mismo tiempo que se enrojece el color ( $V - I$ ), está de acuerdo con las propiedades observadas de los supercúmulos magallánicos de edad intermedia y viejos.<sup>3</sup> Sin embargo, es imposible dejar de notar que los modelos no casan bien con los supercúmulos más viejos que  $\sim 3$  Gaño (es decir, con tipos SWB VI y VII). Dadas sus edades y metalicidades respectivas,<sup>4</sup> el supercúmulo de clase VI aparece sobre todo como más brillante en  $\bar{M}_{K_s}$ , mientras que el clase VII se ve principalmente más rojo en  $(V - I)$  que las predicciones de los modelos. Aprovechamos aquí para recordar a los lectores que los colores  $(V - I)$  que hemos medido podrían estar ligeramente sesgados hacia el rojo como consecuencia de nuestro desconocimiento de las coordenadas exactas utilizadas para la adquisición de los datos en la banda  $V$  (ver el capítulo 4). Pero de hecho, también los colores de fluctuación infrarrojos son más rojos que las predicciones de ambos conjuntos de modelos (González et al. 2004; ?). Hemos analizado esta discrepancia entre las propiedades predichas y observadas de los supercúmulos magallánicos viejos en ?); en vista de lo que consideramos la buena comprensión actual de la física de las estrellas en la RGB (al nivel que importa para los modelos de síntesis de población estelar), hemos concluido que el desacuerdo

---

<sup>2</sup>Estos supercúmulos tienen edades, respectivamente, de 35, 105, y 320 Maño, si se utiliza la transformación entre clase y edad de Frogel et al. (1990)

<sup>3</sup>Los tipos SWB V, VI y VII corresponden a edades de aproximadamente 1 Gaño, 3 Gaño y 9 Gaño, aproximadamente.

<sup>4</sup>Para estas clases SWB,  $0.002 \lesssim Z \lesssim 0.0008$  (Frogel et al. 1990)

se debe más probablemente a razones observacionales. Contaminación por fuentes en primer plano; fotometría mal determinada de estrellas en las regiones centrales —que son las más apiñadas— o sobrecorrección al eliminar la fotometría de estas mismas estrellas podrían todas ser causas de la falta de acuerdo. Sería por lo tanto deseable reobservar en el cercano IR los cúmulos estelares de las NM de clase SWB VI y VII, con mejor resolución espacial y estabilidad del cielo, con el fin de determinar con certeza si el origen de la discrepancia se encuentra en los modelos o en los datos.

Como ya lo habíamos adelantado en la Introducción, resalta inmediatamente en las Figuras 6.3 y 6.4 que los supercúmulos magallánicos han incrementado grandemente el volumen en  $\bar{M}_{K_s}$  versus  $(V - I)$  que ahora podemos explorar. Hemos graficado en ambos paneles de la Fig. 6.4 el ajuste lineal encontrado por Liu et al. (2002) para sus datos de galaxias elípticas y bulbos de espirales, después de transformar  $(V - I_c)$  a  $(V - I_g)$  mediante la eq. 6.1. Resulta notable que, con la excepción del extremadamente joven supercúmulo Pre-SWB, y posiblemente del viejo y pobre en metales supercúmulo VII (para el cual la estimación de  $\bar{M}_{K_s}$  podría sufrir de errores sistemáticos), los supercúmulos restantes yacen a lo largo de la correlación encontrada por Liu et al. (2002). Al mismo tiempo, los supercúmulos de las NM parecen tener una magnitud  $\bar{M}_{K_s}$  sistemáticamente más débil, a un color  $(V - I)$  dado, que la predicción que se desprende del ajuste lineal de Liu et al. a la muestra de galaxias de tipo temprano. El desplazamiento observado entre ajuste y supercúmulos puede ser explicado, de acuerdo con los modelos tanto de BC03 como de ML03, como un efecto de la metalicidad. La metalicidad de los supercúmulos magallánicos es aproximadamente (con la única excepción del supercúmulo clase VI) la mitad de la  $Z$  de la muestra de galaxias elípticas y bulbos de galaxias espirales. Para un color  $(V - I)$  dado, las poblaciones estelares simples de baja metalicidad son en promedio más viejas que aquéllas con metalicidad alta, y tienen magnitudes absolutas  $\bar{M}_{K_s}$  más débiles como consecuencia tanto de sus metalicidades más bajas como de sus edades más avanzadas.

En este punto, referimos a los lectores al artículo de González et al. (2004) para una discusión detallada de las razones para el declive monotónico con la edad del brillo de fluctuación en la banda  $K_s$  mostrado por las poblaciones de edad intermedia y vieja. Al compararlo con ambos conjuntos de modelos, el resultado aquí obtenido para los supercúmulos magallánicos apoya la interpretación ofrecida por Liu et al. (2002), en el sentido de que su muestra de galaxias constituye una secuencia. A saber, que objetos con FBS más bri-

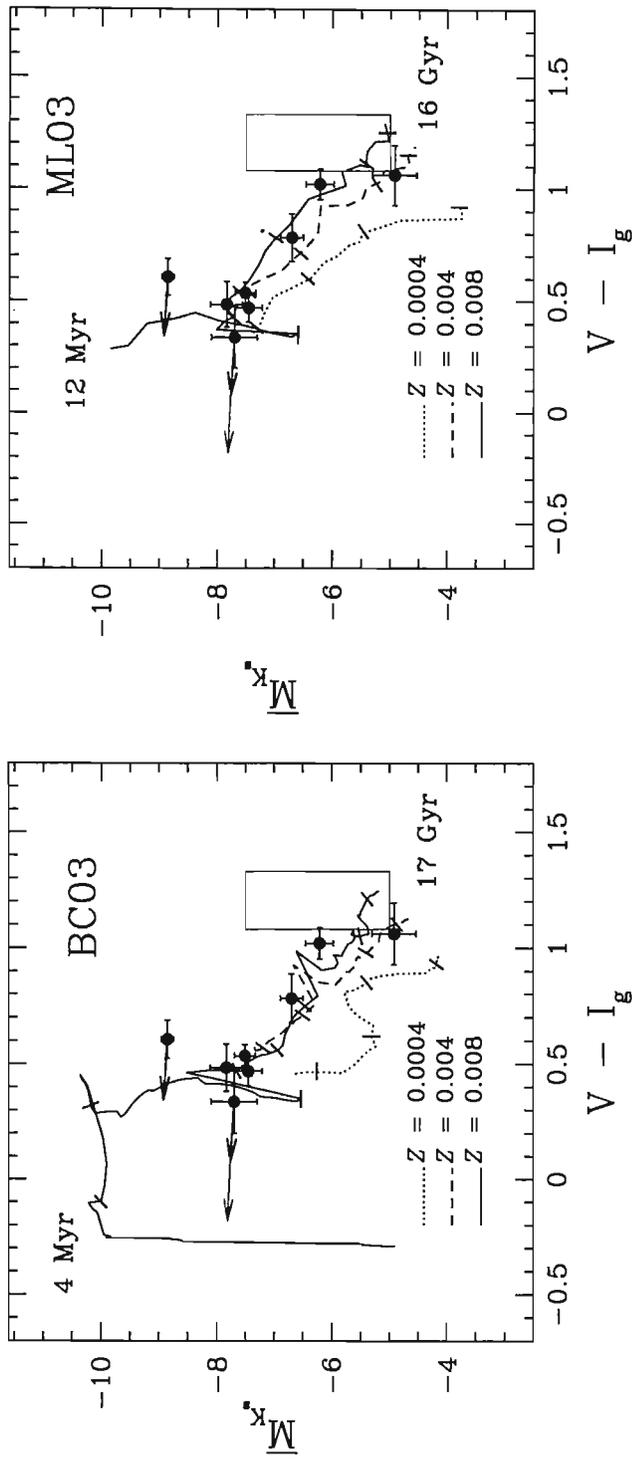


Figura 6.3: Comparación de  $\bar{M}_K$  versus  $(V - I_g)$  de los supercúmulos de las NM con modelos de BC03, (panel izquierdo), y de MLO3 (panel derecho). Línea punteada: modelos con  $Z = 0.0004$ ; línea de guiones:  $Z = 0.004$ ; línea sólida:  $Z = 0.008$ . Las marcas de edad a lo largo de las líneas señalan los mismos intervalos que en la Fig. 5.5. Las flechas gruesas desenojecen los supercúmulos Pre-SWB y SWB I por  $E(B - V) = 0.20$  sobre el promedio de la LMC. La flecha delgada desenojece el supercúmulo Pre-SWB una cantidad adicional  $E(B - V) = 0.15$  mag (ver texto). El rectángulo marca la localización general de la muestra de galaxias de Liu et al. (2002).

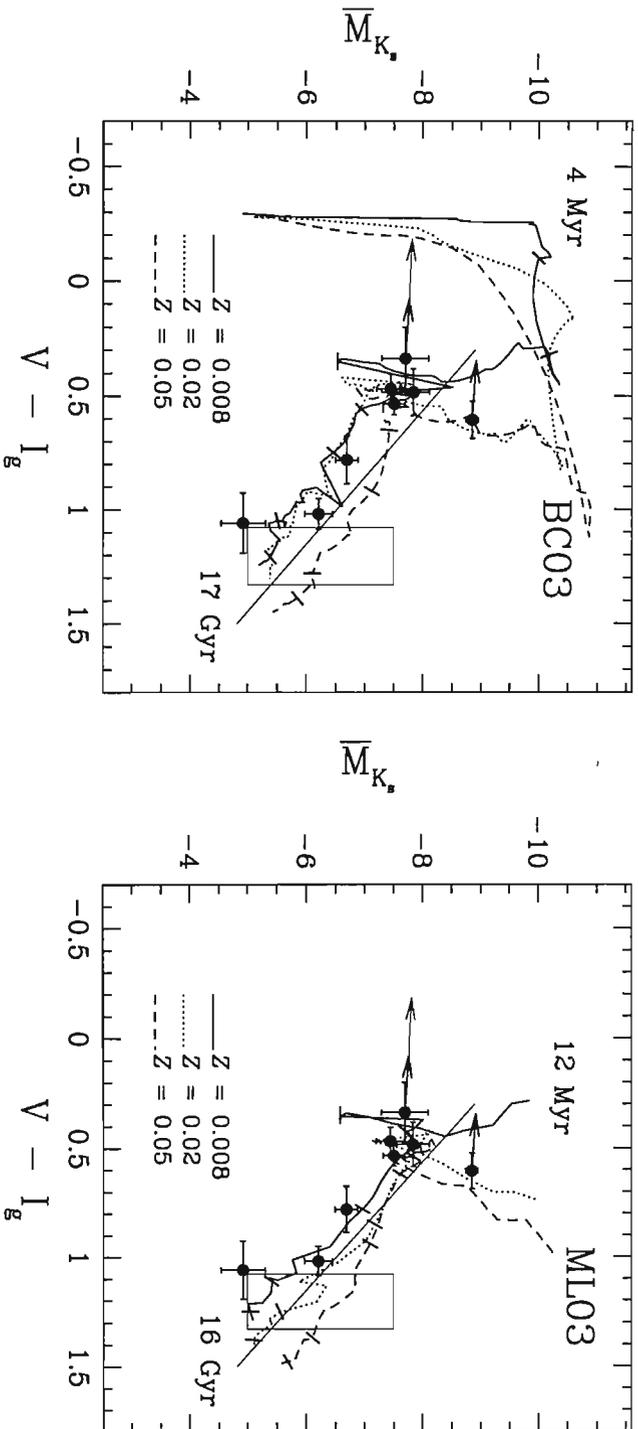


Figura 6.4: Comparación de  $\bar{M}_{K_s}$  versus ( $V - I_g$ ) de los supercúmulos de las NM con modelos de BC03, (*panel izquierdo*), y de MLO3 (*panel derecho*). *Línea sólida*:  $Z = 0.008$ ; *línea punteada*:  $Z = 0.02$ ; *línea de guiones*:  $Z = 0.05$ . La evolución anterior a  $\sim 300$  Maño se muestra ahora para todos los modelos. Los símbolos son los mismos de las Figuras 5.5 y 6.3, excepto que graficamos el modelo BC03 con  $Z = 0.02$  sin marcas de edad para evitar que haya confusión, debido a que corre muy cerca del modelo con  $Z = 0.008$ . La línea recta sólida es el mejor ajuste hallado por Liu et al. (2002) para su muestra de galaxias elípticas y bulbos de espirales.

llantes han sufrido un último brote de formación estelar más recientemente (o tienen una historia de formación estelar más extendida), y que los brotes más recientes en cada objeto tienen una metalicidad que es aproximadamente la misma en todos ellos. Liu et al. concluyen esto porque su muestra yace sobre una línea recta, paralelamente a la dirección de la evolución con la edad a metalicidad fija ostentada por sus modelos. Es interesante hacer notar aquí que, mientras que los modelos BC03 atribuyen una metalicidad más alta a los dos objetos que Liu et al. (2002) dejaron fuera de su ajuste,<sup>5</sup> el modelo de ML03 con metalicidad solar (Fig. 6.4, panel derecho, línea punteada) realiza una excursión hacia magnitudes de fluctuación más brillantes en el lugar preciso para poder atribuirles la misma metalicidad que a galaxias con FBS más débiles. Esto se debe a que las estrellas con pulsaciones térmicas en los modelos de ML03 tienen vidas más largas. Simultáneamente, el hecho de que exista un desplazamiento apreciable entre las galaxias y los supercúmulos magallánicos confirma que el plano  $\bar{M}_{K_s}$  vs.  $(V - I)$  puede coadyuvar al desacoplamiento de los efectos de la edad y la metalicidad en sistemas estelares viejos y de edad intermedia.

Es particularmente digna de ser señalada la observación de que las dos muestras ofrecen resultados consistentes, considerando que las galaxias son sistemas estelares compuestos, mientras que los supercúmulos son aproximadamente poblaciones estelares coetáneas. La explicación más probable es que, ya que están determinadas principalmente por las estrellas más brillantes de una población a una longitud de onda dada, las FBS son más o menos insensibles a una población subyacente relativamente más vieja.

---

<sup>5</sup>Galaxias con  $\bar{M}_{K_s}$  anómalamente brillante; ver también Pahre & Mould (1994); Jensen et al. (1996); Mei et al. (2001a,b).

# Capítulo 7

## Resumen y conclusiones

Hemos presentado en este trabajo la relación entre la magnitud absoluta de fluctuación en la banda  $K_s$  y el color integrado ( $V - I$ ), para más de 180 cúmulos magallánicos. Nuestros resultados extienden hasta magnitudes de fluctuación  $\bar{M}_{K_s} \sim -9$  y color integrado ( $V - I$ )  $\sim -0.4$  la relación lineal que ya había sido observada para galaxias de tipo temprano y bulbos espirales en un rango de fluctuaciones y color mucho más limitado [ $-5 \gtrsim \bar{M}_{K_s} \gtrsim -7$ ,  $1.00 \lesssim (V - I) \lesssim 1.25$ ].

Hemos también comparado esta relación empírica con la evolución con la edad predicha para las propiedades de poblaciones simples en el plano  $\bar{M}_{K_s}$  vs. ( $V - I$ ), con base en las isócronas de Bruzual & Charlot (2003) y Mouhcine & Lançon (2003). La evolución predicha por los modelos y la secuencia observada concuerdan satisfactoriamente en los rangos de  $\bar{M}_{K_s}$  y ( $V - I$ ) cubiertos por los datos analizados en este trabajo [ $-5 \gtrsim \bar{M}_{K_s} \gtrsim -9$ ,  $-0.4 \lesssim (V - I) \lesssim 1.25$ ].

Con la excepción del extremadamente joven supercúmulo Pre-SWB, y posiblemente del viejo y pobre en metales supercúmulo VII, los supercúmulos restantes yacen a lo largo de la correlación lineal encontrada por Liu et al. (2002). Dicha correlación se observa a lo largo de los intervalos  $-5 \gtrsim \bar{M}_{K_s} \gtrsim -9$ ,  $0.3 \lesssim (V - I) \lesssim 1.25$ . Esto implica que cúmulos y galaxias constituyen una secuencia de edad, donde las poblaciones estelares más jóvenes despliegan magnitudes de fluctuación más brillantes en la banda  $K$  y un color ( $V - I$ ) más azul. Al mismo tiempo, el desplazamiento apreciable entre galaxias y

cúmulos estelares de las NM confirma que el plano  $\bar{M}_{K_s}$  vs.  $(V - I)$  puede contribuir a distinguir los efectos de la edad y la metalicidad en sistemas de edad intermedia y viejos.

Más aún, hemos encontrado que los resultados de cúmulos estelares en las Nubes de Magallanes (es decir, poblaciones estelares simples en galaxias irregulares y, por lo mismo, relativamente pobres en metales localizadas en el Grupo Local) concuerdan con aquéllos encontrados por Liu et al. (2002) para bulbos espirales y galaxias elípticas (esto es, sistemas compuestos y de más alta metalicidad que las NM), ubicados no sólo en el Grupo Local sino también en cúmulos de galaxias medianamente densos como Fornax y Virgo. La implicación es que la relación entre  $\bar{M}_{K_s}$  y  $(V - I)$  podría constituir una herramienta razonablemente robusta, bastante insensible al ambiente, al menos en el universo local, para el estudio de las edades y las metalicidades de poblaciones estelares no resueltas, proporcionar elementos adicionales para constreñir historias de formación estelar, y contribuir a la calibración de las magnitudes de fluctuaciones de brillo superficial en la banda  $K_s$  con el fin de determinar distancias cosmológicas.

# Bibliografía

- Ajhar, E. A. & Tonry, J. L. 1994, ApJ, 429, 557
- Alcaino, G. 1978, A&AS, 34, 431
- Alongi, M., Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Fagotto, F., Greggio, L., & Nasi, E. 1993, A&AS, 97, 851
- Aparicio, A., Carrera, R., & Martínez-Delgado, D. 2001, AJ, 122, 2524
- Arp, H. C. 1958, Handbuch der Physik, 51, 75
- Bedin, L. R., Piotto, G., Anderson, J., Cassisi, S., King, I. R., Momany, Y., & Carraro, G. 2004, ApJ, 605, L125
- Bekki, K. & Chiba, M. 2005, MNRAS, 356, 680
- Bessell, M. S. 1979, PASP, 91, 589
- Bessell, M. S., Brett, J. M., Scholz, M., & Wood, P. R. 1991, A&AS, 89, 335
- Bessell, M. S., Brett, J. M., Wood, P. R., & Scholz, M. 1989, A&AS, 77, 1
- Bica, E., Claria, J. J., Dottori, H., Santos, J. F. C., & Piatti, A. E. 1996, ApJS, 102, 57
- Binggeli, B., Sandage, A., & Tarenghi, M. 1984, AJ, 89, 64
- Blakeslee, J. P. 2000, in Constructing the Universe with Clusters of Galaxies
- Blakeslee, J. P., Davis, M., Tonry, J. L., Dressler, A., & Ajhar, E. A. 1999, ApJ, 527, L73

- Blakeslee, J. P., Vazdekis, A., & Ajhar, E. A. 2001, *MNRAS*, 320, 193
- Bressan, A., Fagotto, F., Bertelli, G., & Chiosi, C. 1993, *A&AS*, 100, 647
- Bruzual, G. & Charlot, S. 2003, *MNRAS*, 344, 1000
- Bruzual A., G. 2002, in *IAU Symposium*, 616
- Buzzoni, A. 1989, *ApJS*, 71, 817
- Byrd, G., Valtonen, M., McCall, M., & Innanen, K. 1994, *AJ*, 107, 2055
- Campbell, B., Hunter, D. A., Holtzman, J. A., Lauer, T. R., Shayer, E. J., Code, A., Faber, S. M., Groth, E. J., Light, R. M., Lynds, R., O'Neil, E. J., & Westphal, J. A. 1992, *AJ*, 104, 1721
- Cantiello, M., Raimondo, G., Brocato, E., & Capaccioli, M. 2003, *AJ*, 125, 2783
- Carrera, R., Aparicio, A., Martínez-Delgado, D., & Alonso-García, J. 2002, *AJ*, 123, 3199
- Cerviño, M. & Valls-Gabaud, D. 2003, *MNRAS*, 338, 481
- Cerviño, M., Valls-Gabaud, D., Luridiana, V., & Mas-Hesse, J. M. 2002, *A&A*, 381, 51
- Chabrier, G. 2003, *PASP*, 115, 763
- Charlot, S. & Fall, S. M. 2000, *ApJ*, 539, 718
- Charlot, S., Worthey, G., & Bressan, A. 1996, *ApJ*, 457, 625
- Cioni, M.-R., Loup, C., Habing, H. J., Fouqué, P., Bertin, E., Deul, E., Egret, D., Alard, C., de Batz, B., Borsenberger, J., Dennefeld, M., Epchtein, N., Forveille, T., Garzón, F., Hron, J., Kimeswenger, S., Lacombe, F., Le Bertre, T., Mamon, G. A., Omont, A., Paturel, G., Persi, P., Robin, A., Rouan, D., Simon, G., Tiphène, D., Vauglin, I., & Wagner, S. 2000, *A&AS*, 144, 235
- Clayton, D. D. 1983, *Principles of stellar evolution and nucleosynthesis* (Chicago: University of Chicago Press, 1983)

- Cohen, J. G. 1982, *ApJ*, 258, 143
- Da Costa, G. S. 1999, in *IAU Symp. 190: New Views of the Magellanic Clouds*, 397
- de Boer, K. S., Braun, J. M., Vallenari, A., & Mebold, U. 1998, *A&A*, 329, L49
- Dickel, J. R., Milne, D. K., Kennicutt, R. C., Chu, Y., & Schommer, R. A. 1994, *AJ*, 107, 1067
- Dolphin, A. E. 2000, *PASP*, 112, 1397
- Drinkwater, M. J., Gregg, M. D., Holman, B. A., & Brown, M. J. I. 2001, *MNRAS*, 326, 1076
- Elson, R. A. & Fall, S. M. 1988, *AJ*, 96, 1383
- Elson, R. A. W. & Fall, S. M. 1985, *ApJ*, 299, 211
- Epchtein, N., de Batz, B., Capoani, L., Chevallier, L., Copet, E., Fouque, P., Lacombe, F., Le Bertre, T., Pau, S., Rouan, D., Ruphy, S., Simon, G., Tiphene, D., Burton, W. B., Bertin, E., Deul, E., Habing, H., Borsenberger, J., Dennefeld, M., Guglielmo, F., Loup, C., Mamon, G., Ng, Y., Omont, A., Provost, L., Renault, J.-C., Tanguy, F., Kimeswenger, S., Kienel, C., Garzon, F., Persi, P., Ferrari-Toniolo, M., Robin, A., Paturel, G., Vauglin, I., Forveille, T., Delfosse, X., Hron, J., Schultheis, M., Appenzeller, I., Wagner, S., Balazs, L., Holl, A., Lepine, J., Boscolo, P., Picazzio, E., Duc, P.-A., & Mennessier, M.-O. 1997, *The Messenger*, 87, 27
- Fagotto, F., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 1994a, *A&AS*, 104, 365
- . 1994b, *A&AS*, 105, 29
- . 1994c, *A&AS*, 105, 39
- Feast, M. W., Thackeray, A. D., & Wesselink, A. J. 1960, *MNRAS*, 121, 337
- Ferguson, H. C. 1989, *AJ*, 98, 367

- Ferrarese, L., Ford, H. C., Huchra, J., Kennicutt, R. C., Mould, J. R., Sakai, S., Freedman, W. L., Stetson, P. B., Madore, B. F., Gibson, B. K., Graham, J. A., Hughes, S. M., Illingworth, G. D., Kelson, D. D., Macri, L., Sebo, K., & Silberman, N. A. 2000, *ApJS*, 128, 431
- Ferraro, F. R., Fusi Pecci, F., Testa, V., Greggio, L., Corsi, C. E., Buonanno, R., Terndrup, D. M., & Zinnecker, H. 1995, *MNRAS*, 272, 391
- Fluks, M. A., Plez, B., The, P. S., de Winter, D., Westerlund, B. E., & Steenman, H. C. 1994, *A&AS*, 105, 311
- Fouqué, P., Chevallier, L., Cohen, M., Galliano, E., Loup, C., Alard, C., de Batz, B., Bertin, E., Borsenberger, J., Cioni, M. R., Copet, E., Dennefeld, M., Derriere, S., Deul, E., Duc, P.-A., Egret, D., Epchtein, N., Forveille, T., Garzón, F., Habing, H. J., Hron, J., Kimeswenger, S., Lacombe, F., Le Bertre, T., Mamont, G. A., Omont, A., Paturel, G., Pau, S., Persi, P., Robin, A. C., Rouan, D., Schultheis, M., Simon, G., Tiphène, D., Vauglin, I., & Wagner, S. J. 2000, *A&AS*, 141, 313
- Frogel, J. A., Mould, J., & Blanco, V. M. 1990, *ApJ*, 352, 96
- Fruchter, A. S. & Hook, R.Ñ. 2002, *PASP*, 114, 144
- Gaposchkin, C. 1971a, in *ASSL Vol. 23: The Magellanic Clouds*, 34
- Gaposchkin, C. H. P. 1971b, *The variable stars of the Large Magellanic Cloud* (Washington, Smithsonian Institution Press; [for sale by the Supt. of Docs., U.S. Govt. Print. Off.] 1971.), 13
- Gascoigne, S. C. B. & Kron, G. E. 1953, *PASP*, 65, 32
- Geha, M. C., Holtzman, J. A., Mould, J. R., Gallagher, J. S., Watson, A. M., Cole, A. A., Grillmair, C. J., Stapelfeldt, K. R., Ballester, G. E., Burrows, C. J., Clarke, J. T., Crisp, D., Evans, R. W., Griffiths, R. E., Hester, J. J., Scowen, P. A., Trauger, J. T., & Westphal, J. A. 1998, *AJ*, 115, 1045
- Girardi, L., Bressan, A., Chiosi, C., Bertelli, G., & Nasi, E. 1996, *A&AS*, 117, 113
- González, R. A., Liu, M. C., & Bruzual A., G. 2004, *ApJ*, 611, 270
- . 2005, *ApJ*, 621, 557

- Grebel, E. K. & Chu, Y. 2000, *AJ*, 119, 787
- Groenewegen, M. & de Jong, T. 1993, in *Mass Loss on the AGB and Beyond*, 101
- Groenewegen, M. A. T., van den Hoek, L. B., & de Jong, T. 1995, *A&A*, 293, 381
- Höfner, S., Loidl, R., Aringer, B., Jørgensen, U. G., & Hron, J. 2000, in *ESA SP-456: ISO Beyond the Peaks: The 2nd ISO Workshop on Analytical Spectroscopy*, 299
- Harris, J. & Zaritsky, D. 2004, *AJ*, 127, 1531
- Harris, W. E. 1996, *AJ*, 112, 1487
- Herschel, J. F. W. 1864, *Philosophical Transactions Series I*, 154, 1
- Hodge, P. 1999, in *IAU Symp. 190: New Views of the Magellanic Clouds*, 3
- Iben, I. & Truran, J. W. 1978, *ApJ*, 220, 980
- Jensen, J. B., Luppino, G. A., & Tonry, J. L. 1996, *ApJ*, 468, 519
- Jensen, J. B., Tonry, J. L., Barris, B. J., Thompson, R. I., Liu, M. C., Rieke, M. J., Ajhar, E. A., & Blakeslee, J. P. 2003, *ApJ*, 583, 712
- Jensen, J. B., Tonry, J. L., Thompson, R. I., Ajhar, E. A., Lauer, T. R., Rieke, M. J., Postman, M., & Liu, M. C. 2001, *ApJ*, 550, 503
- Jerjen, H. 2003, *A&A*, 398, 63
- Jerjen, H., Freeman, K. C., & Binggeli, B. 1998, *AJ*, 116, 2873
- . 2000, *AJ*, 119, 166
- Jerjen, H., Rekola, R., Takalo, L., Coleman, M., & Valtonen, M. 2001, *A&A*, 380, 90
- Kerr, F. J., Hindman, J. F., & Robinson, B. J. 1954, *Australian Journal of Physics*, 7, 297
- Kurucz, R. L. 1979, *ApJS*, 40, 1

- Lançon, A. & Mouhcine, M. 2002, *A&A*, 393, 167
- Lejeune, T., Cuisinier, F., & Buser, R. 1997, *A&AS*, 125, 229
- . 1998, *A&AS*, 130, 65
- Liu, M. C., Charlot, S., & Graham, J. R. 2000, *ApJ*, 543, 644
- Liu, M. C. & Graham, J. R. 2001, *ApJ*, 557, L31
- Liu, M. C., Graham, J. R., & Charlot, S. 2002, *ApJ*, 564, 216
- Mackey, A. D. & Gilmore, G. F. 2003, *MNRAS*, 338, 85
- Maraston, C. & Thomas, D. 2000, *ApJ*, 541, 126
- Marengo, M. & Canil, G. 1996, *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 67, 799
- Marigo, P. 2001, *A&A*, 370, 194
- Marigo, P., Girardi, L., & Chiosi, C. 2003, *A&A*, 403, 225
- Mateo, M., Hodge, P., & Schommer, R. A. 1986, *ApJ*, 311, 113
- Mathewson, D. S., Cleary, M.Ñ., & Murray, J. D. 1974, *ApJ*, 190, 291
- Mei, S., Kissler-Patig, M., Silva, D. R., & Quinn, P. J. 2001a, *A&A*, 376, 793
- Mei, S., Quinn, P. J., & Silva, D. R. 2001b, *A&A*, 371, 779
- Mei, S., Silva, D. R., & Quinn, P. J. 2001c, *A&A*, 366, 54
- Miller, B. W., Lotz, J., Ferguson, H. C., Stiavelli, M., & Whitmore, B. C. 1998, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 31, 667
- Mouhcine, M., Gonzalez, R., & Liu, M. 2004, *MNRAS*, 000, 000
- Mouhcine, M. & Lançon, A. 2002, *A&A*, 393, 149
- . 2003, *A&A*, 402, 425
- Ochsenbein, F., Bauer, P., & Marcout, J. 2000, *A&AS*, 143, 23

- Olsen, K. A. G., Hodge, P. W., Mateo, M., Olszewski, E. W., Schommer, R. A., Suntzeff, N. B., & Walker, A. R. 1998, *VizieR Online Data Catalog*, 730, 665
- Pagel, B. E. J. & Tautvaisiene, G. 1998, *MNRAS*, 299, 535
- Pahre, M. A. & Mould, J. R. 1994, *ApJ*, 433, 567
- Parker, J. W. 1993, *AJ*, 106, 560
- Paturel, G., Petit, C., Rousseau, J., & Vauglin, I. 2003, *A&A*, 405, 1
- Persson, S. E., Aaronson, M., Cohen, J. G., Frogel, J. A., & Matthews, K. 1983, *ApJ*, 266, 105
- Raimondo, G., Brocato, E., Cantiello, M., & Capaccioli, M. 2003, in *ESO work shop by Max Plank Institute*, 000
- Renzini, A. & Voli, M. 1981, *A&A*, 94, 175
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Santos, J. F. C. & Frogel, J. A. 1997, *ApJ*, 479, 764
- Scalo, J. M. 1986, *Fundamentals of Cosmic Physics*, 11, 1
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Searle, L., Wilkinson, A., & Bagnuolo, W. G. 1980, *ApJ*, 239, 803
- Selman, F., Melnick, J., Bosch, G., & Terlevich, R. 1999, *A&A*, 341, 98
- Shapley, H. 1957, *The inner metagalaxy* (New Haven: Yale University Press, 1957)
- Skrutskie, M. F., Schneider, S. E., Stiening, R., Strom, S. E., Weinberg, M. D., Beichman, C., Chester, T., Cutri, R., Lonsdale, C., Elias, J., Elston, R., Capps, R., Carpenter, J., Huchra, J., Liebert, J., Monet, D., Price, S., & Seitzer, P. 1997, in *ASSL Vol. 210: The Impact of Large Scale Near-IR Sky Surveys*, 25
- Thackeray, A. D. & Wesselink, A. J. 1952, *The Observatory*, 72, 248

- Tonry, J., Ajhar, E., & Luppino, G. A. 1990, *AJ*, 100, 1416
- Tonry, J. & Schneider, D. 1988, *AJ*, 96, 807
- Tonry, J. L., Blakeslee, J. P., Ajhar, E. A., & Dressler, A. 1997, *ApJ*, 475, 399
- van den Bergh, S. 1981, *A&AS*, 46, 79
- van den Bergh, S. & Harris, W. E. 1982, *AJ*, 87, 494
- Vassiliadis, E. & Wood, P. R. 1993, *ApJ*, 413, 641
- Vazdekis, A., Casuso, E., Peletier, R. F., & Beckman, J. E. 1996, *ApJS*, 106, 307
- Welch, D. L. 1991, *AJ*, 101, 538
- Westera, P. 2001, PhD thesis, University of Basel
- Westerlund, B. 1961, *Uppsala Astronomical Observatory Annals*, 5, 1
- Worthey, G. 1993a, *ApJ*, 409, 530
- . 1993b, *ApJ*, 418, 947
- . 1994, *ApJS*, 95, 107